



UNIVERSITÄTS-
BIBLIOTHEK
PADERBORN

Joh. Müller's Lehrbuch der kosmischen Physik

Müller, Johann Heinrich Jacob

Braunschweig, 1894

Erstes Buch. Bewegungserscheinungen der Himmelskörper und ihre mechanische Erklärung.

[urn:nbn:de:hbz:466:1-96939](https://nbn-resolving.org/urn:nbn:de:hbz:466:1-96939)

ERSTES BUCH.

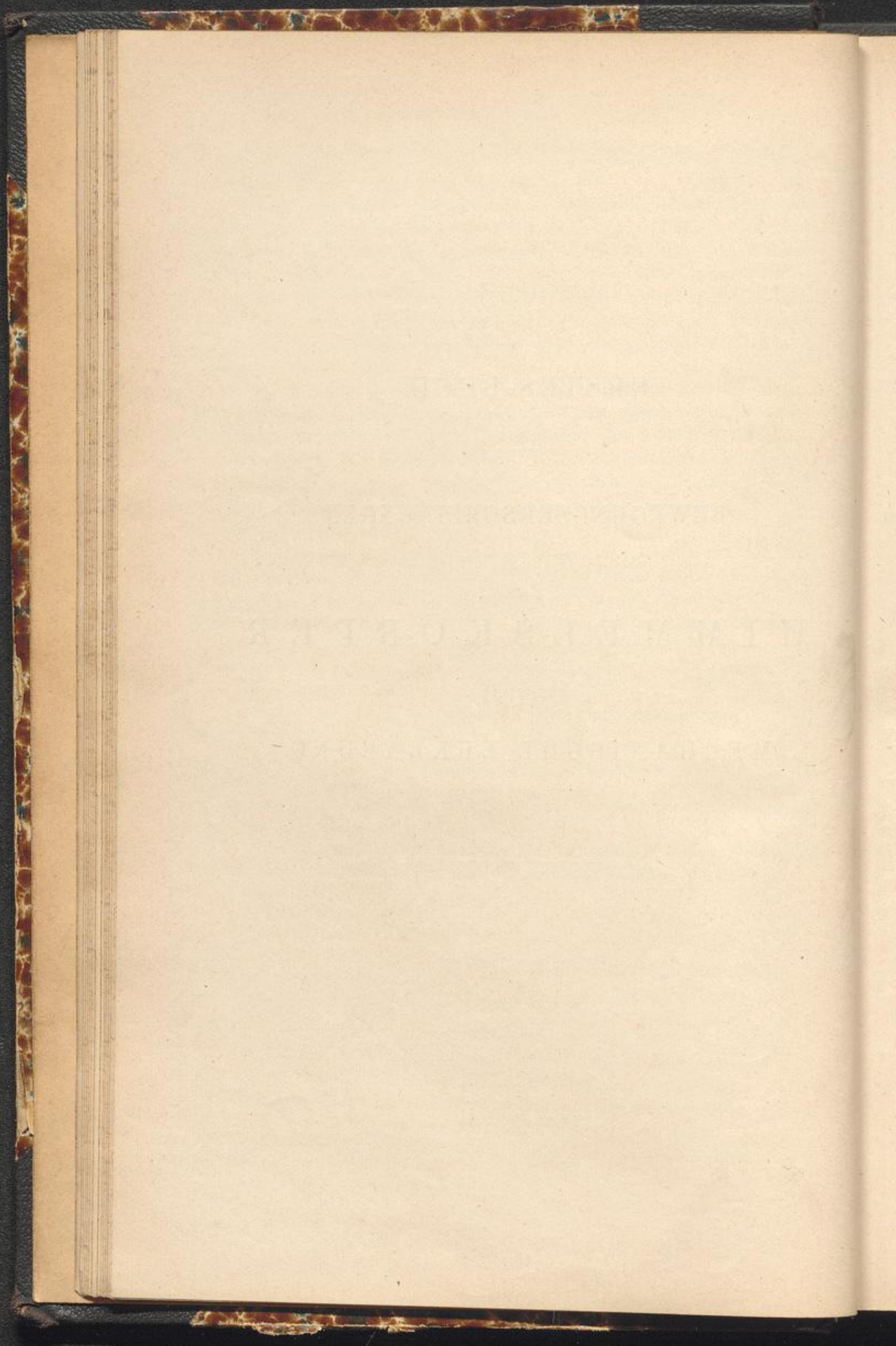
BEWEGUNGERSCHEINUNGEN

DER

HIMMELSKÖRPER

UND IHRE

MECHANISCHE ERKLÄRUNG.

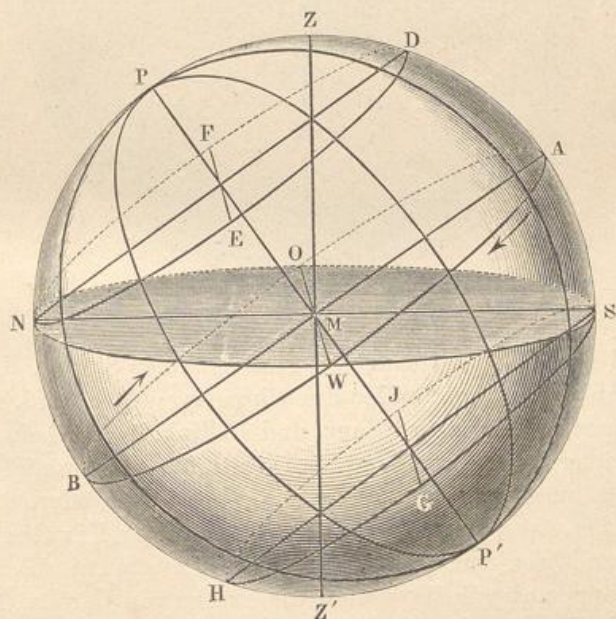


Erstes Capitel.

Der Fixsternhimmel und seine tägliche Bewegung.

Das Himmelsgewölbe. Der Himmel erscheint uns, wenn er nicht durch Wolken verdeckt ist, als eine ungeheure Hohlkugel, von welcher wir jedoch nie mehr als die Hälfte auf einmal übersehen können. In einer ganz flachen Gegend oder auf dem Meere erscheint uns die Oberfläche der Erde als eine Ebene, welche von der sichtbaren Hälfte der Himmelskugel überwölbt ist. Wir befinden uns scheinbar in der Mitte dieser Ebene und in dem Mittelpunkte des Himmelsgewölbes.

Fig. 1.



Die durch das Auge des Beobachters gelegte wagerechte, oder gegen die Richtung der Schwere senkrechte Ebene, welche die sichtbare Hälfte der Himmelskugel von der unsichtbaren scheidet, heisst der Horizont.

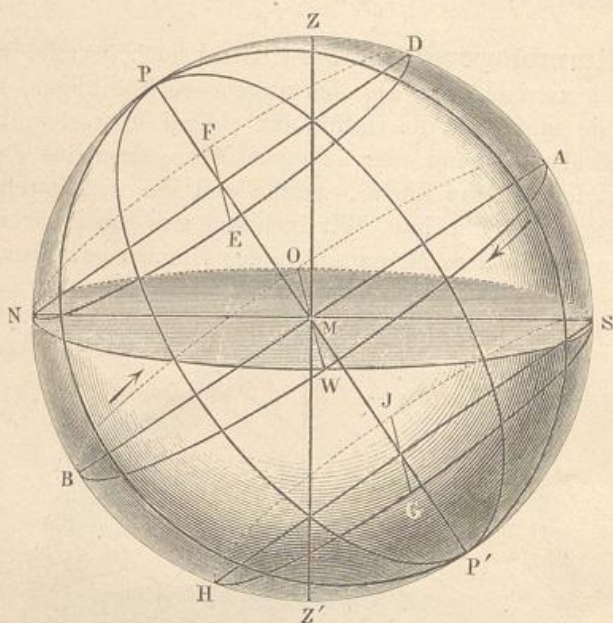
Fig. 1 stellt die Himmelskugel dar. M sei der Standpunkt des Beobachters, den man sich im Mittelpunkt der Hohlkugel vorstellt. — $NOSW$ ist die durch den Mittelpunkt M gelegte Horizontalebene. Die

obere Hälfte der Kugel sei die sichtbare, die untere die unsichtbare Hemisphäre des Himmels.

Denken wir uns durch M eine Linie gezogen, welche auf dem Horizont senkrecht steht, so bezeichnet diese Linie die Richtung der Schwerkraft; ihre Verlängerung trifft die Himmelskugel in den Punkten Z und Z' . Der gerade über dem Haupte des Beobachters liegende Punkt Z heisst das Zenith, der untere Z' heisst das Nadir.

Bei Tage sehen wir die Sonne glänzend am blauen Himmel stehen; sobald sie untergegangen ist, wird die Farbe des Himmels allmählig

Fig. 2.



dunkler und nun erscheint eine Menge funkelnder Sterne, deren um so mehr sichtbar werden, je dunkler das Himmelsgewölbe wird.

Die Sterne, ungleich an Glanz und Helligkeit, erscheinen uns unregelmässig über das Himmelsgewölbe zerstreut. Die wenigen Planeten und Kometen ausgenommen, haben sie eine unveränderliche Stellung gegen einander, weshalb sie auch den Namen der Fixsterne führen. Zur leichteren Orientirung hat man schon im grauen Alterthume die Sterne in Gruppen abgetheilt, welche die Namen von Heroen, Thieren etc. führen, weshalb man denn auch jene Sterngruppen als Sternbilder bezeichnet und sie in den Sternkarten gewöhnlich mit den entsprechenden Figuren bedeckt. Diese Figuren sind meist ganz willkürlich gewählt und durchaus nicht durch die Gruppierung der Sterne bedingt, wie man denn z. B. aus den entsprechenden Sterngruppen schwerlich einen Bären, einen Löwen, eine Jungfrau u. s. w. herausfinden wird.

Näheres über die Sternbilder in einem der nächsten Paragraphen.

Tägliche Bewegung der Gestirne. Obgleich die gegenseitige Stellung der Fixsterne unter einander eine unveränderliche ist, so ändert sich doch beständig ihre Stellung gegen die Erdoberfläche, wovon man sich leicht überzeugen kann, wenn man, ohne seinen Beobachtungsort zu ändern, nur etwa eine halbe Stunde lang die Stellung irgend eines Sternes gegen eine Bergspitze, einen Thurm oder sonst einen festen Punkt auf der Erdoberfläche beobachtet.

Weit auffallender als mit blossem Auge erscheint diese eigene Bewegung der Gestirne, wenn man sie durch stark vergrößernde Fernrohre betrachtet. In kurzer Zeit hat der Stern das Gesichtsfeld des Fernrohres durchwandert.

Diese allen Fixsternen gemeinschaftliche Bewegung ist nun von der Art, dass es scheint, als drehe sich die ganze Himmelskugel sammt allen Sternen in je 24 Stunden um eine feste Axe, welche den Namen der Weltaxe führt.

Im mittleren Deutschland macht diese Weltaxe PP' (Fig. 2) einen Winkel von ungefähr 50° mit dem Horizont, und dieser Winkel PMN , welcher, wie wir bald sehen werden, für verschiedene Orte auf der Erde sehr verschiedene Werthe hat, wird mit dem Namen der Polhöhe bezeichnet. Die Punkte P und P' , in welchen die Weltaxe das Himmelsgewölbe trifft, sind die Pole des Himmels. Der in Deutschland sichtbare Himmelspol P ist der Nordpol des Himmels. Die Polhöhe eines Ortes auf der Erdoberfläche ist also der Winkel, welchen die vom Auge des Beobachters nach dem sichtbaren Pole des Himmels gerichtete Visirlinie mit der Horizontalebene macht.

Eine rechtwinklig auf die Weltaxe durch den Punkt M gelegte Ebene $AWBO$ ist der Himmelsäquator. Mit demselben Namen des Himmelsäquators bezeichnet man aber nicht allein die genannte Ebene, sondern oft auch die Kreislinie, in welcher die Aequatorebene das Himmelsgewölbe schneidet.

Der Aequator theilt die Himmelskugel in eine nördliche und eine südliche Hemisphäre.

Denken wir uns senkrecht zur Ebene des Horizontes durch den Nordpol des Himmels P und das Zenith Z eine Ebene gelegt, so ist diese der Meridian, und die Durchschnittslinie NS des Meridians mit dem Horizont ist die Mittagslinie des Beobachtungsortes M .

Die Mittagslinie trifft die Himmelskugel in den Punkten N und S . Der dem Nordpole des Himmels näher gelegene, N , ist der Nordpunkt, S ist der Südpunkt.

Stellt sich der Beobachter in M so auf, dass er Norden im Rücken, Süden aber vor sich hat, so liegt Osten zu seiner Linken, Westen zu seiner Rechten.

Die Punkte O und W , in welchen eine in der Ebene des Horizontes, und senkrecht gegen die Mittagslinie NS durch M gelegte gerade Linie

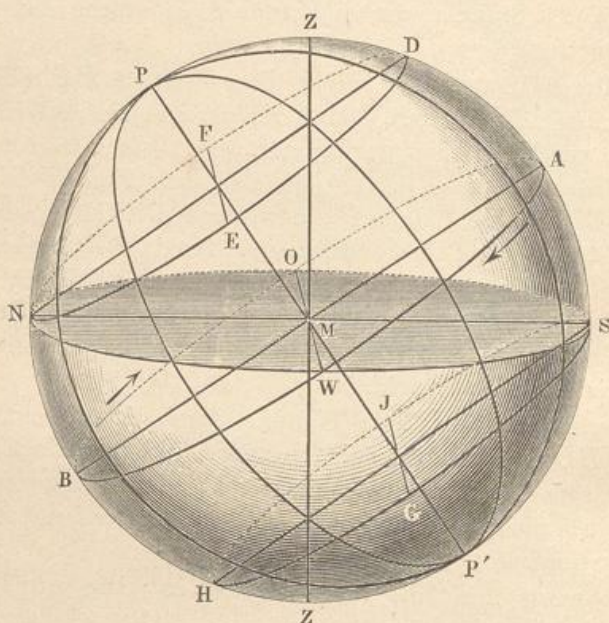
die Himmelskugel trifft, nennt man resp. den Ostpunkt und den Westpunkt des Himmels.

Nach diesen Definitionen können wir nun die Gesetze der täglichen Bewegung des Himmels näher erörtern.

Die scheinbare Drehung der Himmelskugel findet in der Richtung von Osten nach Westen, also in der Richtung der Pfeile in unserer Figur, statt. Auf der Ostseite steigen die Gestirne auf, sie erreichen im Meridian ihre grösste Höhe und gehen dann auf der Westseite wieder nieder. Wenn ein Stern gerade im Meridian steht, so befindet er sich in seiner Culmination.

Ein ungefähr 50° vom Nordpol rechtwinklig auf der Weltaxe stehender Kreis $DENF$, Fig. 3, schneidet denjenigen Theil des Himmels ab,

Fig. 3.



dessen Sterne im mittleren Deutschland stets über dem Horizonte bleiben. Diesem Kreise entsprechend ist auf der Südhalbkugel ein Kreis $SGHJ$ gezogen, welcher den bei uns stets unsichtbaren Theil des Himmels abschneidet.

Diejenigen Sterne, welche beständig über dem Horizonte bleiben, nennt man Circumpolarsterne; dieselben passiren während 24 Stunden zweimal sichtbar den Meridian, einmal, wenn sie auf der Ostseite des Himmels aufsteigend ihren höchsten Punkt erreicht haben, und dann, wenn sie nach ihrem Niedergange auf der Westseite des Himmels in ihrer tiefsten Stellung angekommen sind.

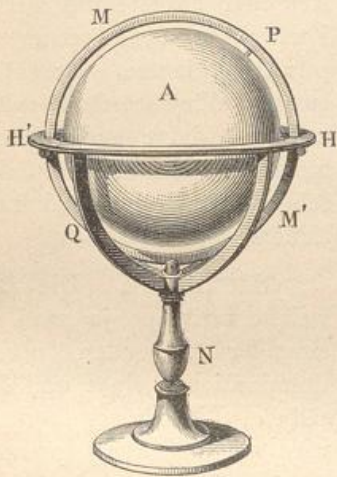
Die Circumpolarsterne haben also eine sichtbare obere und eine sichtbare untere Culmination.

Alle Sterne, welche sich auf der durch die Kreise $DENF$ und $SGHJ$ begrenzten Zone befinden, beschreiben Bahnen, welche theils oberhalb, theils unterhalb des Horizontes liegen: alle auf dieser Zone liegenden Sterne gehen also auf und unter. Derjenige Theil einer Sternbahn, welcher über dem Horizonte liegt, heisst der Tagbogen, der unterhalb des Horizontes liegende Theil dagegen ist der Nachtbogen.

Für alle Sterne, welche auf dem Himmelsäquator liegen, ist der Tagbogen dem Nachtbogen gleich. Auf der nördlichen Halbkugel der Erde ist der Tagbogen für die auf der nördlichen, der Nachtbogen für die auf der südlichen Hemisphäre des Himmels liegenden Sterne grösser.

Die auf- und untergehenden Sterne gehen allerdings auch während jeder Umdrehung der Himmelskugel zweimal durch die Ebene des Meridians, aber nur ihre obere Culmination ist sichtbar.

Fig. 4.



Die bisher besprochenen Erscheinungen der täglichen Bewegung des Himmels lassen sich sehr gut mit Hülfe eines Himmelsglobus, Fig. 4, anschaulich machen. Auf einem passenden Gestelle ist ein messingener Ring MM' eingesetzt, innerhalb dessen eine um die Axe PQ drehbare Kugel A angebracht ist. Auf dieser Kugel sind die verschiedenen Sterne und Sternbilder in gehöriger gegenseitiger Stellung verzeichnet. PQ stellt die Weltaxe, HHH' die Ebene des Horizontes dar. Um die Erscheinungen nachzuahmen, wie sie einem Beobachter in Wirklichkeit erscheinen, hat man nur den Ring M so

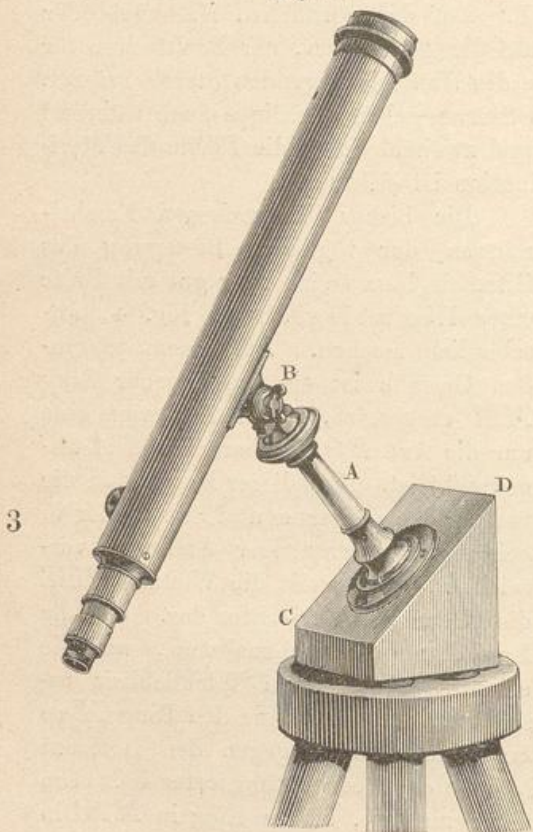
zu stellen, dass die Axe PQ um einen Winkel gegen den Horizont geneigt ist, welcher gleich der Polhöhe des Beobachtungsortes ist. Um eine gehörige Einstellung möglich zu machen, ist der Ring in MM' in Grade eingetheilt.

Wir werden später noch einmal auf den Gebrauch des Himmelsglobus zurückkommen.

Um sich davon zu überzeugen, dass jeder Stern in der That einen Kreis um die Weltaxe beschreibt, braucht man nur ein Fernrohr so aufzustellen, dass es sich um eine feste Axe drehen lässt, deren Richtung mit der Weltaxe parallel ist. Fig. 5 (a. f. S.) zeigt eine hierzu geeignete Vorrichtung. Von dem gewöhnlichen Stativ eines Fernrohres, welches eine Drehung um eine verticale und um eine horizontale Axe erlaubt, sind die Füße weggenommen und die sonst vertical stehende Säule A rechtwinklig auf der schrägen Fläche CD eines Klotzes befestigt, welche mit dem Horizonte einen ebenso grossen Winkel macht wie der Himmelsäquator. Stellt man nun den Apparat so auf, dass die Fläche CD dem

Himmelsäquator parallel ist, so fällt die Axe BA mit der Richtung der Himmelsaxe zusammen. Richtet man alsdann das Fernrohr auf irgend einen Stern, schraubt man dann die Schraube B fest zu, so dass der Winkel, welchen das Fernrohr mit der Säule A macht, sich nicht mehr ändern kann, so braucht man das Fernrohr nur langsam um die Axe A zu drehen, um den Stern beständig im Gesichtsfelde zu behalten. Bei

Fig. 5.



dieser Umdrehung beschreibt die Visirlinie des Fernrohres eine Kegelfläche und der Durchschnitt dieser Kegelfläche mit dem Himmelsgewölbe ist ein Kreis, welcher mit dem Himmelsäquator parallel läuft. Die beschriebene Art der Aufstellung eines Fernrohres nennt man die parallaktische Aufstellung. Wir werden später zweckmässigere und vollkommene Formen parallaktischer Aufstellung kennen lernen.

Sternzeit. Die Zeit, welche zwischen je zwei auf einander folgenden oberen Culminationen eines und desselben Fixsternes vergeht, wird ein Sterntag genannt.

Der Sterntag wird in 24 Stunden, jede dieser Stunden in 60 Minuten, jede Minute in 60 Secunden getheilt.

Die mittlere Sonnenzeit, nach welcher unsere gewöhnlichen Uhren gehen, ist von der eben erwähnten Sternzeit verschieden; denn die Zeit, welche von einer Sonnenculmination bis zur nächsten vergeht, ist, wie wir bald sehen werden, grösser als ein Sterntag.

Ein Sterntag ist nach mittlerer Sonnenzeit gleich 23 Stunden 56 Minuten und 4,09 Secunden, woraus sich folgende Vergleichung der Sternzeit und der mittleren Sonnenzeit ergibt:

Sternzeit	Mittlere Zeit
24h	23h 56 ^m 4,09 ^s
1h	0 59 50,17
1 ^m	0 0 59,84
1 ^s	0 0 0,997

und

Mittlere Zeit	Sternzeit
24h	24h 3 ^m 56,56 ^s
1h	1 0 9,86
1 ^m	0 1 0,16
1 ^s	0 0 0,003

Auf Sternwarten werden nicht allein Uhren gebraucht, welche nach mittlerer Sonnenzeit, sondern auch solche, welche nach Sternzeit gehen.

Die Sternzeit könnte man von der Culmination irgend eines beliebigen Sternes zählen, was aber in der That nicht geschieht; die Astronomen zählen vielmehr den Sterntag von der Culmination eines bestimmten, später näher zu definirenden Punktes auf dem Himmelsäquator an, welcher den Namen des Frühlingspunktes führt und an dessen Stelle gerade kein Stern steht. Vorläufig mag nur bemerkt werden, dass der Frühlingspunkt derjenige Punkt ist, in welchem die Sonne im März den Himmelsäquator passirt.

Hier mag auch die Bemerkung Platz finden, dass die deutschen Astronomen ihren Sonnentag von Mittag zu Mittag zählen, und nicht, wie es im bürgerlichen Leben geschieht, von Mitternacht zu Mitternacht, und dass sie ferner die 24 Stunden ununterbrochen fortzählen; und zwar beginnen sie ihren Tag am Mittag des gleichnamigen bürgerlichen Tages.

Die folgende kleine Tabelle enthält für verschiedene Stunden eines beliebigen Sonnentages die entsprechende Bezeichnung nach astronomischer und bürgerlicher Zeitrechnung:

Astronomische Zeit	Bürgerliche Zeit
6ten März 0h	6ten März 12 ^h Mittags
" " 4	" " 4 Nachmittags
" " 8	" " 8 Abends
" " 12	6 ⁷ ten " 12 Mitternacht
" " 16	7ten " 4 Morgens
" " 20	" " 8 Morgens

4 **Sternbilder.** Für Jeden, welcher die astronomischen Erscheinungen studiren will, ist es von grosser Wichtigkeit, zunächst die Bühne kennen zu lernen, auf welcher alle jene Erscheinungen vor sich gehen, also sich am Fixsternhimmel zu orientiren, d. h. sich wenigstens mit den ausgezeichneteren Sternen und ihrer gegenseitigen Stellung bekannt zu machen.

Die Zahl der im mittleren Europa mit blossem Auge sichtbaren Fixsterne beträgt ungefähr 3000. Nach der Stärke ihres Glanzes hat man sie in sechs Classen abgetheilt, so dass die hellsten als Sterne erster Grösse bezeichnet werden, während man die schwächsten, der einem guten Auge noch erkennbaren, Sterne sechster Grösse nennt. Unter den im mittleren Deutschland mit freiem Augè sichtbaren Sternen giebt es

14 Sterne erster Grösse

51 „ zweiter „

153 „ dritter „

325 „ vierter „

810 „ fünfter „

1871 „ sechster „

gegen 40 „ veränderlicher Grösse.

Dazu kommt aber noch eine ungeheure Anzahl von Sternen, welche nur durch Fernröhre sichtbar sind und welche teleskopische Sterne genannt werden.

Die Zahl der im mittleren Europa sichtbaren Sternbilder beträgt 57, wenn man einige kleinere, in späteren Zeiten auf Kosten der älteren eingeführten unberücksichtigt lässt. Die Namen dieser Sternbilder sind:

/ der kleine Bär,	der Widder,	Eridanus,
/ Cassiopeia,	der Stier,	der Hase,
/ Kamelopard,	Orion,	die Taube,
/ der Drache,	die Zwillinge,	das Einhorn,
/ Cepheus,	der kleine Hund,	der grosse Hund,
/ Perseus,	der Krebs,	das Schiff Argo,
/ der Fuhrmann,	der grosse Löwe,	Hydra,
der Luchs,	der kleine Löwe,	der Becher,
/ der grosse Bär,	der Sextant,	die Jungfrau,
die Jagdhunde,	das Haar der Berenice,	der Rabe,
Bootes,	die Schlange,	der Centaur,
die nördliche Krone,	Ophiuchus,	die Wage,
Hercules,	der Adler,	der Wolf,
/ die Leyer,	der Fuchs,	der Scorpion,
/ der Schwan,	der Pfeil,	der Schütze,
/ die Eidechse,	der Delphin,	das Schild des Sobieski,
Andromeda,	das Füllen,	der Steinbock,
die Fische,	Pegasus,	der Wassermann,
der Triangel,	der Walfisch,	der südliche Fisch.

Die Karten Tab. I. und III. des Atlases zeigen in Polarprojection die Sternbilder der nördlichen Hemisphäre bis zu einer Entfernung von 60° vom Nordpol des Himmels, welcher den Mittelpunkt dieser Karten bildet.

Die Karten Tab. II. und IV. zeigen in Aequatorialprojection den Theil des Himmels, welcher von zwei rechtwinklig auf der Weltaxe stehenden Kreisen begrenzt ist, von denen der eine 50° nördlich, der andere 50° südlich vom Himmelsäquator liegt, es kommen also die Sterne am oberen Rande von Tab. II. und IV. auch am äusseren Rande von Tab. I. und III. vor; am unteren Ende von Tab. II. und IV. befinden sich aber Sterne, welche im mittleren Europa nie über den Horizont kommen.

In diesen Karten sind die Sterne erster bis fünfter Grösse eingetragen, und zwar die Sterne erster Grösse als achtseitige Sternchen, die Sterne zweiter, dritter und vierter Grösse als sechsseitige, fünfseitige und vierseitige Sternchen; die Sterne fünfter Grösse endlich als blosse Punkte.

Die Sternkarten Tab. I. und II. enthalten nur die Sterne selbst, um nicht durch Weiteres die Uebersichtlichkeit der Constellation zu stören. Die Abtheilung der Sternbilder, die Namen derselben, die Bezeichnung der einzelnen Sterne u. s. w. findet man auf den Sternkarten Tab. III. und IV., welche, wie man sich leicht überzeugen kann, den Karten Tab. I. und II. vollkommen entsprechen.

Ein auf der Karte Tab. III. mit dem Radius 50° um den Pol als Mittelpunkt zu ziehender Kreis begrenzt den Theil des Himmels, dessen Sterne für das mittlere Deutschland nicht auf- und nicht untergehen.

Tab. 1 und 2*) stellen einzelne sternreiche Gegenden des Himmels in etwas grösserem Maassstabe sammt den gebräuchlichen Figuren dar, und zwar Tab. 1 die Sternbilder Orion und Stier, Tab. 2 Leyer und Schwan.

Bezeichnung der einzelnen Sterne. Die auffallenderen 5 Sterne waren schon von den Alten mit besonderen Namen belegt worden, wie z. B. Sirius, Capella, Regulus u. s. w.; andere Namen einzelner Sterne rühren von den Arabern her, wie Deneb, Aldebaran, Rigel u. s. w. Da jedoch die Zahl der einzelnen Sterne viel zu gross ist, um jedem einen eigenen Namen beilegen zu können, ohne dass alle Uebersichtlichkeit verloren ginge, so haben die Astronomen seit Bayer und Doppelmayr die helleren Sterne jedes Sternbildes mit griechischen oder lateinischen Buchstaben bezeichnet, und zwar so, dass man in der Regel den hellsten Stern des Sternbildes α , den folgenden β u. s. w. nannte. Später musste man jedoch auch noch zu Zahlen seine Zuflucht

*) Während der Atlas die grösseren Tafeln enthält, ist eine Reihe kleinerer dem Text unmittelbar angehängt. Zum Unterschied sollen die Tafeln des Atlases mit lateinischen, die kleineren, dem Text angehängten Tafeln aber mit arabischen Ziffern bezeichnet werden.

nehmen; bei Weitem die grösste Zahl teleskopischer Sterne hat aber überhaupt keine besondere Bezeichnung.

Die bei uns sichtbaren Sterne erster Grösse sind:

1) Nördlich vom Aequator.

Wega oder α der Leyer,
 Capella oder α des Fuhrmanns.
 Arcturus oder α des Bootes.
 Aldebaran oder α des Stiers.
 Regulus oder α des grossen Löwen.
 Atair oder α des Adlers.
 Pollux oder β der Zwillinge.
 Procyon oder α des kleinen Hundes.
 Beteigeuze oder α des Orion.

2) Südlich vom Aequator.

Rigel oder β des Orion.
 Sirius oder α des grossen Hundes (der hellste Fixstern).
 Spica oder α der Jungfrau.
 Antares oder α des Scorpions.
 Fomalhaut oder α des südlichen Fisches.

Von Manchen wird auch noch Deneb oder α des Schwans zu den Sternen erster Grösse gerechnet.

Es wird keine Schwierigkeit haben, diese Sterne auf den Karten Tab. I. und II., sowie auch auf Tab. III. und IV. aufzufinden.

Unter den Sternen zweiter Grösse ist hervorzuheben:

α Ursae minoris oder der Polarstern.

Algenib oder α des Perseus, der nördliche von den beiden Sternen zweiter Grösse, welche unsere Karte in diesem Sternbilde zeigt. Der andere als ein Stern zweiter Grösse bezeichnete ist Algol oder β des Perseus, der Hauptstern im Haupte der Medusa. Algol, ist veränderlich, er wechselt zwischen zweiter und vierter Grösse.

Der grosse Bär enthält sechs Sterne zweiter Grösse, welche mit einem Stern dritter Grösse die Constellation Fig. 6 bilden, welche die Alten auch den Wagen nannten. Die Sterne δ , ϵ , ζ und η bilden den Schwanz des grossen Bären. Alle diese sieben Sterne führen auch arabische Namen; so heisst α des grossen Bären auch Dubhe; Merak und Mizar sind die arabischen Namen für β und ζ Ursae majoris.

Im grossen Löwen finden sich ausser einem Sterne erster Grösse, dem Regulus, noch drei Sterne zweiter Grösse, von denen der östliche β Leonis auch den Namen Denebola führt.

In der Nähe des schon erwähnten Pollux im Sternbilde der Zwillinge, und zwar nordwestlich von demselben, findet sich α Geminorum oder Castor, ein Stern zweiter Grösse.

Zu den schönsten Sternbildern des Himmels gehören Orion und der Stier, welche in Tab. 1 besonders dargestellt sind. Wie bereits oben erwähnt wurde, sind im Orion zwei Sterne erster Grösse, Rigel und Beteigeuze, im Stier aber einer, nämlich Aldebaran. Im Orion bilden drei nahe zusammenstehende Sterne zweiter Grösse eine fast gerade Linie (den Jakobsstab oder den Gürtel des Orion), welche nach Osten hin verlängert etwas über dem Sirius hinläuft.

Das Sternbild des Stieres ist besonders durch zwei Sterngruppen, die Hyaden und die Plejaden (das Siebengestirn oder die Gluckhenne), ausgezeichnet, deren schon Homer Erwähnung thut. Die Hyaden, zunächst bei Aldebaran, bilden mit demselben ein Dreieck; nordwestlich davon stehen die Plejaden, ein dicht gedrängter Sternhaufen, in dessen Mitte sich Alcyone, ein Stern dritter Grösse, befindet.

Wir werden später noch auf die Eigenthümlichkeiten einzelner Fixsterne zurückkommen.

Orientirung am Himmel. Um sich am gestirnten Himmel zu orientiren, geht man gewöhnlich vom Sternbilde des grossen Bären aus, welches durch die ausgezeichnete Constellation, Fig. 6, am nördlichen Himmel zu allen Jahreszeiten leicht aufgefunden werden kann. Denkt

Fig. 6.



man sich die Linie, welche die Sterne α und β verbindet, in der Richtung von β über α hinaus verlängert, so geht dieselbe nahe bei einem Sterne P vorbei, welcher ungefähr $5\frac{1}{2}$ mal so weit von α absteht als β . Dieser Stern ist der Polarstern (α des kleinen Bären), welcher immer sehr nahe nördlich vom Beobachter steht.

Hat man einmal den grossen Bären und den Polarstern am Himmel aufgefunden, so geben diese Sterne den Ausgangspunkt zu einer weiteren Orientirung am Himmel und zur Aufsuchung der übrigen Sternbilder. Eine öfters wiederholte Vergleichung guter Sternkarten und Himmelsgloben mit dem gestirnten Himmel selbst ist das beste Mittel, die einzelnen Sternbilder kennen zu lernen.

Um eine solche Orientirung zu erleichtern, mag hier noch angeführt werden, an welcher Stelle des Himmels Abends um 9 Uhr die wichtigsten Sternbilder zu finden sind.

In der Mitte Januar steht um 9 Uhr Abends der Stier und Orion am südlichen Himmel; Aldebaran hat bereits den Meridian

passirt und Rigel ist der Culmination nahe. Am südöstlichen Himmel ist Sirius leicht aufzufinden. Dem Zenith sehr nahe steht Capella im Sternbild des Fuhrmanns. Eine gerade Linie von Rigel über Beteigeuze führt zum Sternbild der Zwillinge, welches durch die beiden Sterne Castor und Pollux leicht kenntlich ist. Am ostnordöstlichen Himmel geht der grosse Löwe auf. Regulus steht im Osten schon ungefähr 20° über dem Horizont. Etwas westlich vom Nordpunkt ist Wega eben über dem Horizont sichtbar.

Unterhalb des Horizontes befinden sich um diese Zeit unter anderen die Sternbilder Jungfrau, Scorpion, Schütze, Adler, Delphin u. s. w.

In der bezeichneten Abendstunde in der Mitte Februar culminirt Sirius, und Orion steht westlich, Castor und Pollux in einer Höhe von etwa 70 Graden noch etwas östlich vom Meridian. Nach Nordnordwesten hin steht α des Schwans dem Horizont nahe. Am östlichen Himmel ist das Sternbild des Löwen jetzt ganz sichtbar, indem Denebola gerade nach Osten hin schon ungefähr 25° über dem Horizonte steht. Am westlichen Himmel findet man das Sternbild des Widders ungefähr 30° über dem Horizont. Im Nordosten ist Arcturus im Sternbild des Bootes eben aufgegangen.

Mitte März, Abends 9 Uhr. Der Widder dem Untergange nahe; Stier und Orion am westlichen Himmel, Regulus der Culmination nahe. Im Osten ist Spica im Sternbild der Jungfrau bereits aufgegangen. Gerade nach Norden steht α des Schwans eben über dem Horizont.

Mitte April, Abends 9 Uhr. Orion und der Stier dem Untergange nahe; der grosse Löwe culminirt, und zwar hat Regulus den Meridian bereits passirt. Denebola steht noch östlich von demselben. Zwischen Aldebaran und Regulus findet man das Sternbild der Zwillinge am westlichen Himmel ungefähr 40° über dem Horizont. Im Südosten des Himmels steht das Sternbild der Jungfrau. Der grosse Bär steht fast im Zenith. Sirius dem Untergange nahe.

Mitte Mai, Abends 9 Uhr. Nach Norden hin, etwas westlich vom Meridian und noch 20° über dem Horizont findet man das Sternbild der Cassiopeia. Am nordöstlichen Himmel ist der Schwan bereits ganz aufgegangen, und Wega steht schon ziemlich hoch über dem Horizont. Etwas weniger hoch über dem Horizont steht Capella nach Nordwesten hin. Am westlichen Himmel findet man die Zwillinge und den kleinen Hund. Spica nähert sich dem Meridian. Etwas weiter davon entfernt, aber höher, findet sich Arcturus im Sternbild des Bootes.

Mitte Juni, Abends 9 Uhr. Arcturus hat den Meridian bereits passirt und steht ungefähr 60° über dem Horizont. Am westlichen Himmel ist der grosse Löwe sichtbar. Die Zwillinge sind zum Theil schon untergegangen, aber Castor und Pollux noch sichtbar. Im Südsüdwesten steht das Sternbild der Jungfrau. Am östlichen Himmel findet man den Delphin, den Adler, den Schwan und die Leyer. Am süd-südöstlichen Himmel steht Antares im Sternbild des Scorpions.

Mitte Juli, Abends 9 Uhr. Antares hat bereits den Meridian passirt. Regulus ist dem Untergange nahe. Spica steht am südwestlichen Himmel. Gerade nach Norden hin Capella fast am Horizont. Hoch am östlichen Himmel stehen Delphin, Adler, Schwan und Leyer.

Mitte August, Abends 9 Uhr. Spica eben untergehend, der Scorpion 30° westlich vom Meridian nahe über dem Horizont. Bootes am westlichen Himmel. Wega culminirt, beinahe 80° über dem Horizont, etwas östlich davon steht der Schwan.

Mitte September, Abends 9 Uhr. Delphin und α des Schwans culminiren, am westlichen Himmel steht Arcturus dem Horizont nahe; am nordöstlichen Himmel sieht man Capella in geringer Höhe über dem Horizont.

Mitte October, Abends 9 Uhr. Am westlichen Himmel stehen Adler, Schwan und Leyer. Aldebaran und die Plejaden sind im Osten bereits aufgegangen.

Mitte November, Abends 9 Uhr. Gerade nach Norden hin steht der grosse Bär in seiner tiefsten Stellung. Cassiopeia beginnt zu culminiren. Orion ist im Osten, und etwas mehr nach Norden hin sind die Zwillinge aufgegangen. Ausserdem stehen am östlichen Himmel der Fuhrmann, Perseus, der Stier, und mehr nach Süden hin der Walfisch. α der Andromeda hat eben den Meridian passirt. Am westlichen Himmel Adler, Leyer, Schwan u. s. w.

Mitte December, Abends 9 Uhr. Am östlichen Himmel glänzen Orion, der Stier, die Zwillinge, der Fuhrmann mit der Capella. Im Süden steht der Walfisch. Der Widder, ungefähr 60° über dem Horizont, hat bereits den Meridian passirt. Dem Zenith nahe stehen Perseus und Cassiopeia. Ersteres Sternbild ist der Culmination nahe, letzteres hat den Meridian bereits passirt. Am westlichen Himmel ist der Delphin dem Untergange nahe, mehr nach Norden hin steht die Leyer noch über dem Horizont und zwischen beiden etwas höher am Himmel der Schwan.

Die am oberen Rande der Karte Tab. IV. notirten Monatstage bezeichnen die Stelle des Himmels, welche an den genannten Tagen um Mitternacht culminirt. Zieht man z. B. von dem Punkte des oberen Randes, welcher dem 9. December entspricht, eine verticale Linie herunter, so geht diese durch den Stern β Orionis; Rigel culminirt also um Mitternacht am 9. December.

Ebenso ersieht man aus jener Karte, dass das Sternbild des Scorpions Ende Mai und Anfangs Juni um Mitternacht culminirt.

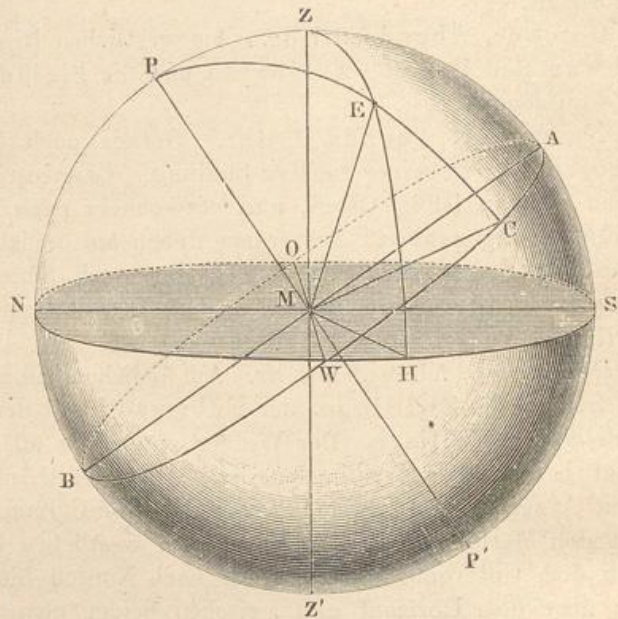
Höhe und Azimut. Um die Stellung eines Gestirns am Himmel mit der Genauigkeit zu bestimmen, wie es astronomische Zwecke erfordern, genügt es nicht, seine Stellung in einem Sternbilde anzugeben, es genügt z. B. nicht, zu sagen: der oder jener Stern steht im Kopfe des Drachen; der Mond befindet sich eben in der linken Schulter der

Jungfrau u. s. w. Solche Angaben können nur dazu dienen, annähernd den Ort des Gestirns am Himmel zu bezeichnen; eine genaue Ortsbestimmung erfordert mathematische Hilfsmittel.

Um irgend einen Punkt am Himmel mit mathematischer Genauigkeit zu bestimmen, bedarf es vor allen Dingen eines zweckmässig gewählten Coordinatensystems, und zwar zeigt sich für astronomische Zwecke ein auf der Oberfläche der Himmelskugel angebrachtes System grösster Kreise als das passendste.

Denken wir uns durch einen Stern E , Fig. 7, den Beobachtungsort M , und das Zenith Z desselben eine Ebene gelegt, so schneidet diese die

Fig. 7.



Himmelskugel in einem grössten Kreise ZEH , welcher rechtwinklig auf dem Horizonte steht.

Alle solche durch das Zenith gelegte, auf dem Horizont rechtwinklig stehende Kreise heissen Höhenkreise oder auch Verticalkreise.

Der Bogen EH vom Stern E bis zu dem Punkte H , in welchem sein Höhenkreis den Horizont trifft, heisst die Höhe des Sternes, der Bogen EZ aber vom Stern zum Zenith heisst die Zenithdistanz.

Höhe und Zenithdistanz eines Sternes ergänzen sich zu 90° . Ist also die Höhe eines Sternes 60° , so ist seine Zenithdistanz 30° .

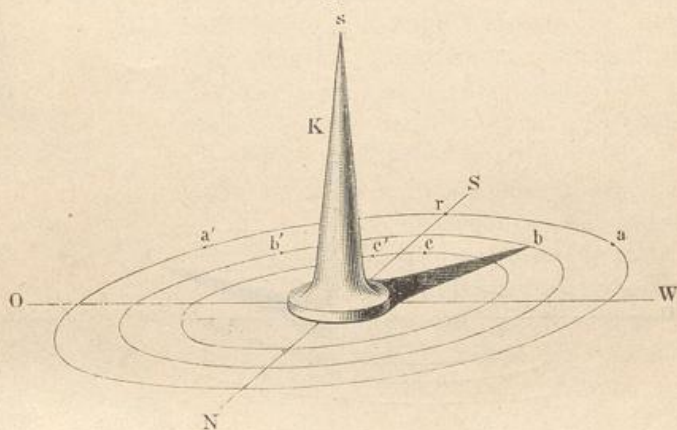
Der Bogen SH vom Südpunkte S des Horizontes bis zum Punkte H , in welchem der Höhenkreis des Sternes E den Horizont trifft, heisst das Azimut des Sternes E ; das Azimut eines Sternes kann also auch als der Winkel defnirt werden, welchen sein Höhenkreis mit der Ebene des Meridians macht.

Das Azimut wird vom Südpunkte *S* nach Westen hin gezählt. Das Azimut 90° entspricht also dem Westpunkte. Für den Ostpunkt des Horizontes ist das Azimut 270° . Ein Höhenkreis, dessen Azimut 315° ist, liegt 45° östlich vom Meridian, er trifft gerade nach Südosten hin den Horizont.

Durch Höhe und Azimut ist die Stellung eines Sternes vollkommen bestimmt. Eine solche Bestimmung gilt jedoch immer nur für einen gegebenen Zeitmoment; denn in Folge der täglichen Bewegung des Himmels ändert sich sowohl Höhe als auch Azimut eines Gestirns in jedem Augenblick.

Bestimmung des Meridians. Denkt man sich durch das Auge *S* des Beobachters und ein Gestirn, welches eben culminirt, eine Verticalebene gelegt, so ist diese der Meridian.

Fig. 8.



In dem Moment, in welchem die Sonne ihre grösste Höhe erreicht, ist der Schatten, welchen ein verticaler Stab auf eine horizontale Ebene wirft, am kürzesten. Um also die Mittagslinie zu bestimmen, könnte man in dem Augenblick, in welchem die Länge des Stabschattens ein Minimum geworden ist, durch das Ende desselben eine gerade Linie nach dem Mittelpunkte des Stabes zu ziehen, diese Linie wäre alsdann die Mittagslinie.

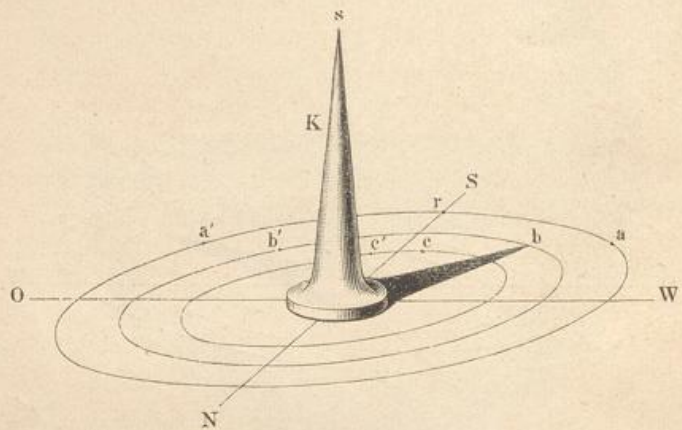
Nun aber ändert sich um die Mittagszeit die Länge des Schattens so langsam, dass man nicht erwarten kann, nach der angegebenen Methode die Richtung der Mittagslinie mit einiger Genauigkeit zu bestimmen. Genauer findet man sie auf folgende Weise:

Auf einer horizontalen Ebene (etwa der wagerecht gestellten Ebene eines Messtischblattes) ziehe man eine Reihe concentrischer Kreise und stelle dann einen spitzigen Kegel *K* von Holz oder Messing so auf, dass der Mittelpunkt seiner Grundfläche mit dem Mittelpunkte der gezogenen Kreise zusammenfällt. Dieser Kegel wirft nun einen Schatten. Zu einer

bestimmten Zeit des Vormittags wird die Spitze des Schattens gerade auf den äussersten Kreis fallen, und man bezeichnet nun den Punkt a , wo dies stattfindet. Je mehr die Sonne steigt, desto kürzer wird der Schatten, und so wird denn auch nach und nach die Spitze des Schattens den zweiten, den dritten u. s. w. Kreis treffen, und man bezeichnet jedesmal die Punkte b, c u. s. w., wo dies der Fall ist. In gleicher Weise bezeichnet man auch des Nachmittags die Punkte c', b', a' , in welchen die Spitze des Stabschattens dieselben Kreise trifft. Halbirt man nun den Bogen aa' , zieht man von dem Halbirungspunkte r eine Linie nach dem Mittelpunkte der Kreise, so ist dies die Mittagslinie, welche in unserer Figur durch NS bezeichnet ist. In gleicher Weise erhält man sie durch Halbirtung des Bogens bb' und des Bogens cc' .

Wären alle Beobachtungen und Halbirtungen fehlerlos, so müssten die so bestimmten Mittagslinien genau zusammenfallen. Ist dies nicht

Fig. 9.



der Fall, so nimmt man eine zwischen diesen liegende mittlere Richtung als Mittagslinie an.

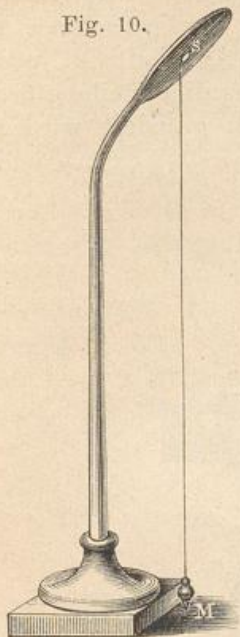
Eine solche Vorrichtung, wie überhaupt jede, welche dazu dient, um durch den Schatten irgend eines Körpers die Mittagslinie zu bestimmen oder Sonnenhöhen zu messen, wird ein Gnomon genannt. Ist einmal für einen Gnomon die Mittagslinie bestimmt, so erhält man durch diese Vorrichtung leicht Höhe und Azimut der Sonne für einen gegebenen Moment. Bezeichnen wir nämlich den Mittelpunkt der Kreise durch M , so ist der Winkel bMr das Azimut, der Winkel bsM ist die Zenithdistanz, der Winkel sbM ist die Höhe der Sonne in dem Moment, in welchem der Schatten der Spitze s nach b fällt.

Der Augenblick, in welchem die Spitze des Stabschattens gerade auf die Mittagslinie fällt, ist der wahre Mittag.

Wenn ein Gnomon die Sonnenhöhe mit einiger Genauigkeit geben soll, so muss er bedeutende Dimensionen haben, und in der That wandten auch die alten Aegypter die Obeliskten an, eine Sonnenhöhe zu be-

stimmen; allein mit der grösseren Höhe des schattenwerfenden Körpers

Fig. 10.

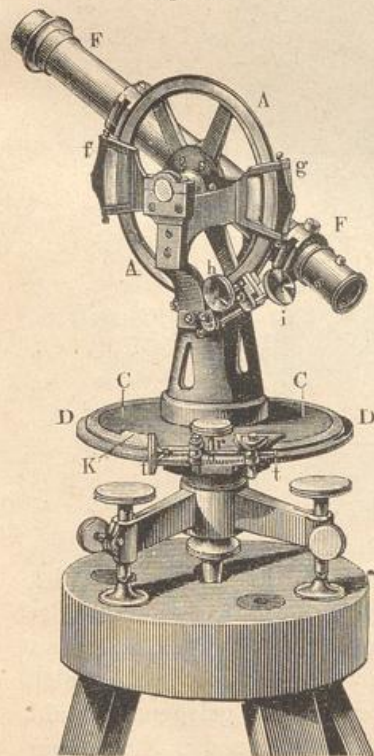


wird auch der Schatten der Spitze verwaschener, und hierin liegt alsdann eine neue Fehlerquelle.

Um den letzteren Uebelstand zu vermeiden, bringt man an der höchsten Spitze des Gnomons eine mit einer kleinen Oeffnung versehene Metallplatte an. Eine derartige Vorrichtung ist in Fig. 10 dargestellt. Die Scheibe wirft einen Schatten, in dessen Mitte ein rundes, helles Fleckchen erscheint, welches durch die Oeffnung *s* hindurch vom Sonnenlicht beschienen wird. Die Mitte dieses erleuchteten Fleckchens, welche sich mit ziemlicher Genauigkeit ermitteln lässt, entspricht der Spitze des Stabschattens in Fig. 9. Ein von der Oeffnung *s* herabhängendes Bleiloth bezeichnet den Punkt *M* auf der horizontalen Ebene, welcher gerade unter *s* liegt. Die Länge *Ms* entspricht dann der Länge des verticalen Stabes, welcher den gewöhnlichen Gnomon bildet.

Auch nach diesem Princip hat man Gnomone im grossen Maassstabe ausgeführt, indem

Fig. 11.



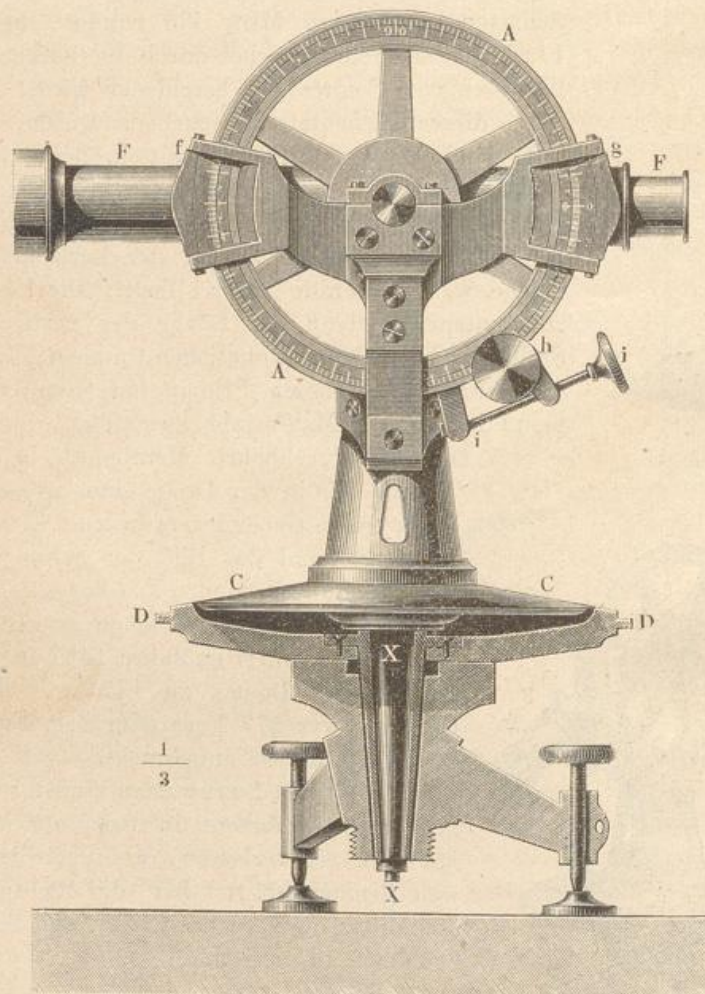
man die durchbohrte Metallplatte in der Wand oder in der Decke eines grossen, innen freien Gebäudes, etwa einer Kirche, anbrachte und das Bild der Sonne auf den gegenüberliegenden Fussboden fallen liess. Einen solchen Gnomon errichtete Paul Toscanelli im Jahre 1467 in der Kuppel des Domes zu Florenz. Die Oeffnung war 277 Fuss über dem Fussboden der Kirche angebracht.

In älteren Sternwarten findet man noch solche Gnomone, in neueren Zeiten hat man sie verlassen, weil man jetzt weit genauere Mittel hat, die Richtung der Mittagslinie zu bestimmen und Sonnenhöhen zu messen.

Der Theodolit. Ein ungleich genaueres Mittel, sowohl Höhe und Azimut zu messen, als auch den Meridian zu bestimmen, bietet der Theodolit dar. Ein solches Instrument ist in Fig. 11 perspectivisch und in Fig. 12 (a. f. S.) in grösserem Maassstabe in geometrischem

Aufriss dargestellt; es besteht im Wesentlichen aus zwei getheilten Kreisen, von denen der eine vertical, der andere horizontal ist. Der Verticalkreis *A* ist sammt dem Fernrohr *F* an einer horizontalen Axe befestigt und beide sind um diese Axe drehbar, so dass die gegenseitige Stellung des getheilten Verticalkreises und des Fernrohres nicht geändert werden kann. Zu beiden Seiten des drehbaren Kreises sind feste Nonien *f* und *g*

Fig. 12.

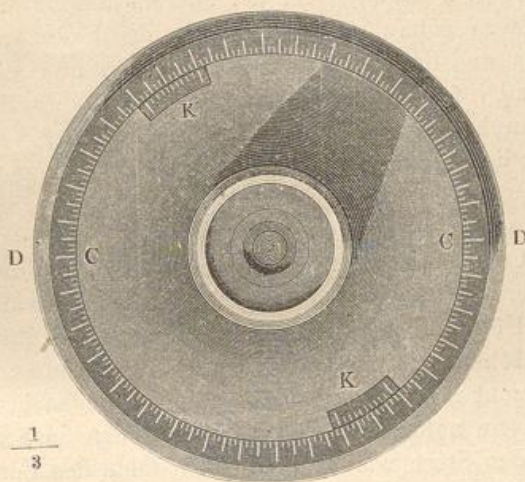


g angebracht. Wenn das Instrument gehörig aufgestellt und justirt ist, sollen die Nullpunkte der Nonien *g* und *f* auf die Punkte 0 und 180 der Theilung zeigen, sobald die Axe des Fernrohres vollkommen wagerecht steht; dreht man dann das Fernrohr aus seiner horizontalen Richtung heraus, um es auf einen höher oder tiefer gelegenen Punkt zu richten, so kann man die Grösse dieser Drehung an den Nonien ablesen.

Die Stellschraube *h* dient dazu, bei jeder beliebigen Neigung des Fernrohres dieses sammt dem Verticalkreis festzustellen. Die Mikrometerschraube *i* wird benutzt, um feinere Verstellungen des Fernrohres in seiner verticalen Umdrehungsebene zu bewirken.

Das Gestell, welches die horizontale Axe des Fernrohres trägt, ist auf einem horizontalen, um den verticalen Zapfen *X* drehbaren Kreise *C* befestigt, welcher der Alhidadenkreis oder die Alhidade genannt wird. Dieser Kreis dreht sich genau passend innerhalb eines mit dem Fussgestell des ganzen Apparates fest verbundenen, ringsum mit einer Gradtheilung versehenen kreisförmigen Ringes *D*, welcher der Limbus genannt wird. Die Alhidade trägt an ihrem äusseren Rande zwei Nonnien *K*, welche sich bei der Drehung der Alhidade längs der Theilung des Limbus hinbewegen und welche man deutlicher in Fig. 13 sieht, welche die Alhidade und den Limbus von oben gesehen darstellt, jedoch

Fig. 13.



mit Weglassung der Stellschraube *r*, Fig. 11. mittelst deren man die Alhidade an den Limbus anklebmen, und der Mikrometerschraube *t*, mittelst deren man eine feinere Verschiebung der Alhidade bewerkstelligen kann.

Um den Limbus und die Alhidade gehörig wagerecht zu stellen, was man an einer in der Mitte der Alhidade angebrachten Dosenlibelle erkennen kann, benutzt man die drei Fusschrauben (in Fig. 11 sowohl wie in Fig. 12 sind deren nur zwei sichtbar), welche das ganze Instrument tragen.

Wir bemerken noch, dass die Theodolitfernrohre stets astronomische Fernrohre sind (Lehrb. der Physik, 8. Aufl., Bd. II, 1, S. 371), dass sie also alle Gegenstände umgekehrt zeigen und dass sie mit einem Fadencross versehen sind. An der Stelle nämlich, an welcher das Bild des Objectives zu Stande kommt, ist eine in der Mitte mit einer runden Oeffnung versehene Metallscheibe angebracht; über diese Oeffnung sind

dann zwei sehr feine Fäden (in der Regel Spinnenfäden) sich rechtwinklig kreuzend ausgespannt, Fig. 14. Will man einen bestimmten

Fig. 14. Gegenstand, etwa einen Stern, einvisiren, so richtet man das Fernrohr so, dass das Bild des zu beobachtenden Gegenstandes genau in den Durchschnittspunkt der Fäden fällt. Man sieht, dass auf diese Weise die Visirlinie des Fernrohres vollkommen genau bestimmt ist.



Will man durch das Theodolitfernrohr die Sonne beobachten, so muss man vor dem Ocular ein dunkelfarbiges Glas, das Sonnenglas, anbringen, weil das Auge ohne ein solches den Glanz des Sonnenlichtes nicht ertragen würde.

10 Bestimmung der Mittagslinie mit Hülfe des Theodolits. Um nun mit Hülfe des Theodolits die Mittagslinie zu bestimmen, verfährt man in folgender Weise: Man richtet das Fernrohr des Instrumentes einige Zeit, n Stunden vor der oberen Culmination eines Sternes, so, dass der Stern genau im Mittelpunkte des Fadenkreuzes erscheint. Der Höhenkreis und der Horizontalkreis werden nun mittelst der Stellschrauben h und r festgestellt und dann der Nonius des Horizontalkreises abgelesen. Durch diese Ablesung ist die Lage der Verticalebene des Fernrohres für den Moment dieser ersten Beobachtung vollkommen bestimmt.

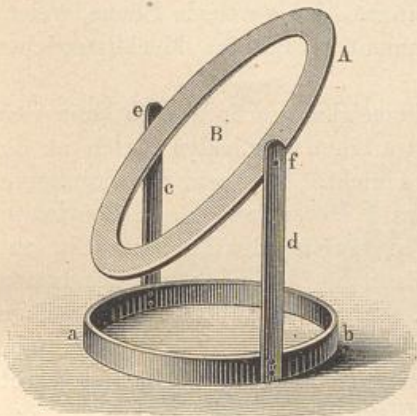
Der Stern schreitet nun nach Westen vor, während zugleich seine Höhe bis zur Culmination zunimmt. Nach der Culmination nimmt die Höhe wieder ab, n Stunden nach der Culmination wird der Stern wieder genau dieselbe Höhe haben, wie zur Zeit der ersten Beobachtung. Wenn man also den Höhenkreis und das Fernrohr unverändert in der Stellung gegen den Horizont lässt, die sie bei der ersten Beobachtung einnahmen, so wird man, wenn nahezu die Zeit von n Stunden nach der Culmination verflossen ist, den Stern wieder im Gesichtsfelde des Fernrohres finden, wenn man die Alhidade sammt Höhenkreis und Fernrohr um die verticale Axe des Instrumentes nach Westen dreht. Zunächst wird nun der Stern wieder genau hinter den verticalen Faden des Fadenkreuzes gebracht und dann folgt man dem Sterne, indem man den Horizontalkreis langsam und zwar zuletzt mit Hülfe der Mikrometerschraube t gegen Westen fortschiebt, bis zu dem Moment, in welchem der Stern so tief gesunken ist, dass er wieder genau im Mittelpunkte des Fadenkreuzes erscheint. Man liest nun abermals den Nonius des Alhidadenkreises ab und erfährt durch diese zweite Ablesung den Winkel, welchen die Verticalebene des Fernrohres bei der ersten Beobachtung mit der Verticalebene des Fernrohres bei der zweiten Beobachtung macht. Halbirt man diesen Winkel, so ist dann eine durch die Halbirungslinie gelegte Verticalebene die Ebene des Meridians.

Hat z. B. der Nonius des Alhidadenkreises bei der ersten Beobachtung auf 152° gestanden, bei der zweiten aber auf 226° , so wird sich

die Ebene des Fernrohres und des Höhenkreises im Meridian befinden, wenn man den Alhidadenkreis so stellt, dass der Nonius desselben auf 189^0 zu stehen kommt.

An der Sonne würde man in derselben Weise durch Vormittags- und Nachmittagsbeobachtungen den Meridian bestimmen können, wenn man z. B. jedesmal den scheinbar höchsten Punkt des Sonnenrandes auf den Durchschnittspunkt der beiden Fäden einstellte. Bei dieser Bestimmungsweise des Meridians mittelst correspondirender Sonnenhöhen ist indessen zu berücksichtigen, dass in der Zeit zwischen der Vormittags- und Nachmittagsbeobachtung die Sonne sich in ihrer scheinbaren jährlichen Bahn am Himmel (welche wir im dritten Capitel näher besprechen werden) fortbewegt hat, wodurch es nöthig wird, an der auf dem oben bezeichneten Wege gefundenen Mittagslinie noch eine Correction anzubringen, welche

Fig. 15.



ihren grössten Betrag zur Zeit der Tag- und Nachtgleichen erreicht. Von diesem Uebelstande ist die Bestimmung des Meridians durch correspondirende Sternhöhen ganz frei.

Mit grosser Sicherheit erhält man den Meridian durch correspondirende Höhen von Circumpolarsternen, wenn man dieselben ungefähr sechs Stunden vor und nach ihrer Culmination anstellt.

Es ist leicht, zur Nachtzeit irgend einen Stern erster, zweiter oder dritter Grösse in das Gesichtsfeld des Fernrohres zu bringen; zur Nachtzeit aber ist das Fadenkreuz, welches bei Tage sich scharf von dem hellen Himmelsgrunde abhebt, ganz unsichtbar, wenn man nicht das Gesichtsfeld auf künstliche Weise erleuchtet.

Die Beleuchtung des Gesichtsfeldes in dem Fernrohre des Theodoliten kann man auf folgendem Wege bewerkstelligen. Auf das Objectivende des Fernrohres wird ein leichter Messingring *ab*, Fig. 15, aufgeschoben. An diesem sind zwei Messingstäbchen *c, d* befestigt, durch deren oberen Theil bei *e* und *f* je eine in eine Spitze auslaufende Schraube hindurchgeht, um welche sich der elliptische flache Ring *A* herumdrehen lässt. Die eine Seite des Ringes ist mit weissem Papier beklebt; durch eine seitlich aufgestellte Laterne wird diese weisse Fläche, erhellt und wirft dann hinlänglich Licht in das Fernrohr, um das Gesichtsfeld so zu erleuchten, dass das Fadenkreuz deutlich sichtbar wird. Von dem Sterne fallen noch genügend viele Strahlen durch den elliptischen Ausschnitt *B* auf das Objectiv des Fernrohres, um ein deutliches Bild des Sternes zu geben.

Hat man einmal nach der angegebenen Methode den Punkt des Limbus ermittelt, auf welchen man den Nonius der Alhidade einstellen muss, damit die verticale Drehungsebene des Fernrohres mit der Ebene des Meridians zusammenfällt, so bleibt noch übrig, die Richtung der Mittagslinie ein- für allemal zu fixiren, damit man das Instrument wieder wegnehmen kann, ohne bei einer späteren Aufstellung an derselben Stelle den Meridian von Neuem bestimmen zu müssen.

Die Fixirung der Mittagslinie geschieht dadurch, dass man das in die Ebene des Meridians gebrachte Fernrohr gegen den Horizont neigt und nun sieht, ob sich auf demselben oder auf der Erdoberfläche nicht irgend ein Gegenstand, etwa eine Thurmspitze, eine Mauerkante, eine Giebelspitze, ein Blitzableiter u. s. w., findet, welcher gerade im Meridian liegt, welcher also den Kreuzungspunkt des Fadenkreuzes passirt, wenn man das Fernrohr um seine horizontale Axe dreht. Ein solcher Punkt wird nun das Meridianzeichen genannt. Eine verticale Ebene, welche durch den Aufstellungsort des Instrumentes und das Meridianzeichen geht, ist die Ebene des Meridians.

Wenn sich kein passendes Meridianzeichen vorfindet, so kann man ein solches herrichten, indem man etwa einen verticalen Strich an der Wand eines passend gelegenen Hauses zieht. Ein sehr zweckmässiges Meridianzeichen besteht in einem etwa 1 Meter langen, in Centimeter getheilten Maassstabe, welchen man in horizontaler Lage und in entsprechender Entfernung so befestigt, dass die Meridianebene des Instrumentes seine Länge ungefähr halbirt. Ist dieser Maassstab einmal gehörig befestigt, so kann man durch später wiederholte Bestimmungen der Meridianebene leicht ermitteln, welcher Theilstrich desselben es eigentlich sei, der genau die Richtung der Mittagslinie bezeichnet.

Uebrigens kann man, wenn ein mit fein getheiltem Horizontalkreise versehenes Instrument zur Verfügung steht, jeden in beliebiger Richtung stehenden, gut sichtbaren Gegenstand als Marke für die Auffindung der Meridianrichtung benutzen. Hat man auf die vorhin beschriebene Weise die Lage der Meridianrichtung auf dem Horizontalkreise des Theodoliten gefunden, so ergiebt eine Einstellung irgend eines Gegenstandes auf die Mitte des Fadenkreuzes und Ablesung des Horizontalkreises das Azimut des eingestellten Objectes. Ist dieses einmal bekannt, so kann man später jederzeit durch Einstellung desselben und Ablesung des Horizontalkreises umgekehrt die Richtung des Meridians leicht wiederfinden.

- II Declination, Stundenwinkel und Rectascension.** Alle durch die Weltaxe PP' , Fig. 16, gelegten Ebenen schneiden die Himmelskugel in grössten Kreisen, welche den Namen der Declinationskreise oder der Stundenkreise führen. Durch jeden Stern kann man sich einen Stundenkreis gelegt denken und alle diese Stundenkreise stehen rechtwinklig auf der Ebene des Aequators.

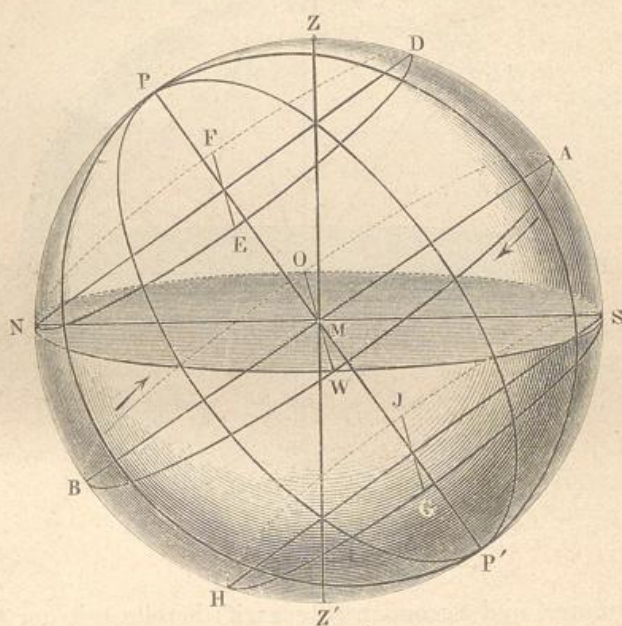
Der Viertelkreis PEC , Fig. 17 (a. f. S.), ist ein Theil des dem Sterne E angehörigen Stundenkreises. Dasjenige Bogenstück EC des Stundenkreises, welches zwischen dem Sterne und dem Aequator liegt, heisst die Declination oder die Abweichung des Sternes.

Die Declination eines Sternes ist nördlich oder südlich, je nachdem derselbe auf der nördlichen oder südlichen Halbkugel des Himmels liegt.

Der Bogen PE vom Sterne bis zum Pol heisst die Poldistanz. Poldistanz und Abweichung ergänzen sich zu 90° .

Während der täglichen Bewegung des Himmels ändert sich die Declination der Fixsterne nicht; die Abweichung eines Fixsternes ist also

Fig. 16.



eine unveränderliche Grösse, weil ja jeder Stern einen Kreis beschreibt, welcher mit dem Aequator parallel ist.

Alle solche Kreise, welche man sich auf der Himmelskugel parallel mit dem Aequator gezogen denkt, werden Parallelkreise genannt.

Der Winkel, welchen der Stundenkreis PEC des Sternes E mit dem Meridian PZA , Fig. 17, macht, wird der Stundenwinkel des Sternes E genannt. Der Stundenwinkel wird durch den Bogen AC auf dem Aequator gemessen, dessen ganzer Umfang entweder in 360 Grade oder in 24 Stunden und deren Unterabtheilungen getheilt ist. Die Stunde bezeichnet man gewöhnlich mit h , die Zeitminute mit m , und die Zeitsecunde mit s ; dagegen die Bogenminute mit $'$ und die Bogensecunde mit $''$.

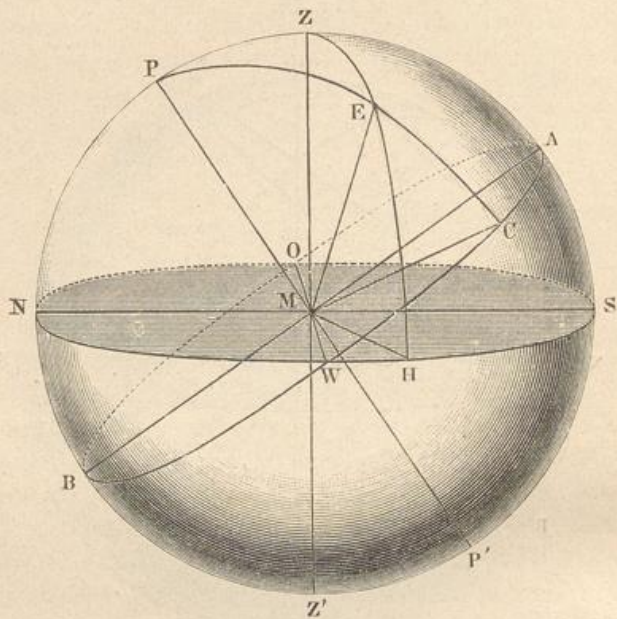
Es sind also:

$$\begin{aligned} 1^h &= 60^m = 15^\circ \\ 4^m &= 1^\circ \\ 1^m &= 15' \\ 4^s &= 1' \\ 1^s &= 15'' \end{aligned}$$

Die Zählung geschieht stets von dem Punkte *A* aus, in welchem der Meridian den Aequator schneidet, nach Westen hin.

Der in Zeit ausgedrückte Stundenwinkel eines Sternes, welcher sich immer nur auf einen bestimmten Moment bezieht, sagt aus, wie viel

Fig. 17.



Stunden, Minuten und Secunden (Sternzeit) bereits seit der letzten Culmination dieses Sternes verflossen sind.

Es ist klar, dass durch Stundenwinkel und Abweichung (Declination) für einen bestimmten Moment die Stellung eines Sternes am Himmelsgewölbe ganz in ähnlicher Weise bestimmt ist, wie durch Azimut und Höhe; während aber Höhe und Azimut eines Sternes sich durch die Drehung der Erde gleichzeitig ändern, bleibt die Declination constant und nur der Stundenwinkel ändert sich, weil in jedem Augenblicke ein anderer Punkt des Aequators es ist, von welchem aus der Stundenwinkel gezählt wird.

Eine von der Zeit unabhängige Bestimmung der Sternörter am Himmel erhält man, wenn man die Winkel auf dem Aequator nicht von einem veränderlichen Punkte aus zählt, sondern von einem Punkte, welcher eine feste Stellung auf dem Aequator, also mit der ganzen

Himmelskugel die tägliche Bewegung gemeinschaftlich hat. Zum Ausgangspunkte dieser Winkelzählung hat man den Seite 11 erwähnten Frühlingspunkt gewählt. Wir werden im dritten Capitel sehen, auf welche Weise dieser Punkt genau bestimmt werden kann.

Der in der Richtung von Süd nach Ost u. s. w. auf dem Aequator gezählte Winkel vom Frühlingspunkte bis zu dem Punkte, in welchem der Stundenkreis eines Sternes den Aequator trifft, wird die Rectascension oder die gerade Aufsteigung des Sternes genannt. Durch Rectascension und Declination ist die Stelle eines Sternes am Himmel vollkommen bestimmt.

Die Rectascension wird entweder in Graden oder in Stunden und ihren Unterabtheilungen ausgedrückt, wie wir dies schon beim Stundenwinkel gesehen haben. Die in Zeit ausgedrückte Rectascension eines Sternes giebt an, wie viel Stunden, Minuten und Secunden (Sternzeit) der fragliche Stern später culminirt als der Frühlingspunkt.

Folgendes ist die Rectascension (gerade Aufsteigung) und die Declination (Abweichung) einiger der ausgezeichnetsten Sterne für das Jahr 1890, nebst dem Betrage der jährlichen Veränderung durch die Präcession, von welcher im dritten Capitel die Rede sein wird. Mit Hilfe derselben kann man für nicht zu entfernte Zeiten den sogenannten mittleren Ort der Sterne berechnen. Um die Sternörter so zu erhalten, wie sie in Wirklichkeit dem Beobachter erscheinen (scheinbarer Ort), muss noch die Einwirkung der Nutation und Aberration (I. Buch, 3. Cap. und II. Buch, 1. Cap.) berücksichtigt werden. Für die umstehenden Sterne kann der scheinbare Ort für jeden Tag des Jahres aus dem Berliner Astronomischen Jahrbuche entnommen werden.

Namen	Grösse	Gerade		Jährl. Aend.	Abweichung 1890,0	Jährl. Aend.
		Aufsteigung 1890,0				
α Andromedae	2	0h	2m 42s	+ 3,1 ^s	+ 28° 28' 59"	+ 19,9'
α Cassiopeiae	2 $\frac{1}{2}$	0	34 16	+ 3,4	+ 55 56 2	+ 19,8
α Ursae minoris (Polaris)	2	1	18 31	+ 23,3	+ 88 43 18	+ 18,9
α Arietis	2	2	0 58	+ 3,4	+ 22 56 31	+ 17,2
α Ceti	2 $\frac{1}{2}$	2	56 32	+ 3,1	+ 3 39 28	+ 14,3
α Persei	2	3	16 28	+ 4,3	+ 49 28 8	+ 13,1
η Tauri (Alcyone)	3	3	40 57	+ 3,6	+ 23 45 52	+ 11,4
α Tauri (Aldebaran) . . .	1	4	29 36	+ 3,4	+ 16 17 15	+ 7,5
α Aurigae (Capella) . . .	1	5	8 34	+ 4,4	+ 45 53 7	+ 4,0
β Orionis (Rigel)	1	5	9 15	+ 2,9	- 8 19 46	+ 4,4
β Tauri	2	5	19 20	+ 3,8	+ 28 30,49	+ 3,4
α Canis majoris (Sirius) .	1	6	40 18	+ 2,6	- 16 33 57	- 4,7
α Geminorum (Castor) . .	2 $\frac{1}{2}$ u. 3 $\frac{1}{3}$	7	27 35	+ 3,8	+ 32 7 45	- 7,6
α Canis minoris (Procyon)	1	7	33 33	+ 3,1	+ 5 30 23	- 9,0
β Geminorum (Pollux) . .	1 $\frac{1}{2}$	7	38 35	+ 3,7	+ 28 17 29	- 8,4
α Hydrae	2	9	22 11	+ 2,9	- 8 10 56	- 15,4
α Leonis (Regulus)	1 $\frac{1}{2}$	10	2 31	+ 3,2	+ 12 30 16	- 17,5
α Ursae majoris	2	10	56 56	+ 3,7	+ 62 20 41	- 19,4
β Leonis	2	11	43 27	+ 3,1	+ 15 11 13	- 20,1
γ Ursae majoris	2 $\frac{1}{2}$	11	48 3	+ 3,2	+ 54 18 23	- 20,0
α Virginis (Spica)	1	13	19 24	+ 2,4	- 10 35 13	- 18,9
α Bootis (Arcturus)	1	14	10 39	+ 2,7	+ 19 45 19	- 18,9
α Librae	2 $\frac{1}{2}$	14	44 48	+ 3,3	- 15 35 4	- 15,2
α Coronae	2	15	30 2	+ 2,5	+ 27 5 7	- 12,3
α Scorpiae (Antares) . . .	1 $\frac{1}{2}$	16	22 40	+ 3,7	- 26 10 15	- 8,3
α Lyrae (Vega)	1	18	33 13	+ 2,0	+ 38 40 54	+ 3,2
α Aquilae (Atair)	1 $\frac{1}{2}$	19	45 25	+ 2,9	+ 8 34 41	+ 9,3
α Cygni	1 $\frac{1}{2}$	20	37 31	+ 2,0	+ 44 52 11	+ 12,7
α Piscis austrini (Fomal- haut)	1 $\frac{1}{2}$	22	51 34	+ 3,3	- 30 12 19	+ 19,0

Das Zeichen + bezeichnet eine nördliche, — eine südliche Declination.

Auf Himmelsgloben findet man den Aequator entweder in 360 Grade oder in 24 Stunden und Minuten getheilt. Der Nullpunkt dieser Theilung ist der Frühlingspunkt. Der durch den Frühlingspunkt gezogene Stundenkreis ist dann gleichfalls in Grade getheilt, so dass 90 Grade auf den Bogen vom Frühlingspunkte bis zum Nordpol und 90 Grade auf den

Bogen vom Frühlingspunkte bis zum Südpol gezählt sind. Auf diesem Stundenkreise kann dann die Declination für jeden einzelnen Parallelkreis abgelesen werden.

In der Sternkarte Tab. IV. erscheint der Aequator als gerade Linie; man sieht ihn hier in 360 Grade getheilt. Die entsprechende Theilung in Stunden und Minuten findet sich am unteren Rande der Karte. Auf der durch den Nullpunkt der Theilung des Aequators (den Frühlingspunkt) gelegten Verticalen findet man dann eine weitere Theilung, durch welche die Declinationen gemessen werden.

Auf der Karte Tab. III. kann man die Rectascensionen am Rande, die Declinationen auf einer vom Nordpol nach dem Rande gezogenen geraden Linie ablesen.

Nach diesen Erläuterungen wird es eine zweckmässige Uebung sein, nach den in der obigen Tabelle mitgetheilten Werthen der geraden Aufsteigung und der Abweichung die dort verzeichneten Sterne aufzusuchen.

Um die in Zeit angegebene Rectascension rasch in Bogen- oder Winkelwerthe umwandeln zu können, dient folgende Tabelle:

	1 ^s Zeit = 15'' Bogen		
	4 ^s " = 1' "		
	1 ^m " = 15' "		
	2 ^m " = 30' "		
	3 ^m " = 45' "		
Minuten	Grade	Minuten	Grade
4 Zeit	1 Bogen	32 Zeit	8 Bogen
8 "	2 "	36 "	9 "
12 "	3 "	40 "	10 "
16 "	4 "	44 "	11 "
20 "	5 "	48 "	12 "
24 "	6 "	52 "	13 "
28 "	7 "	56 "	14 "
Stunden	Grade	Stunden	Grade
1 Zeit	15 Bogen	13 Zeit	195 Bogen
2 "	30 "	14 "	210 "
3 "	45 "	15 "	225 "
4 "	60 "	16 "	240 "
5 "	75 "	17 "	255 "
6 "	90 "	18 "	270 "
7 "	105 "	19 "	285 "
8 "	120 "	20 "	300 "
9 "	135 "	21 "	315 "
10 "	150 "	22 "	330 "
11 "	165 "	23 "	345 "
12 "	180 "	24 "	360 "

Es sei z. B. auf Tab. IV. α Leonis aufzusuchen. Seine Rectascension ist $10^h 3^m$ (die Secunden müssen bei der Kleinheit der Karte unberücksichtigt bleiben) oder $150^\circ 45'$; man geht also vom Frühlingspunkte aus auf dem Aequator nach der Linken bis zu dem Punkte, welcher $150\frac{3}{4}$ Grad entspricht, errichtet in demselben ein Perpendikel, auf welchem man dann mit dem Zirkel die Declination von $12\frac{1}{2}$ Grad nach Norden abzumessen hat, um den Ort des Regulus zu finden.

12 Mittagsrohr und Mittagskreis. Wir müssen nun sehen, auf welche Weise Rectascension und Declination der Gestirne mit Genauigkeit ermittelt werden kann.

Wenn ein Fernrohr so aufgestellt ist, dass es nur in einer verticalen Ebene bewegt werden kann, welche genau in die Ebene des Meridians fällt, so kann man an diesem Instrumente mit Hülfe einer guten Uhr genau den Zeitpunkt beobachten, an welchem irgend ein bestimmter Fixstern den Meridian passirt.

Man kann eine solche Beobachtung selbst bei Tage machen; denn obgleich man, während die Sonne am Himmel ist, die Sterne mit blossen Auge nicht sieht, so sind doch durch ein Fernrohr bei Anwendung hinreichend starker Vergrößerungen am Tage Sterne erster, zweiter, ja selbst dritter Grösse sichtbar.

Hat man nun an einem Tage die Culmination zweier Sterne beobachtet, so ist die Zeit (nach Sternzeit gemessen), welche zwischen der Culmination des ersten und der des zweiten, verstreicht, die in Zeit ausgedrückte Differenz der Rectascensionen beider Sterne.

Hätte man z. B. an einem bestimmten Tage die Culmination von α Arietis an einer nach mittlerer Sonnenzeit gehenden Uhr um $4^h 30^m 18^s$ Nachmittags beobachtet, die Culmination von α Tauri aber um $6^h 58^m 32^s$, so ist der fragliche Zeitunterschied $2^h 28^m 14^s$ mittlerer Sonnenzeit oder $2^h 28^m 38^s$ Sternzeit. Die Rectascension von α Tauri wäre demnach um $2^h 28^m 38^s$ oder als Winkel ausgedrückt um $37^\circ 9' 30''$ grösser als die Rectascension von α Arietis, d. h. mit anderen Worten, der Stundenkreis von α Arietis macht mit dem Stundenkreise von α Tauri einen Winkel von $37^\circ 9' 30''$.

Ist also nur für einen einzigen Stern die Rectascension, d. h. der Abstand seines Stundenkreises vom Frühlingspunkte, bekannt, so kann man, von diesem Sterne ausgehend, nach der eben angegebenen Weise leicht die Rectascensionen aller übrigen Sterne ermitteln. Auf welche Weise aber der Abstand irgend eines Stundenkreises vom Frühlingspunkte bestimmt wird, das kann erst im dritten Capitel besprochen werden.

Um die Declination eines Sternes zu bestimmen, hat man nur das Fernrohr so zu richten, dass der Stern zur Zeit seiner Culmination gerade hinter dem horizontalen Faden des Fernrohrs steht, und dann die Höhe des Sternes an dem Verticalkreise abzulesen; zieht man von dieser Höhe den Winkel ab, welchen der Aequator mit dem Horizont macht,

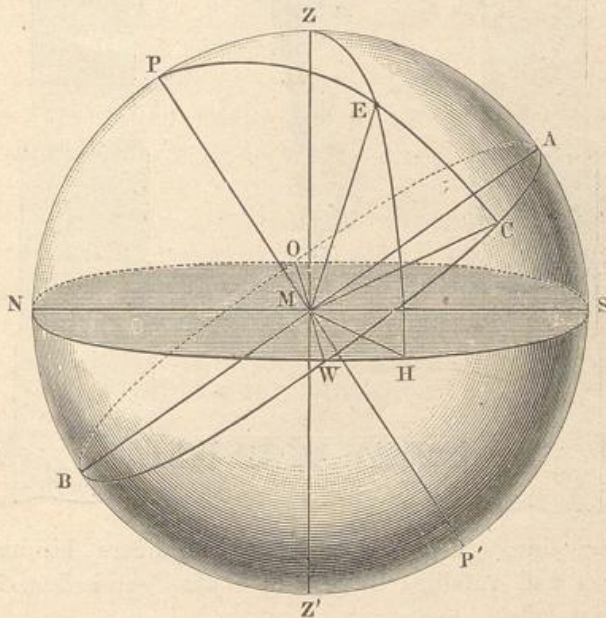
also den Bogen AS , Fig. 18, so erhält man die Declination des Sternes.

Es ist $AS = PZ = 90^\circ - PN$, d. h. $90^\circ -$ der Polhöhe, da man den Bogen NP oder den Winkel NMP , welchen die Weltaxe mit dem Horizont macht, die Polhöhe nennt.

Gesetzt, man habe an einem Orte, für welchen die Polhöhe gerade 50° beträgt, die Höhe von α Tauri zur Zeit der Culmination gleich $56^\circ 17' 0''$ gefunden, so ist die Declination dieses Sternes gleich $56^\circ 17' 0'' - 40^\circ = 16^\circ 17' 0''$; denn wenn die Polhöhe NP 50° beträgt, so ist $PZ = SA = 40^\circ$.

Da die Bestimmung der Declination und Rectascension der Gestirne durch Beobachtungen im Meridian zu den wichtigsten Aufgaben der praktischen Astronomie gehört, so wendet man zu diesem Zwecke auf grösseren Sternwarten sehr sorgfältig gearbeitete und möglichst stabil

Fig. 18.



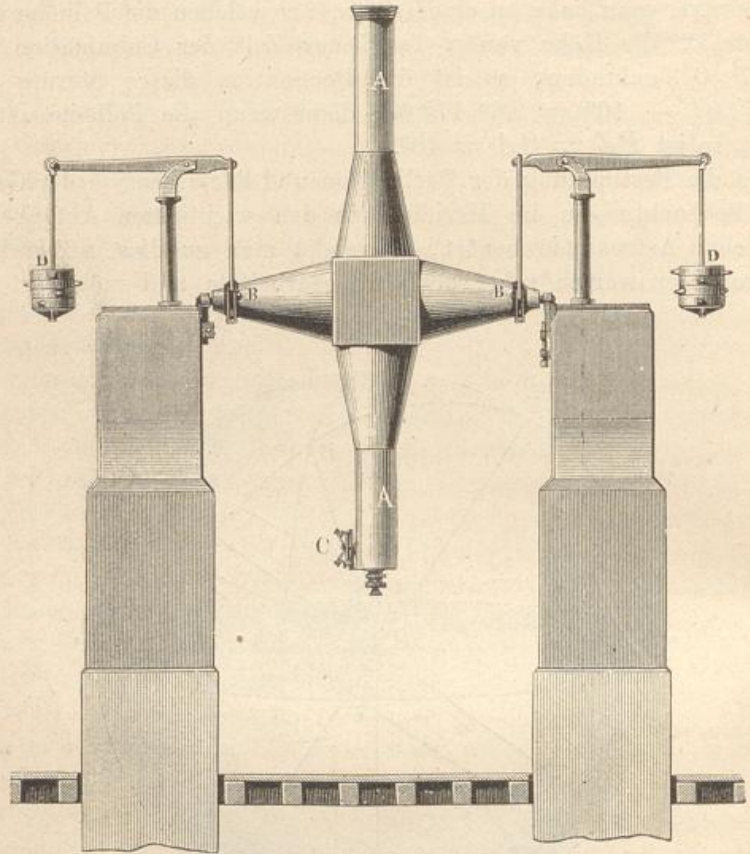
aufgestellte grössere Instrumente an, welche den Namen der Mittagskreise und der Passageninstrumente führen.

Der Mittagskreis oder Meridiankreis ist ein mit einem Fernrohr verbundener Höhenkreis von bedeutenden Dimensionen (man hat solche von 3 bis zu 6 Fuss Durchmesser), der nur in der Ebene des Meridians drehbar ist. Soll das Instrument lediglich zur Bestimmung der Rectascension dienen, so kann auch der Höhenkreis wegfallen, es bedarf dann nur eines in der Meridianebene drehbaren Fernrohres, welches dann ein Durchgangs- oder Passageninstrument genannt wird.

Fig. 19 (a. f. S.) stellt ein Passageninstrument dar. AA ist das Fernrohr, welches um eine horizontale Axe B gedreht werden kann, die in zwei

cylindrischen Zapfen endigt. Diese Zapfen ruhen auf Lagern, welche von massiven steinernen Pfeilern getragen werden. Diese Pfeiler sind für sich besonders fundamertirt und stehen mit dem übrigen Gebäude, in welchem das Passageninstrument aufgestellt ist, in keiner Verbindung;

Fig. 19.



sie gehen frei durch den Fussboden des Zimmers hindurch, dessen Schwankungen und zufällige Bewegungen also gar keinen Einfluss auf das Instrument haben können.

Fig. 20.

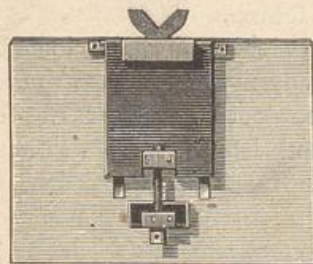
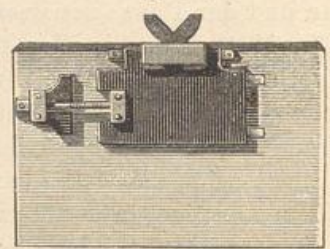


Fig. 21.



Die Einrichtung der Zapfenlager für die Axe *B* ist aus Fig. 20 und Fig. 21 zu ersehen. Das eine, Fig. 20, ist mittelst einer Schraube in

verticaler Richtung verschiebbar, um eine vollkommene Horizontalität der Axe *B* herstellen zu können; das andere, Fig. 21, kann dagegen in horizontaler Richtung verschoben werden, was nöthig ist, um die verticale Umdrehungsebene des Fernrohres genau in den Meridian zu bringen. — Zur genaueren Einstellung in den Meridian dient die Beobachtung der oberen und der unteren Culmination von Circumpolarsternen (§. 10).

Damit nicht das ganze Gewicht des Fernrohres auf den Zapfenlagern ruht, wodurch eine bedeutende Reibung und mit der Zeit eine Abnutzung der Zapfen und der Lager entstehen würde, ist das Fernrohr durch die Gegengewichte *D*, welche den grössten Theil seiner Last tragen, äquilibrirt.

Das Gebäude, in welchem das Passageninstrument aufgestellt ist, muss sowohl an der nördlichen und südlichen Wand als auch an der Decke mit einer durch Klappen verschliessbaren schmalen Oeffnung versehen sein, gerade als ob es in der Ebene des Meridians durchschnitten wäre. Diese Spalte erlaubt, das Fernrohr nach allen im Meridian gelegenen Punkten des Himmels zu richten.

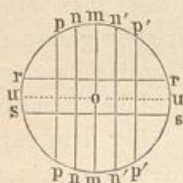
Da die Sterne bei Tage mit blossem Auge nicht sichtbar sind, auch meistens das Gesichtsfeld des Fernrohres so klein ist, dass man einen Stern nicht wahrnehmen kann, wenn das Fernrohr nicht sehr genau die Richtung auf den Stern hat, so gebraucht man ein Hülfsmittel, um vor der Beobachtung des Sternes dem Fernrohr die erforderliche Richtung zu geben. Man weiss vorher nahezu, in welcher Höhe über dem Horizont sich derselbe im Augenblick seiner Culmination befindet, man braucht also nur dem Mittagsrohr eine gleiche Neigung gegen den Horizont zu geben, damit der Stern das Gesichtsfeld passirt. Zu diesem Zwecke ist das Fernrohr mit einem kleinen Höhenkreise verbunden, welcher entweder an der Axe *B* oder, wie es Figur 19 zeigt, seitwärts am Rohre bei *C* angebracht ist. In dem letzteren Falle muss der Index des Kreises mit einer Libelle versehen sein, mit deren Hülfe die Einstellung geschieht. Wenn das Fernrohr genau horizontal steht, und der Index so gedreht wird, dass er gerade auf $0^0 0'$ zeigt, so muss die Blase der Libelle sich in der Mitte des Rohres befinden. Bringt man das Fernrohr dagegen in irgend eine andere Richtung und dreht den Index so, dass die Blase der Libelle in der Mitte steht, so zeigt der Index die Richtung des Fernrohres über dem Horizonte an. Ein solcher kleiner Kreis dient lediglich zum Richten des Fernrohres und nicht zum Messen der Declination.

Das Passageninstrument wird meist in Verbindung mit einer Pendeluhr von grosser Genauigkeit gebraucht, deren Pendelschläge deutlich hörbar sind. Einige Zeit, bevor der Stern den verticalen Faden erreicht, schaut der Beobachter nach der Uhr, um sich die Stellung der Zeiger zu merken, und zählt dann, in das Fernrohr blickend, die Secunden nach dem Schläge der Uhr weiter bis zum Moment, wo er den Stern den verticalen Faden passiren sieht.

Die Uhr giebt die Zeit unmittelbar auf Secunden genau an, durch Uebung bringt es der Beobachter leicht dahin, noch Bruchtheile einer Secunde (etwa noch Zehntel-Secunden) zu schätzen.

Um eine grössere Genauigkeit der Resultate zu erlangen, hat man das einfache Fadenkreuz, wie wir es S. 24 kennen gelernt haben, durch eine Reihe von Fäden ersetzt, welche so geordnet sind, wie man Fig. 22 sieht. Neben dem mittleren verticalen Faden sind nämlich in gleichen Abständen auf jeder Seite noch zwei oder mehr andere aufgespannt. Man beobachtet nun für jeden dieser Fäden den Zeitpunkt, in welchem der Stern ihn passirt, reducirt darauf, nachdem die gegenseitige Entfernung der Fäden durch geeignete Messungen genau festgestellt ist, jede einzelne Beobachtung auf denselben, z. B. den Mittelfaden, und nimmt aus den so gefundenen Momenten das Mittel. Der Mittelfaden wird sich in der Regel nicht genau in dem Meridian befinden, sondern eine kleine Abweichung zeigen, welche durch die sogenannten Fehler der Aufstellung bewirkt wird. Dieselben setzen sich hauptsächlich zusammen 1) aus der nicht vollkommenen Horizontalität der

Fig. 22.



Umdrehungsaxe, 2) daraus, dass die Gesichtslinie, d. h. die Verbindungslinie zwischen dem Mittelpunkt des Objectivs mit dem Punkte o des Mittelfadens, an welchem die Beobachtung des Sternes geschieht, nicht rechtwinklig gegen die Umdrehungsaxe ist, und 3) daraus, dass die Umdrehungsaxe gegen die Ost-West-Richtung einen kleinen Winkel bildet. Diese Fehler werden durch ein

geeignetes Beobachtungsverfahren, dessen Auseinandersetzung hier zu weit führen würde, ermittelt, und jede beobachtete Sternpassage auf eine fehlerfreie Aufstellung des Instrumentes reducirt.

Von grosser Wichtigkeit für Rectascensionsbestimmungen sind die galvanisch registrirenden Uhren, welche von dem Amerikaner Locke zuerst in Anwendung gebracht wurden. Wird bei jedem Schläge des Pendels einer astronomischen Uhr die galvanische Kette geschlossen, in deren Schliessungsbogen eine dem Morse'schen Telegraphen ähnliche Vorrichtung eingeschaltet ist, so wird der Stift bei jedem Secundenschläge einen Punkt auf dem mit gleichmässiger Geschwindigkeit vorwärts bewegten Papierstreifen machen. Die Geschwindigkeit, mit welcher beim Locke'schen Apparate der Papierstreifen voranging, war der Art, dass die Secundenpunkte ungefähr einen Zoll von einander abstanden; bei den neueren Apparaten ist ihre Entfernung meist geringer.

Neben dem Elektromagneten dieses Schreibapparates ist aber noch ein zweiter angebracht, dessen Windungen einer anderen Kette angehören, welche der Beobachter beliebig schliessen kann, indem er mit dem Finger eine Taste anschlägt. Durch die Schliessung dieser zweiten Kette wird nun gleichfalls ein Stift gegen den Papierstreifen gedrückt; bei wiederholtem Anschlagen entsteht so auf dem Papierstreifen neben der ersten

Reihe von Punkten, den Secundenpunkten, eine zweite, welche wir Beobachtungspunkte nennen wollen.

Um den Moment einer Sternculmination zu erhalten, schaut der Beobachter in das Fernrohr, während er den Finger über der Taste hält, die er in dem Momente niederdrückt, in welchem der Stern hinter den Faden tritt. Auf diese Weise wird der Beobachtungsmoment auf dem Papierstreifen markirt.

Steht der Beobachtungspunkt neben einem Secundenpunkte, so ist der Beobachtungsmoment genau durch eine ganze Secundenzahl gegeben. Trifft der Beobachtungspunkt nicht neben einem Secundenpunkte, sondern zwischen zwei Secunden ein, so kann man mit dem Zirkel die Entfernung auf dem Papierstreifen abmessen und danach (mittelst einer Scala) bestimmen, welcher Bruchtheil einer Secunde noch zu der nächst vorhergehenden Secunde hinzukommt. So ist es möglich, den Zeitpunkt einer Beobachtung mit grosser Schärfe zu ermitteln.

Die grosse Genauigkeit der Ablesung ist ein wesentlicher Vorzug der galvanisch registrirenden Uhr, ausserdem aber gestattet diese Methode noch in gleicher Zeit ungleich mehr Beobachtungen anzustellen, als es vorher möglich war.

Eine registrirende Uhr lässt sich ferner noch mit dem elektrischen Telegraphen in Verbindung bringen und zu mannigfaltigen Zwecken benutzen. Dieselbe Uhr kann z. B. einen Registrirapparat an der Münchener und einen an der Wiener Sternwarte haben, und wenn an beiden Orten der Durchgang derselben Sterne durch den Meridian beobachtet wird, so lässt sich daraus mit einer früher nie erreichten Sicherheit die geographische Längendifferenz ableiten.

Lamont ersetzte den Papierstreifen durch eine mit Russ geschwärzte Metalltrommel, welche durch ein Uhrwerk mit gleichförmiger Geschwindigkeit um eine horizontale Axe gedreht wird. Auf beiden Seiten der Walze ragt die stählerne Umdrehungsaxe vor und ruht auf zwei messingenen Lagern. Die eine Hälfte dieser Axe ist nun mit einem Schraubengewinde versehen, so dass beim Umdrehen der Walze auch ein gleichförmiges Fortschieben derselben in der Richtung ihrer Längensaxe stattfindet; die Secundenpunkte, welche durch einen in Folge der Schliessung der Kette an die Walze angedrückten Stift hervorgebracht werden, bilden demnach auf derselben eine Spirale.

Die Beobachtungspunkte werden durch einen dicht neben dem ersteren angebrachten Stift markirt.

Hat der Beobachter den Beobachtungsmoment in der besprochenen Weise markirt, so tritt er nun, um die Zeit dieses Momentes zu bestimmen, zur Uhr und markirt in gleicher Weise auf der Linie der Beobachtungsmarken den Moment eines zu notirenden Secundenschlages. Nehmen wir z. B. an, diese Zeitmarke sei um $3^h 25^m 17^s$ gemacht und man finde, dass der Zwischenraum zwischen ihm und der Beobachtungs-

marke einer Zeitdauer von $52,7^s$ entspreche, so ist der Beobachtungsmoment $3^h 25^m 17^s - 52,7^s = 3^h 24^m 14,3^s$.

- 13 **Das Aequatorealinstrument.** Stundenwinkel und Declination sind in Beziehung auf den Aequator ganz dasselbe, was Azimut und Höhe für den Horizont sind, es muss sich demnach auch ein Instrument construiren lassen, welches für den Aequator dasselbe leistet, wie der Theodolit für den Horizont, welches also in gleicher Weise die Messung des Stundenwinkels und der Declination möglich macht. Ein solches Instrument wird Aequatorealinstrument genannt. Man könnte jeden Theodolit in ein Aequatorealinstrument verwandeln, wenn man den Azimutalkreis in eine solche Stellung brächte, dass er dem Aequator parallel wäre; die Umdrehungsaxe des Kreises *C*, Fig. 12, würde alsdann mit der Weltaxe zusammenfallen, der Limbus *D* würde zur Ablesung der Stundenwinkel, der Kreis *A* zur Ablesung der Declination dienen. Eine solche Aufstellung des Theodolits würde aber ebenso unbequem als unsicher sein, man hat deshalb das Aequatorealinstrument in anderer Weise construirt.

Fig. 23 stellt ein Aequatorealinstrument dar, wie sie auf Sternwarten gewöhnlich an einem erhöhten Orte des Gebäudes aufgestellt werden. *A* ist die der Weltaxe parallele Umdrehungsaxe, *DD* der Aequatoreal- oder Stundenkreis, *BB* der Declinationskreis.

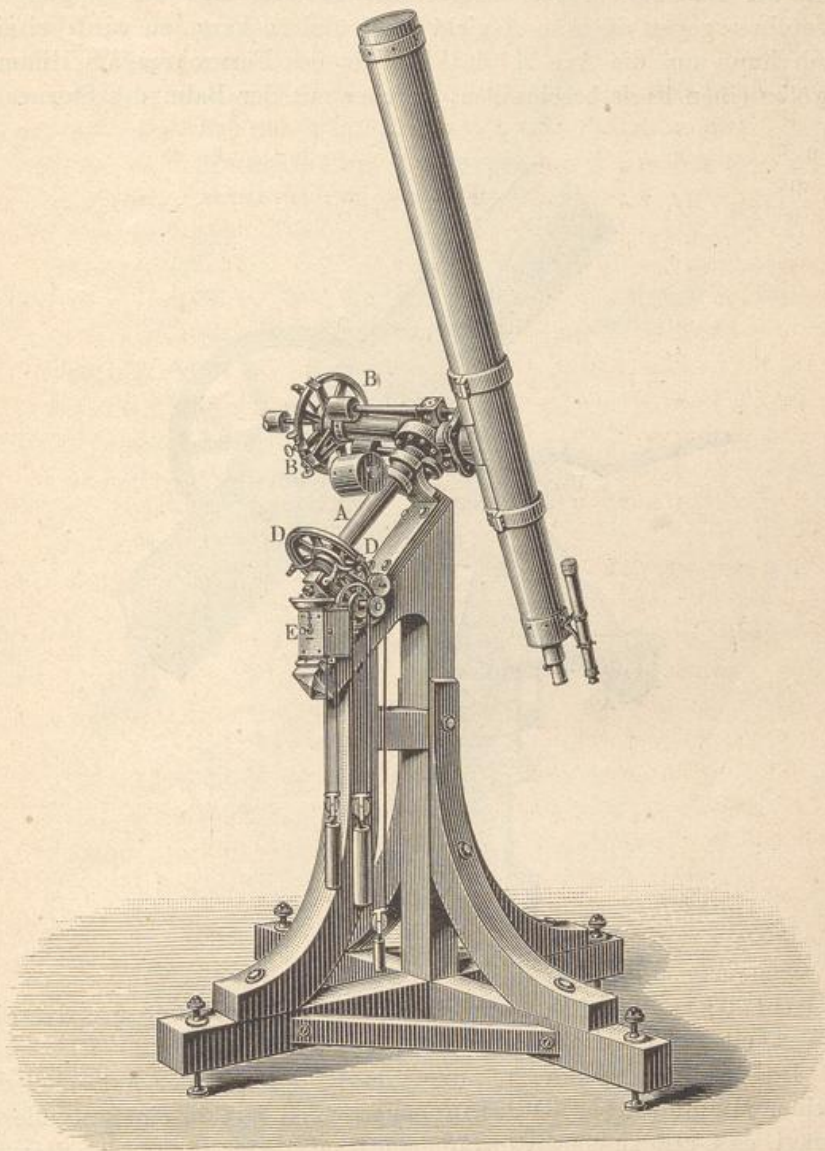
Wenn der Declinationskreis *B* vertical steht, so befindet er sich in der Ebene des Meridians und alsdann zeigt der Index des Stundenkreises auf Null. Der Index des Declinationskreises steht auf Null, wenn die Axe des Fernrohres in der Ebene des Aequators steht, wenn sie also einen rechten Winkel mit der Axe *A* macht.

Um das Instrument vor dem Einfluss der Witterung zu schützen, ist es mit einem gewöhnlich halbkugelförmigen Dache überdeckt, welches eine durch Klappen verschliessbare Oeffnung hat. Das ganze Dach ruht auf Rollen, so dass man es leicht mit Hülfe einer Kurbel um seine verticale Axe drehen und die Oeffnung nach der Seite des Himmels hinbringen kann, welche man gerade beobachten will.

Die am Aequatorealinstrument gemachten Messungen sind nicht der Genauigkeit fähig, wie die im Meridian am Passageninstrument und Meridiankreis gemachten, weil die in der Art der Aufstellung begründete Stabilität des Instrumentes nothwendig eine geringere sein muss, als bei den vorher beschriebenen Instrumenten. In der Regel werden daher mit dem Aequatoreal nur Vergleichen der Positionen nahe bei einander stehender Sterne ausgeführt, auf welche die Wirkung der Instrumentalfehler sehr nahe die gleiche ist. So werden z. B. Planeten oder Kometen, die nicht immer im Meridian beobachtet werden können, weil häufig zu der Zeit ihrer Culmination das Tageslicht störend ist, mit benachbarten Fixsternen verglichen, deren Position aus guten Sternverzeichnissen entnommen, oder zu gelegener Zeit am Meridiankreise er-

mittelt wird. Solcher Vergleichen kann man natürlich mit dem Aequatoreal in kürzerer Zeit eine grössere Anzahl machen, während mit dem Meridiankreise nur eine Beobachtung während der Culmination an- gestellt werden kann.

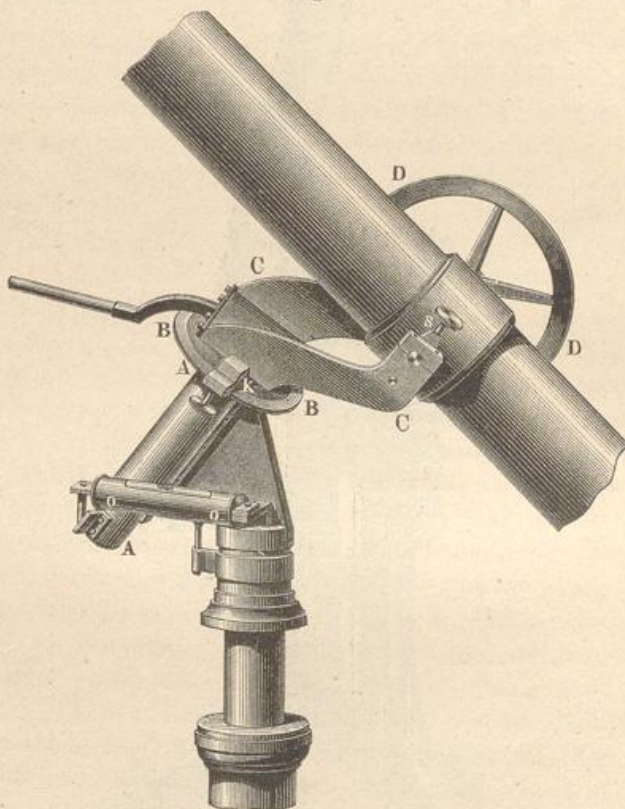
Fig. 23.



Das Aequatorealinstrument leistet dem Astronomen noch andere sehr wesentliche Dienste. Bei einem Fernrohre erscheint auch die Geschwindigkeit vergrössert, mit welcher die Gestirne in Folge ihrer täglichen Bewegung fortschreiten, und in kurzer Zeit ist sein Gesichtsfeld durchlaufen; man muss also bei gewöhnlichen Fernrohren fortwährend

ihre Richtung verändern, und zwar in verticalem und horizontalem Sinne, um den Stern nicht aus dem Gesichtsfelde zu verlieren. Bei dem Aequatorialinstrument ist es nun ungleich leichter, dem Gestirne zu folgen. Ist einmal das Fernrohr des Instrumentes auf einen Stern gerichtet und dann der Declinationskreis festgestellt, so dass sich die Neigung des Fernrohres gegen die Axe *A* nicht mehr ändern kann, so wird bei einer Umdrehung um die Axe *A* die Visirlinie des Fernrohres am Himmelsgewölbe einen Kreis beschreiben, welcher mit der Bahn des Sternes zu-

Fig. 24.



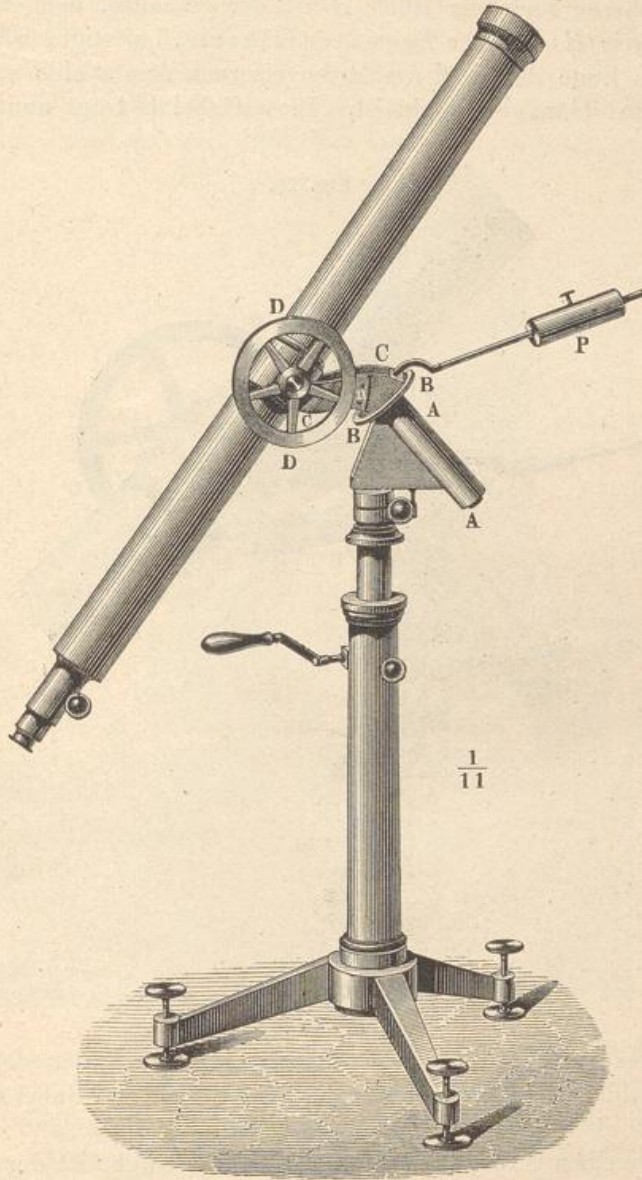
sammenfällt; es bedarf also nur einer langsamen Drehung um die eine Axe *A*, um das Gestirn im Gesichtsfelde zu behalten.

Die fragliche Drehung um die Axe *A* muss von der Art sein, dass in einer Minute (Sternzeit) der Drehungswinkel $\frac{1}{4}^{\circ}$, in einer Stunde 15° beträgt, dass also zu einer vollständigen Umdrehung 24 Stunden Sternzeit nöthig sind. Um eine gleichförmige Umdrehung um die Axe *A* hervorzubringen, hat man bei grösseren Aequatorialinstrumenten die Axe *A* mit einem Uhrwerke *E* in Verbindung gebracht, so dass das Fernrohr der Bewegung des Gestirnes folgt, welches man beobachten will.

Nach diesem Princip sind denn auch die grossen mit dem Namen der Refractoren bezeichneten Fernrohre aufgestellt, welche dazu dienen,

Beobachtungen über die Beschaffenheit einzelner Gestirne, z. B. des Mondes, des Saturn u. s. w., anzustellen, ausserdem aber auch mit geeigneten Mikrometerapparaten versehen sind, um die Positionen sehr

Fig. 25.

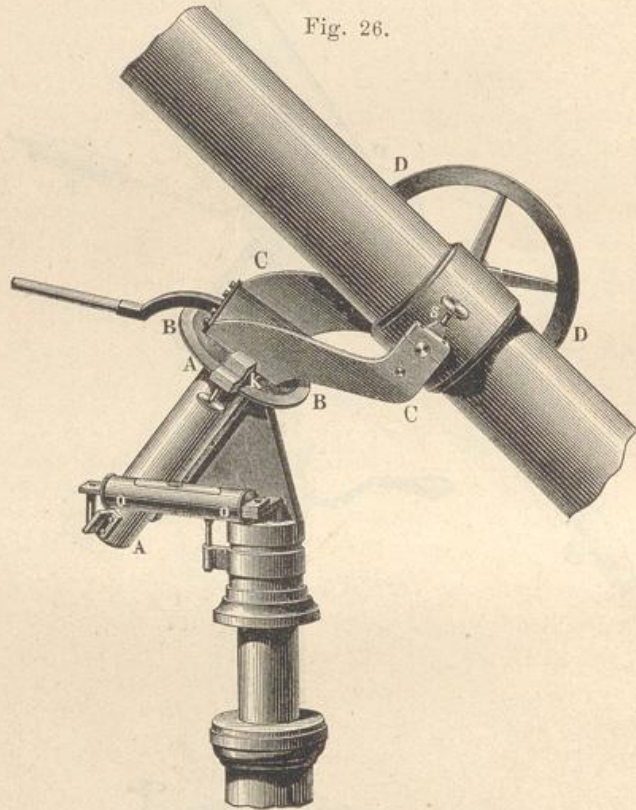


lichtschwacher Objecte mit benachbarten Fixsternen zu messen. Bei solchen Instrumenten wird dann auch die Drehung der Hauptaxe durch ein Uhrwerk bewerkstelligt.

Fig. 25 ist die Totalansicht eines transportablen Aequatorreal-instrumentes, von welchem Fig. 24 den mittleren Theil in grösse-

rem Maassstabe darstellt. Die Hauptaxe des Instrumentes, welches bei richtiger Einstellung desselben mit der Weltaxe parallel sein muss, wird durch einen eisernen Zapfen gebildet, welcher in der messingene Hülse *A* drehbar ist. Wir wollen diese Axe als die Axe *x* bezeichnen. Auf dem oberen Ende der Hülse *A* ist der getheilte, dem Erdäquator parallele Kreis *B*, also der Aequatorealkreis, befestigt, während auf dem oberen Ende der in *A* drehbaren eisernen Axe *x* eine starke messingene Gabel *C* aufgeschraubt ist. Diese Gabel *C* trägt nun das Fern-

Fig. 26.



rohr, welches zunächst um eine rechtwinklig zur Axe *x* stehende Axe drehbar ist, deren Zapfenlager sich im oberen Theil der Gabel *C* befinden und die wir als die Axe *y* bezeichnen wollen.

An derselben Axe *y*, welche das Fernrohr trägt, ist der Declinationskreis *D* befestigt, welcher sich mit dem Fernrohr dreht.

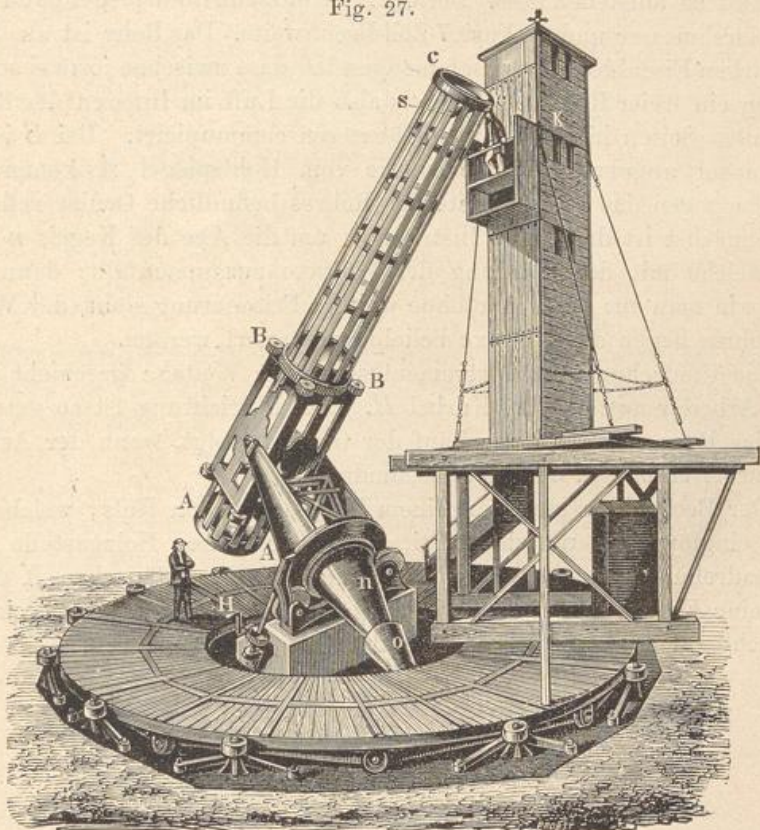
Der zum Declinationskreise gehörige Nonius *n* (Fig. 25) ist an der Gabel *C* befestigt. Er zeigt auf den Nullpunkt des Declinationskreises, wenn das Fernrohr rechtwinklig zur Weltaxe (also rechtwinklig zur Axe *x*) steht. In diesem Falle ist das Fernrohr gerade auf einen Punkt des Himmelsäquators gerichtet.

Aus dieser Lage hat man das Fernrohr sammt dem Declinationskreise um t Grade mehr in die Höhe oder nach unten zu drehen, wenn man auf einen Stern einstellen will, dessen nördliche oder südliche Declination t Grade beträgt.

Um das Fernrohr für eine bestimmte Declination t festzustellen, hat man nur die Klemmschraube s , Fig. 26, anzuziehen. Es wird dadurch eine fernere Drehung um die Axe y verhindert.

Der zum Aequatorealkreise B gehörige Nonius ist an der Gabel C befestigt und dreht sich mit dieser um die Axe x ; er zeigt auf den Null-

Fig. 27.



punkt des Aequatorealkreises, wenn die Fernrohraxe gerade im Meridian steht.

In Fig. 24, in welcher dieser Nonius sichtbar sein sollte, ist derselbe des kleinen Maassstabes wegen weggelassen. In Fig. 26 ist er durch die Gabel C verdeckt. Er steht der Klemmvorrichtung k diametral gegenüber, durch welche die Gabel C an den Kreis B festgeklemmt, also eine weitere Umdrehung um die Axe x verhindert werden kann.

P ist ein Gewicht, welches zur Aequilibrirung des Fernrohres, und o ist eine Wasserwage, welche zur richtigen Aufstellung des Instrumentes dient.

Ein solches Instrument führt gewöhnlich nur dann den Namen eines Aequatorealinstrumentes, wenn seine Kreise ziemlich gross und zu Messungen geeignet sind. Sind sie aber kleiner, so dass sie nur zur Einstellung des Fernrohres dienen, so wird das Instrument ein parallaktisch aufgestelltes Fernrohr oder ein Fernrohr mit parallaktischem Stativ genannt (siehe S. 10).

Auch bei Spiegelteleskopen wird die parallaktische Aufstellung in Anwendung gebracht. Fig. 27 (a. v. S.) stellt ein grosses Newton'sches Spiegelteleskop dar, welches Lassell in Sandfield-Park bei Liverpool parallaktisch aufstellen liess. Der bei *A* befindliche Hohlspiegel hat 4 engl. Fuss Durchmesser und 36 Fuss 7 Zoll Brennweite. Das Rohr ist aus Streifen starken Eisenblechs so zusammengesetzt, dass zwischen je zwei solchen Streifen ein freier Raum bleibt, dass also die Luft im Inneren des Rohres nach allen Seiten hin frei mit der äusseren communicirt. Bei *S* ist der Planspiegel angebracht, welcher die vom Hohlspiegel *A* kommenden Strahlen gegen das an der Seite des Rohres befindliche Ocular reflectirt.

Zunächst ist das ganze Instrument um die Axe des Kegels *n* drehbar, welche mit der Richtung der Weltaxe zusammenfällt; dann aber kann, wie man aus der Figur ohne weitere Erläuterung sieht, der Winkel des Rohres gegen die Weltaxe beliebig verändert werden.

Die Umdrehung des Instrumentes um die Weltaxe geschieht durch einen Arbeiter mittelst der Kurbel *H*. Die Einrichtung ist so getroffen, dass das Rohr dem täglichen Lauf der Gestirne folgt, wenn der Arbeiter die Kurbel einmal in der Secunde umdreht.

Der Beobachter steht auf einem Thürmchen von Holz, welches auf einem ringförmigen, um eine verticale Axe drehbaren Holzgestelle steht; die Umdrehung derselben wird durch einen in dem Häuschen *K* sitzenden, eine Kurbel drehenden Arbeiter besorgt, und hat zum Zweck, den Beobachter dem continuirlich bewegten Rohre nachzuführen.

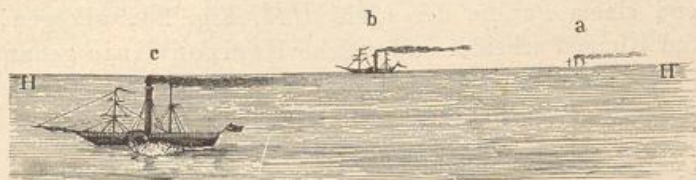
Zweites Capitel.

Gestalt, Grösse und Axendrehung der Erde.

Krümmung der Erdoberfläche. Bisher haben wir die Erdoberfläche als eine Ebene betrachtet, wie sie, die Unebenheiten der Gebirge abgerechnet, auf den ersten Anblick wohl auch erscheinen mag; eine aufmerksame Beobachtung der Meeresoberfläche zeigt uns aber schon, dass die Erdoberfläche gekrümmt sein muss.

Wenn man von einem etwas erhöhten Standpunkte, sei es von einem Thurme oder einem Berge am Ufer, oder von den Masten eines Schiffes aus, auf das offene Meer hinausschaut, so sieht man von einem hinläng-

Fig. 28.



lich entfernten Schiffe nur die Spitzen der Masten oder des Schornsteins, wie es bei *a*, Fig. 28, dargestellt ist. Wenn sich das Schiff dem Beobachter nähert, so scheint es allmählich aus dem Wasser aufzutauchen, bis es endlich vollständig sichtbar wird und nun gerade auf der Grenzlinie *HH* zwischen Himmel und Meer zu ruhen scheint, wie bei *b*. Bei fort-dauernder Annäherung scheint nun das Schiff auf der Meeresoberfläche von der Linie *HH* herabzusteigen, so dass es mehr und mehr, und wenn der Beobachter hoch genug steht, endlich ganz auf die Meeresfläche projicirt erscheint, wie bei *c*.

Auch auf Landseen von einiger Ausdehnung zeigt sich die eben besprochene Erscheinung; Fig. 29 stellt dieselbe dar, wie man sie auf dem Bodensee beobachtet, wenn man sich 3 bis 4 m über dem Wasserspiegel, etwa auf dem Verdeck eines Dampfschiffes, befindet. Um die fernen Schiffchen hinlänglich deutlich zu sehen, muss man jedoch ein, wenn auch schwach vergrößerndes Fernrohr anwenden.

Von dem Hafen von Friedrichshafen aus kann man nur den oberen Theil der Häuser von Rorschach sehen; um von Friedrichshafen aus

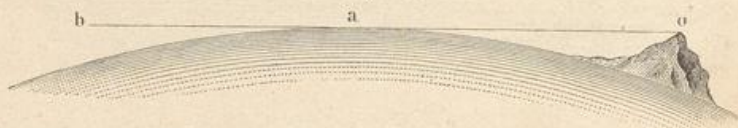
Fig. 29.



auch das Seeufer von Rorschach zu sehen, muss man sich schon 25 m hoch über den Spiegel des Sees erheben. Zu Bregenz muss man sich schon 50 m hoch über den See erheben, um Constanz vollständig sehen zu können.

Diese Erscheinung zeigt offenbar, dass die Meeresoberfläche gekrümmt ist. Denkt man sich von dem Auge des Beobachters eine gerade Linie nach irgend einem Punkte der Linie *HH*, Fig. 28, gezogen, welche Wasser und Himmel scheidet und welche Horizontlinie genannt wird,

Fig. 30.



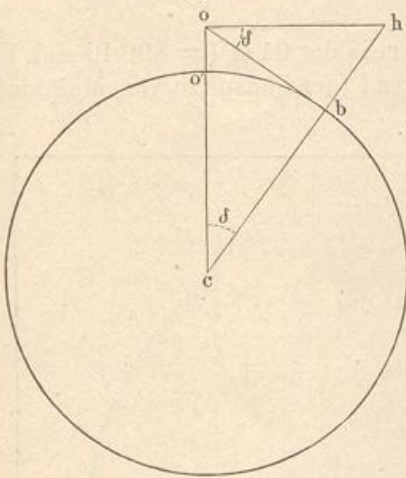
so ist diese Linie offenbar eine Tangente der krummen Meeresoberfläche, wie dies Fig. 30 erläutert, in welcher *o* den Standpunkt des Beobachters, *oab* eine Gesichtslinie bezeichnet, welche die Meeresoberfläche in *a* streift.

Sieht der Beobachter nichts als Himmel und Meer, so begrenzt die Scheidelinie zwischen beiden, also die rings um ihn herumlaufende Horizontlinie, welche die Gesamtheit aller Punkte enthält, in welchen die von dem Auge ausgehenden Gesichtslinien die Meeresoberfläche tangiren,

eine Fläche, welche wir den Gesichtskreis nennen wollen. Je höher nun der Beobachter sich über den Spiegel des Meeres erhebt, desto mehr wächst der von ihm übersehene Gesichtskreis, desto mehr rückt die Horizontlinie von ihm weg.

Es sei nun der Beobachter in o und ein Punkt des Meereshorizontes in b . Zieht man durch o eine wagerechte Linie oh , so dass die durch oh und ob bestimmte Ebene senkrecht steht, so bezeichnet der Winkel hob die sogenannte Depression des Horizontes oder die Kimmtiefe. Verbindet man o und b mit dem Mittelpunkte der Erde c , und verlängert cb bis zum Durchschnitt mit oh in h , so ist wegen der Aehnlichkeit der Dreiecke ohb und ohc der Winkel och gleich dem Winkel hob gleich der Depression des Horizontes. Bezeichnet man nun

Fig. 31.



mit o' den Punkt, in welchem die Linie oc das Meeresniveau schneidet, und setzt den Radius der Erdkugel gleich der Einheit, so wird der Bogen $o'b$ gleich der Depression. Der Bogen $o'b$ ist aber nichts Anderes als der Radius des Gesichtskreises, oder die auf dem Niveau des Meeres gemessene Entfernung des Punktes o' von der Peripherie des Kreises, den man von o aus zu übersehen vermag.

Eine Bogenminute des Erdumfanges nennt man nun eine Seemeile und dieselbe entspricht dem vierten Theil einer geographischen Meile. Der in Seemeilen ausgedrückte Radius des Gesichtskreises ist demnach gleich der in Bogen-

minuten ausgedrückten Depression des Horizontes.

Ist nun oo' , oder die Höhe des Beobachters über dem Meere, in Rheinl. Fussen ausgedrückt, gleich h , so ergibt die Grösse \sqrt{h} genähert den Radius des Gesichtskreises in Seemeilen und die Depression in Bogenminuten.

Setzt man nämlich den Radius der Erde $= R$ und die Depression $= \delta$, so ist $cb = co \cdot \cos \delta$, oder $R = (R + h) \cos \delta$, und

$$\cos \delta = \frac{R}{R + h}, \text{ und da } \sin \delta = \sqrt{1 - \cos^2 \delta},$$

so wird auch

$$\begin{aligned} \sin \delta &= \sqrt{1 - \frac{R^2}{(R + h)^2}} \\ &= \frac{\sqrt{(R + h)^2 - R^2}}{R + h} \\ &= \frac{\sqrt{h^2 + 2Rh}}{R + h}, \end{aligned}$$

und man hat wegen der Kleinheit von h gegen R hinreichend genau:

$$\delta \cdot \sin 1' = \frac{\sqrt{2Rh}}{R} = \sqrt{\frac{2h}{R}}$$

$$\delta = \frac{\sqrt{2}}{\sin 1' \sqrt{R}} \cdot \sqrt{h}.$$

Nun ist $R = 20319645,3$ Rh. Fuss

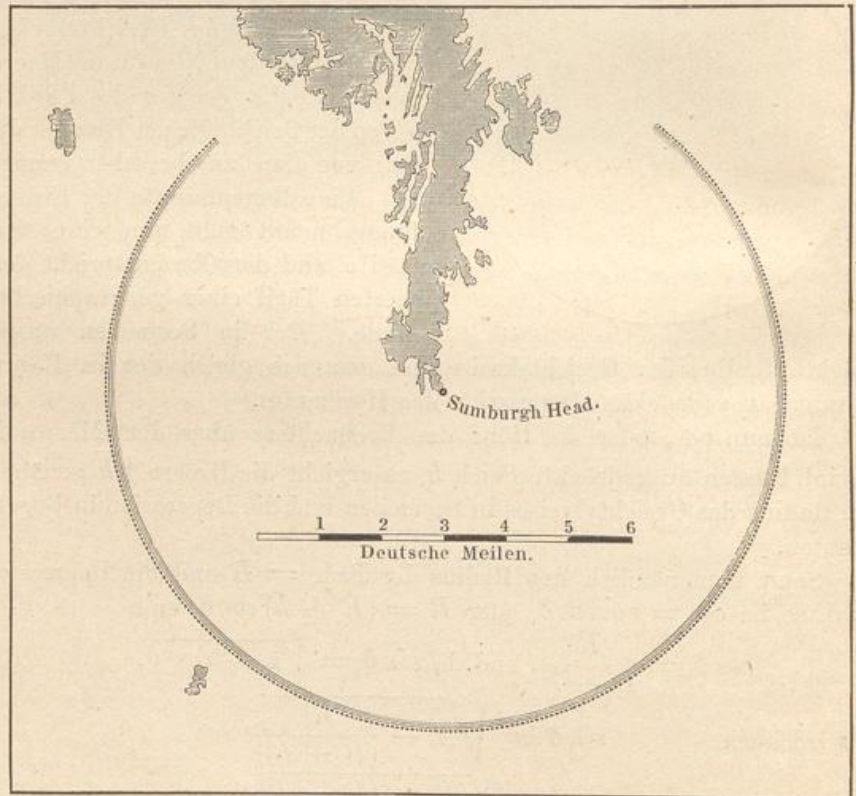
$$\sqrt{R} = 4507,7$$

$$\frac{\sqrt{2}}{\sin 1'} = 4861,7,$$

und daher $\delta = \frac{4861,7}{4507,7} \sqrt{h} = 1,0785 \cdot \sqrt{h}$; oder genähert $\delta = \sqrt{h}$,
 worin also δ in Seemeilen resp. Bogenminuten, und h in Rheinl. Fussen
 ausgedrückt ist.

Fig. 32 stellt den Erleuchtungskreis des 91 m (= 890 Rheinl. F.)
 hohen Leuchthturmes von Sumburgh Head (der Südspitze von Mainland,

Fig. 32.



der grössten unter den shetländischen Inseln) dar, d. h. den Kreis, inner-
 halb dessen von dem Verdeck eines Schiffes das Feuer jenes Leucht-
 turmes sichtbar ist.

Um zu untersuchen, ob es von einem Punkte aus möglich ist, falls sich keine anderen Gegenstände dazwischen befinden, einen anderen Punkt *B* zu sehen, oder ob die Krümmung der Erdoberfläche die Möglichkeit verhindert, muss man für beide Punkte den Radius des Gesichtskreises berechnen. Ist die Summe beider Radien grösser als die Entfernung der beiden Punkte, so ist die Sichtbarkeit möglich, im entgegengesetzten Falle unmöglich.

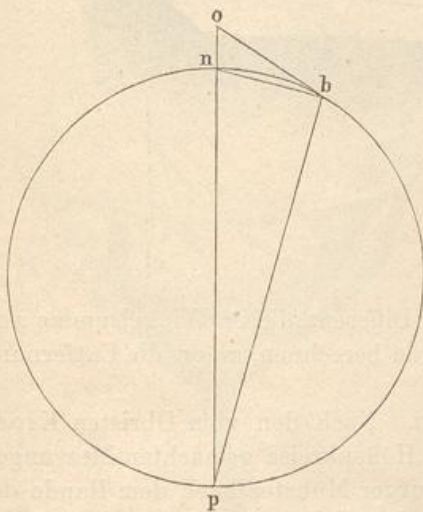
Es soll z. B. untersucht werden, ob es möglich ist, vom Brocken aus den Hamburger Michaelisthurm zu sehen. Die Höhe des Brockens ist 3631 Rh. F., die der Spitze des Michaelisturmes 435 Rh. F. über dem Meere. Wir haben

$$\sqrt{3631} = 60,26$$

$$\sqrt{435} = 20,85.$$

Die Summe, oder 81,11 Seemeilen = 20,28 geographische Meilen ist gleich der Summe der Halbmesser der beiden Gesichtskreise. Dieselbe ist kleiner, als die Entfernung der beiden Orte, welche $26\frac{1}{2}$ geographische Meilen beträgt, und es ist daher nicht möglich, den Michaelisthurm vom Brocken aus zu sehen.

Fig. 33.



Die auf jedem Punkte des Meeres in gleicher Weise und in gleichem Betrage hervortretende Depression des Horizontes deutet nun darauf hin, dass wenigstens die Meeresoberfläche kugelförmig gekrümmt sei.

Da aber die Oberfläche der Meere viel grösser ist als die der Länder, da ferner die Erhebung der Continente über den Meeresspiegel verhältnissmässig ganz unbedeutend ist, so können wir schliessen, dass die ganze Erde eine Kugel sei.

Gehen wir von dieser Annahme aus, so können wir umgekehrt aus beobachteten Werthen für den Radius des Gesichtskreises die Grösse des Erdhalbmessers berechnen. Der Kreis Fig. 33 stelle einen Durchschnitt der Erdkugel dar, so ist *np* ein Durchmesser derselben. *o* sei nun der Standpunkt des Beobachters, *ob* eine durch sein Auge an die Erdoberfläche gelegte Tangente, so sind die Dreiecke *nob* und *obp* einander ähnlich und man hat

$$no:ob = ob:op$$

und daraus:

$$op = \frac{ob^2}{no}.$$

Wenn die Erhebung $no = 1000'$ ist, so ist $ob = 198000'$, es ist also

$$op = \frac{198000^2}{1000} = 39204000.$$

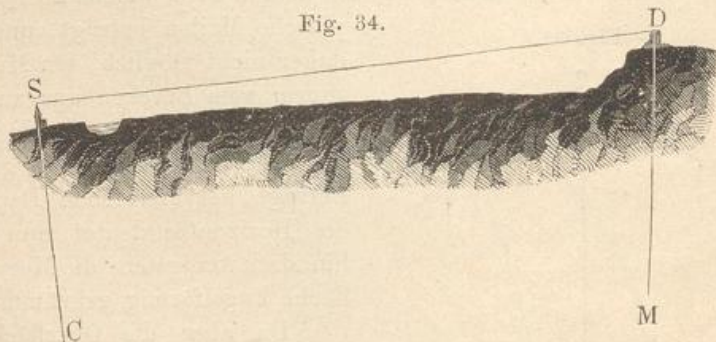
Ziehen wir davon $no = 1000$ ab, so bleibt für den Durchmesser der Erde $D = 39203000$ Fuss oder 1782 deutsche Meilen, da eine solche Meile in runder Zahl gleich 22000 Fuss ist.

Eine solche Bestimmungsweise des Erddurchmessers kann natürlich keine genauen Resultate liefern.

Sehr gut lassen sich aus geodätischen Höhenmessungen sowohl die Krümmung der Erde nachweisen, als auch ihre Dimensionen annähernd berechnen.

Wenn man nämlich an zwei möglichst weit von einander entfernten Orten, die so gelegen sind, dass man von jedem aus den anderen sehen kann, den Winkel misst, welchen an jedem dieser Orte die Verticale desselben mit der beide Orte verbindenden Visirlinie macht, so beträgt die Summe dieser Winkel nicht 180° , wie es sein müsste, wenn die Verticalen

Fig. 34.



beider Orte parallel wären. Aus der Differenz dieser Winkelsumme von 180° lässt sich der Halbmesser der Erde berechnen, wenn die Entfernung beider Orte bekannt ist.

Ein Beispiel mag dies erläutern. Nach den vom Obristen Klose im Jahre 1833 mit einem achtzölligen Höhenkreise gemachten Messungen macht die Visirlinie SD vom Strassburger Münster nach dem Rande des Durlacher Wartthurms mit der Verticalen SC einen Winkel von $89^\circ 48'$, während der Winkel SDM gleich $89^\circ 35'$ gefunden wurde. Da die Summe dieser beiden Winkel, $179^\circ 23'$, kleiner ist als 180° , so sind also die Linien SC und DM nicht parallel, sondern sie convergiren, und der Winkel, unter welchem sie im Mittelpunkte der Erde (vollkommene Kugelgestalt vorausgesetzt) zusammentreffen, ist $180^\circ - (179^\circ 23') = 37'$.

Da nun aber die Entfernung des Strassburger Münsters vom Durlacher Wartthurme 71058 m beträgt, so hat man, um zu berechnen, wie lang $\frac{1}{4}$ des Erdumfanges ist, die Proportion:

$$37' : 71058^m = 90^\circ : x$$

oder:

$$37' : 71058^m = 5400' : x,$$

also

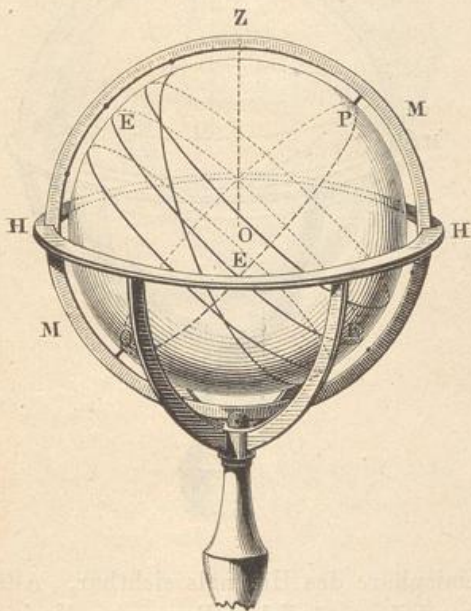
$$x = 10370000 \text{ Meter.}$$

Demnach würde sich die Länge des Erdhalbmessers gleich 900 Meilen ergeben. Die Sicherheit der Bestimmung wird aber sehr beeinträchtigt durch die atmosphärische Strahlenbrechung, von welcher später die Rede sein soll.

Weitere Beweise für die Kugelgestalt der Erde liefern die sogenannten Reisen um die Welt und die Gestalt des Erdschattens, wie man sie bei Mondfinsternissen zu beobachten Gelegenheit hat; am entschiedensten aber ergibt sie sich, wenn man mit Aufmerksamkeit den Anblick des gestirnten Himmels in verschiedenen Gegenden vergleicht.

Bestimmung der Kugelgestalt durch astronomische 15 Beobachtungen.

Fig. 35.



für das mittlere Deutschland die Weltaxe ungefähr einen Winkel von 50 Graden und also die Ebene des Aequators einen Winkel von 40 Graden mit der Ebene des Horizontes mache. Das ändert sich nun, sobald man nach Norden oder nach Süden reist.

Je weiter man nach Norden geht, desto mehr steigt der Polarstern in die Höhe, während der Himmelsäquator sich in gleichem Maasse gegen die Ebene des Horizontes senkt. Es nimmt also die Zahl der Sterne zu, welche nicht auf- und nicht untergehen; dagegen wird aber auch ein immer grösserer Theil der südlichen Hälfte der Himmelskugel ganz unsichtbar, der Gürtel der Sterne, welche auf- und untergehen, wird immer schmaler.

Am besten kann man sich diese Veränderungen anschaulich machen, wenn man einen Himmelsglobus zur Hand nimmt. Fig. 35 zeigt einen Himmelsglobus in derjenigen Stellung, wie sie den Erscheinungen des gestirnten Himmels im mittleren Deutschland entspricht; der Nordpol des Himmels steht 50° über der Ebene des Horizontes, mit welcher der Himmelsäquator einen Winkel von 40° macht.

Soll der Himmelsglobus die Erscheinungen nördlicher gelegener Gegenden darstellen, so muss man den Messingring *M* so drehen, dass die Axe *PQ* sich mehr und mehr der Verticalen nähert. In der Stellung

Fig. 36 z. B. zeigt der Himmelsglobus die Erscheinungen des gestirnten Himmels, wie sie ungefähr an den nördlichsten Grenzen Europas wahrgenommen werden. Die Zenithdistanz des Polarsternes beträgt keine 20° mehr, die Plejaden gehen nicht mehr unter, sondern man sieht ihre obere und ihre untere Culmination. Sirius und Spica erheben sich am südlichen Himmel kaum noch über den Horizont, während Antares im Scorpion und Fomalhaut im südlichen Fisch gar nicht mehr sichtbar werden.

Könnte man vom Nordcap aus noch so weit nach Norden fortgehen, wie das Nordcap von Frankfurt am Main liegt, so würde man zu einem Punkte kommen, wo der Nordpol des Himmels im Zenith liegt und der Himmelsäquator in die Ebene des Horizontes fällt, wie es Fig. 37 darstellt.

Fig. 36.

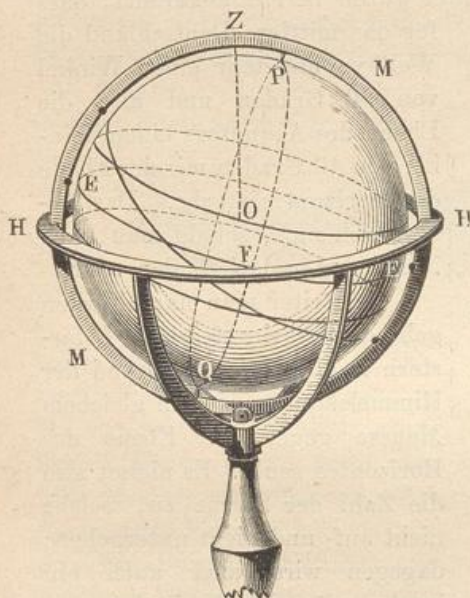
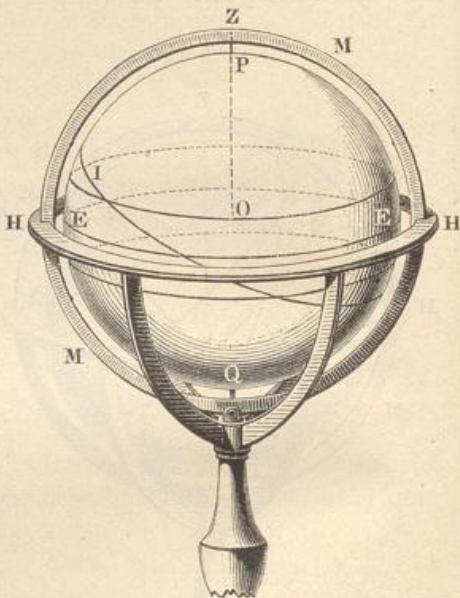


Fig. 37.



Hier ist nur noch die nördliche Hemisphäre des Himmels sichtbar. Alle sichtbaren Sterne beschreiben während ihrer täglichen Bewegung Kreise, welche mit dem Horizont parallel sind, die Höhe eines Sternes bleibt also stets unverändert.

Verfolgen wir nun auch die Veränderungen, welche der gestirnte Himmel darbieten wird, wenn man vom mittleren Deutschland aus nach Süden geht. Der Nordpol des Himmels senkt sich immer mehr und immer kleiner wird der Kreis der Sterne, welche nicht auf- und nicht untergehen. Auf den Inseln des Grünen Vorgebirges z. B. ist der Polarstern nur noch 15° über dem Horizont.

Das Sternbild des grossen Bären gehört hier nicht mehr zu denen, welche stets über dem Horizont bleiben; dagegen bleibt auch nur ein

kleiner Theil des südlichen Himmels unsichtbar, und das schöne Sternbild des Kreuzes glänzt am südlichen Himmel. Fig. 38 stellt ungefähr die Stellung der Himmelskugel gegen den Horizont dar, wie sie auf den Inseln des Grünen Vorgebirges beobachtet wird.

Noch weiter nach Süden fortschreitend, gelangt man endlich an Orte, wo der Himmelsäquator durch das Zenith geht, Fig. 39, wie dies z. B. in Quito der Fall ist. Nach Norden hin sieht man den Nordpol, nach Süden hin den Südpol des Himmels im Horizont. Alle Parallelkreise des Himmels stehen rechtwinklig auf der Ebene des Horizontes. Kein Stern

Fig. 38.

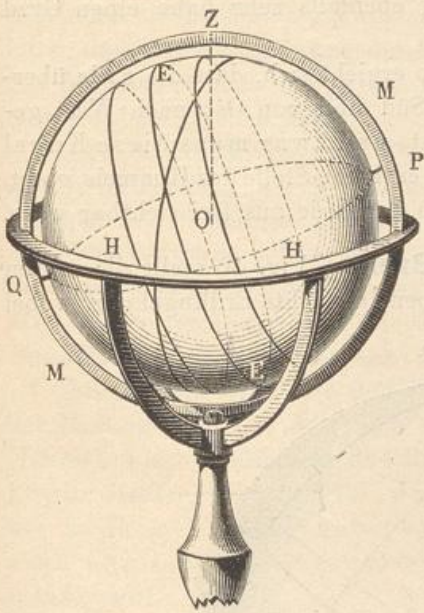
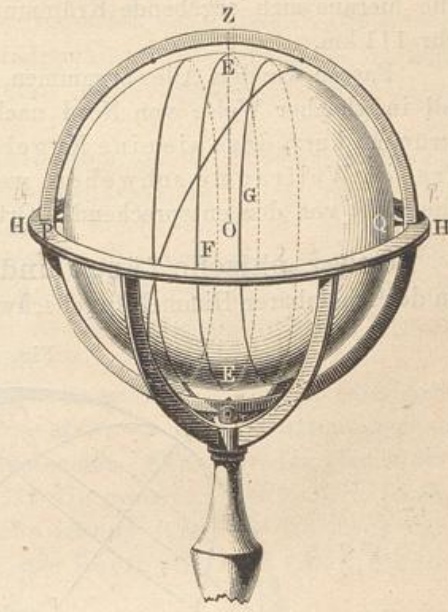


Fig. 39.



des Himmels bleibt beständig über, keiner beständig unter dem Horizont, für alle Sterne ist der Tagbogen dem Nachtbogen gleich.

Setzt man den Weg nach Süden hin immer noch weiter fort, so verschwindet der Nordpol des Himmels unter dem Horizont, der Südpol dagegen steigt höher und höher.

Aus diesen eben besprochenen Erscheinungen geht hervor, dass die Erde in der Richtung von Norden nach Süden hin gekrümmt sein muss, und zwar ziemlich gleichförmig; denn für je 111 km, um welche man gerade nach Norden hin fortschreitet, erhebt sich der Polarstern ungefähr um 1° mehr über den Horizont.

Ebenso ist aber auch die Erde in der Richtung von Ost nach West gekrümmt. Reist man gerade nach Westen hin, so ändert sich zwar der Anblick des gestirnten Himmels durchaus nicht, aber die Zeit des Auf- und Unterganges der Gestirne, die Zeit ihrer Culmination ist nicht dieselbe. In demselben Moment, in welchem die Sonne in London aufgeht, ist sie zu Berlin schon bald eine Stunde lang über dem Horizont; und

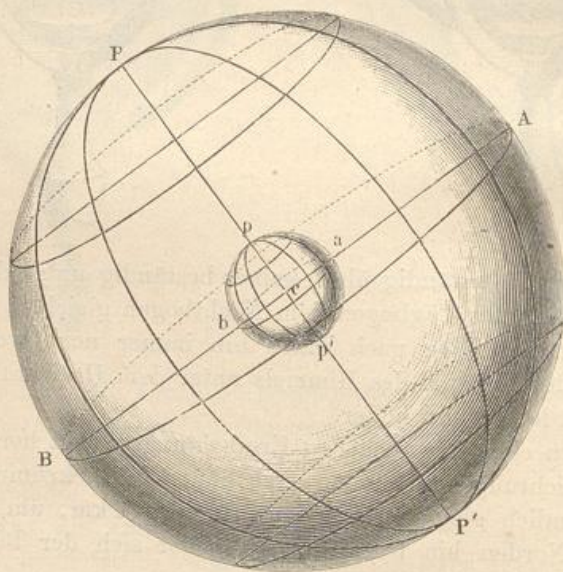
die Zeit des Mittags von Quito fällt mit der Zeit der Mitternacht von Sumatra zusammen.

Von der Richtigkeit dieser Behauptung kann sich jeder Reisende mit Hülfe einer guten Uhr überzeugen. Nehmen wir an, die Uhr sei nach Berliner Zeit gerichtet, d. h. sie gehe so, dass sie für Berlin stets die richtige Zeit anzeigt, so wird diese Uhr, wenn man dieselbe, ohne sie zu verstellen, an westlicher gelegene Orte bringt, stets vor der Uhr dieser Orte vorgehen, und zwar um so mehr, je weiter man nach Westen fortschreitet. Die nach Berliner Zeit gehende Uhr geht in London nahezu 1, in Newyork $5\frac{1}{2}$ Stunden vor; und zwar beträgt für den Aequator die hieraus sich ergebende Krümmung ebenfalls sehr nahe einen Grad für 111 km.

Fassen wir dies Alles zusammen, so ergibt sich, dass die Erde überall in gleicher Weise von Nord nach Süd und von Ost nach West gekrümmt, kurz, dass sie eine Kugel ist, und zwar muss diese Kugel frei im Weltraume schweben, weil es keine Stelle des Himmels giebt, die nicht von den entsprechenden Orten der Erde aus frei sichtbar wäre.

- 16 Geographische Länge und Breite. Fig. 40 stellt die mitten in der scheinbaren Himmelskugel schwebend gedachte Erdkugel dar, wobei

Fig. 40.



jedoch zu bedenken ist, dass die Dimensionen der Erdkugel als verschwindend angesehen werden müssen im Vergleich zu denen der Himmelskugel, was man in der Zeichnung freilich nicht richtig darstellen kann. Die Weltaxe PP' geht mitten durch die Erdkugel hindurch und trifft ihre Oberfläche in zwei Punkten pp' , welche die Pole der Erde sind; p ist der Nordpol, p' ist der Südpol der Erde.

Die Ebene des Himmelsäquators schneidet die Erde in einem Kreise *bca*, welcher der Aequator der Erde ist.

Denken wir uns an irgend eine Stelle der Erdoberfläche eine Berührungsebene gelegt, so ist diese der scheinbare Horizont, d. h. der Horizont, welcher dem auf dieser Stelle der Erdoberfläche befindlichen Beobachter in der That die sichtbare Hälfte der Himmelskugel begrenzt. Eine parallel mit dem scheinbaren Horizont durch den Mittelpunkt der Erde gelegte Ebene nennt man dagegen den wahren Horizont. Es ist klar, dass ein auf dem Nordpol der Erde stehender Beobachter den Nordpol des Himmels im Zenith hat, dass dagegen für einen auf dem Erdäquator stehenden Beobachter ein Punkt des Himmelsäquators das Zenith bildet, kurz, dass bei Veränderung des Standpunktes auf der Erde der Anblick des Himmels sich in der Weise ändern müsse, wie wir es im vorigen Paragraphen gesehen haben.

Den Stundenkreisen und Parallelkreisen auf der Himmelskugel entsprechend denkt man sich auch auf der Erdkugel ein System von Kreisen gezogen. — Diejenigen grössten Kreise, welche durch die beiden Pole *p* und *p'* der Erde gehen, welche also den Stundenkreisen der Himmelskugel entsprechen, werden Längenkreise, Meridiankreise oder nur Meridiane genannt. Die mit dem Aequator parallelen Kreise heissen Parallelkreise oder Breitenkreise.

Mittelst dieser Kreise findet die Ortsbestimmung auf der Oberfläche der Erdkugel ganz in derselben Weise statt, wie die Ortsbestimmung am Himmel, durch Declination und Rectascension. Was für die Himmelskugel die Declination ist, das ist die geographische Breite für die Erdkugel; die geographische Länge hat für die Erdkugel eine ähnliche Bedeutung, wie die Rectascension für die Himmelskugel.

Die geographische Breite eines Ortes ist der auf seinem Meridian gemessene Bogen von dem Orte bis zum Erdäquator. So ist z. B. die geographische Breite von Freiburg 48° , Freiburg ist also noch um 42 Breitengrade vom Nordpol der Erde entfernt, da der Bogen vom Pol bis zum Aequator 90° beträgt.

Die geographische Länge eines Ortes ist der auf dem Aequator gezählte Winkel oder Bogen, welcher zwischen dem Meridian des Ortes und irgend einem bestimmten zum Ausgangspunkte der Zählung gewählten Meridian liegt.

Gewöhnlich zählte man bisher auf deutschen Landkarten die Längen von demjenigen Meridian, welcher genau 20° westlich von Paris liegt und nach der Insel Ferro benannt wird, bei welcher er nahe vorbeigeht.

So ist denn die Lage von Freiburg bestimmt, wenn man sagt, es liege in einer nördlichen Breite von 48° und seine geographische Länge sei $25\frac{1}{2}^{\circ}$ östlich von Ferro.

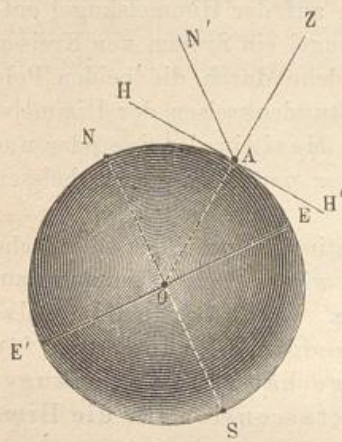
Die Engländer nehmen den Meridian von Greenwich, die Franzosen den von Paris zum Ausgangspunkte für die Zählung der geographischen

Längen. In neuerer Zeit wird auch auf deutschen Landkarten die geographische Länge meist nach Greenwich gerechnet.

17 **Bestimmung der geographischen Breite eines Ortes.**

Fig. 41 stelle die Erdkugel dar. NS sei die Erdaxe, EE' der zur geraden Linie verkürzt erscheinende Erdäquator; es sei ferner A irgend ein Ort auf der Erdoberfläche, so ist der Bogen EA die geographische Breite desselben. Denken wir uns nun von A aus eine gerade Linie AN' parallel mit der Erdaxe gezogen, so trifft die Verlängerung dieser Linie gerade den Himmelspol (da ja die Dimensionen der Erde verschwindend klein sind gegen die des Himmelsraumes). Der Winkel aber, welchen AN' mit AH , der Ebene des Horizontes von A , macht, ist offenbar gleich dem Winkel EOA , oder mit anderen Worten: die geographische

Fig. 41.



Breite eines Ortes ist seiner Polhöhe gleich.

Um die geographische Breite eines Ortes zu ermitteln, hat man also nur zu messen, um wie viel Grade der an diesem Orte sichtbare Himmelspol über der Ebene des Horizontes steht.

Da aber der Himmelspol nicht durch einen bestimmten Stern bezeichnet ist, so kann man die Polhöhe nicht durch eine einzige directe Messung finden; sie ergibt sich aber sehr einfach aus der Beobachtung der oberen und unteren Culmination der Circumpolarsterne. Hat man die Höhe eines der Circumpolarsterne zur Zeit der oberen

und dann wieder zur Zeit der unteren Culmination gemessen, so hat man aus diesen beiden Winkeln nur das Mittel zu nehmen, um die Polhöhe zu finden.

Man hat z. B. zu Freiburg gefunden:

Höhe des Polarsterns zur Zeit der unteren Culmination $46^{\circ} 32'$

" " " " " " " oberen " $49^{\circ} 28'$,

so ergibt sich daraus die Polhöhe von Freiburg gleich 48° .

An Orten, wo die Localitäten oder auch die Einrichtung der Instrumente die Beobachtung der Circumpolarsterne nicht zulassen, kann man auch aus der Höhe eines anderen Sternes zur Zeit seiner oberen Culmination auf die geographische Breite des Beobachtungsortes schliessen, da ja die Declination, aller helleren Sterne wenigstens, durch genaue Messungen auf den ersten Sternwarten ein- für allemal bekannt ist (Cap. I, §. 11). Beobachtet man nun die Höhe eines südlich vom Zenith culminirenden Sternes zur Zeit seiner Culmination, so hat man von derselben nur die Declination des Sternes abzuziehen (oder zu addiren, wenn die Declination eine südliche ist), um zu erfahren, welchen Winkel der

Himmelsäquator mit der Ebene des Horizontes macht. Dieser Winkel ist aber gleich der Zenithdistanz des Himmelspols und ergänzt also die Polhöhe (also auch die geographische Breite) zu 90° .

Bezeichnen wir mit d die Declination, mit h die beobachtete Culminationshöhe eines Sternes, so macht also der Himmelsäquator mit dem Horizont des Beobachtungsortes einen Winkel

$$p = h \mp d,$$

wo das obere Zeichen bei nördlicher Declination zu setzen ist. Die geographische Breite b des Ortes ist aber $90^\circ - p$, also

$$b = 90^\circ - h \pm d.$$

Man hat z. B. zu Freiburg die Höhe des Procyon (α Canis minoris), dessen nördliche Declination $5^\circ 30'$ ist, zur Zeit seiner Culmination gleich $47^\circ 30'$ gefunden und daraus ergibt sich 42° als Werth des Winkels, welchen der Himmelsäquator mit dem Horizont von Freiburg macht, die geographische Breite von Freiburg ist also 48° .

Bestimmung der geographischen Länge. Nach der obigen 18 Definition wird die geographische Länge eines Ortes durch den Winkel gemessen, welchen der Meridian desselben mit demjenigen Meridian macht, den man zum Nullpunkte der geographischen Länge gewählt hat.

Um den Unterschied der geographischen Länge zweier Orte zu ermitteln, muss man bestimmen, um wie viel die Culmination eines und desselben Sternes an dem einen Orte später eintritt als am anderen. Diese Zeitdifferenz hat man nur mit 15 zu multipliciren, um den gesuchten Längenunterschied in Bogenmaass ausgedrückt zu erhalten.

Die Zeitdifferenz erhält man aber durch die Vergleichung zweier Uhren, von denen die eine nach der Zeit des ersten, die andere nach der Zeit des zweiten Ortes regulirt ist. Eine solche Vergleichung kann man aber nach verschiedenen Methoden ausführen.

Sind die beiden Orte, deren Längenunterschied man ermitteln will, nicht gar zu weit von einander entfernt, so wählt man zwischen beiden Stationen einen Punkt, etwa eine Bergspitze, einen Thurm u. s. w., welcher von beiden Orten aus zugleich gesehen werden kann, auf welchem dann ein vorher verabredetes Signal, etwa durch Anzünden einer kleinen Menge Pulver, gegeben wird. Die Beobachter an den beiden Stationen, welche den Gang ihrer Uhren durch astronomische Beobachtungen regulirt haben, notiren die Zeit, in welcher sie das Signal wahrnehmen, und aus der Vergleichung der notirten Zeitmomente ergibt sich dann der verlangte Zeit- und Längenunterschied.

Wenn die beiden Orte durch einen elektrischen Telegraphen mit einander verbunden sind, so kann man sich desselben zur Bestimmung der Längenunterschiede bedienen, da die Geschwindigkeit des galvanischen Stromes so gross ist, dass man die Fortpflanzung des Signals von der einen Station zur anderen als momentan betrachten darf. Der Beobachter der einen Station notirt sich die Uhrzeit, in welcher er

das elektrische Signal absendet, der andere beobachtet die Uhrzeit, in welcher er es wahrnimmt. Die Differenz dieser Uhrzeiten giebt den Längenunterschied.

Nach dieser Methode wurden auch am 13. und am 29. August 1852 Morgens zwischen 6 und 7 Uhr Versuche zur Bestimmung des Längenunterschiedes von Frankfurt a. M. und Berlin gemacht. Das Signal bestand in einem einfachen Drucke auf den Schlüssel des Telegraphen und wurde an dem anderen Ende der Telegraphenlinie als ein einfaches Knacken von nicht messbarer Dauer gehört. Bezeichnen wir mit t_b die Berliner Zeit für den Moment eines solchen Signals, mit t_f die gleichzeitige Frankfurter Zeit, so ergab sich für den fraglichen Längenunterschied beider Orte im Durchschnitt aus allen zu Berlin gegebenen Signalen (Jahresbericht des physikalischen Vereins zu Frankfurt a. M. für 1852 und 1853):

$$D = t_b - t_f = 18^m 51,89^s$$

und das Mittel aus allen Frankfurter Signalen

$$D' = t_b - t_f = 18^m 51,77^s.$$

Wenn eine messbare Zeit c zwischen der Abgabe und der Ankunft eines Signals verstriche, so hätte man, wenn sich t_b und t_f auf die Momente der Zeichengebung beziehen, die Differenz der Uhrzeiten des Abgangs und der Ankunft für die Berliner Signale

$$D = t_b - (t_f + c)$$

und für die Frankfurter Signale

$$D' = (t_b - c) - t_f.$$

Es müsste also die Differenz D' für die Frankfurter Signale grösser sein als die entsprechende Differenz D für die Berliner Signale. Da dies nun nicht der Fall ist, so liefern diese Versuche zugleich den Beweis, dass die Zeit, in welcher sich der galvanische Strom von Berlin nach Frankfurt fortpflanzt, in der That verschwindend klein ist.

Die beschriebene Methode ist natürlich nur dann anwendbar, wenn die beiden Orte durch einen Telegraphendraht verbunden sind. Ist dies nicht der Fall, so muss man statt der irdischen Signale himmlische anwenden, d. h. man beobachtet den Moment, in welchem gewisse Erscheinungen am Himmel, die wir später noch besprechen werden, wie Sternbedeckungen, Verfinsterung von Jupiterstrabanten u. s. w., eintreten. Den Zeitpunkt, in welchem diese Erscheinungen an irgend einer der Hauptsternwarten eintreten müssen, erfährt man aus den astronomischen Jahrbüchern, welche von den Astronomen einiger Observatorien herausgegeben werden und welche die für einige Jahre schon vorausberechneten Momente dieser Erscheinungen enthalten.

So enthält z. B. das Berliner astronomische Jahrbuch für 1853 die Angabe, dass am 20. Mai dieses Jahres eine Bedeckung des Sternes α Virginis durch den Mond stattfinde, und zwar müsste der Stern für Berlin um $13^h 16,4^m$ am östlichen Mondrande eintreten. Lorey beobachtete den Eintritt dieses Sternes zu Frankfurt a. M. an demselben

Tage um $12^h 56,2^m$; demnach betrüge der Längenunterschied zwischen Berlin und Frankfurt $20^m 12^s$. An dieses Resultat sind aber noch Correctionen anzubringen, welche hier nicht besprochen werden können.

Am einfachsten ergeben sich die Längendifferenzen durch Anwendung guter, gleichförmig gehender Chronometer, welche man von dem einen Orte an den anderen mit hinhinimt. Diese Methode wird vorzugsweise zur Längenbestimmung auf der See angewendet. Vor Antritt der Reise, oder beim Anlaufen einer Station, deren geographische Länge bekannt ist, wird ermittelt, um wie viel das Chronometer gegen die mittlere Zeit irgend eines Normalortes, z. B. der Greenwicher Sternwarte, unrichtig zeigt, und wie viel es täglich gegen mittlere Zeit gewinnt oder verliert. Dadurch kommt man in den Stand, für längere Zeit nachher den Fehler des Chronometers gegen Greenwicher mittlere Zeit zu kennen. Vergleicht man nun die durch Gestirnsbeobachtungen gefundene mittlere Zeit des Ortes, an dem man sich befindet, mit derjenigen Greenwicher Zeit, welche gleichzeitig nach dem Chronometer stattfindet, so entspricht die gefundene Differenz der Längendifferenz des Ortes von Greenwich.

Eine nach dieser Methode gemachte Längenbestimmung wird natürlich um so genauer ausfallen, je regelmässiger und genauer der Gang der Uhr ist. Wo es auf sehr grosse Genauigkeit ankommt, wendet man gleichzeitig mehrere Chronometer an und nimmt das Mittel aus allen einzelnen Bestimmungen; so wurde im Jahre 1824 die Länge von Altona, Helgoland und Bremen in Beziehung auf die Sternwarte von Greenwich durch 35 Chronometer, mit welchen man sechsmal die Reise über das Meer machte, und im Jahre 1843 wurde in gleicher Weise der Längenunterschied der Sternwarte von Pulkowa bei Petersburg und der von Greenwich mit Hilfe von 68 vorzüglichen Chronometern bestimmt.

Wie man die Zeit des Beobachtungsortes selbst ermittelt, werden wir später sehen.

Die umstehende Tabelle enthält die Länge und Breite einiger Sternwarten.

Name des Ortes	Geographische Breite	Länge von Berlin in Zeit	Oestliche Länge von Greenwich in Bogen
	+ nördlich — südlich	+ westlich — östlich	
Berlin	+ 52° 30' 16,7"	0h 0m 0,0"	13° 23' 43,6"
Bonn	+ 50 43 45,0	+ 0 25 11,6	7 5 49,4
Breslau	+ 51 6 56,5	— 0 14 34,0	17 2 13,5
Brüssel	+ 50 51 10,7	+ 0 36 6,2	4 22 10,5
Cap d. g. Hoffn. . .	— 33 56 3,2	— 0 20 19,8	18 28 41,1
Christiania	+ 59 54 43,7	+ 0 10 41,1	10 43 27,0
Edinburgh	+ 55 57 23,2	+ 1 6 18,0	356 49 14,2
Genf	+ 46 11 58,8	+ 0 28 58,2	6 9 11,4
Göttingen	+ 51 31 47,9	+ 0 13 48,5	9 56 36,0
Greenwich	+ 51 28 38,1	+ 0 53 34,9	0 0 0,0
Hamburg	+ 53 33 7,0	+ 0 13 41,1	9 58 27,0
Kiel	+ 54 20 28,6	+ 0 12 59,2	10 8 56,1
Königsberg	+ 54 42 50,6	— 0 28 24,2	20 29 46,5
Kopenhagen	+ 55 41 12,9	+ 0 3 16,0	12 34 43,8
Leiden	+ 52 9 20,2	+ 0 35 38,6	4 29 5,2
Leipzig	+ 51 20 6,3	+ 0 4 0,9	12 23 30,3
Madrid	+ 40 24 29,7	+ 1 8 20,0	356 18 44,2
Mailand	+ 45 27 59,4	+ 0 16 48,9	9 11 29,6
Melbourne	— 37 49 53,1	— 8 46 19,3	144 58 32,5
München	+ 48 8 45,5	+ 0 7 8,8	11 36 31,8
Paris	+ 48 50 11,2	+ 0 44 13,9	2 20 15,4
Pulkowa	+ 59 46 18,7	— 1 7 43,7	30 19 39,8
Rio de Janeiro . . .	— 22 54 23,7	+ 3 46 16,3	316 49 38,8
Rom	+ 41 53 53,6	+ 0 3 39,4	12 28 53,2
Santiago (Chile) . .	— 33 26 42,0	+ 5 36 21,2	289 18 25,5
Stockholm	+ 59 20 34,0	— 0 18 39,1	18 3 29,7
Strassburg	+ 48 35 0,2	+ 0 22 30,2	7 46 9,9
Washington	+ 38 53 38,9	+ 6 1 47,0	282 56 58,6
Wien	+ 48 13 55,4	— 0 11 46,6	16 20 22,4
Zürich	+ 47 22 40,0	+ 0 19 22,5	8 33 6,0

19 **Abplattung der Erde.** Wenn die Erde eine vollständige Kugel wäre, so müsste die Entfernung zweier auf demselben Meridian liegender Punkte, von denen der eine genau 1° nördlicher liegt als der andere, für alle Theile des Meridians genau dieselbe sein; der Bogen vom Aequa-

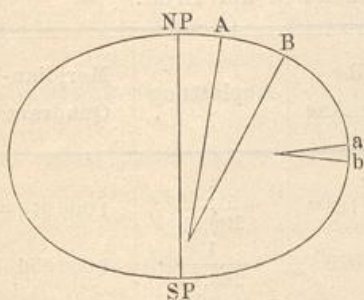
tor bis zu 1° nördlicher Breite müsste also genau so lang sein, wie der Bogen vom 89sten Breitengrade bis zum Pol.

Dies ist nun in der That nicht der Fall. Genaue Gradmessungen, welche in verschiedenen Gegenden der Erde vorgenommen wurden, haben gezeigt, dass die Länge eines Breitengrades mit der Entfernung vom Aequator zunimmt, wie man aus folgender Tabelle ersieht.

Namen des Landes	Mittlere Breite	Länge eines Breitengrades
Peru	1° 31'	56728,5 Toisen
Indien	12 32	56795,9 "
Frankreich	46 8	57024,6 "
England	52 2	57066,1 "
Lappland	66 20	57438,0 "

Untersuchen wir zunächst, was aus diesen Zahlen folgt. Bei zwei Kreisen von verschiedener Grösse ist offenbar die lineare Grösse eines Grades der Peripherie verschieden, und zwar bei dem grösseren Kreise grösser als bei dem kleineren im Verhältniss der Halbmesser. Da nun auf der Erde die lineare Grösse eines Grades des Meridians in der Nähe der Pole grösser ist, als in der Nähe des Aequators, so entspricht ein Stück des Meridians in der Nähe des Poles (*AB*, Fig. 42) einem grösseren

Fig. 42.



Kreise, als ein dieselbe Anzahl von Graden enthaltendes Stück *ab* in der Nähe des Aequators. Es folgt daraus, dass die Meridiane in der Nähe des Aequators stärker gekrümmt sein müssen als an den Polen.

Das Wesentlichste der geodätischen Operationen, durch welche dergleichen Gradmessungen ausgeführt werden, soll im nächsten Paragraphen besprochen werden.

Newton hatte die Abplattung der Erde aus theoretischen Gründen abge-

leitet; allein es fehlte an genauen Gradmessungen, welche Newton's Behauptungen hätten bestätigen können, bis die französische Akademie der Wissenschaften gegen die Mitte des vorigen Jahrhunderts eine wissenschaftliche Expedition nach Peru und eine andere nach Lappland veranlasste, um daselbst genaue Gradmessungen anzustellen. Die Gradmessung in Peru wurde von Bouguer und Condamine, die in Lappland von Maupertuis, Clairaut und Outhier ausgeführt.

Die Resultate dieser Messungen setzten die Abplattung der Erde ausser Zweifel.

Als gegen Ende des vorigen Jahrhunderts der Nationalconvent in Frankreich ein neues Maass- und Gewichtssystem einführen wollte, entschied man sich dahin, dass die neue Längeneinheit in einem einfachen Verhältnisse zur Länge eines Erdmeridians stehen sollte, und verordnete deshalb, dass eine neue möglichst genaue Gradmessung ausgeführt werden sollte, mit welcher Delambre und Méchain beauftragt wurden. Sie führten die Messung des Meridianbogens von Dünkirchen bis Barcelona aus. Später ist auf demselben Meridian noch der Bogen von Barcelona bis Formentera (durch Biot und Arago) und von Dünkirchen bis Greenwich gemessen worden. Auch diese Messungen haben gezeigt, dass in der That die Länge eines Breitengrades nach Norden hin zunimmt. Zwischen Formentera und Montjoux ist die Länge eines Breitengrades 56955,4 Toisen, zwischen Dünkirchen und Greenwich ist sie 57097,6 Toisen.

Nachdem Delambre und Méchain ihre Messung beendet hatten, wurde eine Commission von Gelehrten ernannt, um auf dieselbe das neue Maasssystem zu gründen. Die Commission combinirte diese in Frankreich ausgeführte Gradmessung mit den früher in Peru und Lappland erhaltenen Resultaten und folgerte daraus, dass der Erdmeridian eine Ellipse sei, deren Abplattung¹⁾ $\frac{1}{292}$ betrüge und deren vierter Theil (der Bogen vom Aequator bis zum Pol) 5130074 Toisen lang sei. Der zehnmillionste Theil des Erdmeridianquadranten wurde als Einheit des Längenmaasses angenommen und Meter genannt.

Das Meter wurde also zu 0,5130074 Toisen oder zu 3 Fuss 11,296 Linien Pariser Maass festgesetzt.

Folgendes sind die Resultate der von verschiedenen neueren Berechnern gefundenen Werthe für die Dimensionen der Erde:

	Halbe grosse Axe	Halbe kleine Axe	Abplattung	Meridian- Quadrant
Airy 1830	6377491 ^m	6356184 ^m	$\frac{1}{299,33}$	1000976 ^m
Bessel 1841	6377397	6356079	$\frac{1}{299,15}$	1000856
Schubert 1861	6378547	6356011	$\frac{1}{283,03}$	1001708
Fischer 1868	6378338	6356230	$\frac{1}{288,50}$	1001714
Clarke 1880	6378249	6356513	$\frac{1}{293,47}$	1001869

¹⁾ Bezeichnet a die grosse Axe der Ellipse, b die kleine, so ist die Abplattung = $\frac{a-b}{a}$.

Nach der neuesten Berechnung würde also das Meter, dessen Länge zu 443,296 Pariser Linien festgesetzt ist, um 0,001869 m, oder nahezu um 2 mm zu kurz sein; man hat aber mit Recht davon abgesehen, eine Aenderung der Länge des Meters anzunehmen, zumal da es zweifelhaft geworden ist, ob die Erde ein ganz regelmässiges Rotationsellipsoid ist, und alle Meridianquadranten von gleicher Länge sind.

Um sich eine deutliche Vorstellung von der Abplattung der Erde zu machen, denke man sich ein Umdrehungellipsoid, dessen Aequatordurchmesser 1 m beträgt; es würde dann der Polardurchmesser, also die Umdrehungsaxe, ungefähr um 3 mm kürzer sein müssen, wenn dieser Körper dem Erdellipsoid ähnlich sein sollte. Man begreift wohl, dass eine solche Abplattung dem blossen Auge ganz unmerklich ist und dass genaue Messungen nöthig sind, um sie nachzuweisen.

Bedenkt man, dass der Gipfel des höchsten Berges der Erde, des Gaurisankar, nur 8840 m über der Meeresfläche liegt und dass der Chimborazo nur 6530 m hoch ist, so sieht man leicht, dass die Erhebungen der mächtigsten Gebirge kaum in Betracht kommen können im Vergleich zu den Dimensionen der Erde. Auf einem Erdglobus von 1 m Durchmesser würden die Gebirgszüge des Himalaya in Asien und der Andes von Südamerika noch nicht die Höhe von 1 mm erreichen, wenn das richtige Grössenverhältniss eingehalten werden sollte.

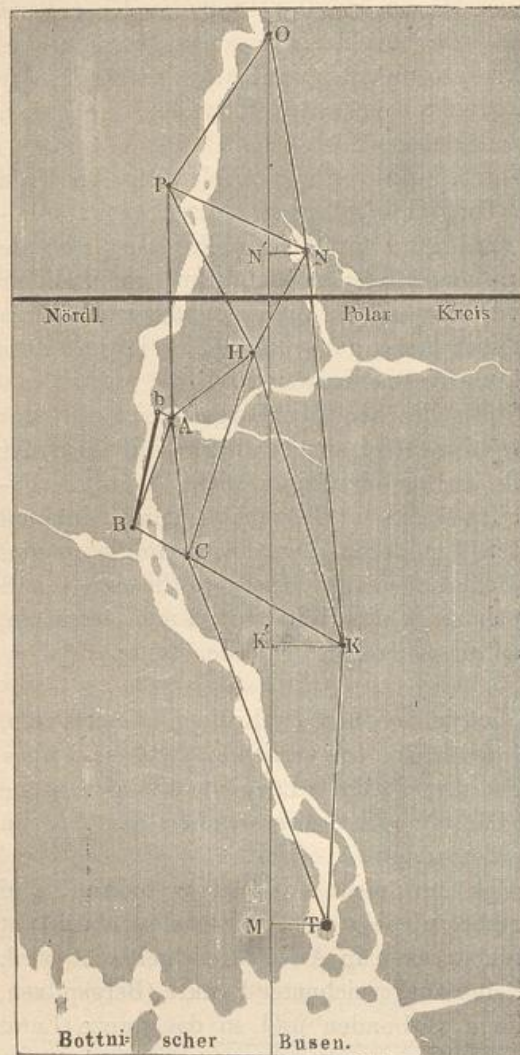
Gradmessungen. Um die Dimensionen der Erdkugel zu erfahren, 20 muss man die Länge eines Breitengrades ermitteln, d. h. man muss bestimmen, wie gross der nach irgend einem Längenmaass gemessene Abstand zweier Orte desselben Meridians ist, von welchem der eine um einen Grad nördlicher liegt als der andere.

Eine solche Länge lässt sich nun nicht unmittelbar messen, und deshalb muss hier dasselbe Verfahren befolgt werden, welches überhaupt zur Vermessung grösserer Länderstrecken in Anwendung gebracht wird. Man denkt sich nämlich eine Reihe ausgezeichneter Punkte (Bergspitzen, Thürme u. s. w.) durch Visirlinien verbunden und so das ganze Land mit einem Dreiecksnetz bedeckt. Wenn man nun von diesem ganzen Dreiecksnetz nur die Länge einer einzigen Linie, der Basis, ausserdem aber die sämmtlichen Winkel der einzelnen Dreiecke gemessen hat, so kann man die Länge sämmtlicher Dreiecksseiten, also auch den Längenabstand irgend zweier Punkte dieses Dreiecksnetzes berechnen.

So ist z. B. Fig. 43 (a. f. S.) das Bild eines von Maupertuis in Lappland gemessenen Dreiecksnetzes, dessen nördlichster Punkt *O* die Spitze eines Berges Kittis, der südlichste *T* aber der Kirchthurm von Torneå am nördlichen Ende des Bottnischen Meerbusens ist.

Die Basis *bB* dieses Dreiecksnetzes wurde auf dem Eise des Torneåflusses gemessen und gleich 7407 Toisen gefunden. An diese Basis lehnte sich eine Reihe von Dreiecken an, in welchen sämmtliche Winkel, aber keine weitere Seite mehr gemessen wurde. Man fand

Fig. 43.



im Dreieck	den Winkel
BbA	bei $B = 9^{\circ} 30'$ " $b = 77^{\circ} 32'$
ABC	bei $B = 102^{\circ} 42'$ " $A = 30^{\circ} 37'$
AHC	bei $A = 112^{\circ} 21'$ " $C = 30^{\circ} 57'$
AHP	bei $H = 94^{\circ} 54'$ " $A = 53^{\circ} 46'$
PNH	bei $P = 37^{\circ} 22'$ " $H = 49^{\circ} 13'$
PNO	bei $P = 87^{\circ} 52'$ " $N = 51^{\circ} 53'$
HCK	bei $C = 100^{\circ} 10'$ " $H = 36^{\circ} 5'$
KTC	bei $C = 37^{\circ} 9'$ " $K = 118^{\circ} 28'$

Die gemessenen Winkel sind hier absichtlich nur auf Minuten genau angegeben, weil es sich hier ja nur darum handelt, die Methode der Gradmessungen anschaulich zu machen.

Nach den gegebenen Daten kann man nun zunächst die Länge einer jeden Seite dieses Dreiecksnetzes, also die Länge von OP , ON , NK , PH u. s. w. berechnen.

Der nördlichste Punkt dieses Dreiecksnetzes, Kittis, und der südlichste, Torneå, liegen nun aber nicht auf demselben Meridian. Eine in O angestellte Messung ergab, dass das Azimut der Visirlinie OP (Kittis-Pullingi) $28^{\circ} 52'$ beträgt oder, mit anderen Worten, dass die Visirlinie OP einen Winkel von $28^{\circ} 52'$ mit dem Meridian der Spitze des Berges Kittis macht. Danach ergibt sich die Lage des Meridians von Kittis, wie sie in unserer Figur gezeichnet ist; Torneå liegt also östlich vom Meridian von Kittis.

Denken wir uns durch den Kirchthurm von Torneå einen Parallelkreis gezogen, welcher den Meridian von Kittis in M schneidet, so hat der Punkt M gleiche geographische Breite mit dem Kirchthurm von Torneå.

Nachdem einmal die Lage des Meridians von Kittis gegen die Linie OP festgestellt ist, lässt sich nun auch der Winkel bestimmen, welchen jede Seite des Dreiecksnetzes mit diesem Meridian macht. Hat man aber die Länge einer solchen Dreiecksseite bestimmt, so kann man auch die Länge ihrer Projection auf den Meridian von Kittis berechnen.

Denken wir uns nun die Linien ON , NK und KT durch Parallelkreise auf den Meridian von O projicirt, so ist die Summe dieser drei Projectionen gleich OM .

Oder es ist OM gleich der Summe der Projectionen von OP , PH , HC und CT .

Oder es ist OM gleich der Summe der Projectionen von OP , PA , AC und CT u. s. w.

Es lässt sich also die Länge OM aus verschiedenen Seitencombinationen berechnen, welche nahezu dasselbe Resultat geben. Als Mittel aus den zuverlässigsten Combinationen ergab sich

$$OM = 54\,942 \text{ Toisen.}$$

Nachdem nun die Länge des Meridianbogens OM ermittelt war, blieb noch die Differenz der geographischen Breite von Kittis und Torneå zu bestimmen. Zu diesem Zweck wurde zuerst auf Kittis und nachher zu Torneå die Zenithdistanz des Sternes δ Draconis zur Zeit seines Durchganges durch den Meridian gemessen. Die Differenz der beiden Zenithdistanzen ergab sich gleich

$$0^\circ 57' 26,9'',$$

demnach wäre also Kittis um $57' 26,9''$ nördlicher als Torneå. Aus der Beobachtung der Zenithdistanzen des Polarsternes aber ergab sich für die Breitendifferenz zwischen Kittis und Torneå der Werth $57' 30,35''$. Als Mittel ergibt sich also für die Breitendifferenz der beiden Orte der Werth

$$57' 28,6''.$$

Nach diesen Daten lässt sich nun die Länge eines Breitengrades für Lappland leicht bestimmen, denn man hat

$$57' 28,6'' : 1^\circ = 54\,942 : x$$

oder

$$3448,6 : 3600 = 54\,942 : x,$$

aus welcher Gleichung sich für x der Werth $57\,438$ Toisen ergibt. In Lappland beträgt also nach den Messungen von Maupertuis die Länge eines Breitengrades

$$57\,438 \text{ Toisen.}$$

Axendrehung der Erde. Im vorigen Capitel haben wir die tägliche Bewegung der Himmelskugel sammt allen Gestirnen kennen

gelernt, und es ist nun die Frage, wie diese Erscheinung zu erklären sei. Auf den ersten Anblick scheint es am einfachsten, dem unmittelbaren Eindrucke sich hingebend, diese scheinbare Bewegung für eine wirkliche zu nehmen, d. h. also anzunehmen, dass die Erde feststehe und dass sich das ganze Himmelsgewölbe sammt allen Gestirnen in je 24 Stunden wirklich um die Weltaxe, und zwar in der Richtung von Ost nach West umdrehe.

Diese Ansicht war im Alterthume und durch das ganze Mittelalter hindurch wirklich die herrschende. In dem Maasse aber, als sich die astronomischen Kenntnisse erweiterten, wurde die Hypothese einer wirklichen täglichen Umdrehung der Himmelskugel mehr und mehr unwahrscheinlich und musste endlich der Lehre von der Axendrehung der Erde weichen.

In der That lassen sich alle Erscheinungen der täglichen Bewegung der Gestirne auch durch die Hypothese vollkommen erklären, dass sich die Erde in 24 Stunden in der Richtung von West nach Ost, also der scheinbaren Bewegung des gestirnten Himmels entgegen, um ihre Axe dreht.

Untersuchen wir nun, welche Gründe gegen die wirkliche Rotation des Himmels und für die Axendrehung der Erde sprechen.

Die Dimensionen der Erde sind verschwindend klein gegen die Entfernung der Gestirne von uns; wenn sie also wirklich in 24 Stunden alle um die Erde herumlaufen sollten, so müsste die Geschwindigkeit dieser Bewegung eine ganz enorme sein.

Eine so grosse Geschwindigkeit ist an und für sich wenig wahrscheinlich, die Unwahrscheinlichkeit wurde aber noch auffallender, nachdem man zu der Ueberzeugung gekommen war, dass es keineswegs ein festes Himmelsgewölbe gebe, an welchem alle Gestirne gleichsam befestigt sind, dass keineswegs alle Sterne gleich weit von uns entfernt, dass wenigstens der Mond, die Sonne und die Planeten uns weit näher sind, als die Fixsterne; denn nun hätte man, um die Erscheinungen der täglichen Bewegung ohne die Axendrehung der Erde zu erklären, annehmen müssen, dass die Gestirne in demselben Maasse schneller in ihren täglichen Bahnen fortlaufen, in welchen sie weiter entfernt sind.

Die Unwahrscheinlichkeit einer solchen Annahme stieg bis zur Absurdität, nachdem man zu richtigen Vorstellungen über die Grösse und Entfernung der Gestirne gekommen war. Das Volumen der Sonne ist fast $1\frac{1}{2}$ Millionen mal grösser, als das der Erde, und eine solche Masse sollte in 24 Stunden einen Kreis durchlaufen, dessen Halbmesser 20 Millionen Meilen ist, während die winzige Erde sich nicht einmal um ihre Axe dreht!?

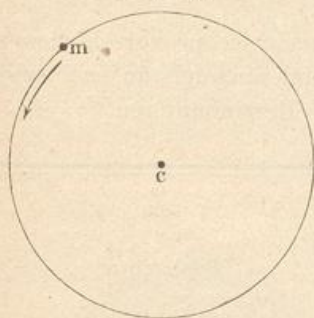
Selbst wenn wir der Fixsterne, welche noch unendlich weiter entfernt sind als die Sonne, gar nicht gedenken, müssten solche Betrachtungen allein schon genügen, die Hypothese von einer wirklichen täglichen Bewegung der Gestirne zu beseitigen, während sich für die Axendrehung

der Erde noch weitere Beweise beibringen lassen, die wir sogleich näher betrachten wollen.

Wenn sich die Erde wirklich um ihre Axe dreht; so muss sich die Schwungkraft auf ihrer Oberfläche geltend machen, und zwar muss sie um so bedeutender werden, je mehr man sich dem Aequator nähert.

Ein Körper m , welcher den Punkt c umkreist (Fig. 44), äussert fortwährend ein Streben, sich von diesem Mittelpunkte zu entfernen, und zwar ist der Weg p , um welchen sich m in einer Secunde von c entfernen würde, wenn andere Kräfte es nicht hinderten und ihn in der Kreisbahn zurück-

Fig. 44.



hielten, gleich $\frac{2\pi^2 r}{t^2}$ (Lehrbuch, 9. Aufl., I. Bd.,

S. 158), wenn r den Halbmesser der Kreisbahn, t die Umlaufzeit in Secunden und π das Peripherieverhältniss 3,14 bezeichnet. Da $2\pi r$ gleich ist dem Umfange des Kreises, den wir mit u bezeichnen wollen, so ist auch

$$p = \frac{3,14 \cdot u}{t^2}.$$

Der Umfang u des Kreises, welchen ein auf dem Erdäquator befindlicher Körper bei jeder vollen Umdrehung der Erde um ihre Axe zurückzulegen hat, ist nahezu gleich 40 000 000 m, die Umlaufzeit $t = 24$ Stunden = 86 400 Secunden und also

$$p = \frac{3,14 \cdot 40\,000\,000}{86\,400^2} = 0,0168 \text{ m,}$$

d. h. wenn sich die Erde in 24 Stunden wirklich um ihre Axe dreht, so muss die dadurch entstehende Schwungkraft so gross sein, dass ein auf dem Erdäquator befindlicher Körper sich in einer Secunde um 0,0168 m von dem Erdmittelpunkte entfernen würde, wenn die Schwere es nicht verhinderte.

In Folge der Axendrehung der Erde muss demnach der Weg, welchen ein frei fallender Körper in der ersten Fallsecunde durchläuft, am Aequator um 0,0168 m kleiner sein als an den Polen.

Der Fallraum der ersten Secunde in der Nähe der Pole beträgt 4,909 m; ist derselbe nun am Aequator in der That um 0,0168 m kleiner, so wäre demnach die Kraft, mit welcher ein Körper gegen die Erdoberfläche niedergezogen wird, in Folge der Axendrehung am Aequator um $\frac{0,0168}{4,909}$ oder $\frac{1}{292}$ kleiner als an den Polen.

Eine solche Verminderung der Schwerkraft von den Polen nach dem Aequator hin findet aber in der That statt. Beim freien Fall der Körper sie nachzuweisen, würde freilich schwer halten; wir besitzen aber im Pendel ein viel empfindlicheres Mittel, die Intensität der Schwere zu messen, und die Pendelversuche bestätigen diese Abnahme vollständig.

Im Jahre 1672 machte der französische Astronom Richer eine wissenschaftliche Reise nach Cayenne, welches nur 5° nördlich vom Aequator liegt. Als er hier seine Pendeluhr aufstellte, deren Gang zu Paris genau regulirt worden war, fand er, dass sie täglich $2\frac{1}{2}$ Minuten nachging; er musste das Pendel nahe um $\frac{5}{4}$ Linien verkürzen, um den richtigen Gang wieder herzustellen. Es konnte dies um so weniger einer Störung der Uhr während der Reise zugeschrieben werden, als die Uhr, nach Paris zurückgebracht, nun wieder 148 Secunden täglich vorging, so dass das Pendel wieder auf seine ursprüngliche Länge gebracht werden musste.

Man stellte später genaue Beobachtungen in vielen verschiedenen Gegenden der Erde an, um die Länge des Secundenpendels zu ermitteln. Die folgende Tabelle enthält eine Reihe solcher Bestimmungen.

Ort	Breite	Länge des Secundenpendels in Millimetern	Beobachter
St. Thomas	$0^{\circ} 24' 41''$	991,11	Sabine
Maranham	2 31 43 S.	990,89	Sabine, Foster
Ascension	7 55 48 S.	991,19	Sabine, Duperrey
Trinidad	10 38 56	991,06	Sabine
Bahia	12 59 21 S.	991,20	"
Jamaika	17 56 7	991,47	"
Port Jackson . .	33 51 6 S.	992,59	Duperrey
New-York	40 42 43	993,17	Sabine
Wien	48 12 35	993,95	Littrow
London	51 31 8	994,13	Kater
Berlin	52 30 16	994,23	Bessel
Güldenstein . . .	54 13 6	994,38	Schumacher, C.F.W. Peters
Königsberg	54 42 51	994,41	Bessel
Brassa	60 9 42	994,88	Sabine
Drontheim	63 25 54	995,01	"
Hammerfest	70 40 5	995,54	"
Grönland	74 32 19	995,75	"
Spitzbergen	79 49 58	996,05	"

Die Länge des Secundenpendels ist durch die Gleichung

$$L = l + m \cdot (\sin \varphi)^2$$

gegeben, in welcher l die Länge des Secundenpendels auf dem Aequator,

L aber die Länge desselben an einem Orte bezeichnet, dessen geographische Breite φ ist. Für Metermaass ist

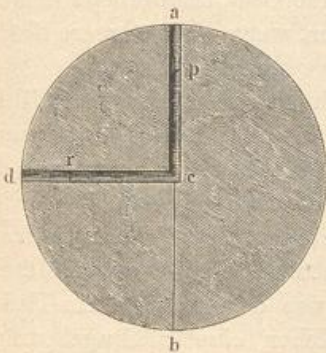
$$l = 99,0918 \text{ cm}$$

$$m = 0,5262.$$

Da nun die beschleunigende Kraft der Schwere der Länge des Sekundenpendels proportional ist, so ist durch diese Versuche erwiesen, dass in der That die Schwerkraft von den Polen nach dem Aequator hin abnimmt, und diese Abnahme ist im Wesentlichen durch die von der Axendrehung der Erde herrührende Schwungkraft bedingt.

Die Abplattung der Erde selbst, welche wir im vorigen Paragraphen kennen lernten, ist eine Folge ihrer Axendrehung. Um dies darzuthun, wollen wir uns die Erde zunächst als eine feste Kugel denken, in welcher sich zwei Canäle ac und dc befinden, welche im Mittelpunkte der Erde zusammentreffen, und von denen der eine beim Nordpol a , der andere

Fig. 45.



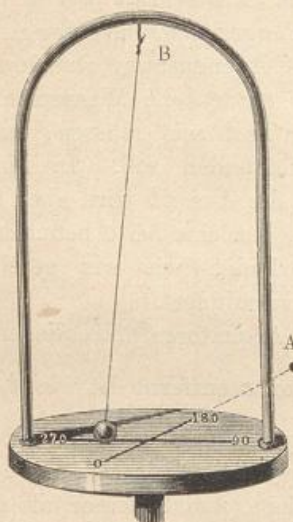
an einem Punkte d des Aequators mündet (Fig. 45). Diese beiden Canäle seien nun mit Wasser gefüllt, so werden beide Wassersäulen durch die Schwerkraft gegen den Mittelpunkt c hin angezogen, und zwar gleich stark, wenn keine Axendrehung stattfindet; in diesem Falle werden die Wassersäulen cd und ca gleich hoch sein müssen, wenn Gleichgewicht stattfinden soll. In Folge der Rotation um die Axe ab wird aber der Zug der Schwere, den eine bei d befindliche Wasserschicht erleidet, wie wir gesehen haben, um $\frac{1}{292}$ vermindert.

Betrachten wir aber eine zweite in der Aequatorealröhre liegende Wasserschicht bei r , welche nur $\frac{1}{n}$ so weit von c entfernt ist wie d , so ist hier freilich die Schwungkraft n mal geringer, allein auch die Kraft, mit welcher die Schicht r gegen c hingezogen wird, ist, wie sich aus dem Gesetze der allgemeinen Massenanziehung ergibt, n mal kleiner, als das Gewicht einer gleichen Wasserschicht bei d ; mithin ist auch hier bei r der Zug der Schwere gegen c durch die Schwungkraft um $\frac{1}{292}$ kleiner, als sie ohne die Rotation der Erde sein würde, sie ist um $\frac{1}{292}$ kleiner als die Zugkraft, welche auf die gleich weit von c abstehende Schicht p in der Polarröhre wirkt. Da nun dasselbe für alle entsprechenden Schichten der beiden Röhren gilt, so ist klar, dass in Folge der Axendrehung der Erde die Gesamtkraft, welche das Wasser in der Röhre dc gegen den Erdmittelpunkt treibt, um $\frac{1}{292}$ kleiner ist, als die entsprechende Kraft, welche auf das Wasser in der Röhre ca wirkt; wenn also Gleichgewicht stattfinden soll, so muss die Wassersäule in der Aequatorealröhre cd um $\frac{1}{292}$ länger sein, als die Wassersäule in der Polarröhre ca .

Wäre die ganze Erde eine flüssige, in 24 Stunden um ihre Axe rotirende Masse, so müsste offenbar zwischen dem Aequatoreal- und dem Polarhalbmesser dasselbe Grössenverhältniss bestehen, wie wir es eben für die Wassersäulen in den hypothetischen Röhren berechnet haben, oder, mit anderen Worten, die Erde müsste eine Polarabplattung von $\frac{1}{292}$ zeigen. Die auf diesem Wege berechnete Abplattung stimmt beinahe vollständig mit der durch Gradmessungen ermittelten überein, und diese Uebereinstimmung würde noch grösser sein, wenn man alle hier influirenden Umstände bei der Rechnung berücksichtigt hätte. Es unterliegt demnach wohl keinem Zweifel, dass die Abplattung der Erde eine Folge ihrer Axendrehung ist, und dass sie zu der Zeit, als sie sich noch in flüssigem Zustande befand, schon genähert dieselbe Axendrehung hatte wie gegenwärtig.

22 **Foucault's Pendelversuch.** Ein einfaches Pendel, welches in einer bestimmten Ebene schwingt, wird seine Oscillationsebene unverändert beibehalten, wenn nicht äussere Kräfte es aus derselben verdrängen.

Fig. 46.



Es lässt sich dies sehr leicht mit Hülfe der Vorrichtung Fig. 46, welche auf irgend eine verticale Umdrehungsaxe, etwa auf die einer Schwungmaschine aufgesteckt werden kann, bewerkstelligen. Auf einem horizontalen runden Brette ist ein Bügel von Metalldraht befestigt, von dessen Mitte ein Faden herabhängt, welcher eine Bleikugel trägt. In seiner Gleichgewichtslage fällt dieses einfache Pendel mit der Umdrehungsaxe des Apparates zusammen.

Bringt man das Pendel in der Richtung der mit 0 — 180 bezeichneten Linie aus seiner Gleichgewichtslage, so wird es, alsdann sich selbst überlassen, über der Linie 0 — 180, also rechtwinklig zur Ebene des Bügels hin-

und herschwingen, so lange der ganze Apparat in Ruhe bleibt.

Wird aber die Scheibe um ihre verticale Axe langsam umgedreht, so wird die Schwingungsebene des Pendels dessenungeachtet unverändert bleiben, es wird also der Reihe nach ein Durchmesser der Scheibe nach dem anderen unter der Schwingungsebene des Pendels hindurchgehen. Hat man z. B. das Pendel einmal in der Verticalebene in Schwingung gesetzt, welche man sich durch den Aufhängepunkt *B* des Pendels und irgend einen ausserhalb des Apparates gelegenen feststehenden Punkt *A* gelegt denken kann, so wird das Pendel stets in dieser Ebene schwingen, wie der Apparat auch gedreht wird. Liegt z. B. in einem bestimmten Moment der Durchmesser 0 — 180 der Scheibe gerade unter der Bahn

der Pendelkugel, so wird dieselbe nach einer viertel Umdrehung der Scheibe über den Durchmesser $90 - 270$ hinweggehen, welche unterdessen in die Verticalebene von AB gelangt ist.

In demselben Verhältniss, wie dieses Pendel zur gedrehten Scheibe, würde sich offenbar ein gerade über dem einen Pol, etwa dem Nordpol der Erde aufgehängtes Pendel zur Erdoberfläche verhalten. Nehmen wir an, das Pendel werde in der Ebene, welche in diesem Moment die Ebene der Meridiane $0 - 180$ einnimmt, in Schwingung versetzt, so wird es in dieser Schwingungsebene verharren, während die Erde mit ihren Meridianen unter dem in unveränderter Lage bleibenden Schwingungsbogen des Pendels fortrotirt.

Bei der fortdauernden Rotation der Erde werden also der Reihe nach die verschiedenen Meridiane unter dem Schwingungsbogen des Pendels durchpassiren; in Beziehung auf die Erdoberfläche scheint sich also die Schwingungsebene des Pendels zu drehen, und zwar in der Richtung von Ost nach West, weil die Erde in entgegengesetzter Richtung rotirt. Ein Pendel, welches ursprünglich in der Richtung vom Nordpol nach Paris hin oscillirte, wird nach zwei Stunden gegen die Ostküste von Grönland, nach vier Stunden gegen Neufundland hin schwingen.

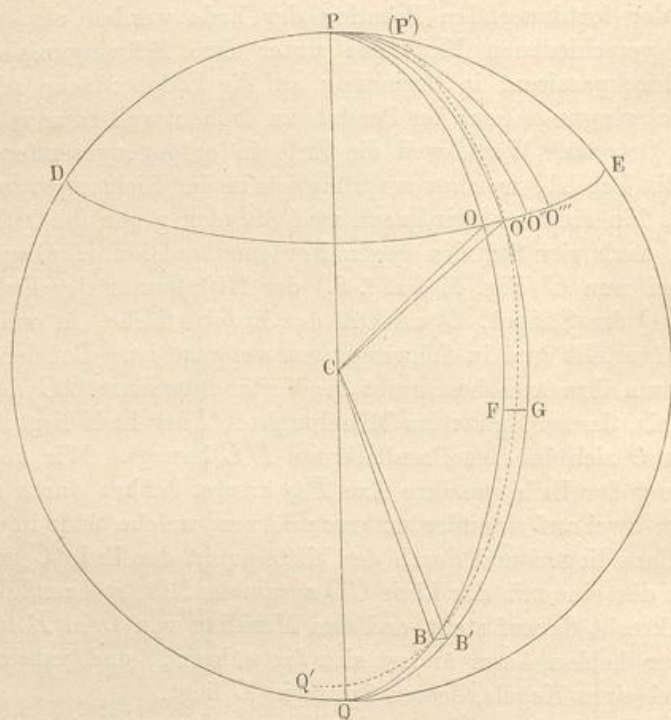
Es sei nun C (Fig. 47, a. f. S.) der Mittelpunkt der Erde, P der Nordpol, Q der Südpol, O ein Ort der Erdoberfläche, in welchem ein Pendel aufgestellt und in Schwingungen versetzt ist. Bei der Drehung der Erde um ihre Axe beschreibt die Verbindungslinie OC den Mantel eines Kegels, dessen Spitze im Mittelpunkte C der Erde liegt, während der Punkt O sich in dem Parallelkreise DE bewegt. Wir können uns die Drehung der Erde um ihre Axe PQ ersetzt denken durch zwei Drehungen um zwei auf einander senkrechte Axen, welche beide in der Ebene des Meridians liegen und durch den Mittelpunkt der Erde C gehen, und von denen die eine mit der Linie CO zusammenfällt, während die andere (CB) senkrecht darauf steht und den Meridian von O in B trifft. Die Lage dieser beiden Axen ändert sich fortwährend, und jede beschreibt den Mantel eines Kegels, dessen Spitze in C liegt.

Wir wollen jetzt annehmen, dass in einer kurzen Zeit, z. B. in einer Zeitsecunde, der Punkt O durch die Drehung der Erde um ihre Axe PQ nach O' kommt. Der Punkt O könnte aber offenbar auch durch eine Drehung der Erde um die Axe CB nach O' kommen, dabei würde sich aber die Lage der Pole verändern, es würde P nach einem Punkte P' und Q nach Q' kommen. Der grösste Kreis $P'O'Q'$ würde nun gegen den grössten Kreis POQ einen Winkel $PO'P'$ oder $QO'Q'$ bilden, und wir können offenbar den Meridian $P'Q'$ in die Lage PQ bringen, wenn wir der Kugel noch eine Drehung um die Verticale CO' des Ortes O' um den Winkel $PO'P'$ geben. Dabei wird der Punkt B nach einem Punkte B' kommen, und da der Winkel $B'CO' = 90^\circ$ ist, so wird der Bogen BB' gleich dem sphärischen Winkel $B'O'B' = PO'P'$ werden. Es sei nun $F'G'$ ein Stück des Aequators, welches zwischen den Meri-

dianen POQ und $PO'Q$ liegt, dann ist der Bogen FG gleich dem sphärischen Winkel OPO' oder OQO' , den wir gleich einer Zeitsecunde oder 15 Bogensekunden voraussetzen, und endlich ist der Bogen OO' gleich dem Winkel OBO' .

In einer ferneren Zeitsecunde kommen O' nach O'' , in einer folgenden nach O''' u. s. w.; dabei werden die entsprechenden Winkel am Pole, $O'PO''$, $O''PO'''$ u. s. w., alle unter einander gleich und $= 15''$ sein. Nun ist OF gleich der geographischen Breite des Punktes O , die wir $= \varphi$ setzen wollen, und da $OB = 90^\circ$ ist, so ist $FB = 90^\circ - \varphi$.

Fig. 47.



Ferner ist $FQ = 90^\circ$, also $BQ = 90^\circ - FB = \varphi$. In dem sphärischen Dreieck QBB' haben wir also die Seite $BQ = \varphi$, den Winkel bei $B' = 90^\circ$, und den Winkel bei $Q = 15''$, also ist:

$$\sin BB' = \sin 15'' \cdot \sin \varphi,$$

oder, da wir wegen der Kleinheit von BB' und $15''$ diese Grössen statt ihrer Sinusse setzen können,

$$BB' = 15'' \sin \varphi,$$

und da ferner:

$$BB' = \angle BO'B = \angle P O' P'$$

ist, so ist:

$$\angle P O' P' = 15'' \sin \varphi.$$

Die Drehung, welche die Erde während einer Secunde um die verticale Axe CO' erhält, ist demnach $= 15'' \sin \varphi$, und diese muss sich in der Schwingungsebene des Pendels bemerklich machen. Es erfolgt zwar auch eine Drehung der Erde um die Axe BC , d. h. um eine der Mittagslinie von O parallele Axe, diese wird aber dadurch, dass die Schwingungsebene sich in Folge der Schwerkraft immer vertical stellt, vollständig compensirt, so dass sie sich dem Beobachter nicht bemerklich macht.

Da nun in jeder Secunde eine scheinbare Drehung der Schwingungsebene des Pendels im Betrage von $15'' \sin \varphi$ und entgegengesetzt der wirklichen Bewegung der Erde stattfindet, so wird die Ebene sich im Laufe eines Tages, in welcher Zeit die Erde eine vollständige Drehung von 360° um ihre Axe ausführt, im Betrage von $360^\circ \sin \varphi$ herumdrehen. In einem Tage wird also diese Drehung an den Polen $= 360^\circ$, am Aequator $= 0^\circ$ und an jedem Orte von der geographischen Breite $\varphi = 360^\circ \sin \varphi$ sein.

An allen zwischen dem Pol und dem Aequator befindlichen Punkten wird demnach die Schwingungsebene des Pendels in Folge der Axendrehung der Erde eine Drehung zeigen müssen, und zwar auf der nördlichen Hemisphäre in der Richtung Ost, Süd, West u. s. w., auf der südlichen aber in der Richtung Ost, Nord, West u. s. w. Die Grösse dieser Drehung wird aber in gleichen Zeiten um so bedeutender sein, je näher man sich einem Pole der Erde befindet. Die folgende Tabelle giebt für einige Orte die Drehung der Schwingungsebene des Foucault'schen Pendels während einer Stunde an:

Ort	Geograph. Breite	Grösse der Drehung in einer Stunde
Nordpol	$90^\circ -$	15°
Königsberg	$54^\circ 42'$	12,83
München	48 8	11,31
Rom	41 54	10,16
Mexico	19 25	5,04
Cayenne	4 56	1,31

Foucault war es, der zuerst auf den glücklichen Gedanken kam, dass die scheinbare Drehung der Schwingungsebene eines einfachen Pendels eine nothwendige Folge der Umdrehung der Erde sei, dass man also mittelst eines solchen Pendels, welches stundenlang fortschwingt, einen directen Beweis für die Axendrehung der Erde liefern kann.

Der Versuch bestätigte seine Erwartung vollständig. Das erste Pendel, mit welchem er experimentirte, war nur 2 m lang und hatte

eine 5 kg schwere Kugel. Nachdem er an demselben die Erscheinung zuerst beobachtet hatte, wiederholte er den Versuch mit einem 11 m langen Pendel im Meridiansaale der Pariser Sternwarte und endlich mit einem Pendel von 67 m Länge im Pantheon zu Paris, welches zu Anfang

Fig. 48.

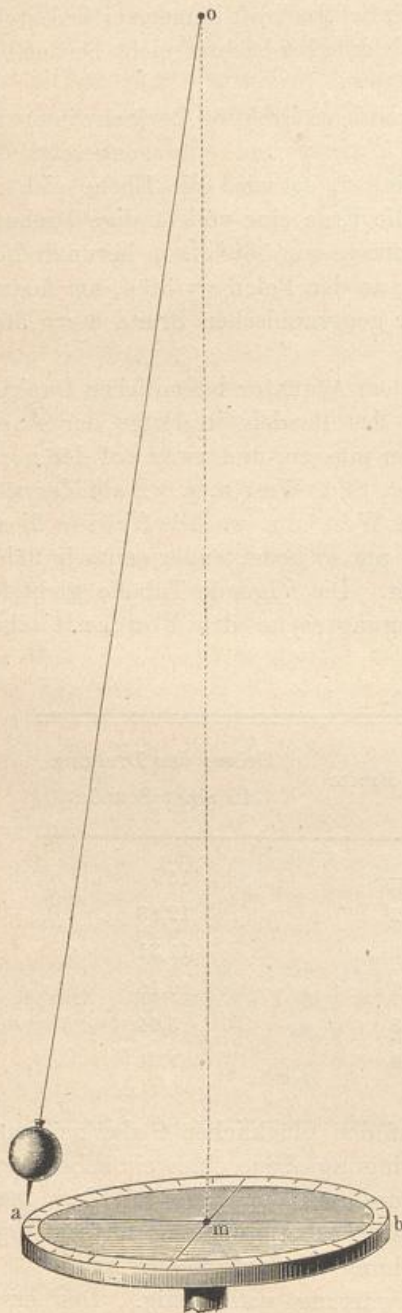
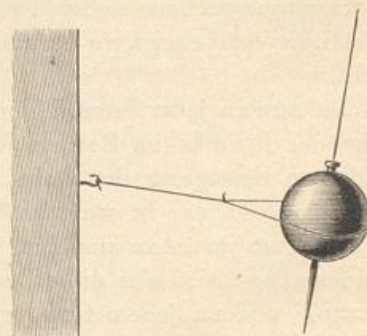


Fig. 49.



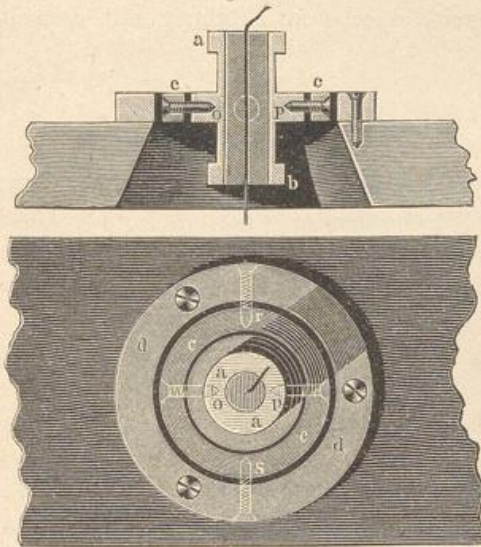
des Jahres 1852 in hohem Grade das Interesse des grossen Publicums erregte.

Die unten mit einer Spitze versehene Kugel dieses Pendels wog 28 kg und hing an einem Stahldraht. Bei dieser Masse des Pendels sind seine Schwingungen nach fünf bis sechs Stunden noch hinreichend gross, um deutlich beobachtet zu werden, wenn die Kugel ursprünglich etwa um zehn Fuss aus ihrer Gleichgewichtslage entfernt worden war.

Um die Drehung der Schwingungsebene des Pendels gegen die Erdoberfläche beobachten und messen zu können, wird auf dem Boden eine kreisförmig getheilte Scheibe angebracht, deren Mittelpunkt m , Fig. 48, vertical unter dem Aufhängepunkt o des Pendels liegt. Nehmen wir an, dass die Pendelkugel zu Anfang ihrer Bewegung gerade über dem Durchmesser ab hinschwinge, so wird sie nach der Zeit t , $2t$, $3t$ u. s. w. in der Richtung eines Durchmessers schwingen, welcher einen Winkel von 10, 20, 30 u. s. w. Grad mit ab macht.

Es versteht sich von selbst, dass der Ort, an welchem das Foucault'sche Pendel aufgehängt ist, vor Luftströmungen geschützt ist; ebenso muss dafür gesorgt sein, dass die Pendelkugel beim Beginn ihrer Oscillationen frei von jeder seitlichen Bewegung ist. Es wird dies auf folgende Weise erreicht: die aus ihrer Gleichgewichtslage entfernte Kugel wird, wie man in Fig. 49 sieht, mit einem Faden umfasst, welcher an einem seitlich befindlichen festen Gegenstande befestigt ist. Wenn nun die Pendelkugel in dieser Lage vollständig zur Ruhe gekommen ist, wird unter Vermeidung jeder Erschütterung der Faden mittelst eines angezündeten Streichhölzchens abgebrannt und dadurch die Oscillation des Pendels eingeleitet.

Fig. 50.

 $\frac{1}{2}$

Um jede, von einer etwaigen Torsion oder Biegung des Drahtes herrührende Störung zu vermeiden, kann man auch die Cardani'sche Aufhängung in Anwendung bringen, welche in Fig. 50 in einer Form dargestellt ist, welche ursprünglich für einen anderen, später zu besprechenden Apparat construirt war.

Das obere Ende des Aufhänge drahtes ist in der Axe einer Messinghülse ausgespannt und dann die Höhlung derselben mit Blei ausgegossen. Um zu verhindern, dass der Draht etwa durch das Gewicht der Pendelkugel aus der Bleimasse herausgezogen wird, kann man sein oben aus der Bleimasse hervorragendes Ende umbiegen und zwei- oder dreimal um die Messinghülse herum winden. In ihrer Mitte nun ist die Hülse *ab* von einem Messingringe *c* umgeben, welcher um die diametral einander gegenüberstehenden Zapfen *o* und *p* drehbar ist. Die beiden horizontalen Zapfen *o* und *p* werden aber von dem Messingringe *c* getragen, welcher selbst wieder um die diametral einander gegenüberstehenden Zapfen *r* und *s* drehbar ist, deren Axe rechtwinklig steht zu der Axe von *o* und *p*. Die Zapfen *r* und *s* endlich werden von einem Messingringe *d* getragen, welcher auf einem die ganze Vorrichtung tragenden Brett befestigt wird.

Bei dem Foucault'schen Versuch war das obere Ende des Stahldrahtes durch ein gleich weites, in eine starke Metallplatte gebohrtes Loch hindurchgezogen und auf der oberen Fläche dieser Metallplatte befestigt; die Metallplatte selbst war aber unbeweglich an dem Gewölbe befestigt, von welchem das Pendel herunter hing.

Um jede, von einer etwaigen Torsion oder

Obgleich die Axendrehung der Erde schon vorher zu den unzweifelhaftesten Lehren der Physik gezählt wurde, so erregte doch der Foucault'sche Pendelversuch in der ganzen physikalischen Welt das grösste Interesse; er wurde an vielen Orten wiederholt und überall bestätigt gefunden, wo man hinreichend lange Pendel mit genügender Sicherheit aufgehängt und Alles beseitigt hatte, was störend auf die Regelmässigkeit des Ganges hätte einwirken können.

Zu den gelungensten Wiederholungen des Foucault'schen Pendelversuches in Deutschland sind besonders die von Schwerd im Speyerer und die von Garthe im Kölner Dome angestellten zu rechnen. Ebenso ist der Versuch in der Universitätskirche zu Freiburg mit dem besten Erfolge wiederholt.

Drittes Capitel.

Die Sonne und die Beziehungen der Erde zu derselben.

Ortsveränderung der Sonne am Himmelsgewölbe. Dass 23 die Sonne ihre Stelle am Fixsternhimmel fortwährend ändert, geht schon aus der oberflächlichsten Beobachtung hervor. Während sie nämlich gegen Ende März gerade im Osten aufgeht, geht sie im Sommer weit mehr nördlich, im Winter weit mehr südlich auf. Im Sommer ist ihr Tagbogen, im Winter ist ihr Nachtbogen grösser, und daraus folgt, dass sie während des Sommers nördlich, während des Winters südlich vom Himmelsäquator steht. Aber nicht allein rechtwinklig zu dem Aequator bewegt sich die Sonne, sondern auch parallel mit demselben, was daraus hervorgeht, dass zu derselben Tageszeit in verschiedenen Jahreszeiten immer andere Sterne culminiren, wie wir bereits S. 16 gesehen haben.

Am 10. Januar culminiren um Mitternacht: Castor und Pollux im Sternbilde der Zwillinge und Procyon im Sternbilde des kleinen Hundes. Daraus folgt, dass die Rectascension der Sonne um diese Zeit um 180° grösser ist, als die der genannten Sterne, dass sie also der Sternkarte Tab. IV. zufolge ungefähr 294° beträgt. Da nun ferner am 10. Januar die südliche Declination der Sonne ungefähr 20° ist, so lehrt ein Blick auf die erwähnte Karte, dass um diese Zeit die Sonne im Sternbilde des Schützen steht; dass also Leyer, Schwan, Adler u. s. w. diejenigen Sternbilder sind, welche gerade an dem bezeichneten Tage zur Mittagszeit dem Meridian nahe stehen.

Die Bahn, welche die Sonne am Himmel zurücklegt und welche den Namen der Ekliptik führt, ergiebt sich ganz einfach, wenn man nach der im Cap. I, §. 12 entwickelten Methode in bestimmten Zeitintervallen, etwa von Tag zu Tag, die Rectascension und Declination der Sonne bestimmt.

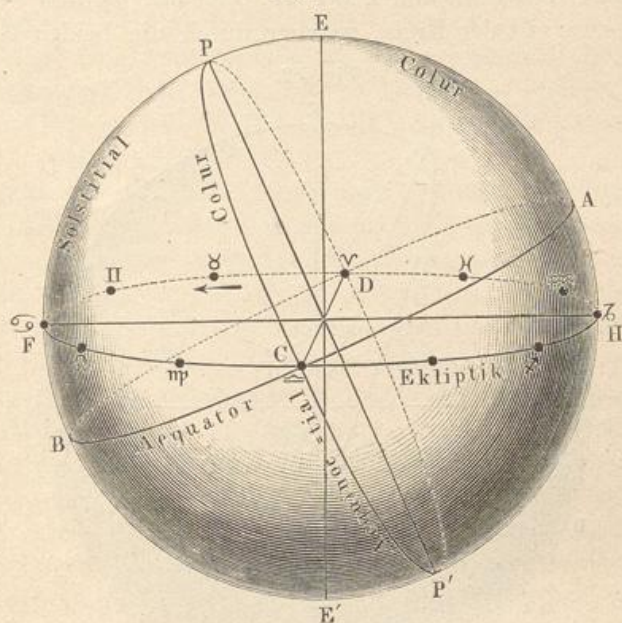
Die folgende Tabelle giebt die Rectascension und Declination der Sonne für das Jahr 1890 von acht zu acht Tagen, und zwar im Moment des wahren Berliner Mittags.

Tag	Rectascension	Declination
1. Januar	18 ^h 48,1 ^m	22 ^o 59,6' südlich
9. "	19 23,2	22 4,6 "
17. "	19 57,7	20 42,0 "
25. "	20 31,5	18 54,3 "
2. Februar	21 4,4	16 44,6 "
10. "	21 36,4	14 16,3 "
18. "	22 7,6	11 32,8 "
26. "	22 38,1	8 37,7 "
6. März	23 8,0	5 34,5 "
14. "	23 37,4	2 26,6 "
22. "	0 6,6	0 43,0 nördlich
30. "	0 35,7	3 51,0 "
7. April	1 4,8	6 54,4 "
15. "	1 34,2	9 50,3 "
23. "	2 4,0	12 35,9 "
1. Mai	2 34,3	15 8,2 "
9. "	3 5,1	17 24,5 "
17. "	3 36,6	19 22,4 "
25. "	4 8,6	20 59,3 "
2. Juni	4 41,2	22 13,1 "
10. "	5 14,2	23 2,1 "
18. "	5 47,4	23 25,3 "
26. "	6 20,7	23 22,1 "
4. Juli	6 53,8	22 52,7 "
12. "	7 26,5	21 57,8 "
20. "	7 58,8	20 38,9 "
28. "	8 30,5	18 57,7 "
5. August	9 1,6	16 56,6 "
13. "	9 32,0	14 38,0 "
21. "	10 1,9	12 4,3 "
29. "	10 31,2	9 18,5 "
6. September	11 0,2	6 23,2 "
14. "	11 29,0	3 21,1 "
22. "	11 57,7	0 15,0 "
30. "	12 26,5	2 52,1 südlich
8. October	12 55,6	5 57,2 "
16. "	13 25,2	8 57,5 "
24. "	13 55,4	11 49,6 "
1. November	14 26,4	14 30,1 "
9. "	14 58,2	16 55,6 "
17. "	15 30,9	19 2,8 "
25. "	16 4,5	20 48,2 "
3. December	16 38,9	22 8,7 "
11. "	17 13,9	23 1,9 "
19. "	17 49,3	23 25,9 "
27. "	18 24,9	23 19,9 "

Nach dieser Tabelle sind die Sonnenorte der genannten Tage in der Sternkarte Tab. IV. eingetragen und durch eine krumme Linie verbunden. Bei genauerer Untersuchung ergibt sich nun, dass die Bahn, welche die Sonne im Laufe eines Jahres auf dem Himmelsgewölbe durchläuft, ein grösster Kreis ist, wie man am leichtesten übersieht, wenn man die Sonnenorte der obigen Tabelle nicht in einer ebenen Himmelskarte, sondern auf einem Himmelsglobus aufträgt.

Fig. 51 dient dazu, die gegenseitige Lage des Himmelsäquators und der Ekliptik anschaulich zu machen. PP' ist die Axe der Himmels-

Fig. 51.



kugel, $ACBD$ ist der Aequator, $HCFD$ die Ekliptik. Diese beiden Kreise schneiden sich in den Punkten D und C , welche den Namen der Aequinoctialpunkte führen, weil in der Zeit, wo die Sonne sich in denselben, also auf dem Himmelsäquator befindet, Tag und Nacht gleich sind. Den einen dieser Punkte passirt die Sonne am 21. März, den anderen am 22. September.

Aus der Sternkarte Tab. IV. ersehen wir, dass der Punkt, in welchem die Sonne am 20. März den Aequator passirt, im Sternbilde der Fische liegt. Dies ist der Punkt des Frühlingsäquinocmiums, der Punkt, von welchem aus die Rectascension der Gestirne gezählt wird. Man nennt diesen Punkt auch kurz den Frühlingspunkt.

Der Punkt des Herbstäquinocmiums, der Herbstpunkt, welchen die Sonne am 22. September passirt, liegt im Sternbilde der Jungfrau. Vom 20. März bis zum 22. September bleibt die Sonne auf der

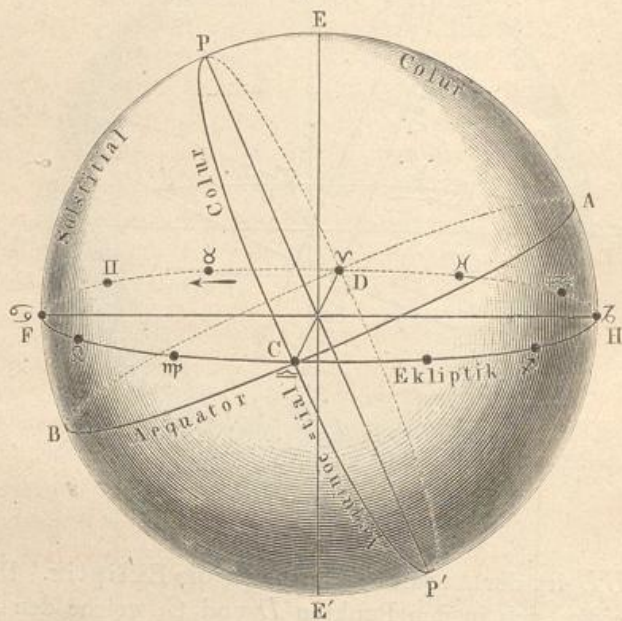
nördlichen Hemisphäre des Himmels; am 22. September tritt sie auf die südliche Halbkugel, welche sie erst am 20. März wieder verlässt.

Am 21. Juni erreicht die Sonne ihre grösste nördliche, am 21. December ihre grösste südliche Declination von $23^{\circ} 27'$, woraus sich ergibt, dass der Winkel, welchen die Ebene der Ekliptik mit der Ebene des Aequators macht, $23^{\circ} 27'$ beträgt. Dieser Winkel wird die Schiefe der Ekliptik genannt.

Die Punkte F und H , Fig. 52,* in welchen die Sonne ihre grösste nördliche und ihre grösste südliche Declination erreicht, heissen die Punkte der Sonnenwende oder die Solstitialpunkte.

Die Kreise $PDP'C$ und $PBP'A$, Fig. 52, werden Coluren genannt, und zwar ist der Kreis, welcher durch die beiden Himmelspole

Fig. 52.



und die Aequinoctialpunkte C und D geht, der Aequinoctialcolur, während der Kreis, welcher durch die Himmelspole und die Solstitialpunkte F und H geht, der Solstitialcolur genannt wird.

Die Ebenen der beiden Coluren machen einen Winkel von 90° mit einander.

- 24 **Pol der Ekliptik, Länge und Breite am Himmel.** Je zwei grösste Kreise der Himmelskugel, welche rechtwinklig auf der Ekliptik stehen, schneiden sich in den Punkten E und E' , welche sich zu der Ekliptik gerade so verhalten, wie der Nord- und Südpol des Himmels zu dem Himmelsäquator; diese Punkte sind die Pole der Ekliptik.

Da der Solstitialcolur auch rechtwinklig auf der Ekliptik steht, so müssen die Pole der Ekliptik nothwendig auf dem Solstitialcolur liegen,

und zwar stehen sie auf diesem Solstitialcolur um 90° von den Solstitialpunkten *F* und *H* der Ekliptik ab, sie liegen also $23^{\circ} 27'$ von den Polen *P* und *P'* des Aequators entfernt.

Der nördliche Pol der Ekliptik liegt in dem Sternbilde des Drachen; in der Sternkarte Tab. III. ist er besonders bezeichnet.

Die Ekliptik kann zur Ortsbestimmung auf der Himmelskugel ebenso dienen, wie der Himmelsäquator. Denkt man sich durch irgend einen Stern und den Pol der Ekliptik einen grössten Kreis gelegt, so heisst das Bogenstück zwischen dem Stern und der Ekliptik die Breite des Sternes; man kann die Breite eines Sternes auch als den Winkelabstand desselben von der Ekliptik bezeichnen.

Die Länge des Sternes aber ist der auf der Ekliptik nach Osten gezählte Bogen vom Frühlingspunkte an bis zu dem Punkte, in welchem der durch den Stern und den Pol der Ekliptik gelegte grösste Kreis die Ekliptik schneidet.

Man sieht also, dass die Längen und Breiten für die Himmelskugel eine andere Bedeutung haben, als für die Erdkugel. Auf der Erdkugel beziehen sie sich auf den Aequator, auf der Himmelskugel dagegen auf die Ekliptik.

Da sich die Sonne auf der Ekliptik nach Osten hin fortbewegt, so nimmt ihre Länge von Tag zu Tag zu, bis sie zur Zeit des Frühlingsäquinocetiums wieder in dem Punkte anlangt, von welchem aus die Länge gezählt wird, nämlich im Frühlingspunkte.

Die folgende Tabelle giebt die Länge der Sonne von acht zu acht Tagen für den mittleren Berliner Mittag im Jahre 1890:

Tag	Länge	Tag	Länge	Tag	Länge
1. Januar	281 ⁰ 3,9'	1. Mai	41 ⁰ 0,5'	6. Septbr.	163 ⁰ 46,4'
9. "	289 12,9	9. "	48 44,8	14. "	171 33,5
17. "	297 21,9	17. "	56 27,7	22. "	179 22,6
25. "	305 30,3	25. "	64 9,2	30. "	187 13,6
2. Februar	313 37,6	2. Juni	71 49,2	8. Octbr.	195 6,9
10. "	321 43,5	10. "	79 28,1	16. "	203 2,6
18. "	329 48,2	18. "	87 6,6	24. "	211 0,2
26. "	337 51,3	26. "	94 44,5	1. Novbr.	218 59,8
6. März	345 52,2	4. Juli	102 21,9	9. "	227 1,5
14. "	353 51,1	12. "	109 59,5	17. "	235 5,2
22. "	1 48,2	20. "	117 37,6	25. "	243 10,3
30. "	9 43,0	28. "	125 16,2	3. Decbr.	251 16,7
7. April	17 35,4	5. August	132 55,5	11. "	259 24,4
15. "	25 25,7	13. "	140 36,0	19. "	267 33,1
23. "	33 14,2	21. "	148 18,0	27. "	275 42,0
		29. "	156 1,3		

Da die Sonne die Ekliptik nicht genau in 365 Tagen durchläuft, sondern dazu nahe $365\frac{1}{4}$ Tage braucht, so wird sie auch am Mittag eines bestimmten Tages nicht genau an derselben Stelle der Ekliptik stehen, an welcher sie sich an dem Mittag desselben Tages im vorigen Jahre befand. So war z. B. die Länge der Sonne zur Zeit des mittleren Berliner Mittags am 22. März 1882 gleich $1^{\circ}44,3'$. Am Mittag des 22. März 1883 hatte sie diesen Punkt noch nicht wieder erreicht, da ihre Länge zu dieser Zeit nur $1^{\circ}30,1'$ betrug. Daraus ergibt sich nun, dass auch Rectascension und Declination der Sonne für den wahren Mittag der gleichen Monatstage in verschiedenen Jahren nicht dieselbe sein kann.

Auf diese Weise würde die Länge der Sonne für den gleichen Jahrestag fortwährend abnehmen, wenn man nicht alle vier Jahre durch Einschaltung eines Tages (Schalttag) eine Ausgleichung zu Stande brächte, von welcher weiter unten ausführlicher die Rede sein soll.

Die astronomischen Jahrbücher oder Ephemeriden, welche stets auf einige Jahre voraus berechnet werden, enthalten für jeden Tag des Jahres und zwar für den mittleren resp. wahren Mittag der Sternwarte, auf welche sie sich beziehen, die Länge, die Rectascension und die Declination der Sonne bis auf Bruchtheile von Secunden genau.

25 **Der Thierkreis.** Die Sternbilder, welche die Sonne durchläuft, sind (Tab. IV.) der Reihe nach: die Fische, der Widder, der Stier, die Zwillinge, der Krebs und der Löwe auf der nördlichen, die Jungfrau, die Wage, der Scorpion, der Schütze, der Steinbock und der Wassermann auf der südlichen Hemisphäre des Himmels.

Der Gürtel dieser zwölf von der Sonnenbahn durchschnittenen Sternbilder wird der Thierkreis oder der Zodiacus genannt.

Früher theilte man die Ekliptik zuerst in zwölf gleiche Theile und dann jeden derselben wieder in 30° , wodurch dann ebenfalls die 360° herauskommen. Diese zwölf Theile nennt man die Zeichen der Ekliptik. Diese Zeichen führen die Namen benachbarter Sternbilder des Thierkreises, und zwar heissen sie vom Frühlingspunkte an nach Osten gerechnet:

∨	♈	♊	♋	♌	♍
Widder,	Stier,	Zwillinge,	Krebs,	Löwe,	Jungfrau,
♎	♏	♐	♑	♒	♓
Wage,	Scorpion,	Schütze,	Steinbock,	Wassermann,	Fische.

Auf Tab. IV. ist der Anfangspunkt eines jeden dieser zwölf Zeichen durch die ihm entsprechende Figur angedeutet.

Das Zeichen des Widders entspricht also der Länge von 0 bis 30° , das Zeichen des Stiers von 30 bis 60° . Das Zeichen der Wage erstreckt sich vom 180. bis 210. Längengrade u. s. w.

Man sieht, dass die Zeichen der Ekliptik mit den gleichnamigen Sternbildern nicht zusammenfallen. Die Sonne befindet sich im Zeichen des Widders, während sie im Sternbilde der Fische steht; wenn sie

in das Sternbild des Widders übergeht, so tritt sie in das Zeichen des Stiers u. s. w., kurz, jedes Zeichen der Ekliptik führt den Namen des nach Osten hin an dasselbe grenzenden Sternbildes. Wenn die Sonne sich im Zeichen des Krebses befindet, so steht sie im Sternbilde der Zwillinge.

Woher diese Verschiedenheit zwischen Zeichen und Sternbild rührt, das werden wir in einem späteren Capitel sehen.

Wahre und mittlere Sonnenzeit. Die Sonne schreitet auf 26 der Ekliptik in der Richtung von Westen nach Osten voran, also der täglichen Bewegung der Gestirne entgegen. Daher kommt es denn, dass, wie bereits in §. 3 angeführt wurde, der Sonnentag länger ist als der Sterntag; denn wenn heute die Sonne gleichzeitig mit einem bestimmten Sterne culminirt, so wird bis zu dem Momente, in welchem derselbe Stern morgen wieder culminirt, die Sonne etwas nach Osten hin fortgeschritten sein, also etwas später als der fragliche Stern in den Meridian treten.

Es ist nun leicht, das auf S. 10 bereits angegebene Verhältniss zwischen Sternzeit und mittlerer Sonnenzeit zu berechnen. Die Zeit, welche die Sonne braucht, um, vom Frühlingspunkte ausgehend, wieder in demselben anzukommen, die Zeit also, welche die Sonne braucht, um die ganze Ekliptik einmal zu durchlaufen, nennen wir das Jahr. Das Jahr hat (annähernd) 365 Tage; auf diese 365 Tage kommen aber 366 Sterntage, da ja die Sonne während dieser Zeit gerade einmal um den Himmel herumgegangen ist. Das Verhältniss des Sonnentages zum Sterntage ist also $\frac{366}{365} = 1,00274$, und daraus folgt, dass eine Stunde Sonnenzeit gleich ist $1^h 0^m 9,86^s$ Sternzeit, wie bereits oben angegeben wurde.

In der folgenden Tafel ist die auf ganze Secunden abgerundete Reduction gegeben, welche an die Sternzeit anzubringen ist, um sie in mittlere Zeit zu verwandeln, und umgekehrt.

Tafel zur Verwandlung der mittleren Zeit und Sternzeit.

Stunden	Red.	Stunden	Red.
0h	0m 0s	13h	2m 8s
1	0 10	14	2 18
2	0 20	15	2 28
3	0 30	16	2 37
4	0 39	17	2 47
5	0 49	18	2 57
6	0 59	19	3 7
7	1 9	20	3 17
8	1 19	21	3 27
9	1 29	22	3 36
10	1 38	23	3 46
11	1 48	24	3 56
12	1 58		

Min.	Red.	Min.	Red.	Min.	Red.
0 ^m	0 ^s	21 ^m	3 ^s	42 ^m	7 ^s
1	0	22	4	43	7
2	0	23	4	44	7
3	0	24	4	45	7
4	1	25	4	46	8
5	1	26	4	47	8
6	1	27	4	48	8
7	1	28	5	49	8
8	1	29	5	50	8
9	1	30	5	51	8
10	2	31	5	52	9
11	2	32	5	53	9
12	2	33	5	54	9
13	2	34	6	55	9
14	2	35	6	56	9
15	2	36	6	57	9
16	3	37	6	58	10
17	3	38	6	59	10
18	3	39	6	60	10
19	3	40	7		
20	3	41	7		

Es sei z. B. $6^h 24^m 36^s$ Sternzeit in mittlere Zeit zu verwandeln. Die Tafel giebt:

$$\text{Arg. } 6^h \dots 0^m 59^s$$

$$\text{„ } 25^m \dots 4$$

$$\text{Red.} = 1^m 3^s$$

Dies abgezogen von $6^h 24^m 36^s$,

giebt mittlere Zeit $6^h 23^m 33^s$.

Dies ist die mittlere Zeit, welche seit der Culmination des Frühlingspunktes verflossen ist.

Es sei umgekehrt $6^h 23^m 33^s$ mittlere Zeit in Sternzeit zu verwandeln. Wir haben

$$\text{Arg. } 6^h \dots 0^m 59^s$$

$$\text{„ } 24^m \dots 4$$

$$1^m 3^s$$

Dies addirt zu $6^h 23^m 33^s$,

giebt Sternzeit $= 6^h 24^m 36^s$.

Dies würde die Sternzeit sein, welche seit dem mittleren Mittage verflossen ist.

Während nun ein Sterntag dem anderen vollkommen gleich ist, haben die Sonnentage keineswegs eine gleiche Dauer. Wenn alle Sonnentage gleich sein sollten, so müsste die Aenderung in der Rectascension der Sonne von einem Tage zum anderen das ganze Jahr hindurch vollkommen gleich bleiben. Das ist aber nicht der Fall, wie man aus der Tabelle auf

S. 78 leicht ersehen kann. Vom 12. bis zum 20. Juli z. B. ändert sich die gerade Aufsteigung der Sonne um 32,3 Zeitminuten, während sie vom 19. bis 27. December um 35,6 Zeitminuten zunimmt, woraus man entnehmen kann, dass die Zeit, welche von einer Culmination der Sonne bis zur folgenden vergeht, im December etwas grösser ist als im Juli.

Zwei Ursachen wirken hier zusammen, um die erwähnte Ungleichheit der Sonnentage hervorzubringen. Diese Ursachen sind:

1) Dass die Ekliptik nicht mit dem Himmelsäquator parallel liegt. Wenn sich auch die Sonne in der Ekliptik mit stets gleicher Geschwindigkeit fortbewegte, so würde doch einem und demselben Wegstücke zur Zeit der Aequinoctien, wo die Sonnenbahn einen bedeutenden Winkel mit dem Aequator bildet, eine geringere Aenderung in der Rectascension entsprechen, als zur Zeit der Solstitien, wo die Sonne fast parallel mit dem Aequator fortschreitet (siehe die Sternkarte Tab. IV.).

2) Dass die Sonne sich auch in der Ekliptik nicht mit gleichförmiger Geschwindigkeit bewegt, sondern zur Zeit unseres Winters schneller fortschreitet, als während unseres Sommers. Um sich davon zu überzeugen, messe man z. B. auf der Sternkarte Tab. IV. den Weg, den die Sonne vom 2. bis zum 26. Juni zurücklegt, und man wird finden, dass er merklich kleiner ist, als das Bahnstück vom 1. bis 25. Januar.

Dasselbe ersieht man auch aus der Tabelle auf Seite 81. Vom 4. bis 12. Juli wächst die Länge der Sonne nur um $7^{\circ} 37,6'$, während sie vom 1. bis 9. Januar um $8^{\circ} 9,0'$ zunimmt. Am schnellsten wächst die Länge der Sonne am 1. Januar, wo der in 24. Stunden beschriebene Bogen der Ekliptik $1^{\circ} 1' 10,1''$ beträgt, während zur Zeit des langsamsten Fortschreitens, am 1. Juli, der in 24 Stunden von der Sonne beschriebene Bogen nur $57' 11,8''$ beträgt.

Eine Folge davon, dass die Sonne in ihrer Bahn mit ungleicher Geschwindigkeit fortschreitet, ist auch die, dass sie eine längere Zeit braucht, um die nördliche Hälfte der Ekliptik zu durchlaufen, als sie braucht, um vom Herbstpunkte aus zum Frühlingspunkte zurückzukehren. Vom 20. März bis zum 22. September sind 186 Tage, vom 22. September bis zum 20. März sind ihrer nur 179, die Sonne verweilt also auf der nördlichen Halbkugel des Himmels volle sieben Tage länger als auf der südlichen.

Was die Ursache dieser Ungleichheiten ist, werden wir später untersuchen. Hier haben wir es zunächst nur mit der ungleichen Dauer der Sonnentage zu thun.

Es ist klar, dass sich im bürgerlichen Leben alle Zeiteintheilung nach der Sonne richten muss, weil die Abwechslung von Tag und Nacht maassgebend ist für die Eintheilung aller Beschäftigungen des bürgerlichen Lebens, wie ja auch im Thier- und Pflanzenleben die Abwechslung von Tag und Nacht eine bedeutende Rolle spielt.

So lange man noch mit mechanischen Uhren von geringer Genauigkeit zu thun hatte, war kein Anstand, da sie doch öfters gerichtet wer-

den mussten, diese Uhren alle paar Tage nach der Sonne zu stellen; ob man sie einmal etwas schneller, dann wieder langsamer musste laufen lassen, ob man sie etwas mehr oder weniger verstellte, das war gleichgültig. Astronomische Uhren aber, wie überhaupt gute Uhren, bei welchen ein möglichst gleichförmiger Gang die erste Bedingung ist, können unmöglich nach wahrer Sonnenzeit gerichtet werden.

Um aber doch den Sonnentag der Hauptsache nach als Zeiteinheit beizubehalten, und dennoch ein gleichförmiges Zeitmaass zu haben, hat man statt des wahren veränderlichen, einen mittleren Sonnentag von stets gleichbleibender Länge eingeführt. Denkt man sich die Dauer eines gewöhnlichen Jahres von 365 Tagen in 365 vollkommen gleiche Theile getheilt, so ist ein solcher Theil der mittlere Sonnentag.

Eine schärfere Definition des mittleren Sonnentages ist folgende: Denkt man sich eine Sonne, welche mit vollkommen gleichförmiger Geschwindigkeit den Himmelsäquator in derselben Zeit durchläuft, welche die wahre Sonne braucht, um die Ekliptik zu durchlaufen, so ist die Zeit von einer Culmination dieser fingirten oder mittleren Sonne bis zur nächsten der mittlere Sonnentag.

Die wahren Sonnentage sind nun bald etwas länger, bald etwas kürzer, als der mittlere, der wahre Mittag ist also bald etwas vor dem mittleren voraus, bald bleibt er etwas gegen denselben zurück. Der Zeitunterschied zwischen dem mittleren und wahren Mittag wird die Zeitgleichung genannt.

Der numerische Werth der Zeitgleichung für die einzelnen Tage des Jahres hängt davon ab, für welchen Moment man annimmt, dass die fingirte Sonne gleiche Rectascension mit der wahren habe. Man hat für diesen Moment die Zeit angenommen, in welcher die Rectascension der wahren Sonne am schnellsten wächst (24. December), und so ergeben sich denn von acht zu acht Tagen folgende Werthe der Zeitgleichung:

Monatstag	M. Z. — W. Z.	Monatstag	M. Z. — W. Z.	Monatstag	M. Z. — W. Z.
1. Januar	+ 3 ^m 48 ^s	1. Mai	— 3 ^m 3 ^s	6. Septbr.	— 1 ^m 47 ^s
9. "	+ 7 22	9. "	— 3 44	14. "	— 4 33
17. "	+ 10 21	17. "	— 3 49	22. "	— 7 22
25. "	+ 12 34	25. "	— 3 19	30. "	— 10 4
2. Februar	+ 13 57	2. Juni	— 2 17	8. October	— 12 28
10. "	+ 14 28	10. "	— 0 51	16. "	— 14 25
18. "	+ 14 9	18. "	+ 0 50	24. "	— 15 44
26. "	+ 13 6	26. "	+ 2 33	1. Novbr.	— 16 18
6. März	+ 11 24	4. Juli	+ 4 7	9. "	— 16 2
14. "	+ 9 18	12. "	+ 5 20	17. "	— 14 51
22. "	+ 6 56	20. "	+ 6 5	25. "	— 12 47
30. "	+ 4 29	28. "	+ 6 14	3. Decbr.	— 9 56
7. April	+ 2 7	5. August	+ 5 45	11. "	— 6 28
15. "	— 0 1	13. "	+ 4 38	19. "	— 2 36
23. "	— 1 47	21. "	+ 2 56	27. "	+ 1 23
		29. "	+ 0 45		

Das Zeichen + zeigt an, dass der mittlere Mittag früher, das Zeichen —, dass er später ist als der wahre.

Den grössten negativen Werth hat die Zeitgleichung am 3. November, wo sie gleich $-16^m 19,3^s$ ist; den grössten positiven Werth, $+14^m 28,4^s$, hat sie am 11. Februar. In der Mitte des Februar ist also der mittlere Mittag fast $\frac{1}{4}$ Stunde früher, zu Anfang des November etwas mehr als $\frac{1}{4}$ Stunde später, als die Culmination der Sonne.

Ein Uebergang aus dem positiven ins negative Zeichen findet statt am 15. April und 1. September, ein Uebergang aus dem negativen ins positive am 14. Juni und am 25. December.

Bis zum 1. April 1893 bediente man sich in Deutschland allgemein der mittleren Orts- oder Sonnenzeit, die man mit Hülfe der Zeitgleichung jederzeit leicht aus Sonnenbeobachtungen oder den Angaben einer guten Sonnenuhr, welche immer wahre Ortszeit angiebt, ableiten konnte.

Vom 1. April 1893 an ist dagegen in ganz Deutschland eine einheitliche mittlere Zeit eingeführt, und zwar diejenige des Meridians, welcher genau eine Stunde $= 15^0$ östlich von dem durch die Sternwarte in Greenwich gehenden Meridian liegt. An die mittlere Ortszeit, wie sie sich aus Sonnenbeobachtungen unter Berücksichtigung der Zeitgleichung ergibt, ist seitdem für verschiedene Orte noch folgende Reduction anzubringen, um die Einheitszeit (mitteleuropäische Zeit) zu erhalten:

Berlin	+ 6 ^m	25,1 ^s	Kiel	+ 19 ^m	24,3 ^s
Bonn	+ 31	36,7	Königsberg	- 21	59,1
Breslau	- 8	8,9	Leipzig	+ 10	26,0
Göttingen	+ 20	13,6	München	+ 13	33,9
Hamburg	+ 20	6,2	Strassburg	+ 28	55,3

Diese Zahlen sind die in Zeit ausgedrückten Längendifferenzen der Orte von demjenigen Meridian, welcher 15^0 östlich von Greenwich liegt, positiv genommen, wenn sie sich westlich, und negativ, wenn sie sich östlich von ihm befinden.

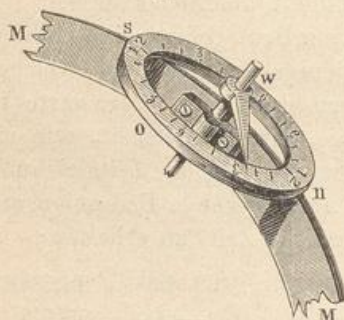
Anblick des Himmels in den Nachtstunden verschiedener Monate. Jetzt, da wir die Wanderung der Sonne durch die Sternbilder des Thierkreises kennen gelernt haben, ergibt es sich von selbst, warum man zu derselben Stunde der Nacht in verschiedenen Monaten nicht dieselben Sternbilder an derselben Stelle des Himmels erblickt, wie dies bereits besprochen wurde. Welche Sterne in einer gegebenen Stunde eines gegebenen Tages culminiren, ist aber leicht zu ermitteln, wenn man die Rectascension der Sonne für diesen Tag kennt. Man hat nämlich nur vom Stundenkreise, welchem für diesen Tag die Sonne angehört, auf dem Aequator so viele Stunden weiter nach Osten zu zählen, als seit der Culmination der Sonne verflossen sind. Es wird z. B. gefragt, welche Sterne culminiren am 24. October Abends 7 Uhr? Am 24. October ist die Rectascension der Sonne $13^h 54^m$. Um 7 Uhr Abends sind 7 Stunden vergangen, seit die Sonne durch den Meridian ging, es culminiren also um diese Zeit diejenigen Sterne, deren gerade

Aufsteigung $13^h 54^m + 7^h = 20^h 54^m$ ist. Das Sternbild des Delphins und α Cygni haben also ungefähr vor 17 Minuten den Meridian passirt, da ihre Rectascension $20^h 37^m$ ist.

Welches der Anblick des Himmels zu einer gegebenen Zeit ist, lässt sich am leichtesten mit Hülfe eines Himmelsglobus übersehen, wenn derselbe mit einem sogenannten Stundenringe versehen ist. In Fig. 4, Seite 9, ist der Stundenring des kleinen Maassstabes wegen ganz weggelassen, die Einrichtung desselben ist aber aus Fig. 53 zu ersehen.

Der Stundenring *swno* ist auf dem messingenen Meridianringe *MM* befestigt und in 24 gleiche Theile getheilt, welche den einzelnen Stunden entsprechen.

Fig. 53.



Die Theilstriche bei *s* und *n* sind mit 12 bezeichnet und dann die Stunden von *s* über *w* bis *n* und von *n* über *o* bis *s* gezählt.

Die Axe, um welche sich der ganze Globus dreht, befindet sich im Mittelpunkte dieses Stundenringes und trägt einen Zeiger, welcher auf derselben feststeckt, aber sich mit einiger Reibung um denselben drehen lässt.

Um nun den Globus einer gegebenen Zeit entsprechend zu stellen, dreht man ihn zunächst so, dass der Ort des Himmels, an welchem die Sonne eben steht, gerade unter den Meridianring *M* zu stehen kommt, stellt dann den Zeiger auf 12 Uhr Mittags (den mit 12 bezeichneten Theilstrich bei *s*) und dreht nun den ganzen Globus sammt dem Zeiger so weit, bis letzterer die fragliche Stunde zeigt.

Soll z. B. der Globus so gestellt werden, wie es dem 17. Mai Abends 10 Uhr entspricht, so stellt man den Globus so, dass der auf dem Aequator mit $3^h 37^m$ bezeichnete Punkt (Rectascension der Sonne am genannten Tage nach der Tabelle auf S. 78), also der Punkt des Aequators, welcher $54,3^{\circ}$ östlich vom Frühlingspunkte liegt, gerade im Meridian steht, dass also die Plejaden culminiren, und dreht dann die Kugel sammt Zeiger um 10 Stunden, die man auf dem Stundenringe abliest, nach Westen. Man sieht dann, dass das Sternbild der Jungfrau im Süden culminirt (Spica steht fast im Meridian), und dass die Sternbilder Cassiopeia und Andromeda den Meridian in unterer Culmination passiren; der grosse Löwe steht am südwestlichen, Leyer und Schwan am nordöstlichen Himmel.

28 **Bestimmung des Stundenwinkels eines Sternes für einen gegebenen Augenblick.** In vielen Fällen ist es wichtig, aus den Angaben der astronomischen Jahrbücher für jeden gegebenen Zeitpunkt den Stundenwinkel eines Sternes, d. h. den Winkel berechnen zu können, welchen der Declinationskreis des Sternes mit dem Meridian macht.

Es sei nun

T die Sternzeit in dem Moment des mittleren Mittags an einem gegebenen Tage;

a die Rectascension eines gegebenen Sternes; so ist:

$T - a$ der Winkel, um welchen der Declinationskreis des Sternes zur Zeit des mittleren Mittags westlich vom Meridian liegt.

Um n Uhr, d. h. n Stunden mittlerer Sonnenzeit, oder $n \frac{366}{365}$ Stunden Sternzeit nach dem mittleren Mittag, ist der Stundenwinkel S des Sternes noch um $n \frac{366}{365}$ Stunden grösser, also

$$S = T - a + n \frac{366}{365}.$$

Man fragt z. B., welches war zu Berlin am 1. März 1885 Abends 8 Uhr der Stundenwinkel von α Leonis? Nach dem astronomischen Jahrbuche ist für diesen Fall

$$\begin{aligned} a &= 10^{\text{h}} \ 2^{\text{m}} \ 17^{\text{s}} \\ T &= 22^{\text{h}} \ 37^{\text{m}} \ 40^{\text{s}} \qquad n = 8^{\text{h}} \end{aligned}$$

und danach ergibt sich

$$S = 20^{\text{h}} \ 36^{\text{m}} \ 42^{\text{s}},$$

d. h. in dem fraglichen Moment steht zu Berlin α Leonis $20^{\text{h}} \ 36^{\text{m}} \ 42^{\text{s}}$ westlich, oder, was dasselbe ist, $3^{\text{h}} \ 23^{\text{m}} \ 18^{\text{s}}$ (in Bogentheilen ausgedrückt, $50^{\circ} \ 49' \ 30''$) östlich vom Meridian.

Wollte man also zu Berlin am 1. März 1885 das Fernrohr eines Aequatorealinstrumentes so richten, dass Abends 8 Uhr α Leonis im Gesichtsfelde erscheint, so hätte man den Aequatoreal- oder Stundenkreis auf $309^{\circ} \ 10'$ zu stellen, vorausgesetzt, dass der Index dieses Kreises auf Null zeigt, wenn das Fernrohr sich in der Ebene des Meridians befindet, und die Theilung vom Meridian nach Westen gezählt wird. Den Declinationskreis des Instrumentes aber hätte man auf $12^{\circ} \ 31' \ 29''$ zu stellen, weil dies die nördliche Abweichung α Leonis war.

Im Berliner Astronomischen Jahrbuch ist für jeden Tag die Sternzeit im mittleren Berliner Mittage gegeben. Da dieselbe sich von Tag zu Tag immer um denselben Betrag ändert, so kann man sich leicht eine Tabelle einrichten, aus der man diese Grösse entnehmen kann. Im Folgenden ist eine solche Tabelle für die Jahre 1880 bis 1900 gegeben.

Tafel der Sternzeit im mittleren Mittag.

Tafel I.			Tafel II.				
Jahr	Epochen	Tage	Bewegung			Tage	Bewegung
1880	18 ^h 38 ^m 1 ^s	0	0 ^h	0 ^m	0 ^s	190	12 ^h 29 ^m 6 ^s
1881	41 0	10	0	39	26	200	13 8 31
1882	40 3	20	1	18	51	210	13 47 57
1883	39 6	30	1	58	17	220	14 27 22
1884	38 8	40	2	37	42	230	15 6 48
1885	41 7	50	3	17	8	240	15 46 13
1886	40 9	60	3	56	33	250	16 25 39
1887	39 12	70	4	35	59	260	17 5 4
1888	38 14	80	5	15	24	270	17 44 30
1889	41 13	90	5	54	50	280	18 23 55
1890	40 16	100	6	34	15	290	19 3 21
1891	39 19	110	7	13	41	300	19 42 47
1892	38 21	120	7	53	7	310	20 22 12
1893	41 21	130	8	32	32	320	21 1 38
1894	40 24	140	9	11	58	330	21 41 3
1895	39 27	150	9	51	23	340	22 20 29
1896	38 30	160	10	30	49	350	22 59 54
1897	41 29	170	11	10	14	360	23 39 20
1898	40 32	180	11	49	40	370	24 18 45
1899	39 35						
1900	38 38						

Tafel zur Verwandlung der Monats-
tage in Tage des JahresProportionaltheile
zu Tafel II

Monate	Gew. Jahr	Schaltjahr	Tage	Bewegung
Januar 0	0	0	1	3 ^m 57 ^s
Februar 0	31	31	2	7 53
März 0	59	60	3	11 50
April 0	90	91	4	15 46
Mai 0	120	121	5	19 43
Juni 0	151	152	6	23 39
Juli 0	181	182	7	27 36
August 0	212	213	8	31 32
September 0	243	244	9	35 29
October 0	273	274		
November 0	304	305		
December 0	334	335		

Es werde die Sternzeit im mittleren Berliner Mittage für den 27. Mai 1890 gesucht. Aus der Tafel zur Verwandlung der Monatstage in Tage des Jahres sehen wir, dass der 27. Mai der 147. Tag des Jahres ist. Wir haben nun nach

Tafel I. Arg. = 1890	18 ^h 40 ^m 16 ^s
Tafel II. Arg. 140	9 11 58
Prop.-Th. für 7 Tage	27 36
$T =$ Sternzeit im m. Mittag =	<u>4^h 19^m 50^s.</u>

Für den 1. März 1885 ergiebt sich $T = 22^h 37^m 40^s$, wie oben angegeben. Will man die Sternzeit im mittleren Mittage nicht für den Berliner Meridian, sondern denjenigen eines anderen Ortes haben, so ist zu berücksichtigen, dass an westlich gelegenen Orten die Culmination der mittleren (ebenso wie der wahren) Sonne später, und an östlich gelegenen Orten früher stattfindet, als in Berlin; folglich muss für westlich gelegene Orte die Sternzeit im mittleren Mittage grösser und für östlich gelegene Orte kleiner sein, als in Berlin. Wollte man also für irgend einen westlich von Berlin gelegenen Ort den Stundenwinkel eines Sternes für einen gegebenen Zeitpunkt berechnen, so dürfte man in den obigen Werth von S nicht den Werth von T setzen, wie ihn die Berliner Ephemeriden angeben, sondern man müsste an diesem Werthe noch eine Correction anbringen, welche von der geographischen Länge des Ortes abhängt.

In 24 Stunden nimmt die Rectascension der Sonne im Durchschnitt um $0,986^0$, in einer Stunde also um $\frac{0,986^0}{24}$ zu. Für jeden Ort, dessen wahrer Mittag eine Stunde später ist als Berlin, wird demnach die Rectascension der Sonne zur Zeit des wahren Mittags $\frac{0,986}{24}$ Grad grösser sein, als es die Berliner Ephemeriden angeben. Für 1 Längengrad beträgt dieser Unterschied der Rectascension 9,86 Bogensekunden oder 0,657 Zeitsecunden, für $1\frac{1}{2}$ Längengrade oder 6 Zeitminuten Zeitunterschied genähert 1 Zeitsecunde.

Hiernach können wir nun für jeden Tag und jeden Ort eine gegebene Sternzeit in mittlere Zeit und umgekehrt verwandeln.

Es sei 1. März 1885 $6^h 25^m 3^s$ Königsberger Sternzeit in mittlere Zeit zu verwandeln. Wir fanden für diesen Tag die Sternzeit im Berliner mittleren Mittag $= 22^h 37^m 40^s$. Da Königsberg östlich von Berlin liegt, und der Zeitunterschied nach S. 60 $28,4^m$ beträgt, so haben wir von der obigen Grösse den Betrag $\frac{28,4}{6} = 4,7$ Zeitsecunden abzuziehen, und erhalten für die Sternzeit im Königsberger mittleren Mittag

$$\begin{array}{r} T = 22^h 37^m 35^s, \\ \text{dies abgezogen von} \quad 6^h 25^m 3^s, \\ \hline \text{ergiebt} \quad 7^h 47^m 28^s \end{array}$$

als die Sternzeit, welche seit dem mittleren Mittage verflossen ist. Die Reduction auf mittlere Zeit ist nach der Tafel auf S. 83 und 84

$$\begin{array}{r} = - 1^m 17^s, \\ \text{folglich ist die mittlere Zeit} \\ = 7^h 46^m 11^s. \end{array}$$

Es sei umgekehrt 1. März 1885 $7^h 46^m 11^s$ mittlere Königsberger Zeit in Sternzeit zu verwandeln. Die Reduction auf Sternzeit beträgt nach der Tafel auf S. 83 und 84

$$\begin{array}{r} + 1^m 17^s, \\ \text{hierzu addirt } 7^h 46^m 11^s, \\ \hline 7^h 47^m 28^s \end{array}$$

ergibt die seit dem mittleren Mittage verflossene Sternzeit. Dazu die Sternzeit im mittleren Mittage

$$T = 22^h 37^m 35^s$$

addirt, ergibt: Sternzeit = $6^h 25^m 3^s$.

29 Zeitbestimmung durch Culminationsbeobachtungen.

Eine Zeitbestimmung machen heisst eigentlich nichts weiter, als den Fehler der Angabe einer Uhr durch astronomische Beobachtungen zu ermitteln.

Für eine Uhr, welche genau nach mittlerer Sonnenzeit (Ortszeit) geht, haben wir

$$UZ - MZ = 0,$$

wenn man mit UZ die Uhrzeit, mit MZ die mittlere Zeit bezeichnet. Geht aber die Uhr um die Zeit t vor, so ist

$$UZ - MZ = t \dots \dots \dots (1)$$

Ist ferner WZ die wahre Sonnenzeit und c die Zeitgleichung, also $MZ = WZ + c$, so haben wir

$$UZ - WZ - c = t \dots \dots \dots (2)$$

Für den Moment der Sonnenculmination ist $WZ = 0$, also

$$UZ - c = t \dots \dots \dots (3)$$

Ginge die Uhr vollkommen richtig, so müsste sich $t = 0$ ergeben. Ergibt sich aber ein positiver Werth von t , so ist die Uhrzeit grösser als sie sein sollte, die Uhr geht also gegen Ortszeit vor, während ein negativer Werth von t ein Nachgehen der Uhr gegen Ortszeit andeutet.

Einige Beispiele mögen dies erläutern.

Am 14. März zeige die Uhr im Moment, in welchem der Mittelpunkt der Sonne den Meridian passirt, $11^m 18^s$ über 12 Uhr, so ist $UZ = 11^m 18^s$. Nach der Tabelle auf S. 86 ist für den 14. März $c = 9^m 18^s$, folglich haben wir:

$$UZ - c = 11^m 18^s - 9^m 18^s = 2^m 0^s;$$

die Uhr geht also 2 Minuten 0 Sekunden gegen Ortszeit vor.

Hätte am 5. August eine Uhr im Augenblicke der Sonnenculmination $3^m 40^s$ über 12 Uhr gezeigt, so hätten wir

$$UZ - c = 3^m 40^s - 5^m 45^s = - 2^m 5^s;$$

die Uhr geht 2 Minuten 5 Sekunden gegen Ortszeit zu spät.

Hätte man ferner die Sonnenculmination am 9. November beobachtet und gefunden, dass sie stattfand, als die Uhr $11^h 46^m 22^s$ Vormittags zeigte, so ist $UZ = - (13^m 38^s)$, weil man offenbar die Zeit vom Mittag rückwärts negativ zählen muss. Für den 9. November ist $c = - (16^m 2^s)$ (Tab. S. 86), also

$$UZ - c = - (13^m 38^s) + (16^m 2^s) = 2^m 24^s;$$

die Uhr geht also $2^m 24^s$ gegen Ortszeit vor.

Die Culmination der Sonne kann man entweder an einem Gnomon oder genauer an einem im Meridian aufgestellten Fernrohr beobachten.

Die Sonne erlaubt keine so scharfe Beobachtung der Culminationszeit wie ein Stern, deshalb ist für eine genaue Zeitbestimmung die Sternbeobachtung der Sonnenbeobachtung vorzuziehen, nur ist die Berechnung für die Sternbeobachtung etwas umständlicher.

Für den Fall, dass man eine Zeitbestimmung mittelst einer Stern-
culmination machen will, benutzt man die Gleichung (1). UZ ist in diesem Falle die Zeit, welche die Uhr im Moment der Culmination des beobachteten Sternes zeigt, MZ ist der nach mittlerer Zeit gemessene Zeitraum, welcher zwischen der Culmination der mittleren Sonne und der Culmination des Sternes liegt.

Haben a und T dieselbe Bedeutung wie auf S. 88, so ist $a - T$ der Stundenwinkel, um welchen der Stern im Moment des wahren Mittags noch östlich vom Meridian absteht. $a - T$ Sternstunden oder $a - T \frac{365}{366}$ mittlere Sonnenstunden nach dem mittleren Mittag wird also der Stern culminiren, oder mit anderen Worten, zur Zeit der Sternculmination ist $MZ = (a - T) \frac{365}{666}$, also

$$UZ - (a - T) \frac{365}{366} = t \dots \dots \dots (4)$$

Hat man z. B. am 23. April 1890 in Königsberg beobachtet, dass die Uhr $4^h 40^m 10^s$ in dem Augenblicke zeigt, in welchem Sirius culminirt, so hat man

$$\begin{array}{r} UZ = 4^h 40^m 10^s, \\ T = 2 \quad 5 \quad 42 \quad (\text{S. 89 und 90}), \\ a = 6 \quad 40 \quad 17 \\ a - T = 4 \quad 34 \quad 35 \\ \text{Red. a. m. Zt.} \quad - \quad 45 \\ \hline MZ = 4^h 33^m 50^s \end{array}$$

und es ergibt sich

$$t = 6^m 20^s;$$

die Uhr geht also $6^m 20^s$ gegen Ortszeit vor.

Um den Fehler der Uhr gegen die mitteleuropäische Zeit zu erhalten, ist noch die in §. 26 erwähnte, von der geographischen Länge des Beobachtungsortes abhängige Reduction anzubringen.

30 **Zeitbestimmung durch correspondirende Höhen.** Die im vorigen Paragraphen besprochene Methode der Zeitbestimmung ist nur anwendbar, wenn der Meridian des Beobachtungsortes bestimmt ist.

Durch die Beobachtung correspondirender Höhen vor und nach der Culmination kann man aber die Uhrzeit der Culmination eines Gestirnes auch ermitteln, ohne dass der Meridian bestimmt ist.

Beobachtet man, dass ein Stern, auf der Ostseite des Himmels aufsteigend, die Höhe h in dem Augenblicke erreicht, in welchem die Uhr die Zeit T zeigt, dass er, auf der Westseite des Himmels niedergehend, dieselbe Höhe h wieder zur Uhrzeit T' passirt, so ist offenbar die Uhrzeit seiner Culmination das Mittel zwischen den beiden beobachteten Zeiten, also $\frac{T + T'}{2}$.

Hätte z. B. ein Stern die Höhe von $32^{\circ} 17'$ im Aufsteigen um $6^{\text{h}} 18^{\text{m}} 42^{\text{s}}$ Uhrzeit, im Niedergehen aber zur Uhrzeit $10^{\text{h}} 33^{\text{m}} 20^{\text{s}}$ passirt, so wäre die Uhrzeit der Culmination dieses Sternes $8^{\text{h}} 26^{\text{m}} 1^{\text{s}}$.

Wenn man diese Beobachtungsmethode anwenden will, um die Uhrzeit einer Sonnenculmination zu ermitteln, so muss man die Veränderung der Declination der Sonne, welche zwischen den beiden Beobachtungen stattfindet, in Rechnung bringen.

31 **Zeitbestimmung durch einfache Sonnenhöhen.** Da ein jedes Gestirn in Folge seiner täglichen Bewegung seine Höhe stetig ändert, und da es eine gewisse Höhe immer zu einer bestimmten Zeit passirt, so muss auch eine einzige Höhenmessung hinreichen, um eine Zeitbestimmung zu machen.

Zunächst kommt es darauf an, aus der beobachteten Höhe eines Gestirnes seinen Stundenwinkel S , d. h. den Winkel zu berechnen, welchen der Declinationskreis PC , Fig. 54, des Gestirnes E mit dem Meridian PZA macht.

Ausser der beobachteten Höhe HE muss zur Lösung dieser Aufgabe noch die Declination CE des Gestirnes und die Aequatorhöhe SA des Beobachtungsortes bekannt sein.

Der gesuchte Stundenwinkel CA , den wir mit S bezeichnen wollen, ist der Winkel, den die Ebenen PCM und PAM mit einander machen. Dieser Winkel ist aber offenbar auch ein Winkel des sphärischen Dreiecks PZE , und zwar derjenige, welchen die Seiten PZ und PE dieses Dreiecks mit einander machen. In diesem Dreieck sind aber alle drei Seiten bekannt; es ist nämlich

$PZ = SA = 90^{\circ} - ZA$; ZA ist aber gleich der Polhöhe oder der geographischen Breite des Beobachtungsortes, die wir mit φ bezeichnen wollen, also $PZ = 90^{\circ} - \varphi$;

$PE = p$, die Poldistanz des beobachteten Gestirnes E ; sie ist offenbar $= 90^{\circ} - CE$, gleich 90° weniger der bekannten Declination δ des Gestirnes;

$ZE = z$, die Zenithdistanz des Gestirnes, welche $90^\circ - HE$, d. h. 90° weniger der beobachteten Höhe ist.

Dann ergeben die Formeln der sphärischen Trigonometrie die Gleichung:

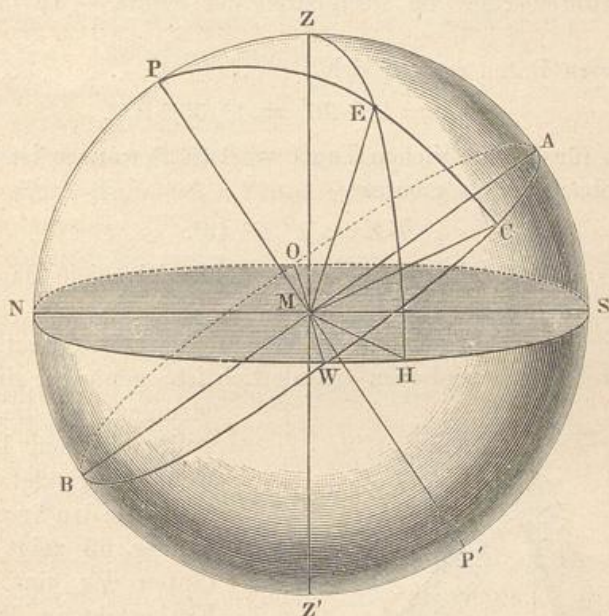
$$\operatorname{tg} \frac{1}{2} S^2 = \frac{\sin \frac{1}{2} [z - (\varphi - \delta)] \sin \frac{1}{2} [z + (\varphi - \delta)]}{\cos \frac{1}{2} [z - (\varphi + \delta)] \cos \frac{1}{2} [z + (\varphi + \delta)]} \quad (1)$$

Nehmen wir z. B. an, man habe zu Freiburg ($\varphi = 48^\circ 0'$) am 15. Juni Vormittags die Sonnenhöhe 39° beobachtet, so haben wir

$$\begin{aligned} \varphi &= 48^\circ 0' \\ \delta &= 23^\circ 20', \end{aligned}$$

da am 15. Juni die Declination der Sonne $23^\circ 20'$ ist.

Fig. 54.



Setzen wir für z , φ und δ ihre eben angegebenen Zahlenwerthe in die Gleichung (1), so ergibt sich

$$S = 56^\circ 57' 42''.$$

Dieser Winkel, in Zeitmaass ausgedrückt, giebt nun die Zeit, welche die Sonne braucht, um in den Meridian zu gelangen, oder, wenn man eine Nachmittagsbeobachtung gemacht hatte, die Zeit, welche seit der Sonnen-culmination verstrichen ist. Bezeichnet man mit c die Zeitgleichung, so ist

$$MZ = 12^h - S - c$$

die mittlere bürgerliche Zeit des Beobachtungsmomentes, wenn man die Höhenbestimmung des Morgens gemacht hat, und

$$MZ = S + c,$$

wenn es sich um eine Nachmittagsbeobachtung handelt.

Nehmen wir das obige Beispiel wieder auf, so ist $S = 56^{\circ} 57' 42''$, in Zeit ausgedrückt, $3^{\text{h}} 47^{\text{m}} 51^{\text{s}}$, also

$$MZ = 12^{\text{h}} - (3^{\text{h}} 47^{\text{m}} 51^{\text{s}}) = 8^{\text{h}} 12^{\text{m}} 9^{\text{s}} \text{ Morgens}$$

die Zeit des Beobachtungsmomentes, da für den 15. Juni die Zeitgleichung nur Bruchtheile einer Secunde beträgt, also für Zwecke des bürgerlichen Lebens vernachlässigt werden kann.

Gehen wir zu einem anderen Beispiele über. Am 4. März 1855 fand man zu Freiburg in dem Augenblicke, in welchem die Uhr Nachmittags $1^{\text{h}} 58^{\text{m}} 36^{\text{s}}$ zeigte, die Höhe des Sonnenmittelpunktes gleich 30° ; wir haben also

$$\begin{aligned} \varphi &= 48^{\circ} 0' \\ \delta &= - 6^{\circ} 32' 55'', \end{aligned}$$

da am genannten Tage die Declination der Sonne $-(6^{\circ} 32' 55'')$ beträgt.

Aus diesen Daten ergibt sich

$$S = 28^{\circ} 26' = 1^{\text{h}} 53^{\text{m}} 44^{\text{s}}.$$

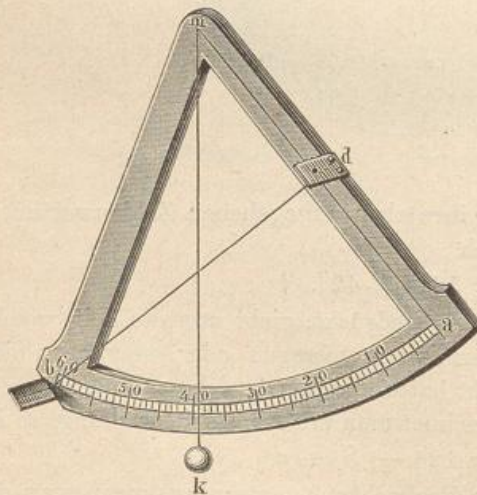
Da nun für den fraglichen Tag $c = 12^{\text{m}} 2^{\text{s}}$ war, so ist die mittlere Zeit des Beobachtungsmomentes

$$MZ = 2^{\text{h}} 5^{\text{m}} 46^{\text{s}}.$$

Da aber die Uhr $1^{\text{h}} 58^{\text{m}} 36^{\text{s}}$ zeigte, so ergibt sich, dass diese Uhr um $7^{\text{m}} 10^{\text{s}}$ nachging.

Um Sonnenhöhen so genau zu messen, als es zur Bestimmung der Zeit für das bürgerliche Leben erforderlich ist, genügen einfachere Instrumente als die, welche wir früher kennen lernten; gewöhnlich wendet man in diesem Falle den Sextanten an.

Fig. 55.



Er besteht im Wesentlichen aus einem getheilten Sechstelkreis (daher der Name), welcher mit zwei Radien ein Dreieck bildet. m ist der Mittelpunkt des getheilten Bogens. An dem Schenkel ma , welcher dem Nullpunkt der Theilung entspricht, ist ein Messingplättchen d so befestigt, dass ein von der gegenüberstehenden Spitze b

Fig. 55 zeigt einen Sextanten der einfachsten Art. Er besteht im Wesentlichen aus einem getheilten Sechstelkreis (daher der Name), welcher mit zwei Radien ein Dreieck bildet. m ist der Mittelpunkt des getheilten Bogens. An dem Schenkel ma , welcher dem Nullpunkt der Theilung entspricht, ist ein Messingplättchen d so befestigt, dass ein von der gegenüberstehenden Spitze b

auf ma gefälltes Perpendikel gerade die Mittellinie dieses Plättchens trifft. Parallel mit diesem ist bei b ein zweites Messingplättchen angebracht.

In der Mitte des Plättchens b ist eine Linie eingeritzt, während d ein kleines rundes Loch enthält. Von m hängt ein Faden herab, welcher eine Bleikugel k trägt.

Hält man nun das Instrument so, dass seine Ebene in die Vertical-ebene der Sonne und der Schatten von d gerade auf b fällt (was man daran erkennt, dass die Sonnenstrahlen, welche durch die kleine Oeffnung in d fallen, einen hellen Fleck auf der Mittellinie von b bilden), so kann man auf dem getheilten Kreise die Höhe der Sonne ablesen. Es ist nämlich bd die Richtung der Sonnenstrahlen. Der Winkel aber, welchen bd mit der Horizontalen macht, ist gleich dem Winkel amk , da am auf bd und mk auf der Horizontalen rechtwinklig steht; der Bogen von a bis zum Bleilothe misst also die Sonnenhöhe.

Da es schwierig ist, den Sextanten in freier Hand sicher genug zu halten, so wird er in der Regel mit einem passenden Stativ versehen, welches eine feste Aufstellung erlaubt.

Solche Sextanten von 6 bis 8 Zoll Radius sind in der Regel von Holz mit aufgeklebter Papierscala.

Eine sehr zweckmässige Einrichtung hat Eble dem Sextanten gegeben. Bei einem Halbmesser von 13 Zoll ist der Bogen unmittelbar in $\frac{1}{2}$ Grade eingetheilt.

Die gemessenen Sonnenhöhen bedürfen noch, bevor man sie in die Rechnung einführen kann, einer Correction wegen der atmosphärischen Strahlenbrechung, welche wir erst im zweiten Buche werden kennen lernen. Die Theilung des Eble'schen Sextanten ist so eingerichtet, dass man unmittelbar die corrigirte Höhe ablesen kann.

Aus den beobachteten Sonnenhöhen den Stundenwinkel zu berechnen, ist immerhin eine etwas langwierige und für Manchen auch schwierige Arbeit. Deshalb hat bereits gegen Ende des vorigen Jahrhunderts Fr. Chr. Müller Tafeln berechnet, in welchen man für Orte vom 47. bis 54. Breitengrade für die von Grad zu Grad fortschreitenden Sonnenhöhen die entsprechende Zeit aufschlagen kann.

Müller's Sonnentafeln, welche zuerst zu Leipzig im Jahre 1791 erschienen, leiden an mehrfachen Uebelständen, vermöge deren die aus ihnen entnommene Zeit bis auf 10 Minuten unrichtig sein kann. Sehr sinnreich hat Eble die Aufgabe, aus den beobachteten Sonnenhöhen die Zeit abzuleiten, auf graphischem Wege mittelst eines sogenannten astronomischen Netzes gelöst, welches sehr empfohlen zu werden verdient (Neues Zeitbestimmungswerk von Eble, Ellwangen 1853). Man kann nach dieser Methode mittelst des Eble'schen Sextanten und Netzes die Zeit bis auf $\frac{1}{2}$ Minute genau finden.

Es versteht sich von selbst, dass man auch einfache Sternhöhen zur Zeitbestimmung anwenden kann.

Die Sonnenuhr. Die einfachste Methode der Zeitbestimmung 32
ist wohl die mittelst der Sonnenuhr, welche im Wesentlichen aus einem

parallel mit der Weltaxe befestigten Stabe und aus einer Fläche besteht, welche bei Sonnenschein den Schatten jenes Stabes auffängt. Der Stab bildet die Axe, um welche sich die Schattenebene mit derselben Geschwindigkeit umdreht, mit welcher die Sonne am Himmel fortschreitet, d. h. sie dreht sich in jeder Stunde um 15 Grad. Zu gleichen Tageszeiten d. h. gleich viel Stunden vor oder gleich viel Stunden nach der Culmination der Sonne, wird also die Schattenebene stets dieselbe Lage haben, und aus der Lage der Schattenebene, also auch aus der Lage des Stabschattens auf einer gegen den Stab unveränderlich festen Ebene kann man auf die Zeit schliessen.

Die Ebene, welche den Schatten auffängt, ist gewöhnlich eine verticale Wand oder eine horizontale Platte, auf welcher die Linien gezogen sind, auf welche der Stabschatten 1, 2, 3 u. s. w. Stunden vor, und 1, 2, 3 u. s. w. Stunden nach dem wahren Mittag fallen muss.

Fig. 56.

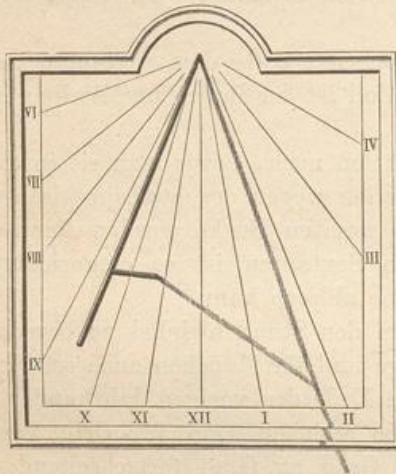


Fig. 57.

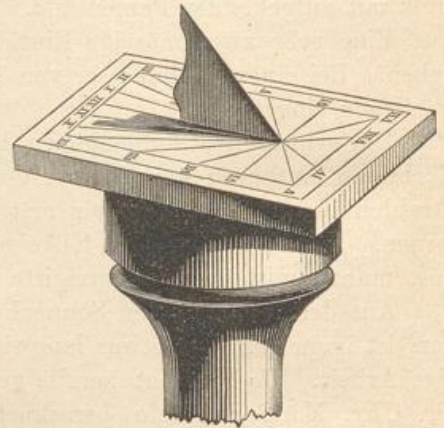


Fig. 56 stellt eine Sonnenuhr mit verticaler schattenauffangender Wand (mit verticalem Zifferblatte) dar.

Bei kleinen Sonnenuhren ist häufig der schattengebende Stab durch eine verticale Metallplatte ersetzt, deren oberer geradliniger Rand die Richtung der Weltaxe hat. Fig. 57 stellt eine derartige kleine Sonnenuhr mit horizontalem Zifferblatte dar.

Eine Sonnenuhr giebt natürlich nur wahre Sonnenzeit; um nach ihr die mittlere Zeit zu bestimmen, muss man die Zeitgleichung nach der Tabelle auf S. 86, sowie die Reduction auf mitteleuropäische Zeit in Rechnung bringen.

Eine grosse Genauigkeit ist von einer derartigen Sonnenuhr begreiflicherweise nicht zu erwarten.

33 Bestimmung des Frühlingspunktes. Da die Rectascension aller Gestirne auf dem Aequator vom Frühlingspunkte an gezählt wird

(S. 29), so ist es von der grössten Wichtigkeit, dass nicht allein die Lage dieses Punktes, sondern auch der Moment genau bestimmt werde, in welchem der Mittelpunkt der Sonne denselben passirt.

Um den Zeitpunkt zu erhalten, in welchem die Sonne durch den Frühlingspunkt geht, bedarf es nichts weiter, als dass man an den Mittagen vor und nach diesem Durchgang die Höhe der Sonne im Meridian mit möglichster Genauigkeit misst.

Man hat z. B. zu Wien, für welchen Ort die Aequatorhöhe $41^{\circ} 47' 24''$ beträgt, im Jahre 1830 die Höhe des Sonnenmittelpunktes zur Zeit des wahren Mittags gefunden:

am 20. März $41^{\circ} 32' 13''$
am 21. März $41^{\circ} 55' 54''$.

Daraus folgt, dass der Durchgang der Sonne durch den Aequator in der Zeit zwischen dem Mittag des 20. und des 21. März erfolgt ist.

In dieser Zwischenzeit von 24 Stunden hat die Höhe der Sonne um $23' 41''$

zugenommen. Zur Zeit des wahren Mittags am 20. März war die Höhe der Sonne noch um $15' 11''$ geringer als die Aequatorhöhe von Wien oder mit anderen Worten, die südliche Declination der Sonne betrug $15' 11''$.

Da man nun weiss, dass am genannten Tage die Declination der Sonne in 24 Stunden um $23' 41''$ zunimmt, und man ohne merklichen Fehler in der Zwischenzeit die Zunahme der Declination als gleichförmig annehmen kann, so hat man zur Berechnung des Zeitpunktes, in welchem der Mittelpunkt der Sonne den Aequator erreicht, die Proportion

$$23' 41'' : 24^h = 15' 11'' : x^h,$$

woraus folgt $x = 15,386$ Stunden oder $15^h 23^m 10^s$, d. h. der Durchgang des Sonnenmittelpunktes durch den Frühlingspunkt fand also im Jahre 1830 $15^h 23^m 10^s$ nach dem wahren Mittag des 20. März statt.

Um aber auch genau den Ort des Frühlingspunktes zu bestimmen, hat man an den genannten Tagen auch noch die Zeit der Culmination der Sonne und irgend eines Fixsternes zu beobachten. Man hat z. B. 1830 zu Wien beobachtet

	Culmination	
	der Sonne	α Arietis
am 20. März	0^h	$1^h 59^m 59^s$
am 21. März	0^h	$1^h 56^m 21^s$

so ist klar, dass die Rectascension der Sonne vom wahren Mittag des 20. März bis zum wahren Mittag des 21. März, also in 24 Stunden, um $3^m 38^s$ gewachsen ist. Um zu finden, wie viel sie in $15^h 23^m 10^s$ zunimmt, haben wir also die Gleichung

$$24^h : 0^h 3^m 38^s = 15^h 23^m 10^s : x,$$

woraus $x = 0^h 2^m 19^s$.

Zur Zeit des wahren Mittags am 20. März war die Rectascensionsdifferenz zwischen Sonne und α Arietis $1^h 59^m 59^s$. Zur Zeit, in welcher die Sonne den Frühlingspunkt erreichte, war diese Differenz um $2^m 19^s$ kleiner, sie war also

$$1^h 57^m 40^s.$$

Dies ist nun die Rectascension von α Arietis im Jahre 1830, wodurch dann die Lage des Frühlingspunktes für diese Zeit, d. h. der Winkel genau bestimmt ist, welchen der Aequinoctialcolur mit dem Declinationskreise des Sternes α Arietis macht.

Man bezeichnet mit dem Namen des tropischen Jahres die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen der Sonne durch den Frühlingspunkt. Die Dauer des tropischen Jahres beträgt

$$365,24224 \text{ Tage}$$

oder

$$365 \text{ Tage } 5^h 48^m 51^s,$$

was etwas weniger als $365\frac{1}{4}$ Tage ist.

34 Der Kalender. Das bürgerliche Jahr muss natürlich stets aus einer ganzen Anzahl von Tagen bestehen. Dadurch entsteht aber ein Unterschied zwischen dem bürgerlichen und dem tropischen Jahre, welcher jedoch durch besondere Bestimmungen der Kalenderrechnung, die wir sogleich näher betrachten wollen, wieder ausgeglichen werden kann.

Das bürgerliche Jahr der alten Aegypter betrug stets 365 Tage, sie nahmen also das Jahr stets $\frac{1}{4}$ Tag zu kurz an, und dieser Fehler musste sich im Laufe der Zeit so anhäufen, dass derselbe Kalendertag allmählich durch alle Jahreszeiten hindurchlief. Fiel z. B. zu einer bestimmten Zeit der 21. März mit dem Frühlingsäquinoctium zusammen, so musste nach 4 Jahren das Frühlingsäquinoctium auf den 22., nach 40 Jahren auf den 31. März und nach 365 Jahren auf den 22. Juni fallen. Der 21. März fiel also nach 365 Jahren mit dem Wintersolstitium zusammen.

Um diesem Uebelstande abzuhelfen und um zugleich den in jener Zeit sehr in Unordnung gekommenen römischen Kalender wieder in Ordnung zu bringen, verordnete Julius Cäsar im Jahre 45 v. Chr. eine Reform des Kalenders, welche darin bestand, dass das gemeine Jahr zu 365 Tagen gerechnet, dass aber alle 4 Jahre ein Tag eingeschaltet werden sollte, so dass das vierte Jahr stets 366 Tage hatte. Diese Jahre von 366 Tagen werden Schaltjahre genannt. Während der Februar eines gemeinen Jahres nur 28 Tage hat, so hat derselbe Monat in einem Schaltjahre 29 Tage.

Die Jahresdauer, wie sie Julius Cäsar angenommen hatte, nämlich $365\frac{1}{4}$ Tage, war noch nicht genau, sie war noch um 0,00776 Tage zu gross und daraus ergiebt sich ein Fehler von 0,776 Tagen in 100 Jahren, also nahe 3 Tagen in 400 Jahren. Der julianische Kalender hat also in 400 Jahren ungefähr 3 Tage zu viel.

Durch das Concilium von Nicäa wurde die Bestimmung getroffen, dass das Osterfest stets am ersten Sonntag gefeiert werden sollte, welcher dem ersten Vollmond nach dem Frühlingsäquinoc-tium folgt. — Zur Zeit dieses Conciliums, im Jahre 325, fiel die Frühlings-Tag- und Nachtgleiche auf den 21. März. — Man fuhr nun fort, nach dem julianischen Kalender zu zählen bis 1582, zu welcher Zeit dann die Zeit des Frühlingsäquinoc-tiums schon merklich verrückt war; es fand nämlich nicht mehr am 21. März statt, wie im Jahre 325, sondern es fiel auf den 11. März.

Vom Jahre 325 bis 1582 waren 1257 Jahre verflossen. Da der Fehler des julianischen Kalenders 0,00776 Tage im Jahre beträgt, so war er also im Laufe dieser 1257 Jahre auf 9,7, also fast auf 10 Tage gewachsen. Man hatte in der Zwischenzeit 10 Schalttage zu viel eingeschaltet und war dadurch um 10 Tage im Kalender zurückgekommen. Deshalb verordnete Gregor XIII., dass auf den 4. October 1582 gleich der 15. October folgen sollte, um so den seit dem Concilium von Nicäa angewachsenen Fehler auszugleichen.

Damit aber dieser Fehler für die Zukunft vermieden werde, wurde verordnet, dass auf je 400 Jahre 3 Schalttage ausfallen sollten, was durch die Bestimmung erreicht wird, dass das letzte Jahr eines jeden Jahr-hunderts, welches nach dem julianischen Kalender ein Schaltjahr ist, nur 365 Tage haben sollte, wenn die Jahreszahl nicht durch 400 theilbar ist. So bleiben also die Jahre 1600 und 2000 Schaltjahre, die Jahre 1700, 1800, 1900 aber, sowie 2100, 2200, 2300 sind es nicht.

Der gregorianische Kalender wurde alsbald unter allen Völkern eingeführt, welche der römischen Kirche angehören; und später wurde er auch von den Protestanten angenommen. Die Griechen und Russen haben noch bis auf den heutigen Tag den julianischen Kalender bei-behalten, so dass ihre Zeitrechnung gegenwärtig um 12 Tage gegen die unsrige zurück ist. Der 1. Januar des russischen Kalenders ist der 13. Januar des unsrigen. Der 20. Mai alten Stils ist der 1. Juni neuen Stils.

Rückgang der Aequinoctialpunkte. Wir haben bisher den 35 Frühlingspunkt als einen festen Punkt des Himmels betrachtet, was er aber in der That nicht ist. Verfolgt man den Lauf der Sonne längere Zeit, so ergibt sich zwar, dass der Weg, welchen sie unter den Gestirnen beschreibt, im Wesentlichen ungeändert bleibt, dass aber die Punkte, in welchen die Ekliptik von dem Himmelsäquator durchschnitten wird, langsam von Osten nach Westen fortrücken, also der Bewegung der Sonne entgegen.

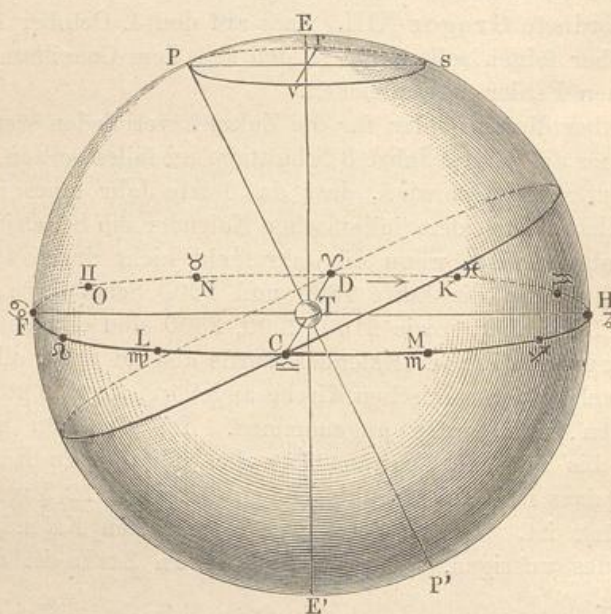
Im Laufe eines Jahrhunderts beträgt dieser Rückgang der Tag- und Nachtgleichen $1^{\circ} 23' 46''$, in einem Jahre also $50''$.

Da also der Frühlingspunkt stets von Osten nach Westen fort-schreitet, so ist klar, dass die Länge der Gestirne fortwährend wächst. Hipparch fand z. B. im Jahre 130 v. Chr. die Länge von α Virginis

(Spica) gleich 174° , während sie gegenwärtig $201,5^{\circ}$ ist. Dabei bleibt die Breite der Gestirne nahezu unverändert, weil die Ebene der Ekliptik ihre Lage nur sehr wenig ändert.

Fig. 58 stellt die gegenseitige Lage der Ekliptik und des Himmelsäquators dar. Beide Ebenen schneiden sich in der Linie CD ; C ist der Herbstpunkt, D ist der Frühlingspunkt. Nach dem oben Gesagten muss diese Linie allmählich ihre Lage ändern; der Frühlingspunkt rückt von D gegen K , der Herbstpunkt von C gegen L fort; es ist also klar, dass der Frühlingspunkt im Laufe von Jahrtausenden von einem Sternbilde zum anderen wandern wird. Wenn der mit γ bezeichnete Frühlingspunkt sich gegenwärtig in D befindet, so wird er in 2100 Jahren um

Fig. 58.



30° nach Westen gewandert sein, er wird alsdann an derselben Stelle des Himmels stehen, welche jetzt mit χ bezeichnet ist, also in K .

Es ist bereits oben S. 79 und 82 bemerkt worden, dass gegenwärtig der Frühlingspunkt ungefähr am westlichen Ende des Sternbildes der Fische liegt, vor 2100 Jahren lag also der Frühlingspunkt noch am westlichen Ende des Sternbildes des Widders, also an dem Punkte N , Fig. 58, den wir jetzt mit γ bezeichnen. Damals fiel also das Zeichen des Widders mit dem Sternbilde des Widders zusammen, die Sonne passirte den Frühlingspunkt mit dem Eintritt in das Sternbild des Widders. Aus dieser Zeit rührt wahrscheinlich die Eintheilung der Ekliptik in die 12 Zeichen des Thierkreises. Allmählich ging nun die Uebereinstimmung zwischen den Zeichen und den gleichnamigen Sternbildern verloren, weil der Frühlingspunkt auf das folgende Sternbild fortrückte, während man

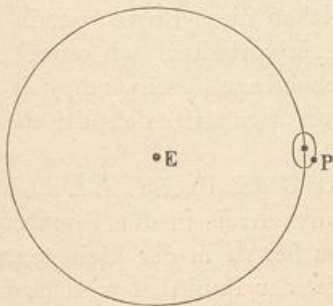
ihn doch stets als den Nullpunkt des ersten Zeichens im Thierkreise (\vee) beibehielt.

Da die Ebene der Sonnenbahn (gewisse Schwankungen abgerechnet, von denen alsbald die Rede sein wird) ungeändert bleibt, so lässt sich der Rückgang der Aequinoctialpunkte nur durch die Annahme erklären, dass die Ebene des Himmelsäquators allmählich ihre Stellung ändert. Die Lage des Himmelsäquators ist aber durch die Richtung der Erdaxe bedingt, auf welcher derselbe rechtwinklig steht. In Fig. 58 seien E und E' die Pole der Ekliptik, PP' die Weltaxe, also die verlängerte Erdaxe. Wenn sich nun die Ebene des Himmelsäquators so drehen soll, dass ihre Durchschnittslinie mit der Ebene der Ekliptik sich aus der Lage CD gegen LK hin dreht, so muss auch die Weltaxe eine Drehung erleiden, und zwar wird die Weltaxe PP' bei ihrer Umdrehung um die Axe EE' eine Kegelfläche beschreiben.

Daraus folgt nun auch weiter, dass die Himmelspole keine absolut unveränderlichen Punkte sind. Der Nordpol des Himmels wandert nach und nach durch die ganze Peripherie des Kreises $PrSV$; um aber diesen Kreis vollständig zu durchlaufen, ist eine Zeit von ungefähr 26 000 Jahren nöthig.

In der Sternkarte Tab. III. ist der Kreis gezogen, welchen der Nordpol des Himmels um den Pol der Ekliptik beschreibt. Der Stern α des kleinen Bären, welcher jetzt ungefähr $1\frac{1}{2}$ Grad von dem Nordpol des Himmels absteht, war zur Zeit Hipparch's noch fast 12 Grad von demselben entfernt, konnte damals also noch nicht als Polarstern bezeichnet werden. Der Nordpol des Himmels nähert sich diesem Sterne noch bis zum Jahre 2095, wo er nur noch 26 Minuten von ihm absteht. Darauf entfernt sich der Nordpol des Himmels wieder von α Ursae minoris, um in das Sternbild des Cepheus überzugehen. Nach 12 000 Jahren wird α Lyrae dem Nordpol nahe stehen.

Fig. 59.



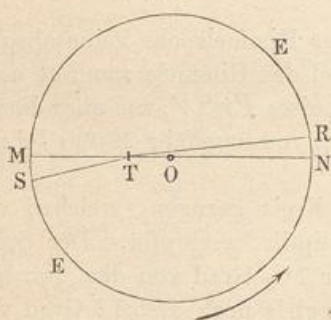
Der in diesem Paragraphen besprochene Rückgang der Nachtgleichen wird auch mit dem Namen der Präcession bezeichnet.

Nutation. Der Rückgang der Aequinoctialpunkte ist nicht ganz gleichförmig, sondern er zeigt Schwankungen, deren Periode ungefähr $18\frac{1}{2}$ Jahre beträgt. Ebenso ist auch der Winkel, welchen die Erdaxe mit der Axe der Ekliptik macht, nicht ganz constant, sondern er erleidet kleine Variationen, welche an dieselbe Periode gebunden sind, indem sich die Erdaxe der Axe der Ekliptik abwechselnd etwas nähert und sich dann wieder von ihr entfernt. Dieses Wanken der Erdaxe bezeichnet man mit dem Namen der Nutation.

Der Nordpol des Himmels beschreibt also nicht, wie es in dem vorigen Paragraphen angenommen wurde, einen reinen Kreis um den Pol der Ekliptik, sondern eine wellenförmige Curve. Eine solche Bewegung erklärt sich, wenn man annimmt, der Pol P , Fig. 59 (a. v. S.), bewege sich auf einer kleinen Ellipse, deren Mittelpunkt sich mit gleichförmiger Geschwindigkeit um den Pol E der Ekliptik bewegt. Die grosse Axe dieser kleinen Ellipse beträgt $9,6''$, die kleine $8''$.

37 **Erklärung der scheinbaren Bewegung der Sonne.** Am einfachsten scheint sich auf den ersten Anblick die scheinbare Bewegung der Sonne dadurch erklären zu lassen, dass man annimmt, die Sonne beschreibe wirklich um die feststehende Erde im Laufe eines Jahres einen

Fig. 60.



Kreis, dessen Ebene einen Winkel von $23^{\circ} 27'$ mit der Ebene des Himmelsäquators macht. In der That war dies auch die im Alterthum herrschende Ansicht. Um aber zu erklären, dass die Geschwindigkeit, mit welcher die Sonne in der Ekliptik fortschreitet, bald langsamer, bald schneller ist, und da man doch die Hypothese nicht aufgeben wollte, dass die Sonne ihre kreisförmige Bahn mit gleichförmiger Geschwindigkeit durchliefe, nahm

Hipparch an, dass sich die Erde nicht im Mittelpunkte der Sonnenbahn befinde.

Wenn die Sonne mit gleichförmiger Geschwindigkeit den Kreis EE , Fig. 60, durchläuft, die Erde sich aber in T ausserhalb des Kreismittelpunktes befindet, so wird die Bewegung der Sonne, von der Erde aus gesehen, nicht mehr gleichförmig erscheinen; denn wenn auch die gleichen Bogen NR und MS von der Sonne in gleichen Zeiten durchlaufen werden, so sind doch die Winkel, unter welchen diese Bogen, von T aus gesehen, erscheinen, nicht gleich, sondern sie verhalten sich umgekehrt wie die Entfernungen NT und MT ; die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne ist kleiner, wenn sie sich bei N , als wenn sie sich bei M befindet.

Denken wir uns durch den Mittelpunkt O des Kreises EE und die Erde T eine gerade Linie gezogen, welche den Kreis in den Punkten M und N schneidet, so befindet sich die Sonne bei M in der kleinsten, bei N in der grössten Entfernung von der Erde, der Punkt M wird deshalb das Perigäum (Erdnähe), N aber das Apogäum (Erdferne) genannt. Die Sonne passirt das Perigäum zu Ende December, das Apogäum zu Ende Juni.

Die gerade Linie $MTON$, welche die Erde mit dem Mittelpunkte der Sonnenbahn verbindet, wird die Apsidenlinie genannt.

Unter der Voraussetzung, dass sich die Sonne mit gleichförmiger Geschwindigkeit in ihrer Bahn fortbewegt, kann nun das Verhältniss der Excentricität OT zum Halbmesser OM leicht aus der Vergleichung des grössten und kleinsten Winkels abgeleitet werden, um welchen die Länge der Sonne in 24 Stunden zunimmt. Diese Winkel sind aber $1^{\circ} 1' 10,1''$ oder $3670,1''$ und $57' 11,5''$ oder $3431,5''$ (S. 81); wir haben also

$$TM : TN = 3431,5 : 3670,1,$$

woraus sich die Excentricität OT ungefähr gleich $\frac{1}{30}$ vom Halbmesser der Sonnenbahn ergeben würde.

Dass die Hypothese von der gleichförmigen Bewegung der Sonne in einem excentrischen Kreise unrichtig ist, geht aus der scheinbaren Grösse des Sonnendurchmessers, wie er zu verschiedenen Jahreszeiten durch Messung gefunden wird, zweifellos hervor. Wäre Hipparch's Hypothese richtig, so müssten sich die scheinbaren Durchmesser der Sonne zu Ende Juni und zu Ende December gleichfalls verhalten wie $3431 : 3670$, während in der That die Sonnendurchmesser zu diesen Zeiten $31' 30,8''$ und $32' 35,3''$ sind, sich also verhalten wie 1891 zu 1955. Daraus geht hervor, dass die Entfernungen TM und TN sich verhalten müssen wie 1891 zu 1955, woraus folgt, dass die Excentricität der Sonnenbahn in der That nur $\frac{1}{60}$ ist.

Betrachten wir nun die Methoden, welche man angewandt hat, um den scheinbaren Durchmesser der Sonne mit Genauigkeit zu bestimmen. Zunächst lässt sich diese Bestimmung mit Hülfe eines jeden im Meridian aufgestellten und mit einem Fadenkreuz versehenen Fernrohrs ausführen; man hat nur die Zeit zu beobachten, welche vergeht zwischen dem Moment, in welchem der westliche Sonnenrand an den verticalen Faden des Fadenkreuzes herantritt, und demjenigen Moment, in welchem der östliche Sonnenrand diesen Faden verlässt. Bezeichnen wir mit t die zwischen den fraglichen Momenten vergangene, in Minuten ausgedrückte Zeit, so ist

$$S = \frac{t \cos d}{4},$$

wenn S den in Graden ausgedrückten scheinbaren Durchmesser der Sonne und d die Declination der Sonne am Beobachtungstage bezeichnet.

Mit der grössten Genauigkeit lässt sich aber der Durchmesser der Sonne mit dem Heliometer bestimmen, dessen Einrichtung folgende ist.

Das Heliometer ist im Wesentlichen ein astronomisches Fernrohr, dessen Objectiv durch einen diametralen Schnitt in zwei gleiche Hälften getheilt ist. Die eine Hälfte A , Fig. 61 (a. f. S.), des Objectivs ist nach einer älteren Construction in unveränderlicher Weise mit dem Rohre verbunden, während die andere Hälfte B , Fig. 61 und 62 (a. f. S.), in der Richtung der Schnittlinie verschoben werden kann; neuerdings wird gewöhnlich jede der beiden Objectivhälften für sich beweglich gemacht. Die Verschiebung der beweglichen Objectivhälfte wird durch eine Schraube vermittelt, deren Kopf mit einer entsprechenden Theilung

versehen ist, um noch Bruchtheile einer Umdrehung der Schraube mit Genauigkeit ablesen zu können.

Jede Hälfte des Objectivs entwirft nun für sich ein durch das Ocular zu betrachtendes Bild des Gegenstandes, auf welchen das Rohr gerichtet ist. Wenn nun die beiden Hälften des Objectivs so neben einander gestellt sind, dass ihre Mittelpunkte coincidiren, Fig. 61, so fallen auch die Bilder der beiden Hälften vollkommen zusammen, man sieht nur ein Bild, gerade so als ob man nur mit einem ganzen ungetheilten Objectiv zu thun hätte.

Sobald man aber die Objectivhälfte *B* aus dieser Lage nur im mindesten gegen die andere verschiebt, treten die beiden Bilder aus einander, man sieht zwei Bilder des Gegenstandes, auf welchen das Fernrohr gerichtet ist, welche um so mehr aus einander treten, je weiter die bewegliche Objectivhälfte *B* aus ihrer centralen Stellung verschoben wird.

Ist das Instrument auf die Sonne gerichtet (zu deren Beobachtung man natürlich Blendgläser anwenden muss), so sieht man ein einziges

Fig. 61.



Fig. 62.

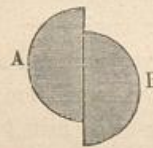
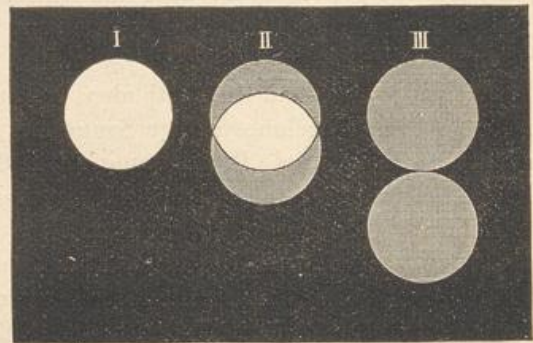


Fig. 63.



Sonnenbild, Nr. I, Fig. 63, wenn die Objectivhälfte *B* genau ihre centrale Stellung hat. Sobald man die Objectivhälfte *B* aus dieser Lage um etwas verschiebt, treten die beiden Sonnenbilder aus einander, Nr. II, Fig. 63, und zwar werden sich die Mittelpunkte der beiden Sonnenbilder um so mehr von einander entfernen, je weiter die Objectivhälfte *B* verschoben wird; wenn aber endlich die Verschiebung von *B* so weit fortgesetzt worden ist, dass der Mittelpunkt des verschiebbaren Sonnenbildes um den scheinbaren Sonnendurchmesser von dem Mittelpunkte des festen verschoben ist, so berühren sich die beiden Sonnenbilder, Nr. III, Fig. 63.

Um nun mit einer solchen Vorrichtung den scheinbaren Durchmesser der Sonnenscheibe oder irgend welche andere Winkel messen zu können, muss man ermitteln, welchem Winkelwerth irgend eine Verschiebung jeder der beiden Objectivhälften entspricht. Hierzu kann man sich verschiedener Methoden bedienen; eine der einfachsten und gebräuchlichsten besteht darin, dass man misst, um welchen Betrag man die Objectivhälften gegen einander verschieben muss, um zwei Sterne, deren gegenseitige

Lage durch Meridiankreis-Beobachtungen genau bestimmt ist, im Fernrohr des Heliometers zur Coincidenz zu bringen.

Es sei nun die bekannte scheinbare Winkelentfernung zweier Sterne, in Bogensekunden ausgedrückt, gleich w , die Grösse der Verschiebung der beiden Objectivhälften gegen einander, in Theilen der Scala ausgedrückt, gleich t , so wird der Werth eines Theiles der Scala, in Bogensekunden ausgedrückt, gleich $\frac{w}{t}$ sein.

Wenn man also, mit dem Heliometer die Sonne beobachtend, n Umdrehungen der Schraube machen müsste, um die beiden Sonnenbilder aus der vollkommenen Coincidenz bis zur gegenseitigen Berührung zu bringen, so ist der scheinbare Sonnendurchmesser

$$D = n \frac{w}{t} \text{ Minuten.}$$

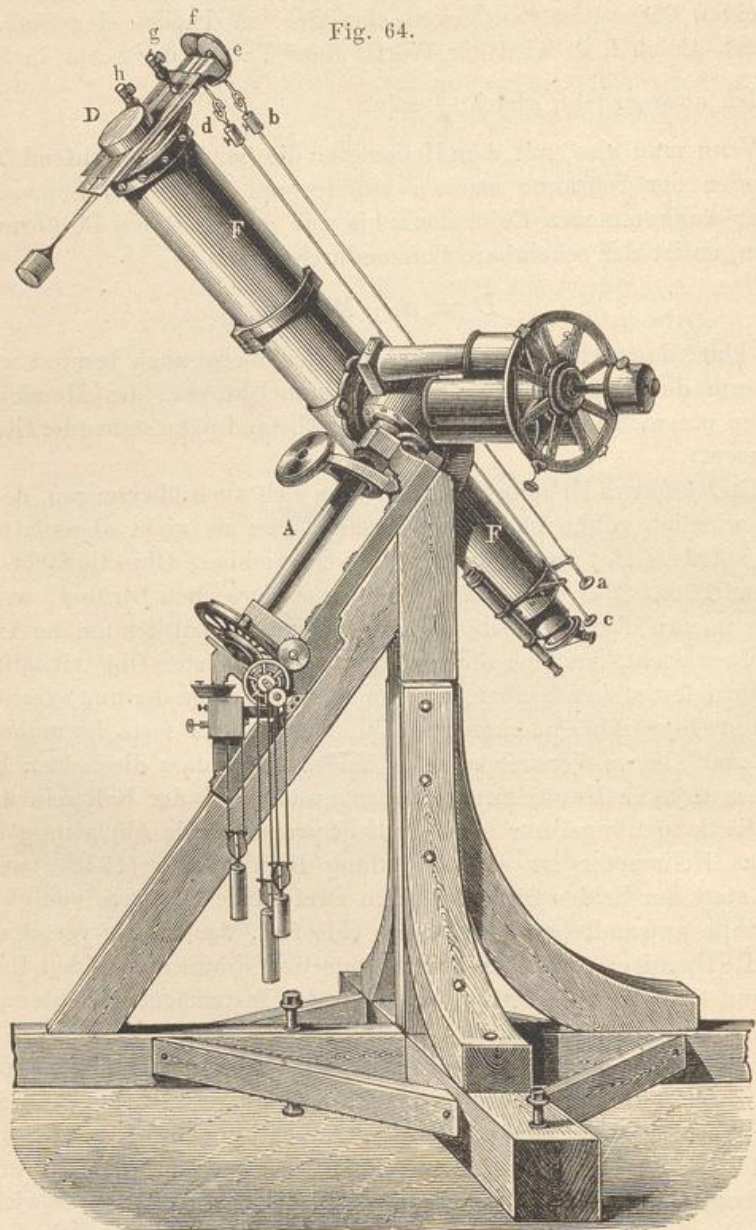
Es ist klar, dass das Heliometer in gleicher Weise auch benutzt werden kann, um den Durchmesser anderer Himmelskörper, des Mondes, der Planeten u. s. w., sowie den gegenseitigen Abstand nahe stehender Gestirne zu messen.

Mit Hilfe des Heliometers kann man sich auch überzeugen, dass die Sonne wirklich vollkommen kugelförmig, dass sie nicht abgeplattet ist wie die Erde. Hat man nämlich die verschiebbare Objectivfläche B so festgestellt, dass das eine Sonnenbild das andere eben berührt, so wird, wenn man nun die beiden Objectivhälften gemeinschaftlich um die Axe des Fernrohres dreht, das eine Bild, welches von der festen Objectivhälfte erzeugt wird, fest stehen bleiben, während das zweite von der nun excentrisch gestellten Objectivhälfte erzeugte Bild sich um das feste herumbewegt. Führt man diesen Versuch aus, so findet man, dass die beiden Bilder vollkommen in Berührung bleiben, was nicht der Fall sein würde, wenn die Sonnenkugel nur eine der Erde proportionale Abplattung hätte.

Das Heliometer ist eine Erfindung Bouguer's (1748), welcher jedoch statt der beiden Objectivhälften zwei ganze Objective von gleicher Brennweite anwandte, von denen das eine fest, das andere verschiebbar war. Dollond ersetzte die beiden Objective durch die beiden Hälften eines und desselben Objectivs, wodurch das Instrument bedeutend vereinfacht und verbessert wurde.

Es versteht sich von selbst, dass das Heliometer, um vollkommen seinem Zweck zu entsprechen, parallaktisch aufgestellt sein und durch ein Uhrwerk um die Weltaxe des Instrumentes gedreht werden muss. Fig. 64 (a. f. S.) stellt das Heliometer dar, welches Fraunhofer für die Königsberger Sternwarte construirte und mit welchem Bessel viele wichtige Untersuchungen ausgeführt hat. A ist die der Weltaxe parallel zu stellende Hauptdrehungsaxe des Instrumentes. D ist das aus zwei getrennten Hälften bestehende Objectiv. Längs des Rohres F sind zwei Schlüssel ab und cd angebracht, vermittelst deren der Beobachter, ohne das Ocular zu verlassen, nach Belieben jede der beiden Objectivhälften ver-

schieben kann; mit einem dritten, in der Figur nicht sichtbaren Schlüssel kann man den ganzen Objectivkopf um die Axe des Fernrohres drehen; wodurch bewirkt wird, dass man Distanzen in beliebigen Richtungen



messen kann. Die Grösse der Verschiebung der Objectivhälften kann nach Belieben entweder an den eingetheilten Schraubenköpfen *e* und *f* oder an einer Scala mit den Mikroskopen *g* und *h* abgelesen werden,

Die Sonne und die Beziehungen der Erde zu derselben. 109
während die Grösse der Drehung des Rohres um seine Axe an dem bei *D* befindlichen Kreise abgelesen wird.

Jährliche Bewegung der Erde um die Sonne. Aus 38
Gründen, welche erst in dem Capitel von der Planetenbewegung ihre volle Würdigung finden können, hat man die Annahme, dass die Erde fest stehe und die Sonne um sie herumlaufe, verlassen und nimmt statt dessen an, dass die Erde um die ruhende Sonne kreist.

Wir wollen nun zunächst untersuchen, wie sich aus dieser Hypothese die scheinbare Bewegung der Sonne in der Ekliptik erklären lässt.

Der äussere Kreis Tab. V. stellt die Bahn dar, welche die Sonne scheinbar während eines Jahres durchläuft, und zwar ist diese Bahn in die 12 Zeichen des Thierkreises eingetheilt. Den Mittelpunkt der Figur bildet die Sonne, und um dieselbe ist dann der Kreis gezogen, welchen die Erde im Laufe eines Jahres wirklich durchläuft.

Der Durchmesser der Erdbahn sollte freilich verschwindend klein sein gegen den Durchmesser des Thierkreises. Obgleich nun dies Verhältniss auch nicht entfernt eingehalten ist, so kann man doch aus dieser Figur ersehen, an welcher Stelle der Ekliptik die Sonne erscheinen muss, wenn die Erde verschiedene Orte ihrer Bahn einnimmt.

Befindet sich die Erde in *A*, so trifft eine von *A* aus nach der Sonne gezogene und über dieselbe hinaus verlängerte Linie die Ekliptik in dem Punkte \vee , *A* ist also der Ort, an welchem sich die Erde zur Zeit des Frühlingsäquinociums befindet. Während nun die Erde in der Richtung des Pfeiles von *A* bis *B* fortschreitet, scheint, von ihr aus gesehen, die Sonne die Zeichen Widder, Stier und Zwillinge zu durchlaufen, und wenn die Erde in *B* angekommen ist, so steht die Sonne offenbar gerade vor \odot , d. h. sie tritt gerade in das Zeichen des Krebses ein.

Während die Erde den zweiten, dritten und vierten Quadranten, also die Wege von *B* bis *C*, von *C* bis *D*, von *D* bis *A* durchläuft, bewegt sich die Sonne scheinbar der Reihe nach vor den Sternzeichen Krebs, Löwe, Jungfrau, Wage, Scorpion, Schütze, Steinbock, Wassermann und Fische her, die Sonne scheint also die Ekliptik in der angegebenen Richtung zu durchlaufen.

Während die Erde in der angegebenen Weise um die Sonne herumläuft, dreht sie sich aber auch noch in je 24 Stunden um ihre Axe; die Erdaxe aber steht nicht rechtwinklig auf der Ebene der Ekliptik, sondern sie macht einen Winkel von $66^{\circ} 33'$ mit derselben, so dass also der Erdäquator, mithin auch der Himmelsäquator einen Winkel von $23^{\circ} 27'$ mit der Ebene der Erdbahn machen.

Da nun die Lage der Weltaxe, sowie die Lage des Himmelsäquators das ganze Jahr hindurch unverändert bleiben, so müssen wir annehmen, dass die Erdaxe trotz der fortschreitenden Bewegung der Erde doch stets dieselbe Richtung im Weltraume beibehält, dass also die Erdaxe immer parallel mit sich selbst fortrückt. Es ist dies zwar auch in

Tab. V. zu erkennen, deutlicher aber sieht man es in Fig. 65, welche die Erdbahn perspectivisch darstellt.

Betrachten wir das Verhältniss der Erde zu den Sonnenstrahlen etwas näher, so sehen wir, dass zur Zeit des Wintersolstitiums, also wenn die Erde bei *D*, Fig. 65, steht, die Sonnenstrahlen rechtwinklig auf einen Punkt *r* fallen, welcher $23^{\circ} 27'$ südlich vom Aequator liegt.

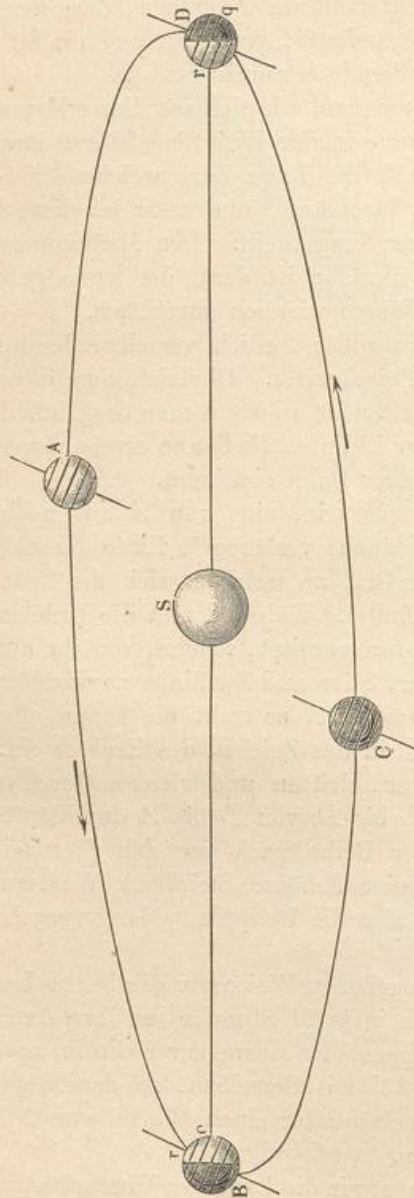
In Fig. 65 ist die Erdkugel zu klein, um die hier in Frage kommenden Verhältnisse recht deutlich übersehen zu können, deshalb ist sie in Fig. 66 in gleicher Stellung, wie bei *D*, Fig. 65, in vergrössertem Maassstabe dargestellt, und Fig. 67 (a. S. 112) zeigt die auf die Ebene der Ekliptik projecirte Erdkugel zur Zeit des Wintersolstitiums.

Der Parallelkreis *rq*, welcher $23^{\circ} 27'$ südlich vom Aequator liegt, ist die südlichste Grenze, für welche die Sonne im Zenith erscheinen kann. Weil nun die Sonne, wenn die Erde bei *D* steht, in das Zeichen des Steinbocks eintritt, so heisst dieser Parallelkreis *rq* der Wendekreis des Steinbocks.

Wenn die Sonne in das Zeichen des Steinbocks tritt, wenn sich die Erde also bei *D*, Tab. V. und Fig. 65, befindet, so tangiren die Sonnenstrahlen die nördliche Erdhälfte in *s*, Fig. 66, ($23^{\circ} 27'$ vom Nordpol), die südliche in *v* ($23^{\circ} 27'$ vom Südpol). Der durch *s* gelegte Parallelkreis *st* heisst der nördliche, der durch *v* gelegte Parallelkreis *uv* heisst der südliche Polarkreis.

Der südliche Polarkreis *uv* bildet die Grenze derjenigen Orte, für welche zur Zeit des Wintersolstitiums in Folge der Axendrehung der Erde noch ein Auf- und Untergang der Sonne innerhalb 24 Stunden

Fig. 65.

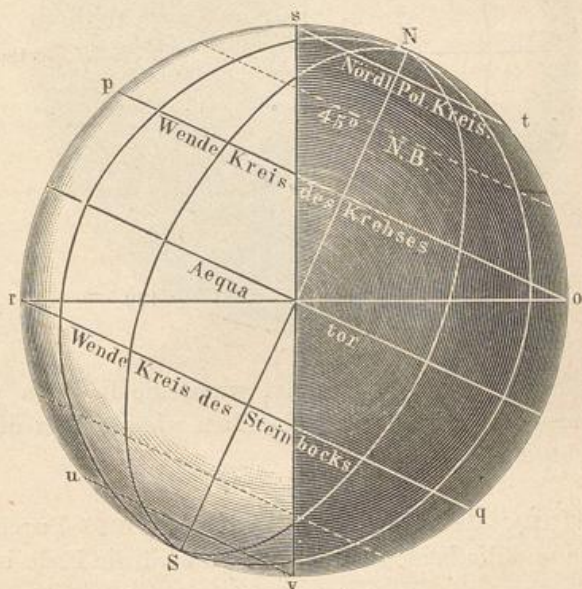


stattfindet. Für alle Orte des südlichen Polarkreises ist der längste Tag 24 Stunden und für alle Orte, welche innerhalb des südlichen Polarkreises liegen, geht zur Zeit des Wintersolstitiums die Sonne nicht mehr unter (siehe oben §. 15).

Von dem ganzen Flächenraum, welcher innerhalb des nördlichen Polarkreises *st* liegt, bleiben zur Zeit des Wintersolstitiums die Sonnenstrahlen gänzlich abgehalten. Es ist dies die Zeit der längsten Nacht für die nördliche Hemisphäre, und diese dauert auf dem nördlichen Polarkreise 24 Stunden.

Von *D*, Tab. V. und Figur 65, aus gelangt die Erde während des nächsten Vierteljahres nach *A*, und nun tritt die Sonne in das Zeichen des Widder. Es ist dies die Zeit des Frühlings-Aequinoctiums.

Fig. 66.

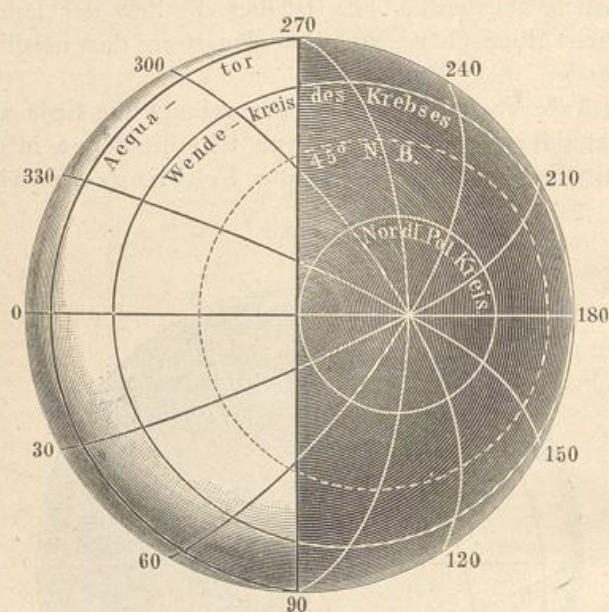


Die Sonnenstrahlen treffen jetzt rechtwinklig auf einen Punkt des Aequators und tangiren die beiden Pole. Der grösste Kreis der Erdkugel, welcher die beleuchtete von der dunklen Erdhälfte scheidet, geht jetzt durch die beiden Pole, er halbirt also alle Parallelkreise, und daher kommt es denn, dass um diese Zeit Tag und Nacht auf der ganzen Erde gleich sind.

Wenn die Erde in *B* angekommen ist, wenn sie also ins Zeichen des Krebses eintritt, so fallen die Sonnenstrahlen rechtwinklig auf denjenigen Punkt *o* des $23^{\circ} 27'$ nördlich vom Aequator liegenden Kreises *op*, für welchen die Sonne gerade culminirt. Der Kreis *op* enthält also die nördlichsten Punkte der Erde, für welche die Sonne noch ins Zenith kommen kann. Er wird der Wendekreis des Krebses genannt.

Zur Zeit des Sommersolstitiums geht während der täglichen Umdrehung die Sonne innerhalb des nördlichen Polarkreises nicht mehr unter, innerhalb des südlichen nicht mehr auf. Der nördliche Polarkreis hat jetzt seinen längsten Tag von 24 Stunden und ebenso lang ist zu dieser Zeit die Nacht des südlichen Polarkreises.

Fig. 67.



Zur Zeit des Herbstäquinocctiums, wenn die Erde in *C* angelangt ist, sind die Insulationsverhältnisse dieselben wie zur Zeit der Frühlings-Tag- und Nachtgleiche.

39 **Eintheilung der Erde in fünf Zonen.** Durch die beiden Wendekreise und die beiden Polarkreise wird die Erde in fünf Zonen getheilt.

Die heisse Zone ist der Erdgürtel, welcher zwischen den beiden Wendekreisen liegt und dessen Mitte der Erdäquator bildet.

Die nördliche gemässigte Zone ist der Raum zwischen dem Wendekreise des Krebses *po*, Fig. 68, und dem nördlichen Polarkreise *st*. Diesem entspricht die südliche gemässigte Zone zwischen dem südlichen Wendekreise *rq* (dem Wendekreise des Steinbocks) und dem südlichen Polarkreise *uv*.

Die nördliche und die südliche kalte Zone endlich sind die durch den nördlichen und südlichen Polarkreis eingeschlossenen Flächenräume. Der Nordpol bildet den Mittelpunkt der nördlichen, der Südpol den Mittelpunkt der südlichen kalten Zone.

Am 21. Juni erreicht die Sonne für die auf dem nördlichen Wendekreise gelegenen Orte zur Mittagszeit das Zenith, während am 21. December

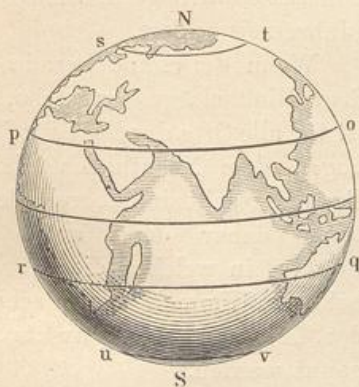
für dieselben Orte zur Mittagszeit die Sonne $46^{\circ} 54'$ von dem Zenith absteht. Auf den Wendekreisen variirt also die Höhe der Sonne zur Mittagszeit von $43^{\circ} 6'$ bis 90° .

An allen zwischen den beiden Wendekreisen gelegenen Orten geht die Sonne zweimal im Jahre durch das Zenith. Die Zeitpunkte aber, in welchen dies stattfindet, rücken um so weiter aus einander, je weiter man sich von den Wendekreisen aus dem Aequator nähert. Auf dem Aequator selbst liegen diese Zeitpunkte um $\frac{1}{2}$ Jahr aus einander, indem hier die Sonne das Zenith zur Zeit des Frühlings- und des Herbstäquinoctiums passirt.

Für den Aequator ist die grösste Höhe, welche die Sonne des Mittags erreicht, 90° , die geringste $66^{\circ} 33'$.

Der niedrigste Sonnenstand für den Aequator ist also immer noch etwa um 3° grösser als der höchste Stand, welchen die Sonne im mittleren Deutschland am 21. Juni erreicht, und für die Wendekreise ist der niedrigste

Fig. 68.



Sonnenstand ungefähr demjenigen gleich, welcher auf dem 50. Breitengrade zu Ende März stattfindet. Der ganze Erdgürtel, welcher zwischen den beiden Wendekreisen liegt, ist demnach das ganze Jahr hindurch einer sehr kräftigen Wirkung der Sonnenstrahlen ausgesetzt, weshalb er auch den Namen der heissen Zone führt.

Ausserhalb der Wendekreise erreicht die Sonne nie mehr das Zenith, und ihre Strahlen fallen um so schräger auf, je mehr man sich den Polen nähert.

Auf den Polarkreisen ist die grösste Mittagshöhe, welche die Sonne erreicht, ungefähr der geringsten Mittagshöhe der Wendekreise gleich. Zur Winterszeit aber sinkt die Höhe der Sonne um Mittag auf den Polarkreisen bis auf 0 herab; es ist also klar, dass die Wärme, welche durch die Sonnenstrahlen auf der Erdoberfläche hervorgebracht wird, von den Wendekreisen gegen die Polarkreise hin rasch abnehmen muss.

Ueber die Polarkreise hinaus, wo die Sonnenstrahlen längere Zeit gar nicht hintreffen und wo sie, wenn die Sonne auch über dem Horizonte steht, doch nur sehr schräg auffallen, muss nothwendig eine sehr niedrige Temperatur herrschen; deshalb heisst auch der vom nördlichen Polarkreise eingeschlossene Flächenraum die nördliche kalte Zone, während der entsprechende, den Südpol umgebende Raum die südliche kalte Zone genannt wird.

Da die Wärmeentwicklung auf der Erdoberfläche fast ausschliesslich von den Sonnenstrahlen herrührt, so ist klar, dass das Klima eines Landes vorzugsweise durch die Insulationsverhältnisse bedingt ist; die Wirksam-

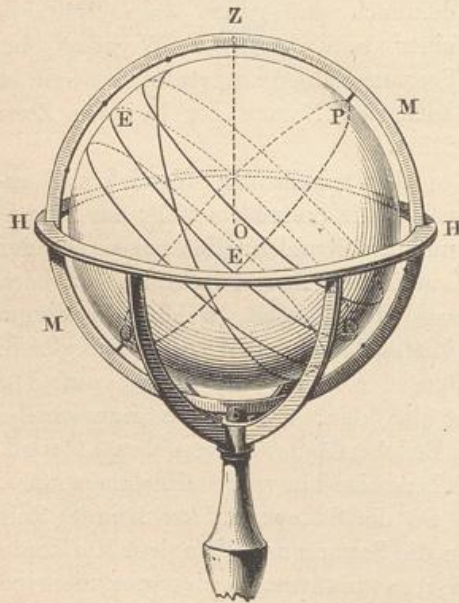
keit der Sonnenstrahlen wird aber noch durch mancherlei Umstände modificirt, und so kommt es, dass Orte von gleicher geographischer Breite keineswegs auch stets gleiches Klima haben, wie dies im dritten Buche ausführlicher wird besprochen werden.

Die Abwechselung unserer Jahreszeiten hängt von dem Wechsel der Insulationsverhältnisse ab. In unserem Kalender wird als Frühling die Zeit bezeichnet, während welcher die Sonne den Bogen vom Frühlingspunkte bis zum nördlichen Solstitialpunkte durchläuft.

Während unseres Sommers geht die Sonne vom nördlichen Solstitialpunkte bis zum Herbstpunkte. Herbst und Winter sind die Zeiten, während welcher die Sonne vom Herbstpunkte bis zum südlichen Solstitialpunkte und von diesem wieder bis zum Frühlingspunkte fortschreitet.

- 40 **Tagesdauer an verschiedenen Orten und zu verschiedenen Jahreszeiten.** Nach §. 15 ist es klar, dass die Dauer des Tages, d. h. die Zeit, während welcher die Sonne über dem Horizont bleibt, von der Stellung abhängt, welche dieses Gestirn gerade am Himmel einnimmt, dass sie sich also mit der Jahreszeit ändert.

Fig. 69.



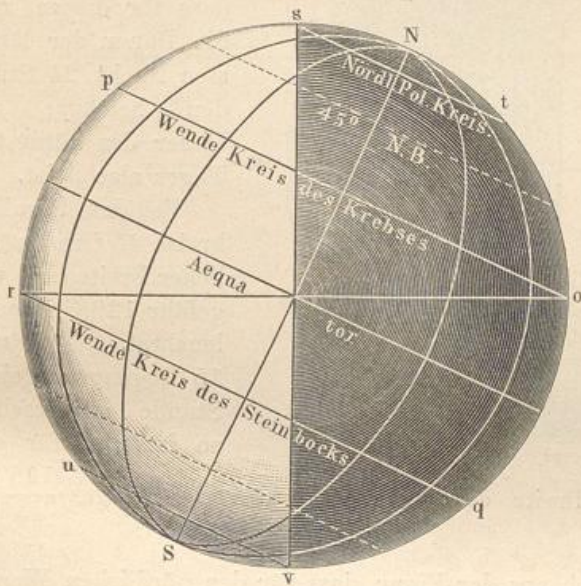
Wenn die Sonne gerade auf dem Himmelsäquator steht, so ist für alle Orte der Erde ihr Tagbogen dem Nachtbogen gleich, Tag und Nacht sind überall gleich lang, daher denn auch die Punkte, in welchen die Sonnenbahn den Himmelsäquator schneidet, Aequinoctialpunkte genannt werden.

Je mehr die nördliche Declination der Sonne zunimmt, desto mehr wächst für die nördliche Erdhälfte ihr Tagbogen, bis er endlich zur Zeit des Sommersolstitiums ein Maximum wird. Befindet sich dagegen die Sonne auf der südlichen Hemisphäre des Himmels, so ist auf der Nordhälfte der Erde der Tagbogen kleiner, der Nachtbogen grösser, und am längsten wird die Nacht zur Zeit des Wintersolstitiums.

Wie lang für einen bestimmten Ort der Erde die Dauer des Tages zu einer gegebenen Zeit des Jahres sei, kann man mit Hülfe eines Himmelsglobus leicht ermitteln. Man braucht nur die Axe PQ des Globus, Fig. 69, so gegen die Ebene des Horizontes HH zu neigen, wie es

der Polhöhe des Ortes entspricht, und alsdann diejenige Stelle der Ekliptik zu bezeichnen, an welcher sich gerade die Sonne befindet. Man kann nun leicht mittelst des Stundenkreises sehen, wie viel Stunden der Tagbogen der Sonne beträgt. Soll z. B. ermittelt werden, wie gross der Tagbogen der Sonne am 1. Mai für das mittlere Deutschland sei, so hat man zunächst den Globus so zu stellen, dass die Axe PQ einen Winkel von 50 Grad mit dem Horizont macht. Am 1. Mai ist die Länge der Sonne $40\frac{1}{2}$ Grad, man hat also auf der Ekliptik $40\frac{1}{2}$ Grad vom Frühlingspunkte an nach Osten zu zählen, um den Punkt zu finden, an

Fig. 70.



welchem sich gerade die Sonne befindet. Der Globus wird nun in diejenige Stellung gebracht, welche dem Aufgang des bezeichneten Punktes entspricht, und die Stellung des Zeigers auf dem Stundenkreise gemerkt; alsdann wird die Kugel von Ost nach West bis zum Untergang des bezeichneten Punktes gedreht und die Grösse der Drehung auf dem Stundenkreise abgelesen. Man findet auf diese Weise

für den Tagbogen der Sonne am 1. Mai im mittleren Deutschland $14\frac{1}{2}$ Stunden.

Nach diesem Verfahren ist es auch leicht, die Dauer des längsten und des kürzesten Tages für einen beliebigen Ort auf der Erde zu finden.

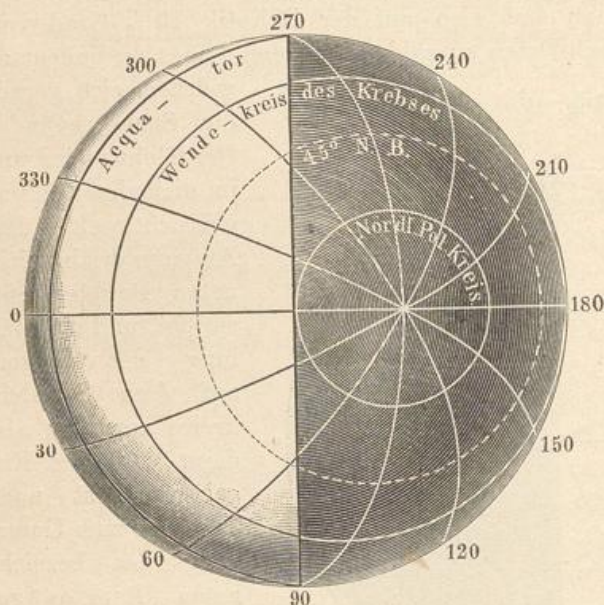
Diese Aufgabe lässt sich auch ohne Globus mit Hilfe einer einfachen geometrischen Construction auflösen.

Fig. 70 stelle die Erde zur Zeit des Wintersolstitiums dar, und zwar auf eine Ebene projicirt, welche mit der Erdaxe parallel und rechtwinklig auf der Ebene der Ekliptik steht. Alle Parallelkreise erscheinen hier zur Linie verkürzt. — Die Linie sv , welche die beleuchtete Erdhälfte von der dunklen scheidet, theilt den Aequator in zwei gleiche, alle übrigen Parallelkreise aber in ungleiche Theile. Derjenige Theil eines Parallelkreises nun, welcher auf der erleuchteten Erdhälfte liegt, verhält sich zum ganzen Kreisumfang wie die Dauer des kürzesten Tages zu 24 Stunden.

Um die Dauer des kürzesten Tages für einen gegebenen Parallelkreis zu bestimmen, hat man also nur zu ermitteln, wie gross der erleuchtete Bogen dieses Parallelkreises ist.

Um dies besser zu übersehen, ist die Erde in ihrer dem Winter-solstitium entsprechenden Lage in Fig. 71 auf die Ebene der Ekliptik projectirt dargestellt.

Fig. 71.



Man sieht hier, wie in Fig. 70, dass um diese Zeit der ganze nördliche Polarkreis im Schatten liegt, dass für diesen also die Dauer der längsten Nacht 24 Stunden beträgt, die Dauer des kürzesten Tages also 0 ist.

Von dem Parallelkreise 45 Grad nördlicher Breite sind ungefähr 128 Grade erleuchtet. Da nun 15 Bogengrade einer Stunde entsprechen, so ist also für den

45. Grad nördlicher Breite die Dauer des kürzesten Tages $\frac{128}{15} = 8,5$ Stunden.

Ebenso ergibt sich aus der Figur, dass für den nördlichen Wendekreis die Dauer des kürzesten Tages zwischen 10 und 11 Stunden beträgt.

Die folgende Tabelle giebt die Dauer des längsten und des kürzesten Tages für verschiedene geographische Breiten an:

Breite	Dauer des längsten Tages	Dauer des kürzesten Tages	Breite	Dauer des längsten Tages	Dauer des kürzesten Tages
0 ⁰	12h 0m	12h 0m	40 ⁰	14h 51m	9h 9m
5	12 17	11 43	45	15 26	8 34
10	12 35	11 25	50	16 9	7 51
15	12 53	11 7	55	17 7	6 53
20	13 13	10 47	60	18 30	5 30
25	13 34	10 26	65	21 9	2 51
30	13 56	10 4	66 ⁰ 33'	24 0	0 0
35	14 26	9 38			

Für Orte, welche innerhalb der Polarkreise liegen, wechselt die Dauer des Tages von 0 bis 24 Stunden in dem Theile des Jahres, in welchem die Sonne noch auf- und untergeht. Die Anzahl der Tage aber, während welcher die Sonne stets über dem Horizont bleibt, ohne unterzugehen, und die Zahl der Tage, während welcher sich die Sonne gar nicht über den Horizont erhebt, wechselt mit der Breite. Die folgende Tabelle giebt die Anzahl dieser Tage an für verschiedene nördliche Breiten von $66^{\circ} 33'$ bis 90° .

Nördliche Breite	Die Sonne geht nicht unter ungefähr in	Die Sonne geht nicht auf ungefähr in
$66^{\circ} 33'$	1 Tag	1 Tag
70	65 Tagen	60 Tagen
75	103 "	97 "
80	134 "	127 "
85	161 "	153 "
90	186 "	179 "

Dass für die nördliche kalte Zone die Zahl der Tage, an welchen die Sonne nicht untergeht, grösser ist, als die Zahl der Tage, an welchen sie unter dem Horizont bleibt, rührt daher, dass die Sonne überhaupt länger auf der nördlichen Hemisphäre des Himmels verweilt als auf der südlichen. Für die südliche kalte Zone ist die Zahl der Tage, an welchen die Sonne nicht aufgeht, gleich der Zahl der Tage, an welchen in gleicher nördlicher Breite kein Untergang stattfindet. In einer südlichen Breite von 75° bleibt die Sonne 103 Tage anhaltend unsichtbar, während sie dann wieder 97 Tage lang nicht untergeht.

Wir haben hier die Tagesdauer betrachtet, wie sie sich aus rein geometrischen Beobachtungen ergibt, ohne Rücksicht auf den Einfluss der atmosphärischen Strahlenbrechung und der Dämmerung zu nehmen. Wie durch diese Einflüsse die Dauer des Tages verlängert wird, können wir erst im zweiten Buche untersuchen.

Wahre Gestalt der Erdbahn. Wir haben gesehen, dass der 41 scheinbare Durchmesser der Sonne im Laufe eines Jahres bald ab-, bald zunimmt. Wenn man nun die scheinbare Bewegung der Sonne in allen ihren Verhältnissen und Beziehungen durch eine wirkliche Bewegung der Erde erklären will, so darf man die Sonne nicht in den Mittelpunkt der Erdbahn setzen, und zwar folgt aus den in §. 37 entwickelten Gründen, dass die Excentricität der Erdbahn gleich $\frac{1}{60}$ ihres halben Durchmessers sein muss.

Um aber auch die Veränderungen der scheinbaren Geschwindigkeit der Sonne mit den entsprechenden Variationen ihres Durchmessers und den daraus sich ergebenden Veränderungen ihrer Entfernung von der Erde in Uebereinstimmung zu bringen, muss man die Ansicht aufgeben, als ob die Erde sich mit gleichförmiger Geschwindigkeit in ihrer Bahn fortbewegte. Nach §. 37 verhalten sich die Entfernungen zwischen Erde und Sonne am 1. Januar und am 1. Juli wie 1891 zu 1955. Die Quadrate dieser Zahlen verhalten sich wie 1 zu 1,0688, und dies ist gerade auch das Verhältniss der in §. 26 bereits mitgetheilten täglichen Winkelgeschwindigkeiten an den genannten Tagen: dasselbe Verhältniss findet an je zwei anderen Tagen ebenfalls statt, und es folgt daraus, dass die Winkelgeschwindigkeit, mit welcher sich die Erde, von der Sonne aus gesehen, fortbewegt, sich umgekehrt verhält wie das Quadrat der Entfernung beider Weltkörper.

Bezeichnen wir mit W_1 und W_f die von der Sonne aus gesehenen Winkelgeschwindigkeiten der Erde für die Entfernungen 1 und f , so ist demnach

$$W_f = \frac{W_1}{f^2} \cdot \dots \cdot \dots \cdot \dots \cdot \dots \quad (1)$$

Nun ist aber offenbar der Bogen TT' , Fig. 72, welchen die Erde in einer gegebenen Zeit zurücklegt, dem Winkel TST' und der Entfernung TS proportional; bezeichnen wir also die den Entfernungen 1 und f entsprechenden Bogen mit B_1 und B_f , so haben wir:

$$B_1 = n W_1 \cdot \dots \cdot \dots \cdot \dots \cdot \dots \quad (2)$$

$$B_f = n W_f \cdot f \cdot \dots \cdot \dots \cdot \dots \cdot \dots \quad (3)$$

Setzen wir in Gleichung (3) den aus Gleichung (1) genommenen Werth von W_f , so kommt:

$$B_f = \frac{n W_1}{f^2} \cdot f = \frac{n W_1}{f}$$

oder, wenn man nach Gleichung (2) B_1 für $n W_1$ setzt:

$$B_f = \frac{B_1}{f},$$

das heisst in Worten: die in gleichen Zeiten von der Erde in ihrer Bahn zurückgelegten Bogen verhalten sich umgekehrt wie die Entfernung der Erde von der Sonne.

Wenn sich aber die in gleichen Zeiten von der Erde beschriebenen Bogen TT' und tt' , Fig. 72, umgekehrt verhalten wie die Entfernungen TS und tS , so folgt, dass der Inhalt des Dreieckes TST' dem Inhalte des Dreieckes tSt' gleich ist. Wir nehmen hier an, dass die Bogen TT' und tt' so klein sind, dass wir sie als geradlinig ansehen können. Was hier aber für diese kleinen Bogen bewiesen ist, gilt ebenso für die Summe vieler kleiner Bogen, und wir erhalten somit folgenden Satz:

Die Geschwindigkeit, mit welcher die Erde in ihrer Bahn fortschreitet, ist von der Art, dass der Leitstrahl (radius vector),

welchen man sich von der Sonne zur Erde gezogen denken kann, in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume beschreibt.

Dieses Gesetz der Geschwindigkeiten, welches unter dem Namen des zweiten Kepler'schen Gesetzes bekannt ist, gilt, wie wir im nächsten Capitel sehen werden, in gleicher Weise auch für alle übrigen um die Sonne kreisenden Planeten.

Nach dem ersten Kepler'schen Gesetze ist die Bahn aller Planeten, folglich auch die Bahn der Erde, welche durch Copernicus unter die Planeten eingereiht worden ist, kein Kreis, sondern eine Ellipse, und die Sonne befindet sich in dem einen Brennpunkte derselben.

Die grosse Axe ab , Fig. 73, dieser Ellipse führt den Namen der Apsidenlinie; die Entfernung der Sonne von dem Mittelpunkte c ist die Excentricität der Erdbahn; sie beträgt ungefähr $\frac{1}{60}$ der halben grossen Axe ca , und daraus folgt, dass die Ellipse, welche die Erde innerhalb eines Jahres durchläuft, sehr wenig von der Kreisgestalt

Fig. 72.

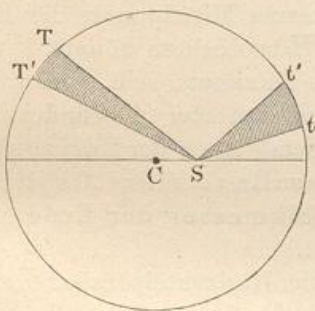
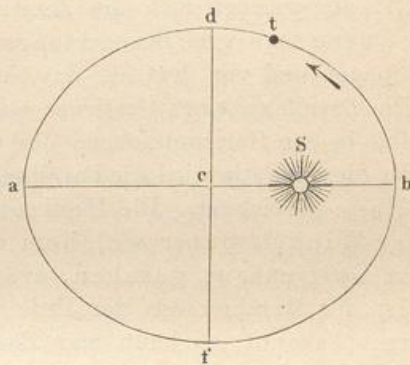


Fig. 73.



abweicht. In unserer Figur ist die Excentricität viel zu gross genommen, damit die elliptische Gestalt deutlicher hervortrete. Die kleine Axe df der Erdbahn verhält sich zur grossen Axe ab wie 0,99986 zu 1.

Wenn sich die Erde in b , dem einen Endpunkte der grossen Axe, befindet, so ist sie in der Sonnennähe, im Perihelium; ihre grösste Entfernung von der Sonne erreicht sie im anderen Endpunkte a der grossen Axe; hier ist die Erde in der Sonnenferne, im Aphelium.

Am 1. Januar ist die Sonne im Perihelium, am 1. Juli ist sie im Aphelium.

Die Apsidenlinie macht einen Winkel von ungefähr 10 Grad mit der geraden Linie, welche die Solstitialpunkte verbindet.

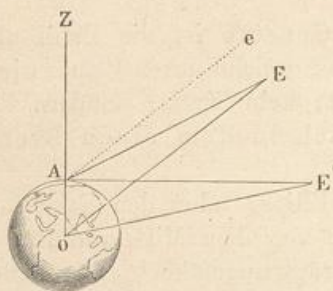
Im Perihelium ist die fortschreitende Bewegung der Erde in ihrer Bahn am schnellsten, im Aphelium ist sie am langsamsten.

Entfernung der Sonne von der Erde. Wir haben bisher 42 nur das Verhältniss betrachtet, in welchem sich die Entfernung der Sonne

von der Erde im Laufe eines Jahres ändert, ohne dass von der absoluten Grösse dieser Entfernung die Rede gewesen wäre.

Zur Bestimmung der Entfernung eines Gestirnes von der Erde werden dieselben Grundsätze in Anwendung gebracht, welche man auch

Fig. 74.



anwendet, um die Entfernung eines unzugänglichen Punktes auf der Erde zu ermitteln. — Wenn man von einem Punkte *A* der Erdoberfläche aus ein Gestirn *E*, Fig. 74, beobachtet, so sieht man es nicht genau in derselben Richtung, als wenn man sich im Mittelpunkte *O* der Erde befände; *OE* oder die damit parallele Linie *Ae* macht einen kleineren Winkel mit der Verticalen *OAZ* als die Visirlinie *AE*. Der Winkel *eAE* oder der ihm gleiche Winkel *AEO* wird nun die Parallaxe des Gestirnes *E* genannt. Die Parallaxe ist also nichts Anderes als der Winkel, um welchen sich die Zenithdistanz des Gestirnes vermindern würde, wenn man vom Beobachtungsorte *A* zum Mittelpunkte der Erde herabsteigen und von dort aus das Gestirn *E* beobachten könnte.

Die Parallaxe eines Gestirnes wird ein Maximum sein, wenn sich dasselbe in der Horizontalebene des Beobachtungsortes *A* befindet, wie *E'*. In diesem Falle wird die Parallaxe mit dem Namen der Horizontalparallaxe bezeichnet. Die Horizontalparallaxe eines Gestirnes ist der Winkel, unter welchem der Halbmesser der Erde, von jenem Gestirn aus gesehen, erscheint.

Ist der Durchmesser der Erde und die Horizontalparallaxe eines Gestirnes bekannt, so kann man daraus die Entfernung desselben von der Erde berechnen.

Da der Mittelpunkt der Erde unzugänglich ist, so kann die Horizontalparallaxe auch nicht unmittelbar gemessen werden. Um sie zu finden, muss man gleichzeitig die Zenithdistanz des Gestirnes mit grosser Genauigkeit an zwei Orten der Erde messen, welche bei nahe gleicher geographischer Länge möglichst weit von einander entfernt sind. Aus diesen Messungen lässt sich dann, wie wir bald sehen werden, die Horizontalparallaxe ableiten.

Je weiter ein Gestirn von der Erde entfernt ist, desto kleiner wird seine Parallaxe, und desto schwieriger wird es, sie mit hinreichender Genauigkeit zu bestimmen, weil alsdann die unvermeidlichen Beobachtungsfehler einen viel zu bedeutenden Bruchtheil des gesuchten Werthes ausmachen und die geringste Verschiedenheit im Werthe der Horizontalparallaxe schon enorme Veränderungen im Werthe der Entfernung des Gestirnes nach sich zieht. Die Parallaxe der Sonne ist schon viel zu klein, als dass man sie auf dem angedeuteten Wege mit einer Genauigkeit ermitteln könnte, welche auch nur eine angenähert richtige Bestimmung

der Entfernung der Sonne von der Erde zuliesse; nur auf indirectem Wege lässt sich diese für die Astronomie so wichtige Grösse mit hinreichender Genauigkeit bestimmen und daher kommt es denn auch, dass man noch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts ganz unrichtige Vorstellungen von der Entfernung der Sonne hatte.

Man nahm diese Entfernung früher stets zu klein an. Aristarch von Samos bestimmte die Horizontalparallaxe der Sonne zu 3', wonach ihre Entfernung von der Erde 1146 Erdhalbmesser betragen würde. Kepler war geneigt, die fragliche Parallaxe auf 1' zu reduciren und Halley nahm sie nur zu 25". Alle diese Werthe waren aber noch zu gross.

Was nun die indirecten Methoden zur Bestimmung der Entfernung der Sonne von der Erde betrifft, so gründen sie sich darauf, dass man

Fig. 75.



zunächst die Entfernung solcher Gestirne zu bestimmen sucht, welche entweder, wie der Mond, der Erde stets näher sind als die Sonne, oder welche, wie Mars und Venus, wenigstens in gewissen Zeiten ihr näher kommen, und alsdann von diesen auf die Entfernung der Sonne schliesst.

Wie wir im fünften Capitel sehen werden, ist der Mond sehr nahe um 60 Erdhalbmesser von dem Mittelpunkte der Erde entfernt. Wenn man nun in dem Moment, in welchem der Mond gerade das erste oder letzte Viertel zeigt, wo also die Grenze zwischen dem erleuchteten und dem dunkeln Theile des Mondes genau eine gerade Linie bildet, den Winkelabstand zwischen Sonne und Mond misst, so hat man damit die nöthigen Data, um die Entfernung der Sonne von der Erde zu berechnen. In Fig. 75 sei *T* die Erde, *L* der Mond, *S* die Sonne. In dem besprochenen Zeitpunkte steht die Linie *SL* rechtwinklig auf *LT*; da man nun den Winkel *STL*, den wir mit β bezeichnen wollen, gemessen hat, so ergiebt sich

$$TS = \frac{LT}{\cos \beta}.$$

Auf diesem Wege, der zuerst von Aristarch zur Bestimmung der Sonnenentfernung benutzt wurde, hat in der That Vendelin die Entfernung der Sonne von der Erde annähernd genau bestimmt; einer grösseren Schärfe ist jedoch diese Methode nicht fähig, weil man nicht mit grosser Genauigkeit den Augenblick ermitteln kann, wo jene Lichtgrenze des Mondes eine gerade Linie ist.

Hat man die Horizontalparallaxe des Mars, der Venus oder eines anderen Planeten, also die Entfernung dieser Planeten von der Erde, zur Zeit ihrer Erdnähe ermittelt, so kann man mit Hülfe des im nächsten

Capitel zu besprechenden dritten Kepler'schen Gesetzes die Entfernung der Sonne berechnen. Nach dieser Methode wurde in der That die Entfernung der Sonne angenähert richtig bestimmt. Die Vergleichung der Marsbeobachtungen, welche Richer auf der bereits auf Seite 68 erwähnten Reise angestellt hatte, mit den gleichzeitigen Observationen von Picard und Römer in Paris, ergab für den Mars eine Parallaxe von $25,5''$, woraus für die Sonnenparallaxe ein Werth von $9,5''$ folgt. Aus später beobachteten Marsoppositionen wurden noch grössere Werthe der Sonnenparallaxe ($10''$ ja $10,7''$) berechnet.

Im Jahre 1862 hat man den Mars zur Zeit seiner Opposition auf verschiedenen Sternwarten der nördlichen und südlichen Hemisphäre (Pulkowa, Greenwich, Washington, Cap der guten Hoffnung, Santiago de Chili u. s. w.) auf das Sorgfältigste beobachtet. Aus der Discussion dieser Meridianbeobachtungen des Mars hat nun der amerikanische Astronom Newcomb den Werth der Sonnenparallaxe zu $8,85$ Secunden abgeleitet.

Im Jahre 1691 hatte Halley darauf aufmerksam gemacht, dass die seltene, im nächsten Capitel näher zu besprechende Erscheinung eines Vorüberganges der Venus vor der Sonnenscheibe ein Mittel bietet, die Parallaxe der Sonne weit genauer zu bestimmen, als nach den bisher besprochenen Methoden. Mit Ungeduld erwartete man deshalb die nächste ekliptische Conjunction dieses Planeten, welche am 5. Juni 1761 stattfand, und aus deren Beobachtung sich ein zwischen $8''$ und $9''$ liegender Werth für die Sonnenparallaxe ergab.

Der nächste Venusdurchgang, welcher am 3. Juni 1769 stattfand, wurde mit möglichster Genauigkeit an verschiedenen, möglichst vortheilhaft gelegenen Orten der Erde beobachtet. Aus einer Combination aller damals gemachten zuverlässigen Beobachtungen leitete Encke $8,6''$ als den Werth der Horizontalparallaxe der Sonne ab.

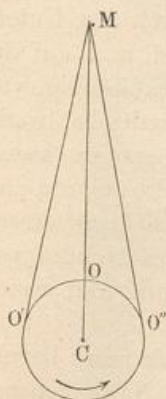
In dem jetzigen Jahrhundert haben zwei Venusdurchgänge stattgefunden, am 8. December 1874 und 6. December 1882, von denen im folgenden Capitel näher die Rede sein wird. Ein definitives Resultat, bei welchem die Gesammtheit der angestellten Beobachtungen berücksichtigt ist, wurde bisher noch nicht abgeleitet, indessen lassen vorläufige Berechnungen darauf schliessen, dass die Sonnenparallaxe sich nahezu zu $8,8''$ ergeben wird.

Von Galle ist im Jahre 1872 vorgeschlagen, einige der Asteröiden zwischen Mars und Jupiter zur Bestimmung ihrer eigenen und der Parallaxe der Sonne zu benutzen. Im Durchschnitt ist zwar die Entfernung dieser Himmelskörper von der Erde zur Zeit ihrer Opposition erheblich grösser als die des Mars und der Venus, aber dafür ist ihre Anzahl sehr gross, so dass die Beobachtungen in verhältnissmässig kurzer Zeit sehr vervielfältigt werden können, und ausserdem sind die helleren unter ihnen, weil sie im Fernrohre als vollkommen fixsternartige Punkte ohne merkbaren Durchmesser erscheinen, mit grösserer Genauigkeit als Mars und Venus zu beobachten. So fand Galle aus Beobachtungen der

Flora, die im Jahre 1873 auf nördlichen und südlichen Sternwarten ausgeführt wurden, die Sonnenparallaxe zu $8,87''$.

Es ist übrigens leicht zu ersehen, dass die Parallaxe eines Gestirnes bestimmt werden kann, ohne dass es dazu nöthig wäre, gleichzeitige Beobachtungen des Gestirnes an zwei weit von einander entfernten Orten anzustellen, sondern man kann dasselbe durch Beobachtungen an einem einzigen Orte erreichen. Es sei M (Fig. 76) ein Planet, von dem wir

Fig. 76.



der Einfachheit wegen zunächst annehmen wollen, dass er sich in der Nähe des Himmelsäquators befindet, C der Mittelpunkt der Erde, und die tägliche Bewegung der Erde geschehe in der Richtung des Pfeiles. Es stehe nun der Planet für einen Beobachter in O im Zenith, so erscheint er demselben offenbar in derselben Richtung, in welcher er vom Mittelpunkte der Erde aus erscheinen würde. Wenn nun der Beobachtungsort sich in Folge der täglichen Bewegung der Erde nach O' bewegt hat, so wird der Planet im Horizont erscheinen und im Begriffe stehen, unterzugehen. In diesem Falle erscheint er um den Winkel $O'MC$ an einem anderen Orte als vom Erdmittelpunkte aus. Dieser Winkel ist aber nichts Anderes als die Horizontalparallaxe des Planeten. Wenn dann der Beobachtungsort nach O''

gerückt ist, so geht der Planet wieder auf, und erscheint wieder um denselben Winkel verschoben, aber im entgegengesetzten Sinne, so dass der Unterschied der in O' und O'' gesehenen Richtungen gleich dem doppelten Betrage der Horizontalparallaxe ist. Man kann demnach aus genauen Beobachtungen, die an demselben Orte zur Zeit des Auf- und Unterganges des Planeten angestellt werden, den Betrag seiner Horizontalparallaxe finden. Hier haben wir nun vorausgesetzt, dass der Beobachtungsort sich auf dem Aequator der Erde befindet; in anderen Breiten wird der Unterschied der Richtungen beim Auf- und Untergange geringer und in der Nähe der Pole ganz unmerklich — auch können Beobachtungen in der unmittelbaren Nähe des Horizontes nicht mit Sicherheit angestellt werden. Aber wenn auch diese Extreme der Wirkung der Parallaxe, welche eintreten, wenn

- 1) der Planet am Himmelsäquator steht, d. h. seine Declination $= 0^\circ$ ist,
- 2) die geographische Breite des Beobachtungsortes $= 0^\circ$ ist,
- 3) die Beobachtungen in unmittelbarer Nähe des Horizontes angestellt werden,

nicht erreicht werden können, so werden doch die Beobachtungen in der Nähe des Auf- und Unterganges die Wirkung der Parallaxe ebenfalls, wenn auch in geringerem Maasse, ermitteln lassen. Schon Tycho Brahe und Kepler versuchten sich dieser Methode zu bedienen, um die Parallaxe des Mars zu bestimmen, erhielten aber kein sicheres Resultat wegen

der Unvollkommenheit ihrer Instrumente. Cassini fand die Parallaxe des Mars auf demselben Wege schon ziemlich nahe richtig, ebenso später Flamsteed und Bradley, und in neuerer Zeit (im Jahre 1874) ist dieselbe Methode von Lindsay und Gill auf der Insel Mauritius bei dem Planeten Juno, und von Gill 1877 auf der Insel Ascension bei dem Planeten Mars mit Erfolg angewandt worden.

Eine andere ebenfalls recht sichere Methode zur Bestimmung der Sonnenentfernung besteht in genauen Beobachtungen des Mondes. Die Bewegung des Mondes von der Erde erleidet nämlich bedeutende Störungen durch die Anziehung der Sonne, oder vielmehr durch den Unterschied der Anziehungen, welche die Sonne auf den Mond und auf die Erde ausübt. Der Betrag dieser Störungen ist offenbar abhängig von der Entfernung der Sonne, und man kann die letztere ermitteln, wenn die Störungen selbst bekannt sind. Ein Theil dieser Störungen hängt nämlich ab von dem Verhältniss der Entfernungen der Sonne und des Mondes von der Erde, und dieses Verhältniss lässt sich aus dem Betrage der Störungen ermitteln. Da nun auch die Entfernung des Mondes von der Erde bekannt ist, so kann man daraus die Entfernung der Sonne von der Erde ableiten.

Eine andere Methode zur Bestimmung der Sonnenentfernung beruht auf der Ermittlung der Geschwindigkeit des Lichtes. Nach neueren Untersuchungen von Cornu ist der Weg, den das Licht in einer Secunde durchläuft, auf sehr sinnreiche Weise zu 298 500 km oder 40 229 geographischen Meilen ermittelt worden (siehe Lehrbuch der Physik, 8. Aufl., Bd. 2, S. 9). Aus dem Phänomen der Jupiterstrabanten-Verfinsterungen (siehe II. Buch, 1. Capitel) kennt man aber auch die Zeit, welche das Licht gebraucht, um die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne zu durchlaufen, und somit kann man auch diese Entfernung selbst ableiten.

Nehmen wir 8,8'' für den mittleren Werth der Horizontalparallaxe der Sonne an, so ist der Abstand der Erde von der Sonne gleich

$$\frac{1}{\operatorname{tang} 8,8''} = \frac{1}{0,00004266} = 23\,440 \text{ Erdhalbmessern.}$$

Da der Erdhalbmesser gleich 6378 km ist (S. 62), so beträgt demnach die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne 149,5 Millionen Kilometer oder rund 20 Millionen geographische Meilen.

Um diese Strecke zu durchlaufen, würde eine Kanonenkugel ungefähr 12 Jahre gebrauchen.

43 Dimensionen der Sonne. Nach §. 37 erscheint uns der Durchmesser der Sonne, wenn sie sich in ihrer mittleren Entfernung von der Erde befindet, unter einem Winkel von 32' 3,0'' oder 1923,0'', während umgekehrt, dem vorigen Paragraphen zufolge, die Erde von der Sonne aus gesehen, nur unter einem Winkel von 17,6'' erscheint. Der Durch-

messer der Sonne ist demnach $\frac{1923,0}{17,6}$, also 109mal so gross, als der Durchmesser der Erde.

Daraus folgt dann weiter, dass der körperliche Inhalt der Sonne 1 295 029 mal grösser ist, als das Volumen der Erde.

Der Durchmesser der Sonne beträgt 1 394 000, der Umfang derselben nahezu 4 379 000 km.

Die Fig. 77 dient dazu, eine Vorstellung von dem Grössenverhältniss der Sonne und der Erde zu geben. Unterhalb des grossen weissen

Fig. 77.



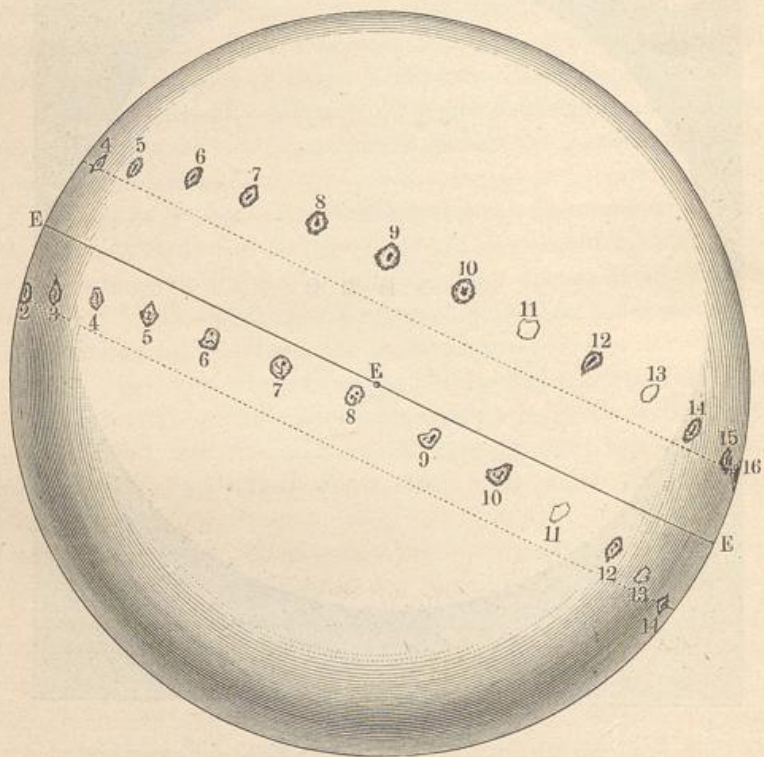
Kreises, welcher die Sonne darstellt, befindet sich ein ganz kleiner weisser Kreis, welcher die Erde im richtigen Verhältniss zur Sonne darstellt. Rechts von der Erde sieht man in verhältnissmässiger Entfernung den Mond. Man sieht, dass eine Kugel, deren Halbmesser die Entfernung des Mondes von der Erde ist, kaum mehr als den halben Radius der Sonne haben würde. Wenn also die Sonne hohl wäre und die Erde sich in ihrem Mittelpunkte befände, so könnte der Mond in seiner jetzigen Entfernung von der Erde noch um dieselbe kreisen, und würde doch der äusseren Sonnenhülle nur unbedeutend näher sein als ihrem Mittelpunkte.

Die Mittelpunkte der beiden Kreise, welche in Fig. 77 Sonne und Erde im richtigen Grössenverhältniss darstellen, müssten in eine Entfernung von 16,5 m gebracht werden, wenn diese Entfernung sich zu dem Durchmesser der weissen Scheibe in Fig. 77 ebenso verhalten sollte, wie die Entfernung der Erde von der Sonne zum Durchmesser der Sonne.

In den oberen Ecken der Fig. 77 sieht man noch im richtigen Grössenverhältniss die Planeten Jupiter und Saturn dargestellt, von welchen später die Rede sein wird.

44 Die Axendrehung der Sonne. Auf der Sonnenoberfläche erscheinen häufig dunkle Flecken, deren physikalische Natur wir später

Fig. 78.



betrachten wollen und von denen hier nur vorläufig die Rede sein muss, weil sich mittelst derselben die Axendrehung der Sonne nachweisen und annäherungsweise bestimmen lässt. Die Sonnenflecken erscheinen am östlichen Rande der Sonne und schreiten in einer meist schwach gekrümmten Linie über die Sonnenscheibe hin, um nach ungefähr 14 Tagen am westlichen Sonnenrande zu verschwinden. Oefters sieht man denselben Fleck, nachdem er am westlichen Rande verschwunden und ungefähr 14 Tage lang unsichtbar geblieben ist, am östlichen Sonnenrande wieder

erscheinen, um einen zweiten, zuweilen sogar einen dritten Umlauf zu machen.

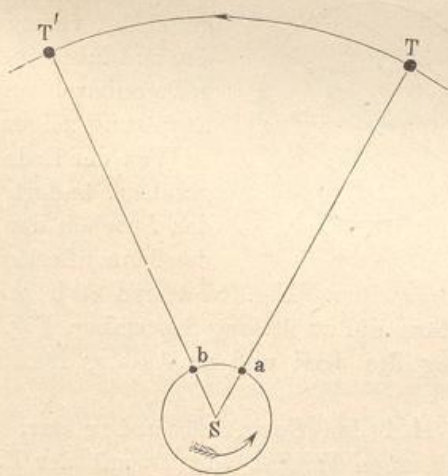
Fig. 78 enthält die Bahn zweier Flecken, welche Scheiner vom 2. bis zum 14. März 1627 beobachtet hat: Am 11. und 13. März konnten die Sonnenflecken wegen bewölkten Himmels nicht beobachtet werden.

In der Nähe des östlichen und westlichen Sonnenrandes ist das tägliche Fortschreiten der Flecken in ihrer Bahn weit langsamer, als gegen die Mitte der Sonnenscheibe, und ebenso erscheinen Flecken, welche in dem mittleren Theile der Sonnenscheibe rundlich aussehen, in der Richtung ihres Fortschreitens stark verkürzt, so lange sie sich in der Nähe der Sonnenränder befinden.

Diese Bewegung der Sonnenflecken ist nun nicht allein ein Beweis für die Axendrehung der Sonne, sondern sie macht es auch möglich, ihre Rotationsdauer wenigstens mit annähernder Genauigkeit zu bestimmen. In der Regel vergehen $27\frac{1}{2}$ Tage zwischen zwei auf einander folgenden Erscheinungen desselben Fleckens am Ostrande der Sonne oder zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen desselben Fleckens durch die Mittellinie der Sonnenscheibe und danach sollte man auf den ersten Blick meinen, dass die Rotationsdauer der Sonne 27,5 Tage betrüge; bei näherer Betrachtung zeigt sich aber bald, dass dem nicht so ist.

In Fig. 79 stelle *S* die Sonne dar, welche in der Richtung des kleinen gefiederten Pfeiles rotirt. Es befinde sich in *a* ein Sonnenfleck, welcher,

Fig. 79.



von der eben in *T* befindlichen Erde aus gesehen, gerade in der Mitte der Sonnenscheibe erscheint. Bis derselbe Fleck abermals in der Mitte der Sonnenscheibe erscheint, vergehen aber 27,5 Tage und unterdessen ist die Erde in ihrer Bahn in der Richtung des ungefederten Pfeiles bis *T'* fortgeschritten. Von *T'* aus gesehen erscheint aber der Fleck in der Mitte der Sonnenscheibe, wenn er sich in *b* befindet, er hat also unterdessen nicht nur eine ganze Umdrehung von *a* bis

a gemacht, sondern er hat auch noch überdies den Bogen *ab* durchlaufen.

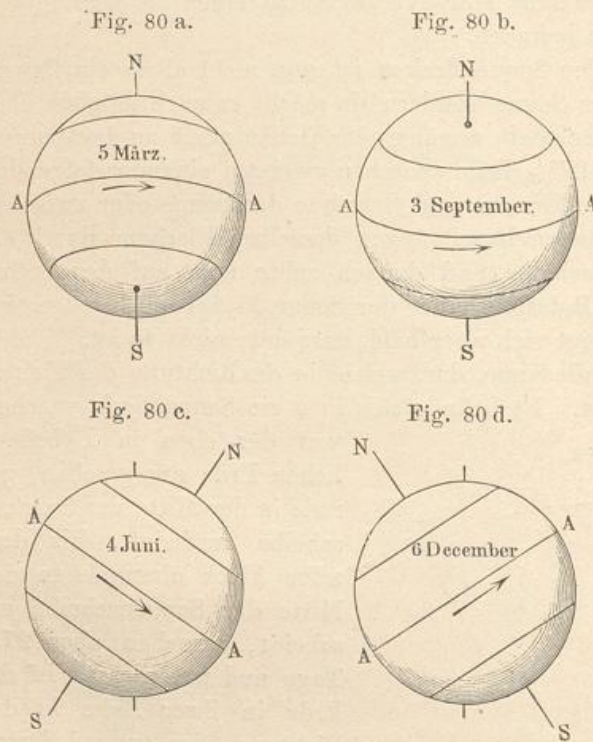
Der Bogen *TT'* wird von der Erde in 27,5 Tagen durchlaufen, er überspannt also (im Durchschnitt) einen Winkel von

$$\frac{360}{365} 27,5 = 27,1 \text{ Grad.}$$

Zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen des Sonnenfleckens durch die Mittellinie der Sonnenscheibe hat er also einen Bogen von $360 + 27,1 = 387,1$ Graden zurückgelegt, zur Durchlaufung eines Bogens von 360° (also zu einer vollen Umdrehung) braucht er also eine Zeit von $\frac{360}{378,1} \cdot 27,5 = 25,56$ Tagen. Die Umlaufszeit der Sonne beträgt also in runder Zahl $25\frac{1}{2}$ Tage.

Die Werthe, welche verschiedene Astronomen für die Umlaufszeit der Sonne aus ihren Beobachtungen gefunden haben, weichen fast um einen halben Tag von einander ab. Dieser Unterschied, von dem im 1. Capitel des II. Bandes weiter die Rede sein soll, ist dadurch begründet, dass die Sonnenflecken ziemlich veränderliche Gebilde sind, welche in kurzer Zeit nicht nur wesentliche Gestaltsveränderungen erleiden, sondern auch gänzlich verschwinden und dabei eine unverkennbare eigene Bewegung zeigen.

Von der Erde aus gesehen, ändert sich das Ansehen der von den Sonnenflecken beschriebenen Bahnen mit den Jahreszeiten. Fig. 80 a und 80 b zeigen, wie sie sich ungefähr zu Anfang März und zu Anfang September, Fig. 80 c und 80 d, wie sie sich zu Anfang des Juni und zu Anfang December gestalten.



In Fig. 80 a bis 80 d stellt AA den Sonnenäquator dar. Die Ebene des Sonnenäquators macht einen Winkel von 7° mit der Ebene der Ekliptik.

Viertes Capitel.

Die Planeten.

Scheinbare Bewegung der Planeten. Ausser der Sonne 45 und dem Monde giebt es noch andere Gestirne, welche zwar im Ansehen den Fixsternen ähnlich, dennoch ihre Stellung unter denselben fortwährend ändern, und deshalb Wandelsterne oder Planeten genannt werden.

Den Alten waren nur diejenigen Planeten bekannt, welche mit blossen Auge sichtbar sind. Es sind deren fünf: Mercur ☿, Venus ♀, Mars ♂, Jupiter ♃ und Saturn ♄.

Die scheinbaren Bahnen dieser älteren Planeten liegen der Sonnenbahn so nahe, dass sie sich nur um einige Grade nördlich oder südlich von der Ekliptik entfernen. Die Gestalt dieser Bahnen ist aber weit verwickelter als die der Sonnenbahn, wie man sich aus der Betrachtung von Fig. 1, Tab. 3, Tab. 4, Tab. 5 und Tab. 6 überzeugen kann.

Fig. 1, Tab. 3 stellt die Bahn der Venus im Jahre 1847 dar. Vom 1. Januar bis zum 5. September erscheint sie noch ziemlich einfach; die Venus bewegte sich während dieser Zeit wie die Sonne von West nach Ost und ihre Bahn ist der Sonnenbahn ziemlich ähnlich; dann aber bildet sie, eine Zeit lang sich in entgegengesetzter Richtung, d. h. von Ost nach West bewegend, eine förmliche Schleife.

Aehnliche Erscheinungen bieten alle Planeten. Im grössten Theil ihrer Bahn bewegen sie sich von West nach Ost, sie sind dann rechtläufig, während eine kürzere Zeit hindurch ihre Bewegung die entgegengesetzte Richtung hat, d. h. rückläufig ist.

Bei dem kleinen Maassstabe der Fig. 1 auf Tab. 3 ist natürlich keine grosse Genauigkeit möglich, deshalb ist ein Theil der Venusbahn des Jahres 1847, und zwar gerade derjenige, welcher die Schleife enthält, auf Tab. 4 in grösserem Maassstabe dargestellt.

Auf Tab. 5 findet man die scheinbare Bahn des Saturn für die Jahre 1852 und 1853. Dieselbe Figur zeigt auch ein Stück der Mercursbahn von 1852.

Ein Planet erscheint stationär zur Zeit, wo seine rechtläufige Bewegung in eine rückläufige, oder umgekehrt die rückläufige Bewegung

wieder in die rechtläufige übergeht; denn in dieser Zeit sind die Ortsveränderungen der Planeten sehr unbedeutend.

Den Winkelabstand eines Planeten von der Sonne nennt man seine Elongation.

Zwei der genannten Planeten, Mercur und Venus, entfernen sich nie weit von der Sonne. Für den Mercur ist die grösste Elongation 22° , für die Venus kann sie bis auf 48° wachsen. Deshalb sind diese beiden, welche die unteren Planeten genannt werden, auch nur kurz vor Sonnenaufgang am östlichen, oder nach Sonnenuntergang am westlichen Himmel sichtbar.

Die übrigen Planeten, welche die oberen Planeten genannt werden, können sich dagegen um alle Winkeldistanzen von der Sonne entfernen.

Wenn ein Planet gleiche Rectascension mit der Sonne oder mit einem anderen Planeten hat, wenn sie also zusammen durch den Meridian gehen, so sagt man, sie seien in Conjunction, und bezeichnet dies durch \odot . Wenn man z. B. in einem astronomischen Jahrbuche findet, dass für den 17. Juli 1890 $\text{♀}\odot\text{♄}$, so heisst das, dass an dem genannten Tage Venus und Saturn in Conjunction sind, also (fast) gleichzeitig durch den Meridian gehen.

Wenn ein Planet um 90° von der Sonne absteht, so sagt man, er sei mit der Sonne in Quadratur, und bezeichnet dies durch \square . So war z. B. für den 6. April 1887 $\text{♄}\square\odot$, d. h. an diesem Tage stand Saturn um 90° von der Sonne ab, die Differenz in der Culminationszeit der Sonne und des Saturn betrug also 6 Stunden.

Wenn ein Planet um 180° von der Sonne absteht, so dass er um Mitternacht culminirt, so sagt man, dass er in Opposition sei, und bezeichnet dies durch \oslash . Am 21. April 1887 war $\text{♄}\oslash\odot$.

Als erste Quadratur [1] wollen wir diejenige bezeichnen, bei welcher der Planet 90° westlich, als zweite Quadratur [2] diejenige, bei welcher er 90° östlich von der Sonne steht. Zur Zeit der ersten Quadratur ist ein Planet in der zweiten Hälfte der Nacht am östlichen Himmel, zur Zeit der zweiten Quadratur ist er in der ersten Hälfte der Nacht am westlichen Himmel sichtbar, während er zur Zeit der Opposition um Mitternacht culminirt, also die ganze Nacht durch sichtbar ist.

Nur die oberen Planeten können, dem oben Gesagten zufolge, mit der Sonne in Quadratur und in Opposition kommen; Mercur und Venus niemals. Dagegen unterscheidet man bei den unteren Planeten eine obere und eine untere Conjunction. Die erstere findet statt, wenn der Planet in rechtläufiger Bewegung die Sonne passirt, wenn er also von ihrer Westseite auf die Ostseite derselben tritt; die untere Conjunction dagegen ist diejenige, bei welcher der Planet in rückläufiger Bewegung an der Sonne vorbeizieht. Bei der oberen Conjunction ist der Planet von der Erde weiter entfernt als die Sonne, bei der unteren Conjunction steht er zwischen Erde und Sonne.

Betrachten wir den Lauf der Planeten näher, so bemerken wir, dass die Abwechselung zwischen recht- und rückläufiger Bewegung in enger Beziehung zur Constellation der Planeten mit der Sonne steht. Die rechtläufige Geschwindigkeit ist für die oberen Planeten zur Zeit der Conjunction, für die unteren zur Zeit der oberen Conjunction ein Maximum; dagegen ist die rückläufige Bewegung am schnellsten zur Zeit der Opposition bei den oberen, und der unteren Conjunction bei den unteren Planeten.

Die Bildung der Schleifen in den Planetenbahnen ist also an einen bestimmten Cyclus gebunden, sie wiederholt sich, so oft der Planet mit der Sonne in Opposition oder untere Conjunction kommt. Die Zeit von einer Opposition oder unteren Conjunction bis zur nächsten, also gewissermaassen ein scheinbarer Umlauf des Planeten in Beziehung auf die Sonne, wird die synodische Revolution oder die synodische Umlaufszeit genannt; sie hat für die einzelnen Planeten folgende Werthe:

Mercur . . .	115	Tage	21	Stunden
Venus . . .	583	"	22	"
Mars . . .	780	"	0	"
Jupiter . . .	398	"	22	"
Saturn . . .	378	"	2	"

Für die Venus beträgt also die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden unteren Conjunctionen ungefähr 1 Jahr und 7 Monate, für den Mars beträgt die Zeit von einer Opposition bis zur nächsten beinahe 2 Jahre und 2 Monate.

Ferner sehen wir, dass die Planetenbahnen theilweise nördlich, theilweise südlich von der Ekliptik liegen. Das Stück der Saturnsbahn, welches auf Tab. 5 verzeichnet ist, liegt zwar ganz auf der Südseite der Sonnenbahn, allein im Laufe des Jahres 1857 ging es auf die Nordseite derselben über.

Die Punkte, in welchen eine Planetenbahn die Sonnenbahn schneidet, werden die Knoten genannt, und zwar ist der aufsteigende Knoten (\odot) derjenige, in welchem der Planet von der Südseite der Ekliptik auf die Nordseite übertritt, während der Punkt, in welchem die bis dahin nördliche Breite des Planeten in eine südliche übergeht, mit dem Namen des niedersteigenden Knotens (\oslash) bezeichnet wird.

Die Zeit zwischen je zwei auf einander folgenden Durchgängen eines Planeten durch den aufsteigenden Knoten wird die siderische Umlaufszeit (Revolution) des Planeten genannt. Die folgende Tabelle enthält (jedoch nur bis auf Stunden genau) die siderische Umlaufszeit für die mit blossem Auge sichtbaren Planeten:

Mercur	87	Tage	23	Stunden,
Venus	224	"	17	"
Mars	1 Jahr	321	"	22
Jupiter	11	"	315	"
Saturn	29	"	161	"

Die nächsten Durchgänge der Venus durch den aufsteigenden Knoten finden statt:

am 3. Januar 1894,
 am 5. August 1894,
 am 28. März 1895,
 am 8. November 1895.

Mars passirt zunächst den niedersteigenden Knoten

am 26. Januar 1894,

den aufsteigenden Knoten:

am 26. November 1894.

Der letzte Durchgang des Jupiter durch den aufsteigenden Knoten fand am 19. Mai 1883 statt; der nächste wird im März 1895 stattfinden.

Am 17. April 1887 passirte Saturn den aufsteigenden Knoten und im Jahre 1902 wird er den niedersteigenden Knoten passiren.

Die Knoten einer Planetenbahn fallen nicht immer genau auf dieselbe Stelle der Ekliptik, wohl aber liegt die Stelle, in welcher die Planetenbahn die Sonnenbahn schneidet, immer in der Nähe von demjenigen Punkte, in welchem die vorige gleichgerichtete Durchschneidung stattfand. Die siderische Umlaufszeit giebt uns also wenigstens annäherungsweise auch die Zeit, welche der Planet braucht, um scheinbar das ganze Himmelsgewölbe zu umlaufen, und so giebt uns denn die siderische Umlaufszeit einen Anhaltspunkt, um zu beurtheilen, wie schnell sich im Allgemeinen die einzelnen Planeten am Himmel fortbewegen. Mercur braucht, um seinen Umlauf durch den ganzen Thierkreis zu vollenden, ungefähr drei Monate; er verändert also seine Stellung am Himmel schneller als alle anderen Planeten. Die Geschwindigkeit der Ortsveränderung unter den Sternen nimmt in dem Maasse ab, als die Umlaufszeit des Planeten grösser wird. Jupiter schreitet im Laufe eines ganzen Jahres nur um ungefähr 30° unter den Gestirnen weiter, Saturn nur um 12° .

- 46 **Die scheinbare Bahn des Mars in den Jahren 1870 — 1871 und die nächsten Sichtbarkeitsperioden grösserer Planeten.** Um die scheinbare Bahn eines Planeten am Himmel selbst zu verfolgen, ist keiner geeigneter als der Mars. Von Mercur kann in dieser Beziehung nicht die Rede sein, weil er überhaupt nur selten sichtbar wird. Venus glänzt zwar herrlich am Morgen- oder Abendhimmel, sie legt in kurzer Zeit eine grosse Bahn am Himmelsgewölbe zurück, allein man kann diese Bahn unter den Fixsternen nicht verfolgen, weil Venus nur in der Dämmerung erscheint, also zu einer Zeit, in welcher kaum Sterne erster Grösse in ihrer Nähe sichtbar werden. Jupiter und Saturn erscheinen allerdings am vollen Nachthimmel, ihre Bewegung unter den Fixsternen ist aber bei weitem nicht so rasch und auffallend wie die des Mars.

Eine sehr instructive Sichtbarkeitsperiode dieses Planeten war die vom October 1870 bis zum August 1871.

Am 12. März 1870 waren Sonne und Mars in Conjunction, an diesem Tage gingen also diese beiden Gestirne fast gleichzeitig durch den Meridian, Mars konnte also nicht gesehen werden.

Sonne und Mars schritten nun in ihrer scheinbaren Bahn am Himmelsgewölbe von West nach Ost voran, weil aber die Sonne in dieser Richtung rascher voranschreitet als Mars, so musste sich Mars mehr und mehr nach Westen hin von der Sonne entfernen, also früher aufgehen als die Sonne und zwar nach einiger Zeit um 1, um 2, um 3 u. s. w. Stunden, der Mars wurde also wieder sichtbar, als er noch vor anbrechender Morgendämmerung am östlichen Himmel aufging, er wurde also zuerst in den Morgenstunden wieder sichtbar. Es fand dies zunächst wieder statt im Mai 1870.

Der Aufgang des Mars fand für das mittlere Deutschland im Jahre 1870 statt:

am 6. Mai	um 4 Uhr Morgens,
„ 31. „	„ 3 „ „
„ 30. Juni	„ 2 „ „
„ 26. August	„ 1 „ „
„ 30. November	um Mitternacht,

im Jahre 1871 fand der sichtbare Aufgang des Mars statt:

am 1. Januar	um 11 ^h 11 ^m Abends,
„ 15. „	„ 10 37 „
„ 1. Februar	„ 9 47 „
„ 15. „	„ 8 50 „
„ 1. März	„ 7 41 „
„ 15. „	„ 6 19 „

Von da an fand der Aufgang des Mars schon bei Tage statt. Der Weg, welchen Mars vom 24. October 1870 an am gestirnten Himmel durchlief, ist auf Tab. 6 dargestellt. Am 24. October 1870 erblickte man ihn etwas nördlich von Regulus; nach Osten hin fortschreitend, entfernte er sich aber rasch von diesem Hauptstern des grossen Löwen, wie man aus der Figur ersieht, in welcher die Positionen des Mars für den 12. November, den 2. und den 28. December markirt sind. Ungefähr in der Mitte des December 1870 ging Mars etwas nördlich vom Stern β Virginis vorbei; am 4. Januar 1871 ging er nördlich über η Virginis weg und nun wurde seine rechtläufige Bewegung nach und nach langsamer. Am 9. Februar 1871 erreichte er in der Nähe des Sternes γ Virginis die Grenze seiner rechtläufigen Bewegung und wurde nun rückläufig.

Zunächst war die rückläufige Bewegung des Mars eine langsame, alsbald aber wurde sie rascher, um am 21. März das Maximum ihrer Geschwindigkeit zu erlangen.

Jetzt war Mars in Opposition mit der Sonne, er culminirte um Mitternacht.

In seiner rückläufigen Bewegung ging er nun wieder nördlich über β Virginis vorbei und erreichte die Grenze seiner rückläufigen Bewegung

am 2. Mai, an welchem Tage Mars wieder sehr nahe an derselben Stelle stand, welche er am 4. December 1870 eingenommen hatte.

Von nun an bewegte sich Mars wieder rechtläufig, bis er in den Strahlen der Sonne verschwand. Ende Mai ging er dicht über β Virginis vorüber, lief dann südlich von η und γ Virginis vorbei, um gegen Ende Juli die Spica, den Hauptstern des Sternbildes der Jungfrau zu erreichen.

Zu Anfang Juni 1871 culminirte Mars um 8 Uhr Abends und ging um 1 Uhr Nachts unter, er war nun für den Rest seiner Sichtbarkeit im Jahre 1871 in den Abendstunden am westlichen Himmel sichtbar; seine Culmination und sein Untergang rückten aber immer mehr zurück. Am 26. Juli ging er um Mitternacht, am 25. Juli ging er schon um $10\frac{1}{2}$ Uhr unter, zur Zeit also, in welcher Mars in die Nähe der Spica kam, war er nur noch kurze Zeit nach einbrechender Dunkelheit sichtbar, um gegen Ende August ganz in den Strahlen der Sonne zu verschwinden.

So war also Mars von Anfang Mai 1870 bis zur Mitte August 1871 und zwar von Beginn des Jahres 1871 in den Abendstunden sichtbar, man konnte also bei sternhellem Himmel während dieser langen Zeit seine Stellung beobachten und mit der auf Tab. 6 verzeichneten vergleichen.

Die oberen Planeten sind stets in ihrer Oppositionsperiode, also einige Zeit vor und einige Zeit nach der Opposition am besten sichtbar; die geeignetste Zeit ihrer Beobachtung ist demnach die zwischen der ersten und der zweiten Quadratur.

Die nächste Sichtbarkeitsperiode des Mars fällt in das Jahr 1894, und zwar kommt

- ♂ 1 ☉ 17. Juni,
- ♂ stationär und wird rückläufig am 15. September,
- ♂ ♀ ☉ am 20. October,
- ♂ wird stationär und rechtläufig am 23. November,
- ♂ 2 ☉ am 5. Februar 1895,
- ♂ ♀ ☉ am 10. October 1895,
- ♂ 1 ☉ am 31. August 1896,
- ♂ stationär und rückläufig am 2. November 1896,
- ♂ ♀ ☉ am 18. December 1896.

Am 6. December 1893 erreicht Venus ihre grösste östliche Elongation, am 9. Januar 1894 ihren grössten Glanz und am 16. Februar ihre untere Conjunction mit der Sonne. Darauf steht sie am 25. März im grössten Glanze, erreicht am 27. April ihre grösste westliche Elongation, am 30. November ihre obere Conjunction mit der Sonne, am 11. Juli 1895 ihre grösste östliche Elongation, am 14. August ihren grössten Glanz, am 19. September ihre untere Conjunction mit der Sonne, am 26. October ihren grössten Glanz. Am 29. November 1895 steht sie in grösster westlicher Elongation und am 9. Juli 1896 in oberer Conjunction mit der Sonne.

Die nächsten Oppositionen des Jupiter finden am 18. November 1893 und 23. December 1894 in den Zwillingen und am 24. Januar 1896 im Krebs statt, während Saturn am 11. April 1894, 23. April 1895

und 5. Mai 1896 und zwar im Sternbilde der Jungfrau zur Opposition kommt.

Auf den Verlauf der nächsten Sichtbarkeitsperioden werden wir bei Besprechung der einzelnen Planeten noch einmal zurückkommen.

Veränderlichkeit im Glanz und der Grösse der Planeten. Die Helligkeit der Planeten ist sehr veränderlich; am geringsten ist sie stets zur Zeit der Conjunction, und bei den unteren Planeten zur Zeit der oberen Conjunction. Wenn sich nun der Planet scheinbar von der Sonne entfernt, so wird sein Glanz grösser, und erreicht bei den oberen Planeten sein Maximum zur Zeit der Opposition.

Wenn die Venus nach der oberen Conjunction sich ostwärts von der Sonne entfernt, so nimmt ihr Glanz fortwährend zu, bis sie ihre grösste Elongation passirt und sich der Sonne wieder bis auf 40° genähert hat. In dieser Stellung ist ihr Glanz ein Maximum; darauf nimmt er ab bis zur unteren Conjunction, und wächst dann wieder, bis die Venus sich um 40° auf der Westseite von der Sonne entfernt hat, wo dann der Glanz abermals ein Maximum wird.

Aehnlich sind die Variationen im Glanze des Mercur, welcher aber überhaupt nur in der Nähe seiner grössten Elongationen sichtbar ist.

Diese Veränderungen des Glanzes hängen mit den Variationen der scheinbaren Durchmesser der Planeten zusammen. Der Winkel, unter welchem die verschiedenen Planeten erscheinen, ist folgender:

	Zur Zeit der	
	oberen Conjunction	unteren Conjunction
Mercur . . .	4,5''— 5,2'' . . .	9,4''—12,9''
Venus . . .	10,2 —10,4 . . .	59,5 —68,2
	Conjunction	Opposition
Mars . . .	3,5''— 4,0'' . . .	13,7''—25,6''
Jupiter . . .	30,8 —33,6 . . .	44,6 —50,7
Saturn . . .	14,6 —16,2 . . .	17,8 —20,3

Da die Planeten kein eigenes Licht haben, sondern ihr Licht von der Sonne erhalten, so müssen sie, sowie der Mond, Phasen zeigen. Die Grösse des von der Erde aus gesehenen beschatteten Theiles eines Planeten hängt nun wesentlich von dem Winkel ab, unter dem, vom Planeten aus gesehen, die Erde von der Sonne abzustehen scheint. Dieser Winkel kann bei den unteren Planeten jeden Betrag bis zu 180° erreichen, und es können daher diese Planeten zu Zeiten voll beleuchtet erscheinen, während sie uns zu anderen Zeiten nur den beschatteten Theil ihrer Oberfläche zuwenden. Beim Mars kann der genannte Winkel nicht über 37° steigen, und in Folge dessen können die Phasen bei diesem Planeten nur verhältnissmässig gering sein, während sie bei Jupiter und Saturn (Grösse der Winkel im Maximum resp. 11° und 6°) überhaupt nicht mehr merklich sind. Die beiden unteren Planeten zeigen genau solche

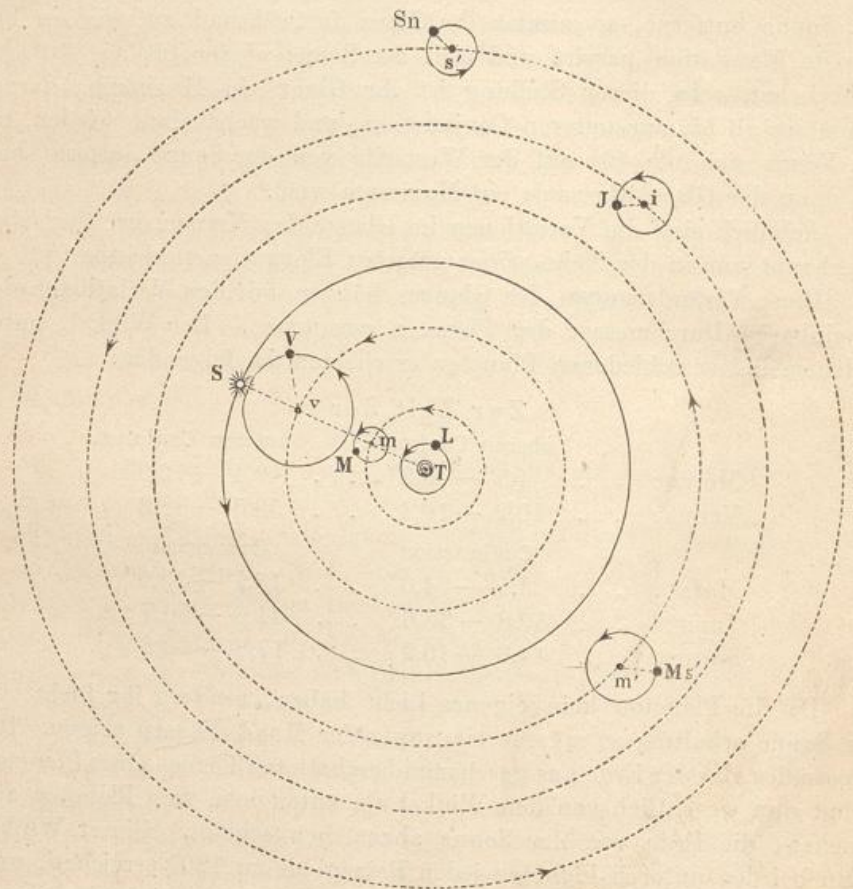
Phasen wie der Mond. In der Nähe der oberen Conjunction erscheint die Venus als volle Scheibe, zur Zeit der grössten Elongation ist sie ungefähr halb voll, und je mehr sie sich der unteren Conjunction nähert, desto mehr wird sie sichelförmig, während zugleich ihr Durchmesser wächst, wie dies Fig. 2 auf Tab. 3 zeigt.

Mit blossem Auge sind die Phasen der Venus nicht sichtbar; sie wurden von Galiläi mit dem von ihm construirten Fernrohre entdeckt.

Wir werden später diesen Punkt noch ausführlicher besprechen.

- 48 **Das Ptolemäische Planetensystem.** Einer der Ersten, welche es versuchten, die scheinbaren Bahnen der Planeten zu erklären, war

Fig. 81.



Ptolemäus, welcher in der Mitte des zweiten Jahrhunderts unserer Zeitrechnung zu Alexandrien lebte. Er stellte die Erde in die Mitte des Weltalls und um sie sollten dann der Mond, die Sonne und die fünf damals bekannten Planeten kreisen, und zwar ordnete er sie nach ihrer mittleren scheinbaren Geschwindigkeit so, dass diejenigen, welche schneller ihren Ort unter den Fixsternen ändern, die der Erde näheren

sein sollten; von der Erde ausgehend, folgten sich demnach die Planeten sammt Mond und Sonne in folgender Ordnung: Mond, Mercur, Venus, Sonne, Mars, Jupiter und Saturn. Fig. 81 stellt die Grundidee des Ptolemäischen Systems dar.

Die Alten unterschieden zweierlei Ungleichheiten im Laufe der Planeten.

Die erste Ungleichheit besteht darin, dass die Planeten sich keineswegs mit gleichförmiger Geschwindigkeit fortbewegen, dass sie bald schneller, bald langsamer in ihrer Bahn voranschreiten, wie wir dies auch schon bei der Sonne gesehen haben.

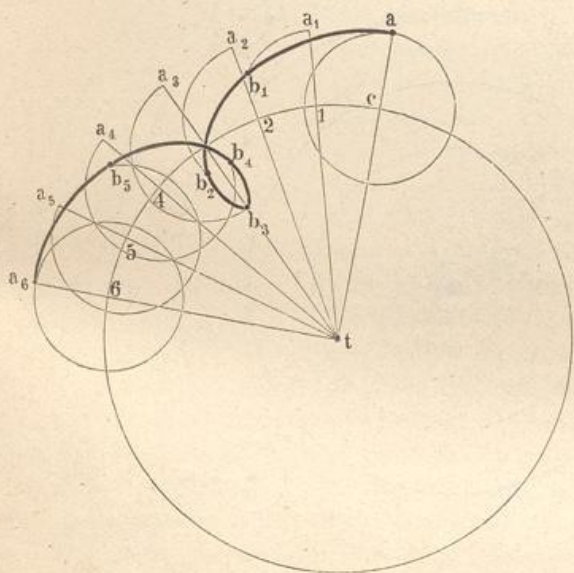
Diese erste Ungleichheit suchte man, wie bei der Sonne, durch die Annahme des excentrischen Kreises zu erklären.

Die zweite Ungleichheit kommt weder beim Monde noch bei der Sonne, sondern nur bei den Planeten vor; sie besteht darin, dass

ihre rechtläufige Bewegung in gewissen Zeiten aufhört und in eine rückläufige, retrograde, sich verwandelt, wodurch dann die erwähnten Schleifen und Schlingen entstehen.

Diese zweite Ungleichheit suchte Ptolemäus durch die Theorie der Epicyklen zu erklären, indem er annahm, dass die Planeten nicht unmittelbar in Kreisen um die Erde laufen, wie Mond und Sonne, sondern dass sie sich mit

Fig. 82.



gleichförmiger Geschwindigkeit in Kreisen bewegen, deren Mittelpunkte selbst wieder einen Kreis um einen festen oder auch selbst wieder beweglichen Mittelpunkt beschreiben.

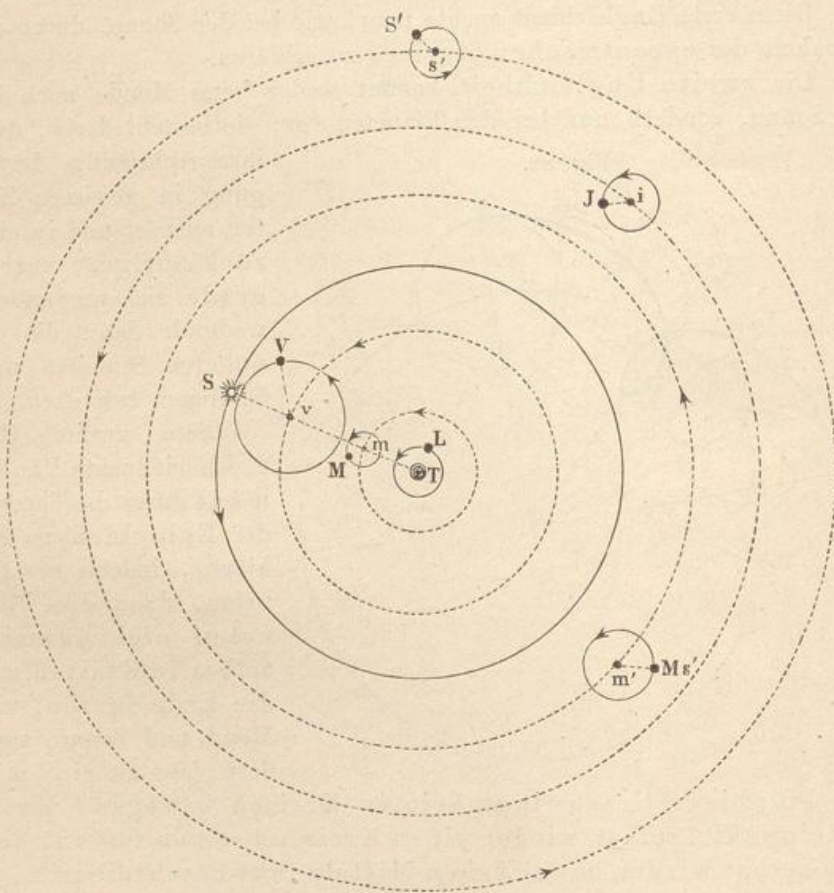
Diese in der That ganz sinnreiche Theorie erklärt der Art nach alle die sonderbaren Unregelmässigkeiten, welche wir bereits kennen lernten. Die Fig. 82 soll das Wesen dieser epicyklischen Bewegung anschaulich machen. Der Körper a bewege sich in einem Kreise, dessen Radius ca ist und dessen Mittelpunkt c selbst wieder einen Kreis um den Punkt t beschreibt, und zwar möge der Körper a einen Umlauf um c vollenden, während dieser Mittelpunkt selbst von c bis 6 fortschreitet. Es ergibt sich dann leicht aus dem Anblick der Figur, dass a der Reihe nach die Punkte b_1, b_2, b_3 u. s. w. passirt, dass also $a b_1 b_2 b_3 b_4 b_5 a_6$ der Weg

im Raume ist, den der Körper a in Folge seiner epicyklischen Bewegung zurücklegt.

Eine solche Curve $a b_1 b_2 b_3$ u. s. w. wird eine Epicykloide genannt.

Der Kreis, in welchem sich a in Beziehung auf den selbst fortschreitenden Mittelpunkt c bewegt, wird der Epicykel genannt; der Kreis aber, welchen der Mittelpunkt c des Epicykels beschreibt, wird der deferirende Kreis oder der Deferent genannt.

Fig. 83.



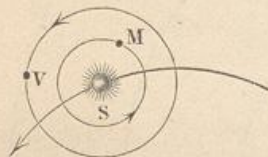
Man sieht wohl ein, dass sich auf diese Weise nicht allein der Stillstand und die rückläufige Bewegung der Planeten im Allgemeinen, sondern auch die eigenthümliche Gestalt der scheinbaren Planetenbahnen recht gut erklären lassen, wenn man bedenkt, dass man die Epicykloide von einem Standpunkte aus betrachtet, welcher etwas über oder unter der Ebene dieser Curve liegt. Was die Gestalt der Epicykloiden betrifft, so hängt dieselbe einerseits von dem Verhältniss der Radien ca und ct des Epicykels und des Deferenten, und dann wieder von dem Ver-

hältniss der Geschwindigkeiten ab, mit welchen die Planeten den Epicykel und der Mittelpunkt des Epicykels den Deferenten durchlaufen.

Um die Schleifenbildung in der scheinbaren Bahn der Planeten zu erklären, müssen wir noch annehmen, dass die Ebene des epicyklischen Kreises nicht mit der des Deferenten zusammenfällt, sondern dass die Ebenen der beiden Kreise einen Winkel von entsprechender Grösse mit einander machen. Fiele die Ebene des Epicykels mit der des Deferenten zusammen, so würde die Bahn des Planeten am Himmelsgewölbe ein grösster Kreis sein, in welchem er sich abwechselnd recht- und rückläufig bewegt.

In Fig. 83 sind die epicyklischen Kreise der verschiedenen Planeten durch ausgezogene, die Deferenten dagegen durch punktirte Kreise angedeutet. Es sind m , v , m' , i und s' die Mittelpunkte der epicyklischen Kreise, in welchen die Planeten Mercur M , Venus V , Mars $M's'$, Jupiter J und Saturn S' laufen, während diese Mittelpunkte selbst mit gleichförmiger Geschwindigkeit in den entsprechenden punktirten Kreisen fortschreiten.

Fig. 84.



T

Um zu erklären, dass die unteren Planeten Mercur und Venus sich nicht über eine gewisse Winkelgrösse von der Sonne entfernen, muss man annehmen, dass die Mittelpunkte m und v der Deferenten des Mercur und der Venus stets auf der geraden Linie ST bleiben, welche man von der Sonne zur Erde gezogen denken kann, dass also der Mittelpunkt des Epicykels der beiden unteren Planeten seinen Umlauf in gleicher Zeit vollendet wie die Sonne.

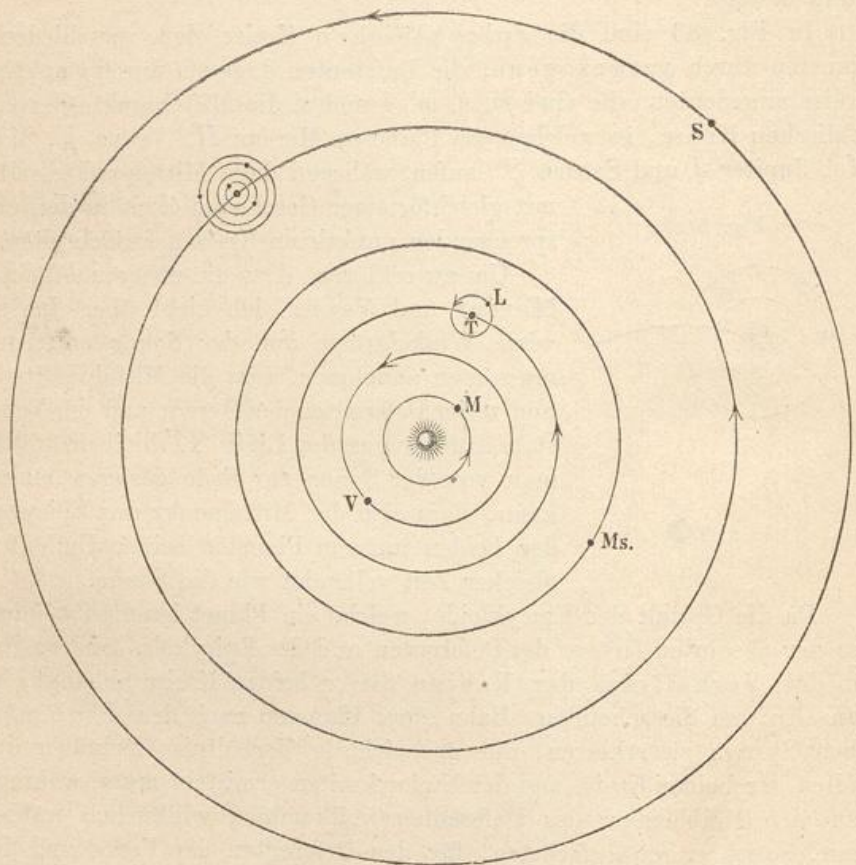
Da die Gestalt der Epicykloide, welche ein Planet beschreibt, nicht von der absoluten Grösse des Deferenten und des Epicykels, sondern nur von dem Verhältniss der Radien dieser beiden Kreise abhängt, da man also, um die scheinbare Bahn eines Planeten nach dem Ptolemäischen System zu erklären, nur das richtige Verhältniss zwischen den Radien der beiden Kreise und den Umlaufzeiten ermitteln muss, während man den Halbmesser des Deferenten vollkommen willkürlich wählen kann, so ist es am einfachsten, für den Deferenten der Venus und des Mercur geradezu die Sonnenbahn zu nehmen, so also, dass Venus und Mercur um die Sonne kreisen, während diese um die Erde herumläuft. Auf diese Weise erleidet das Ptolemäische System für die beiden unteren Planeten die durch Fig. 84 erläuterte Modification, welche gewöhnlich mit dem Namen des Aegyptischen Systems bezeichnet wird.

Uebrigens gelang es Ptolemäus nicht, auf die vorher bezeichnete Weise die Unregelmässigkeiten in den Planetenbewegungen völlig zu erklären, und er wurde gezwungen, noch mehr Kreise anzunehmen, d. h. auf der Epicykloide einen imaginären Punkt von gleichmässiger Bewegung anzunehmen, um den sich der Planet bewegte. Je mehr die Anzahl der

Beobachtungen wuchs, um so mehr solcher Kreise mussten angenommen werden, so dass das Planetensystem nach dem System des Ptolemäus im höchsten Grade verwickelt wurde.

- 49 **Das Copernicanische Planetensystem.** Copernicus kehrte das Ptolemäische Planetensystem geradezu um, indem er die Sonne als den Mittelpunkt des Weltalls annahm und die Erde in die Reihe der

Fig. 85.



sie umkreisenden Planeten setzte. Um die Sonne zunächst kreisen, nach seiner Annahme, der Mercur und die Venus, dann folgt die Erde, welche wieder vom Monde umkreist wird, ferner Mars, Jupiter und Saturn. Fig. 85 erläutert das Copernicanische System.

Indem Copernicus die Sonne in die Mitte des Planetensystems setzte, gelang es ihm, die zweite Ungleichheit der Planetenbewegung, die zeitweise retrograde Bewegung und die daraus sich ergebende Bildung von Schleifen in den Planetenbahnen ohne Epicykeln zu erklären, indem er diese Erscheinungen lediglich auf die Bewegung der Erde zurück-

führte und so den Erscheinungen Genüge leistete, ohne die Einfachheit des Weltsystemes aufzuopfern.

Er selbst sagt in dieser Beziehung: „Durch keine andere Anordnung habe ich eine so bewunderungswürdige Symmetrie des Universums,

Fig. 86.

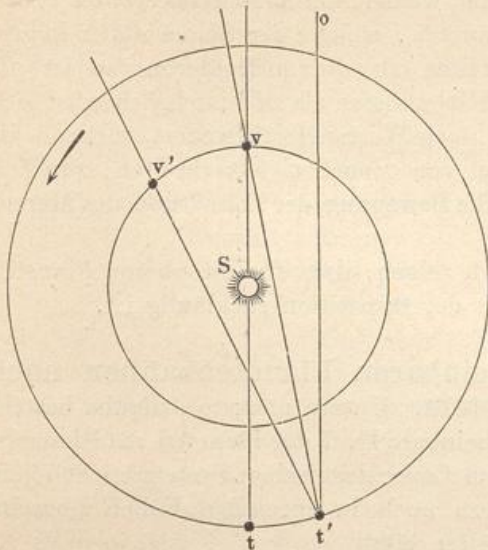
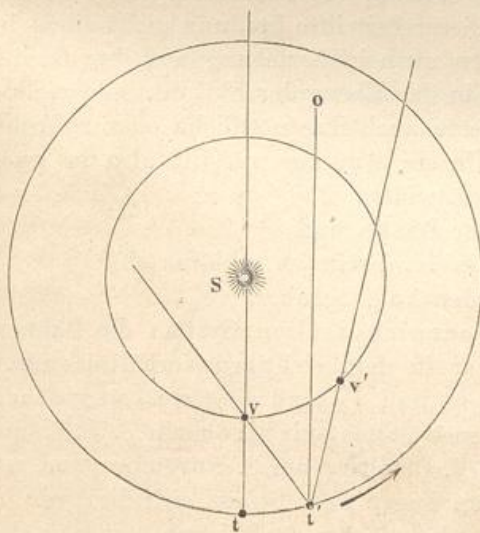


Fig. 87.



eine so harmonische Verbindung der Bahnen finden können, als da ich die Weltleuchte, die Sonne, die ganze Familie kreisender Gestirne lenkend, in die Mitte des schönen Naturtempels wie auf einen königlichen Thron gesetzt.“

Erklärung der Rückläufigkeit nach dem Copernicanischen System.

Es wurde bereits oben S. 131 angeführt, dass die Planeten ihre grösste rechtläufige Geschwindigkeit haben, wenn sie, nach Osten sich bewegend, mit der Sonne culminiren, also für die oberen Planeten zur Zeit der Conjunction, für die unteren zur Zeit der oberen Conjunction. Dies ergibt sich nun als nothwendige Folge aus dem Copernicanischen System. In Fig. 86 sei *S* die Sonne, *t* und *v* die gleichzeitigen Stellungen der Erde und der Venus zur Zeit der erwähnten Conjunction. Wenn nun der Planet stehen bliebe und die Erde sich von *t* nach *t'* bewegte, so würde sich der Planet scheinbar um den Winkel *ot'v* nach Osten bewegt haben (*t'o* parallel

mit *tv*). Nun aber bewegt sich der Planet selbst noch von *v* nach *v'* und dadurch wird die von der Erde nach dem Planeten gerichtete Visirlinie noch um den ganzen Winkel *vt'v'* mehr nach Osten gedreht erscheinen; es sumirt sich also hier die wahre Bewegung des Planeten zu der scheinbaren, welche durch das Fortrücken der Erde in ihrer Bahn bewirkt wird.

Befindet sich aber einer der unteren Planeten gerade zwischen der Erde und der Sonne, wie Fig. 87 (a. v. S.) zeigt, so würde sich der Planet scheinbar um den Winkel $ot'v$ nach Osten bewegen, wenn nur die Erde von t nach t' fortschritte und der Planet in v stehen bliebe. Dadurch aber, dass der Planet von v nach v' sich bewegt, wird die von der Erde nach dem Planeten gerichtete Visirlinie wieder um den Winkel $v't'v'$ nach Westen gedreht. Da nun die Planeten, welche der Sonne näher liegen, schneller in ihrer Bahn fortschreiten als die entfernteren, so ist vv' grösser als tt' , also der Winkel $v't'v'$ grösser als $ot'v$, folglich wird sich der Planet am Himmel scheinbar nach Westen fortbewegen, während die Erde von t nach t' und der Planet von v nach v' fortschreiten; zur Zeit der unteren Conjunction ist also die Bewegung der Venus und des Mercur eine rückläufige.

Auf ähnliche Weise lässt sich zeigen, dass für die oberen Planeten die scheinbare Bewegung zur Zeit der Opposition rückläufig ist.

51 **Construction der scheinbaren Planetenbahnen nach dem Copernicanischen System.** Unsere nächste Aufgabe besteht nun darin, zu zeigen, dass der scheinbare Lauf der Planeten am Himmelsgewölbe sich vollständig aus dem Copernicanischen System nicht allein im Allgemeinen erklären, sondern auch in speciellen Fällen übereinstimmend mit der Erfahrung ableiten lässt.

Betrachten wir zunächst den Lauf der Venus vom 3. Juli 1847 bis zum 2. December desselben Jahres, welcher auf Tab. 4 dargestellt ist.

Die Venus änderte im Laufe dieser Zeit ihre Stellung nicht allein in Beziehung auf ihre Länge, sondern auch in Beziehung auf ihre Breite, d. h. sie bewegte sich nicht allein in der Ebene der Ekliptik bald recht-, bald rückläufig, sondern sie änderte auch ihre nördliche oder südliche Entfernung von der Ekliptik. Unsere Aufgabe zerfällt also in zwei Theile; es ist nämlich nachzuweisen, wie

- 1) die Veränderungen in der Länge, und
- 2) wie die Veränderungen in der Breite zu erklären sind.

Gehen wir zum ersten Theil der Aufgabe über.

Tab. VI stellt nach dem Copernicanischen System die Bahnen der Venus und der Erde und zwar in dem richtigen Verhältniss ihrer Halbmesser dar. V, V_1, V_2, V_3, V_4 und V_5 sind die Orte, an welchen sich die Venus nach dem genannten Systeme wirklich am 3. Juli, am 4. August, am 5. September, am 7. October, am 8. November und am 2. December befand. An denselben Tagen aber befand sich die Erde in den Punkten T, T_1, T_2, T_3, T_4 und T_5 . Am 3. Juli sah man also die Venus in der Richtung TV , am 4. August sah man sie in der Richtung T_1V_1 u. s. w.

Es ist nun zu untersuchen, wo diese Visirlinien auf den Thierkreis treffen. Der Durchmesser der Erdbahn ist verschwindend klein im Vergleich zu der Entfernung der Fixsterne; sollte also in unserer Figur die

Verlängerung der Linie TV die richtige Stelle des Thierkreises treffen, so müsste dieser mit einem so enormen Halbmesser gezogen werden, dass kein Papier ihn aufnehmen könnte; zieht man aber den Thierkreis mit einem kleineren Halbmesser, so braucht man nur parallel mit TV eine Linie durch den Mittelpunkt der Figur zu ziehen, um zu finden, auf welcher Stelle des Thierkreises am 3. Juli die Venus projicirt erschien. Diese durch den Mittelpunkt der Figur gezogene Richtungslinie trifft auf einen Punkt des Thierkreises, welcher ungefähr 32° westlich vom Herbstpunkte (\sphericalangle in Fig. 1, Tab. 3, der Punkt, in welchem sich Ekliptik und Aequator schneiden) liegt. Am 3. Juli 1847 war also die Länge der Venus $180^\circ - 32^\circ = 148^\circ$.

Auf gleiche Weise ergibt sich die Länge der Venus:

am 4. August	177 $^\circ$
„ 5. September	196 $^\circ$
„ 7. October	187 $^\circ$
„ 8. November	185 $^\circ$
„ 2. December	203 $^\circ$

Es ergibt sich also aus dieser Construction in der That, wie die Venus vom 3. Juli bis zum 5. September rechtläufig war, wie sie dann bald rückläufig wurde, um nach einiger Zeit wieder in die rechtläufige Bewegung überzugehen.

Hätte man dieselbe Construction für jeden Tag des angegebenen Zeitraums gemacht, so hätte man gefunden, dass die Dauer der retrograden Bewegung sich ungefähr vom 10. September bis zum 23. October erstreckt.

Da die scheinbaren Planetenbahnen nicht genau in die Ekliptik fallen, sondern zum Theil auf der Nordseite, zum Theil auf der Südseite derselben liegen, so müssen die Ebenen der wahren Planetenbahnen einen Winkel mit der Ebene der Erdbahn machen. Die Neigung der Venusbahn gegen die Erdbahn beträgt 3° .

Ein Theil der wahren Venusbahn liegt also nördlich, der übrige Theil derselben liegt südlich von der Ebene der Erdbahn. Die Ebene der Tab. VI stellt die Ebene der Erdbahn dar. Die nördliche Hälfte der Venusbahn, welche oberhalb dieser Ebene liegt, ist ausgezogen, während die südlich von der Ebene der Ekliptik liegende Hälfte der Venusbahn punktirt ist.

Der Winkel, welchen die Ebene der Venusbahn mit der Ebene der Erdbahn macht, beträgt, wie schon erwähnt worden ist, 3° . Die beiden Ebenen schneiden sich in einer Linie AB , Tab. VI, welche den Namen der Knotenlinie führt. Die Venus passirt während eines ganzen Umlaufs um die Sonne zweimal die Ebene der Erdbahn, einmal in dem Punkte a , welcher der niedersteigende Knoten genannt und durch ϑ bezeichnet wird, um von der Nordseite der Ekliptik auf die Südseite derselben überzugehen, dann aber wieder im Punkte b , dem aufsteigenden Knoten (Ω), welchen sie passirt, wenn die südliche Breite der Venus in eine nördliche übergeht.

Am 3. Juli 1847 befand sich der Tab. VI zufolge die Venus noch nördlich von der Ekliptik, übereinstimmend mit dem scheinbaren Lauf, Tab. 4; sie näherte sich aber dem niedersteigenden Knoten, welchen sie ungefähr am 23. Juli passirte. Von nun an blieb die Breite der Venus eine südliche, bis sie am 11. November wieder den aufsteigenden Knoten passirte; der ganze scheinbare Weg, welchen die Venus vom 23. Juli bis zum 11. November durchläuft, muss also auf die Südseite der Ekliptik fallen, wie auch Tab. 4 zeigt.

Suchen wir nun aber durch Construction die Breite der Venus für eine angegebene Zeit zu ermitteln.

Eine rechtwinklig auf der Knotenlinie AB , Tab. VI, stehende Ebene schneidet die Ebene der Venusbahn in einer Linie CD . In Fig. 88 sei die Ebene des Papiers die auf der Knotenlinie AB rechtwinklig stehende Ebene; CD der Durchschnitt derselben mit der Ebene der Venusbahn, MN ihr Durchschnitt mit der Ebene der Erdbahn, so schneiden sich diese beiden Linien unter einem Winkel von 3° . Soll nun für einen bestimmten Tag, etwa für den 5. September 1847, die Breite der Venus bestimmt werden, so fällt man von ihrem wahren Ort V_2 , Tab. VI, ein Perpendikel V_2v_2 auf CD und überträgt alsdann die Länge Sv_2 auf die Linie CD in Fig. 88; die Entfernung des Punktes v_2 von der Linie MN giebt alsdann die wahre Entfernung der Venus von der Ebene der Ekliptik für jenen Tag an. Um aber zu erfahren, wie viel Grade uns, von der Erde aus gesehen, die Venus von der Ekliptik entfernt erscheint, hat man auf MN einen Punkt t_2 zu bestimmen, welcher von v_2 so weit absteht, wie T_2 auf Tab. VI von V_2 . Zieht man endlich die Linie t_2v_2 , so ist der Winkel, welchen diese Linie mit der Linie MN macht, gleich dem Winkel, um welchen die Venus zur angegebenen Zeit südlich von der Ekliptik erschien; dieser Winkel ist unserer Construction zufolge ungefähr 6° .

Für den 5. September 1847 ergiebt sich also aus dieser Construction die Länge der Venus 196° (16° östlich vom Herbstpunkte $0 \text{ } \underline{\text{♁}}$), die südliche Breite aber gleich 6° .

Durch eine ähnliche Construction ergiebt sich für den 3. Juli die nördliche Breite der Venus gleich $1\frac{1}{2}$ Grad, während gleichzeitig ihre Länge 148° (32° westlich vom Herbstpunkte) ist.

Bestimmt man auf ähnliche Weise durch Construction die scheinbaren Oerter der Venus von 8 zu 8 Tagen vom 3. Juli bis zum 2. December 1847, so ergiebt sich in der That der scheinbare Lauf der Venus im angegebenen Zeitraum so, wie er Tab. 4 verzeichnet ist.

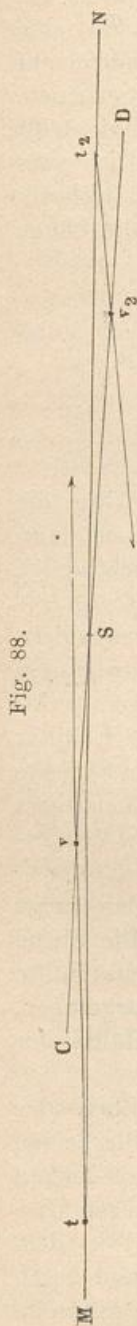


Fig. 88.

Wir haben für einen speciellen Fall nach dem Copernicanischen System ein Stück der scheinbaren Bahn eines Planeten durch Construction abgeleitet. Soll eine solche Construction genaue Resultate liefern, so muss die Zeichnung in grösserem Maassstabe ausgeführt werden, wozu für die nächsten Jahre die Tafeln VIII und X dienen können.

Tab. VIII enthält die Bahnen der Erde und der beiden unteren Planeten, eingetheilt nach täglicher Bewegung; man kann also auf dieser Tafel ersehen:

1. an welcher Stelle ihrer Bahn die Erde an jedem Tage des Jahres Mittags um 12 Uhr steht;

2. an welchen Stellen ihrer Bahnen der Mercur und die Venus an den einzelnen Tagen der nächsten Jahre stehen. Der Zwischenraum zwischen je zwei Theilstrichen der Venusbahn ist der Weg, welchen dieser Planet an einem Tage zurücklegt.

Auf Tab. X sind auf der Erdbahn die Stellen angegeben, in welchen sich die Erde am 1., 11. und 21. eines jeden Monats befand; für dieselben Monatstage findet man auf dieser Tafel die Stellung des Mars für die nächsten Jahre angegeben.

Die Eintheilung der Marsbahn bedarf noch einiger Erläuterung. Die längeren Theilstriche, bei welchen eine Jahreszahl steht, bezeichnen die Stelle, an welcher sich Mars am 1. Januar der genannten Jahre befindet; der Raum zwischen je zwei auf einander folgenden längeren Theilstrichen aber ist der Weg, welchen der Mars im Laufe eines Monats zurücklegt, wonach die Ortsbestimmung des Mars während der genannten Periode wohl keine Schwierigkeit haben wird.

Die an den Bahnen des Jupiter, Saturn und Uranus angebrachten Theilstriche bezeichnen die Stelle, an welcher sich die genannten Planeten am 1. jedes Monats in den beigeschriebenen Jahren befinden.

Nach den oben mitgetheilten Principien unterliegt es nun keiner Schwierigkeit, aus dem auf Tab. VIII und X dargestellten wahren Lauf der Planeten den scheinbaren Lauf abzuleiten.

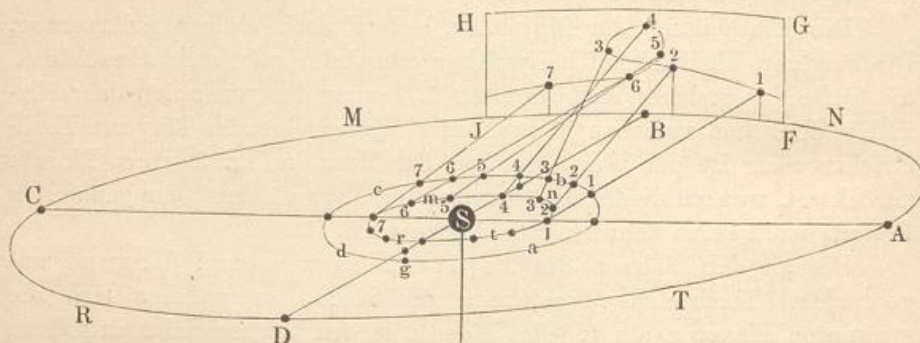
Es versteht sich indessen von selbst, dass man den scheinbaren Lauf der Planeten, von denselben Principien ausgehend, auch durch Rechnung ermitteln kann, und zwar werden die Resultate der Rechnung ungleich genauer sein, als die durch Zeichnung erhaltenen.

Modell zur Erklärung des Planetenlaufs. Um sich anschaulich zu machen, wie die scheinbare Bahn der Planeten das Resultat einer gleichzeitigen Bewegung des Planeten und der Erde im Sinne des Copernicanischen Systems ist, kann man sich eines aus starkem Draht und Bleikugeln gefertigten Modelles bedienen, welches Fig. 89 (a. f. S.) in etwa $\frac{1}{10}$ der natürlichen Grösse schematisch darstellt. Auf einem Eisenstab ist eine Metallkugel *S* befestigt, welche die Sonne repräsentirt. In *S* stecken rechtwinklig zu einander vier horizontale Eisenstäbchen *SA*, *SB*, *SC*

und SD , welche aussen durch einen Messingring $NMRT$ verbunden sind, welcher den Durchschnitt der Ebene der Erdbahn mit dem Himmelsgewölbe, also die Ekliptik darstellt. Concentrisch mit diesem äusseren Ring ist ein kleinerer in derselben Ebene befindlicher Ring $nmrt$ von Messingdraht gelegt, welcher die Erdbahn darstellt. Auf dieser Erdbahn sind in gleichen Zwischenräumen 12 Bleikugeln angebracht, welche die Stellen bezeichnen, an welchen sich die Erde in 12 verschiedenen, stets um 30 Tage aus einander liegenden Zeitpunkten befindet. — Die sieben ersten dieser Stellungen sind mit den Zahlen 1, 2, 3 u. s. w. bis 7 bezeichnet.

Um S ist aber noch ein dritter Messingring $abcdg$ gelegt, welcher die Bahn eines oberen Planeten, etwa des Mars, repräsentirt. Die Ebene dieser Bahn fällt nicht mit der Ebene der Erdbahn zusammen, denn der Punkt g derselben liegt unter SD , während der mit 4 bezeichnete Punkt dieser Bahn ebenso hoch über SB liegt. Auf diesem Ring sind nun gleichfalls 7 Bleikugeln befestigt, welche in unserer Figur auch mit

Fig. 89.



1, 2, 3 u. s. w. bezeichnet sind, und welche die Orte angeben, in welchen sich der Planet in denselben Zeitpunkten befindet, in denen die Erde die mit gleichen Ziffern bezeichneten Orte der Erdbahn einnimmt.

Der Uebersicht wegen ist es zweckmässig, in dem ausgeführten Modell die entsprechenden Kugeln mit gleichen Farben anzustreichen, also etwa weiss die beiden mit 1 bezeichneten Kugeln, roth die beiden mit 2 bezeichneten u. s. w.; die folgenden Kugelpaare grün, gelb, blau, violett und schwarz.

Die Abstände zweier auf einander folgenden Kugeln, also 1 bis 2, 2 bis 3 u. s. w., müssen natürlich auf der Bahn $abcd$ kleiner sein als auf der Erdbahn, weil ja jeder fernere Planet langsamer in seiner Bahn sich fortbewegt als die der Sonne näheren. In unserem Modell verhalten sich die Abstände zweier auf einander folgenden Kugeln auf den beiden Ringen $abcd$ und $nmrt$ wie 17 zu 23.

Denken wir uns nun von einem bestimmten Orte der Erde über den gleichzeitigen Ort des Mars, also z. B. von 1 der Erdbahn über 1 der

Marsbahn, eine gerade Linie gezogen, so wird diese das Himmelsgewölbe in einem bestimmten Punkte treffen, der in unserem Modell mit derselben Ziffer bezeichnet ist, wie die entsprechenden Oerter der Erde und des Mars. In unserem Modell ist, um diese Projectionen des Mars auf das Himmelsgewölbe aufzeichnen zu können, ein Blechstück *FGHJ* an dem äusseren Ringe befestigt, auf dieses sind die Projectionen des Mars aufgetragen, und zwar mit gleicher Farbe bezeichnet, wie die entsprechenden Positionen der Erde und des Mars, und endlich die drei zusammengehörigen Orte, also z. B. 2 auf der Erdbahn, 2 auf der Marsbahn und 2 auf dem Himmelsgewölbe, durch ein gerade gestrecktes Drahtstück verbunden, welches die von der Erde über den Mars nach dem Himmelsgewölbe gerichtete Visirlinie repräsentirt.

Werden die Marsprojectionen 1, 2, 3...7 auf *FGHJ* durch eine Curve verbunden, wie es in unserer Figur geschehen ist, so stellt diese nun einen Theil der scheinbaren Marsbahn dar. Um die nöthige Anschaulichkeit zu erreichen, muss man von den wahren Grössenverhältnissen abweichen und namentlich die Neigung der Marsbahn bedeutend vergrössern, wie es auch in dem Fig. 89 dargestellten Modell geschehen ist.

**Elemente der Planetenbahnen nach dem Copernicani- 53
schen System.** Nimmt man die Bahnen der Planeten als Kreise an, in deren Mittelpunkt die Sonne steht, und setzt man voraus, dass die Planeten sich auf den Peripherien dieser Kreise mit gleichförmiger Geschwindigkeit bewegen, so ist zur vollständigen Bestimmung der Bahnen die Kenntniss der folgenden Elemente erforderlich:

- 1) der Halbmesser der Bahn (der mittlere Abstand von der Sonne);
- 2) die siderische oder wahre Umlaufszeit;
- 3) die Neigung der Bahn;
- 4) die Länge des aufsteigenden Knotens;
- 5) die heliocentrische Länge des Planeten zu einer bestimmten Epoche.

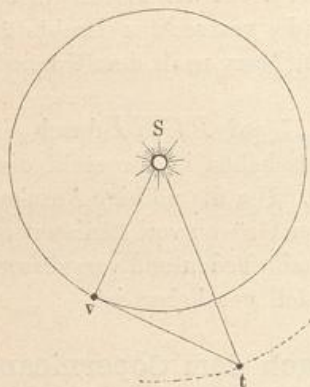
Diese fünf Elemente sind für die sechs älteren Planeten folgende:

	Mittlerer Abstand von der Sonne	Siderische Umlaufszeit	Neigung der Bahn	Länge des auf- steigenden Knotens	Länge, am 1. Jan. 1850 0 ^h mittlerer Pariser Zeit
Mercur . . .	0,3871	87 ^t 23 ^h 16 ^m	7 ^o 0,1'	46 ^o 33'	327 ^o 15,3'
Venus . . .	0,7233	224 16 49	3 23,6	75 16	245 33,2
Erde . . .	1,0000	365 6 9	0 0		100 46,7
Mars . . .	1,5237	686 23 30	1 51,0	48 24	83 40,5
Jupiter . .	5,2028	4332 14 2	1 18,7	98 56	160 1,2
Saturn . .	9,5389	10759 5 16	2 29,7	112 21	14 52,5

Zur Erläuterung dieser Tabelle sind noch einige Bemerkungen beizufügen.

Im Ptolemäischen System kommt es nur auf das Verhältniss des Deferenten zum Epicykel an, das Verhältniss dagegen, in welchem die Radien der deferirenden Kreise für die verschiedenen Planeten stehen, ist ganz gleichgültig; das Ptolemäische System bietet deshalb auch keinen Anhaltspunkt zur Bestimmung der absoluten oder relativen Entfernung der Planeten vom Centralkörper des Systemes.

Fig. 90.



Anders verhält es sich beim Copernicanischen System; hier hängt die Gestaltung der scheinbaren Planetenbahn wesentlich ab von dem Grössenverhältniss, in welchem der Abstand der Planeten von der Sonne zum Halbmesser der Erdbahn steht; die Abstände der Planeten von der Sonne gehören im Copernicanischen System zu den wesentlichen Elementen der Bahn.

Eine annähernd genaue Bestimmung dieser Abstände ergibt sich für die unteren Planeten schon aus einer einzigen, für die oberen Planeten aus der Combination zweier passenden Beobachtungen.

In Fig. 90 sei S die Sonne, der ganze ausgezogene Kreis die Bahn der Venus, der punktirte Bogen ein Stück der Erdbahn. Für die Zeit nun, in welcher uns der Winkelabstand der Venus von der Sonne ein Maximum wird, ist eine von der Erde zur Venus gezogene Linie tv eine Tangente der Venusbahn, es steht also tv rechtwinklig auf vS und es ist also $Sv = tS \cdot \sin 46^\circ$, da der Winkel Stv , das Maximum der Elongation zwischen Venus und Sonne, im Mittel 46° beträgt. Wenn wir also den Abstand St der Erde von der Sonne mit 1 bezeichnen, so ist also der Abstand vS der Venus von der Erde gleich 0,72.

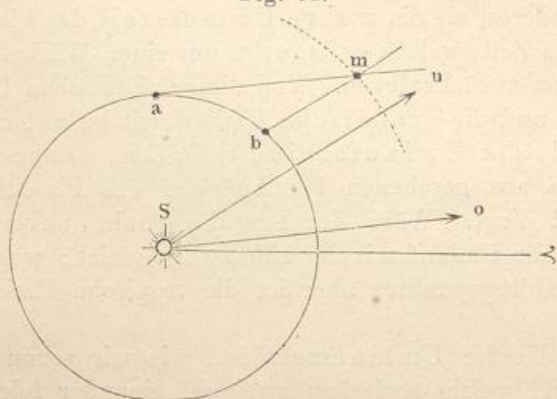
In derselben Weise lässt sich auch die Entfernung des Mercur von der Sonne bestimmen.

Eine annähernd genaue Bestimmung des Abstandes der oberen Planeten von der Sonne ergibt sich aus der Beobachtung zweier auf einander folgenden Durchgänge derselben durch den aufsteigenden Knoten. So ging z. B. Mars durch den aufsteigenden Knoten am 1. Januar 1846 und dann wieder am 19. November 1847. Die entsprechenden Durchschnittspunkte der scheinbaren Marsbahn mit der Ekliptik lagen aber 7° und 33° östlich vom Frühlingspunkte; demnach sind So und Sn , Fig. 91, die Richtungen, nach welchen am 1. Januar 1846 und am 19. November 1847 Mars von der Erde aus gesehen ward. Wenn nun aber der innere ausgezogene Kreis die Erdbahn darstellt, so sind a und b die Stellen, welche die Erde in den genannten Tagen einnahm. Zieht man

nun durch a eine Linie parallel mit So , durch b eine zweite parallel mit Sn , so werden sich diese Linien in m schneiden. Dieser Punkt m aber ist offenbar derjenige Punkt der Marsbahn, in welchem sich der fragliche Planet an den genannten Tagen befindet, und Sm ist die Entfernung des Mars von der Sonne, wenn Sa der Abstand zwischen Erde und Sonne ist.

Dass eine solche Bestimmungsweise nicht ganz genau ist, sondern nur eine erste Annäherung liefern kann, versteht sich von selbst, und zwar um so mehr, als der Abstand der Planeten von der Sonne, wie wir bald sehen werden, selbst innerhalb gewisser Grenzen veränderlich ist, was daher rührt, dass die Bahn der Planeten nicht kreisförmig, sondern

Fig. 91.



elliptisch ist. Die Tabelle (S. 147) giebt den mittleren Abstand der Planeten von der Sonne.

Was unter der Neigung der Bahn zu verstehen ist, wird nach dem vorigen Paragraphen klar sein.

Wenn man von der Sonne aus durch den aufsteigenden Knoten einer Planetenbahn eine gerade Linie gezogen denkt, wie AB , Tab. VI, welche von dem Mittelpunkte der Sonne über den aufsteigenden Knoten b der Venusbahn gezogen ist, so trifft diese Linie die Ekliptik in einem bestimmten Punkte B . Der Bogen vom Frühlingspunkte bis zu diesem Punkte ist die (heliocentrische) Länge des aufsteigenden Knotens. So sehen wir aus Tab. VI, dass die Länge des aufsteigenden Knotens der Venus 75° ist.

Die letzte Columne der obigen Tabelle giebt uns die heliocentrische Länge der Planeten für einen bestimmten Zeitpunkt, und zwar für den 1. Januar 1850.

Auf Tab. VII sind die Bahnen der unteren Planeten, der Erde und des Mars, auf Tab. IX die der Erde und der oberen Planeten dargestellt, und zwar ist auf jeder Bahn die Stelle bezeichnet, welche der Planet am 1. Januar 1850 einnahm. Ebenso findet man auf Tab. VII und auf Tab. IX die Lage des aufsteigenden Knotens für jeden Planeten bezeichnet.

Derjenige Theil der Planetenbahnen, welcher südlich von der Ekliptik liegt, also der Weg vom niedersteigenden Knoten bis zum aufsteigenden ist punktirt.

Um die erste Ungleichheit der Planetenbewegung zu erklären, musste auch Copernicus die Theorie des excentrischen Kreises in sein System aufnehmen, d. h. er musste annehmen, dass, wie wir bereits S. 103 in Betreff der Erde gesehen haben, die Sonne mehr oder weniger ausserhalb des Mittelpunktes der Planetenbahnen liege. Auch konnte er der Theorie der epicyclischen Bewegung nicht völlig entbehren, da ohne solche Annahme eine Uebereinstimmung zwischen den beobachteten und berechneten Oertern der Planeten nicht zu erzielen war.

Nach dem Copernicanischen System ist die siderische Umlaufszeit nichts Anderes, als die wahre Umlaufszeit des Planeten um die Sonne, d. h. die Zeit, welche er braucht, um einen Winkel von 360° um die Sonne herum zurückzulegen. Von dieser siderischen Umlaufszeit ist die tropische und die synodische Umlaufszeit zu unterscheiden.

Die tropische Umlaufszeit ist die Zeit, welche zwischen zwei von der Sonne aus gesehenen Durchgängen des Planeten durch den Frühlingspunkt liegt. Wäre der Frühlingspunkt unveränderlich, so wäre die tropische Umlaufszeit der siderischen gleich; wegen des Rückganges des Frühlingspunktes aber ist die tropische Umlaufszeit etwas kürzer.

Die synodische Umlaufszeit ist, wie wir schon oben gesehen haben, die Zeit, welche zwischen zwei auf einander folgenden gleichnamigen Conjunctionen des Planeten mit der Sonne vergeht, oder auch die Zeit von einer Opposition zur nächsten.

Die folgende Tabelle enthält eine Zusammenstellung der siderischen, tropischen und synodischen Umlaufszeit der bisher besprochenen Planeten.

	U m l a u f s z e i t		
	siderische	tropische	synodische
Mercur	87 ^t 23 ^h 16 ^m	87 ^t 23 ^h 15 ^m	115 ^t 21 ^h
Venus	224 16 49	224 16 41	583 22
Erde	365 6 9	365 5 49	
Mars	686 23 30	686 22 18	780 0
Jupiter	4332 14 2	4330 14 10	398 22
Saturn	10759 5 16	10746 22 30	378 2

Oder es ist nahezu für

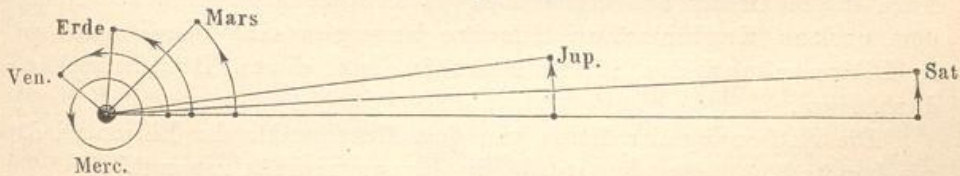
	die Umlaufszeit	
	siderische	synodische
Mercur	0,24 Jahre	0,31 Jahre
Venus	0,61 „	1,60 „
Mars	1,88 „	2,13 „
Jupiter	11,87 „	1,09 „
Saturn	29,47 „	1,03 „

Aus den oben angegebenen Werthen für die siderische Umlaufszeit der Planeten ergibt sich, dass die Winkelgeschwindigkeit, mit welcher sie sich in ihren Bahnen um die Sonne bewegen, um so geringer ist, je weiter sie von der Sonne abstehen. Während Mercur einen ganzen siderischen Umlauf vollendet, hat der Winkel, welchen der Leitstrahl der übrigen Planeten in der gleichen Zeit zurücklegt, nahezu folgende Werthe:

Mercur	360°
Venus	140,8
Erde	87,8
Mars	46,1
Jupiter	7,3
Saturn	2,9

Dies Verhältniss wird durch Fig. 92 anschaulich gemacht.

Fig. 92.



Aber nicht allein die Winkelgeschwindigkeit, sondern auch die absolute Geschwindigkeit der Planeten in ihren Bahnen ist um so geringer, je grösser ihr Abstand von der Sonne ist. Der Weg, welchen im Durchschnitt die einzelnen Planeten in ihren Bahnen fortschreitend in einer Secunde zurücklegen, ist für

Mercur	48 km
Venus	35 „
Erde	30 „
Mars	24 „
Jupiter	13 „
Saturn	10 „

54 Die Kepler'schen Gesetze. Obgleich das Copernicanische System die Grundlage für alle weiteren Entwicklungen der Astronomie bildet, so war durch dasselbe für die praktische Astronomie unmittelbar doch nicht viel gewonnen, denn die nach demselben vorausberechneten Planetenörter stimmten mit den beobachteten Bahnen kaum genauer überein, als die nach den früheren Hypothesen berechneten Oerter. Die Differenz zwischen Rechnung und Beobachtung ging weit über die Grenze der Beobachtungsfehler hinaus.

Kepler war Jahre lang bemüht, die Grundidee des Copernicanischen Systems adoptirend, dasselbe so zu modificiren, dass man die Bahn der Planeten mit genügender Genauigkeit danach berechnen könne. Blosser Veränderungen in den Elementen der Planetenbahnen führten nicht zum Ziele; die zahlreichen und genauen Beobachtungen des Planeten Mars, welche Tycho Brahe hinterlassen hatte, liessen sich auf diese Weise nicht mit dem Copernicanischen System in Uebereinstimmung bringen.

Zunächst liessen sich die Tychonischen Beobachtungen nicht mit der Annahme in Uebereinstimmung bringen, dass die Planeten mit gleichförmiger Geschwindigkeit in ihren Bahnen fortschreiten, und durch eine sorgfältige und mühsame Combination des vorhandenen Beobachtungsmaterials gelangte endlich Kepler in Beziehung auf die Geschwindigkeit zu dem Gesetze, welches wir bereits oben S. 118 kennen gelernt haben und welches den Namen des zweiten Kepler'schen Gesetzes führt. Dieses Gesetz gilt für alle anderen Planeten ebenso, wie für die Erde.

Das erste Gesetz, welches Kepler aus den Tychonischen Beobachtungen ableitete, bezieht sich auf die Gestalt der Planetenbahnen. Auch dieses Gesetz ist bereits oben (S. 118) erwähnt worden. Nach dem ersten Kepler'schen Gesetze bewegen sich die Planeten in Ellipsen und die Sonne steht in dem einen Brennpunkte derselben.

Die Entfernung der Sonne von dem Mittelpunkte der Ellipse wird, wie bereits S. 118 erwähnt wurde, die Excentricität genannt.

Die Gestalt der Ellipse ist bestimmt, wenn man ihre halbe grosse Axe (die mittlere Entfernung des Planeten von der Sonne) und ihre Excentricität kennt; um die Lage der Bahn im Raume zu kennen, muss man noch die Neigung der Bahn, die Länge des Periheliums und die Länge des aufsteigenden Knotens kennen. Zum Theil sind diese Elemente für die Erde und die mit blosserem Auge sichtbaren Planeten schon in der Tabelle auf S. 147 mitgetheilt worden, die übrigen folgen hier:

	Excentricität	Länge des Periheliums
Mercur	0,206	75 ⁰ 7,2'
Venus	0,007	129 27,2
Erde	0,017	100 21,4
Mars	0,093	333 17,9
Jupiter	0,048	11 55,0
Saturn	0,056	90 6,6

Die Excentricität ist hier in Theilen der halben grossen Axe ausgedrückt. Man sieht, dass sie für den Mercur und den Mars am bedeutendsten ist.

Bezeichnen wir die halbe grosse Axe der Mercursbahn mit 1, so ist die Excentricität nach obiger Tabelle 0,206, und daraus folgt dann, dass die halbe kleine Axe der Mercursbahn 0,978 ist. Bei der Kleinheit des Maassstabes, in welchem die Tab. VII ausgeführt ist, kann also die Differenz der grossen und kleinen Axe der Mercursbahn ganz unberücksichtigt bleiben; die Mercursbahn ist deshalb gleich den Bahnen der anderen Planeten auf Tab. VII und IX, deren Excentricität noch geringer ist, als vollständiger Kreis gezogen. Jedoch liegt die Sonne, wie man sieht, nicht im Mittelpunkte dieser Kreise, sondern sie steht von demselben so weit ab, wie es nach dem Werthe der Excentricität der obigen Tabelle sein muss.

Nur für die Erd- und Venusbahn ist die Excentricität so gering, dass bei dem Maassstab der beiden Tafeln VII und IX die Sonne mit dem Mittelpunkte der Kreise zusammenfällt.

In Tab. VII und IX ist die Stelle der Sonnennähe jedes einzelnen Planeten durch einen von der Sonne ausgehenden Pfeil bezeichnet.

Das dritte Kepler'sche Gesetz bezieht sich auf das Verhältniss, welches zwischen der Umlaufszeit der Planeten und ihrer mittleren Entfernung von der Sonne besteht. Es heisst:

Die Quadrate der Umlaufzeiten verschiedener Planeten verhalten sich wie die dritten Potenzen ihrer mittleren Entfernungen von der Sonne.

Bezeichnen wir mit T und R die Umlaufszeit und die mittlere Entfernung eines Planeten von der Sonne, mit t und r die entsprechenden Grössen für einen anderen Planeten, so ist dem dritten Kepler'schen Gesetze zufolge

$$\frac{T^2}{R^3} = \frac{t^2}{r^3}$$

oder in Worten, der Quotient, welchen man erhält, wenn man das Quadrat der Umlaufszeit eines Planeten durch die dritte Potenz seiner mittleren Entfernung von der Sonne dividirt, ist eine constante Grösse.

Drückt man die Umlaufszeit eines Planeten in Tagen aus, während man die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne als Längeneinheit nimmt, so ergiebt sich jener Quotient gleich 133 407, wovon man sich leicht mit Hülfe der in der Tabelle auf S. 148 mitgetheilten Zahlen überzeugen kann.

Die absolute Entfernung der verschiedenen Planeten von der Sonne kannte Kepler zwar noch nicht; zur Aufstellung des dritten Gesetzes war aber auch die Kenntniss dieser absoluten Entfernung gar nicht nöthig, es genügte zu wissen, wie sich die Abstände der Planeten von der Sonne zum Halbmesser der Erdbahn verhalten, wie denn ja auch in der Tabelle auf S. 147 der Halbmesser der Erdbahn als Längeneinheit genommen ist, mit welcher die Abstände der übrigen Planeten von der Sonne gemessen sind.

Gehen wir jetzt zu der Betrachtung der einzelnen Planeten über.

55 Mercur. Mercur steht der Sonne stets so nahe, dass er nie bei voller Nacht, sondern nur in der Morgen- oder Abenddämmerung gesehen werden kann. Der grösste Winkelabstand, bis zu welchem er sich möglicherweise von der Sonne entfernen kann, beträgt $27^{\circ} 42'$. Er kann deshalb nicht leicht beobachtet werden, namentlich in höheren Breiten, wo die Dämmerung länger dauert. Durch das Fernrohr betrachtet, zeigt der Mercur Phasen, welche denjenigen ganz ähnlich sind, die man an der Venus beobachtet und die im nächsten Paragraphen ausführlicher besprochen werden sollen.

Wenn die untere Conjunction des Mercur zu einer Zeit eintritt, wo dieser Planet sich ganz in der Nähe eines der Knotenpunkte seiner Bahn befindet, so sieht man ihn als einen scharfen schwarzen Punkt vor der Sonnenscheibe vorüberziehen. Solche Durchgänge des Mercur, deren durchschnittlich 13 in einem Jahrhundert stattfinden, sind jedoch mit blossem Auge nicht wahrnehmbar; es bedarf dazu eines Fernrohres.

Kepler kündigte zuerst einen solchen Durchgang für das Jahr 1631 an und Gassendi beobachtete denselben zu Paris am 6. November des genannten Jahres. Die nächsten beiden Vorübergänge werden an folgenden Tagen stattfinden:

Am 10. November 1894,

„ 4. November 1901.

Der erste dieser Durchgänge wird in Deutschland theilweise sichtbar sein.

Solche Durchgänge sind sehr geeignet, um den scheinbaren Durchmesser des Mercur zur Zeit seiner unteren Conjunction zu messen.

Die kleinste Entfernung des Mercur von der Sonne beträgt ungefähr 46 Millionen, die grösste 70 Millionen, die mittlere 58 Millionen Kilometer.

Die grösste Entfernung, bis zu welcher möglicherweise Mercur sich von der Erde entfernen kann, beträgt 192 Millionen, die kleinstmögliche aber 77 Millionen Kilometer.

Bessel bestimmte am Königsberger Heliometer den scheinbaren Durchmesser des Mercur zur Zeit seines Vorüberganges vor der Sonnenscheibe, also zur Zeit, wo er der Erde am nächsten steht, zu $10,5''$, wonach er sich für die mittlere Entfernung von der Erde zu $6,68''$, und der wahre Durchmesser zu 4825 km ergibt. Neuere Bestimmungen haben den Durchmesser nicht wesentlich anders ergeben.

Die Masse des Mercur kann nur aus den geringen Störungen abgeleitet werden, welche dieser Planet auf andere Himmelskörper ausübt, und ist noch nicht mit grosser Sicherheit bestimmt worden. Encke fand sie aus den Störungen des nach ihm benannten Kometen zu

$\frac{1}{5\ 865\ 751}$, Leverrier aus den Störungen der Venus zu $\frac{1}{5\ 310\ 000}$, derselbe

aus den Störungen in der Erdbewegung zu $\frac{1}{4\ 360\ 000}$, und v. Asten

aus den Störungen des Encke'schen Kometen zu $\frac{1}{7\ 636\ 440}$ der Sonnen-

masse. Diese letztere Zahl würde ergeben, dass die Masse des Mercur gleich 0,04 der Erdmasse, und seine mittlere Dichtigkeit gleich 0,8 der mittleren Dichtigkeit der Erde ist.

Die Zeit, innerhalb welcher Mercur um seine Axe rotirt, ist erst in letzter Zeit mit einiger Sicherheit bekannt geworden. Schröter in Lilienthal glaubte zwar schon in den letzten Jahren des vorigen Jahrhunderts auf dem Mercur einen Berg zu bemerken, und beobachtete denselben, um die Umdrehungszeit der Planeten zu ermitteln, die er zu ungefähr 24 Stunden fand. Indessen haben die viel besseren Fernrohre der neueren Zeit nichts Derartiges mit Sicherheit erkennen lassen. Dagegen hat Schiaparelli im Jahre 1889 eine Abhandlung veröffentlicht, in welcher er mit grosser Wahrscheinlichkeit nachwies, dass die Rotationszeit des Mercur um seine Axe mit seiner mittleren Umlaufszeit um die Sonne vollständig übereinstimmt. Schiaparelli beobachtete den Mercur vorwiegend bei Tageslicht, und fand auf seiner Oberfläche eine Anzahl zarter brauner Streifen, die ihre relative Lage nicht veränderten, und durch ihre fortgesetzte Beobachtung gelang es ihm, die Rotationszeit des Planeten zu ermitteln. Es zeigte sich, dass der Mercur der Sonne immer dieselbe Seite zukehrt, sowie der Mond der Erde. In Folge dessen kann auch von der Erde aus immer nur eine Seite des Mercur gesehen werden, weil seine von der Sonne abgekehrte Seite sich immer im Schatten befindet. Da die Rotationszeit des Mercur um seine Axe eine völlig gleichmässige ist, während die Geschwindigkeit seiner Bahnbewegung an den verschiedenen Stellen seiner Bahn verschieden ist, so ist die Grenzlinie zwischen Licht und Schatten nicht in allen Theilen der Bahn dieselbe, und für einige Gegenden in der Nähe dieser Grenzlinie befindet sich die

Sonne zu gewissen Zeiten über, und zu anderen Zeiten unter dem Horizonte. Die Lage der Rotationsaxe des Mercur ist noch nicht genau ermittelt, indessen wird sie wahrscheinlich sehr nahe senkrecht gegen die Bahnebene stehen.

56 Venus. Unter allen Planeten kommt keiner der Erde so nahe wie die Venus, welche sich auch durch ihr blendendweisses, intensives Licht vor allen übrigen auszeichnet.

Da die grösste Elongation der Venus 45 bis 48° beträgt, so kann dieser Planet schon drei Stunden vor Sonnenaufgang oder noch drei Stunden nach Sonnenuntergang am Himmel sichtbar sein; er kann also bei voller Nacht beobachtet werden.

Die Phasenerscheinungen, welche die Venus darbietet, sind im Wesentlichen dieselben, wie die bereits beim Mercur erwähnten; weil sie aber bei der Venus viel leichter wahrnehmbar sind, so sollen dieselben hier auch ausführlicher besprochen werden.

Nach der oberen Conjunction entfernt sich die Venus rasch von der Sonne, und zwar nach Osten hin, so dass ihr Untergang nach dem Untergang der Sonne stattfindet, der Planet also in den Abendstunden sichtbar wird, weshalb er zu dieser Zeit den Namen Abendstern führt.

Indem sich Venus östlich von der Sonne entfernt, nimmt ihr Glanz sowohl wie ihr scheinbarer Durchmesser zu. Wenn man sie durch ein Fernrohr betrachtet, so beobachtet man eine Abnahme der Lichtgestalt auf der der Sonne abgewendeten Seite, wenn die Venus sich ihrer grössten Elongation nähert; hat sie aber ihre grösste östliche Entfernung von der Sonne erreicht, so erscheint sie nur noch halb erleuchtet, sie erscheint uns wie der Mond im ersten Viertel.

Fig. 2, Tab. 3 dient dazu, sowohl die scheinbare Bewegung der Venus in Beziehung auf die Sonne als auch den Wechsel der Lichtgestalten anschaulich zu machen; sie stellt nämlich die scheinbare Bewegung der Venus um die Sonne im Jahre 1847 dar. Am 1. Januar 1847 stand die Venus ungefähr 4° östlich von der Sonne; am 29. März ging sie, 24° von der Sonne entfernt, durch den aufsteigenden Knoten. Den grössten östlichen Abstand von 45 $\frac{3}{4}$ Grad erreichte sie am 21. Juli, nahe um dieselbe Zeit, in welcher sie den niedersteigenden Knoten passirte. Um diese Zeit der grössten Elongation erscheint die Venus halb beleuchtet.

Ogleich die uns zugewendete Seite der Venus zur Zeit ihrer oberen Conjunction von der Sonne voll beleuchtet ist, so erscheint sie uns dann doch nicht am hellsten, weil sie sich in der grössten Entfernung von uns und zugleich in unmittelbarer Nähe der Sonne befindet. Je mehr der Planet sich scheinbar von der Sonne entfernt, ein um so grösserer Theil seiner sichtbaren Oberfläche tritt in den Schatten, die erleuchtete Sichel wird dagegen immer heller, weil der Planet sich fortwährend der Erde nähert, und dabei sein scheinbarer Durchmesser

bedeutend wächst. Die grösste Helligkeit wird erreicht, wenn der Planet ungefähr 40° von der Sonne absteht, und dabei der Erde näher steht als die Sonne. In diesem Falle ist der Glanz der Venus sehr gross, und sie kann unter Umständen am hellen Tage um Mittag gesehen werden; ihre Helligkeit ist dann ungefähr 900mal geringer als die des Vollmondes. Der scheinbare Durchmesser der Venus beträgt dann ungefähr 40 Bogensekunden, die Breite der Lichtsichel 10 Bogensekunden.

Kurz vor der unteren Conjunction erscheint uns die Venus, durch ein Fernrohr gesehen, nur noch als schmale Sichel, worauf sie dann in den Strahlen der Sonne verschwindet, um nach kurzer Zeit auf der Westseite derselben wieder zu erscheinen. Venus geht nun vor der Sonne auf, sie ist Morgenstern.

In seltenen Fällen, wenn die Declination der Venus bedeutend nördlicher ist, als diejenige der Sonne, kann es vorkommen, dass sie Morgens vor der Sonne auf-, und Abends nach der Sonne untergeht, also gleichzeitig Morgen- und Abendstern ist. Ein solcher Fall tritt z. B. gegen Mitte des Februar 1894 ein.

Nach der unteren Conjunction nimmt die Lichtgestalt der Venus allmählich wieder zu, bis sie die grösste westliche Elongation erreicht hat, wo sie wieder die Gestalt eines Halbmondes zeigt.

Zur Zeit der unteren Conjunction hatte die Venus im Jahre 1847 eine über 8° betragende südliche Declination, sie ging also unterhalb der Sonne vorüber; zu anderen Zeiten geht sie in gleicher Weise über der Sonne weg.

Der Lichtglanz der Venus ist so lebhaft, dass die sorgfältigsten Beobachtungen in Beziehung auf die physische Natur ihrer Oberfläche noch zu keinem Resultate führten. Manchmal erscheinen äusserst schwache, kaum wahrnehmbare Flecken, aus deren Bewegung Schröter geschlossen hat, dass die Venus sich in 23 Stunden 21 Minuten um ihre Axe dreht. Schiaparelli hat dagegen gefunden, dass die Rotationszeit der Venus eine viel langsamere sein muss, und dass sie, wenn nicht völlig, so doch jedenfalls genähert mit ihrer Umlaufszeit um die Sonne übereinstimmt, ähnlich wie dies nach Schiaparelli's Untersuchungen auch beim Mercur der Fall ist. Danach würde also auch die Venus der Sonne immer nahezu dieselbe Seite zukehren, indessen ist dies Resultat wegen der grossen Schwierigkeit der Beobachtung bei der Venus nicht völlig so sicher wie bei dem Mercur.

Das blendende Licht der Venussichel verliert sich allmählich gegen die Nachtseite der Venus hin; es findet hier keine scharfe Grenze zwischen Licht und Dunkel statt, wie beim Mond, und daraus hat man geschlossen, dass auf der Venus wie auf der Erde vor dem Aufgange und nach dem Untergange der Sonne eine Dämmerung stattfindet, dass also die Venus von einer Atmosphäre umgeben sei.

Bisweilen kann man den von der Sonne nicht beleuchteten Theil der Oberfläche der Venus in mattem Lichte leuchten sehen, ähnlich wie

dies auch bei dem Monde, namentlich zur Zeit des ersten Viertels, häufig der Fall ist. Durch welchen Umstand bei der Venus dieses Licht hervorgebracht wird, ist noch nicht völlig erklärt.

Unter allen Planetenbahnen hat die Bahn der Venus die geringste Excentricität. Ihre mittlere Entfernung von der Sonne beträgt nahe 108 Millionen, der Unterschied zwischen ihrem grössten und ihrem kleinsten Abstände von der Sonne beträgt nur $1\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer.

Die Venus kann sich der Erde bis auf 38 Millionen Kilometer nähern und sich bis auf 260 Millionen Kilometer von ihr entfernen.

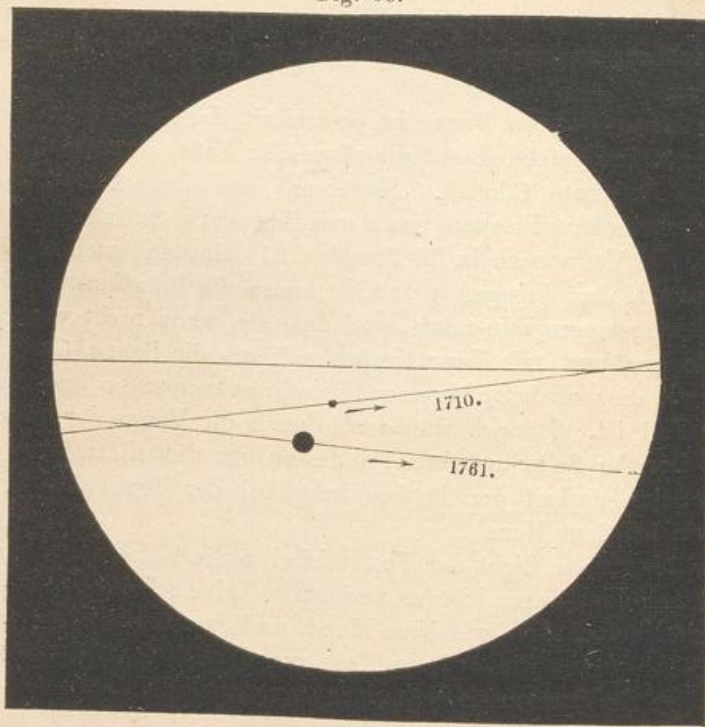
Der scheinbare Durchmesser der Venus beträgt zur Zeit ihrer unteren Conjunction ungefähr $64''$.

Der wahre Durchmesser der Venus beträgt 12 700 km; sie ist also fast eben so gross wie die Erde.

Die Masse der Venus ist gleich $\frac{1}{412\ 150}$ der Sonnenmasse und 0,79 der Erdmasse, die mittlere Dichtigkeit 0,81 der Dichtigkeit der Erde.

- 57 **Vorübergänge der Venus.** Wenn die untere Conjunction der Venus und der Sonne zu einer Zeit stattfindet, wo die nördliche oder südliche Breite der Venus Null oder doch sehr gering ist, zur Zeit also,

Fig. 93.



wo die Venus den aufsteigenden oder niedersteigenden Knoten passirt, sieht man die Venus durch Fernröhre als einen völlig schwarzen,

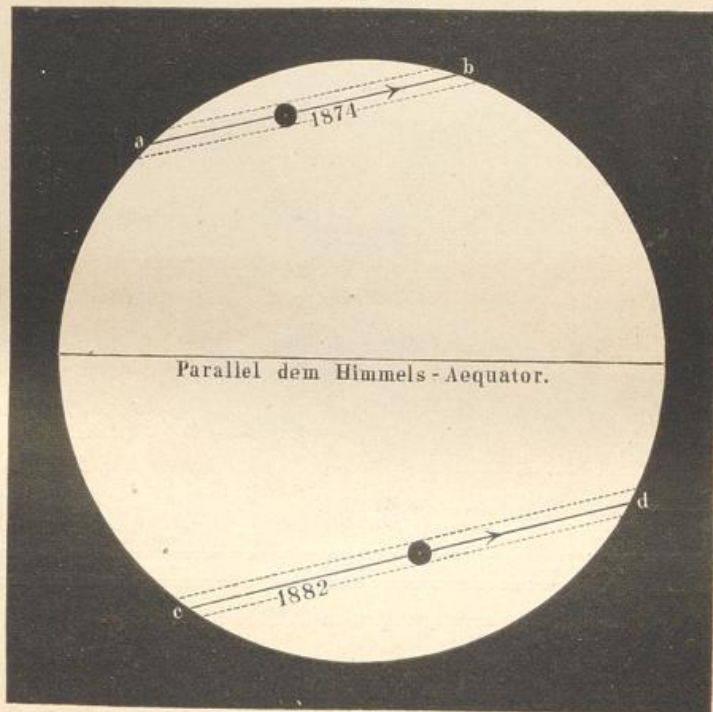
scharf begrenzten runden Fleck von mehr als 1' Durchmesser vor der Sonnenscheibe vorübergehen. Fig. 93 stellt den Venusdurchgang von 1761 und den Mercursdurchgang von 1710 dar.

Nach dem eben Gesagten kann ein Venusdurchgang nur zu einer Zeit stattfinden, wo sich die Erde ganz in der Nähe von einem der Punkte *f* oder *g*, Tab. VI, befindet, in welchen die Knotenlinie *AB* der Venusbahn die Erdbahn schneidet. In *f* befindet sich die Erde am 5. Juni, in *g* aber am 7. December.

Es kann demnach ein Venusdurchgang nur stattfinden, wenn eine untere Conjunction der Venus an einem der Tage vom 2. bis 8. Juni oder vom 4. bis 10. December eintritt.

Der erste Venusdurchgang, welcher beobachtet wurde, fand am 4. December 1639 statt. Danach ereigneten sich zwei Durchgänge am

Fig. 94.



6. Juni 1761 und am 3. Juni 1769, und in dem jetzigen Jahrhundert am 8. December 1874 und 6. December 1882. Die nächsten vier Durchgänge werden stattfinden:

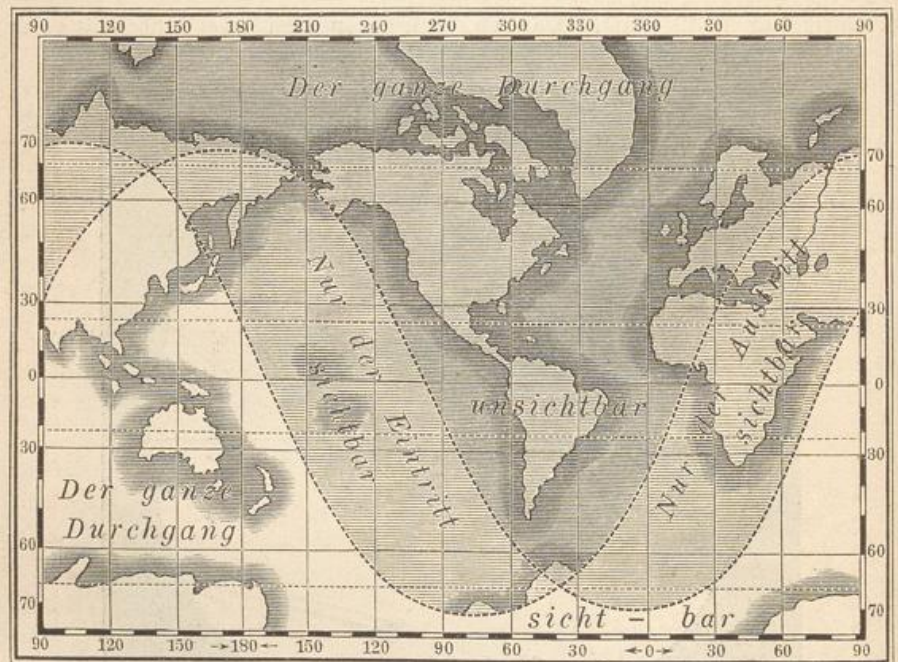
Am	7. Juni	2004,
„	5. Juni	2012,
„	10. December	2117,
„	8. December	2125.

In Fig. 94 stellt *ab* den Weg dar, welchen am 8. December 1874 der Mittelpunkt der Venus vom Mittelpunkte der Erde aus gesehen auf

der Sonnenscheibe zurückgelegt hat. Die gleiche Bedeutung hat die Linie *cd* für den Venusdurchgang von 1882. Der Venusdurchgang von 1874 war für den grössten Theil von Europa nicht sichtbar, weil er zu einer Zeit stattfand (ungefähr von 2 Uhr Nachts bis 6 Uhr Morgens Berliner Zeit), in welcher die Sonne für diesen Welttheil nicht über dem Horizont stand. Der Durchgang vom 6. December 1882 dagegen fand für Europa in den Nachmittagsstunden (ungefähr von 2 Uhr Nachmittags an) statt.

Der Vorübergang von 1874 war von Anfang bis zu Ende sichtbar in einem Theile von Sibirien (Jakutzk, Irkutzk u. s. w.), ganz China und

Fig. 95.



Der Venusdurchgang vom 8. December 1874.

Japan, Ostindien, Hinterindien und Australien. Der Austritt der Venus wurde noch in einem Theile von Sibirien (Barnaul, Tobolsk u. s. w.), Persien, Kleinasien, dem europäischen Russland (mit Ausnahme der Ostseeprovinzen), der europäischen Türkei und dem Süden von Italien gesehen. In Moskau, Ofen, Neapel u. s. w. fand der Austritt der Venus bald nach Sonnenaufgang statt. Im übrigen Europa wie auch in ganz Amerika war die Erscheinung unsichtbar.

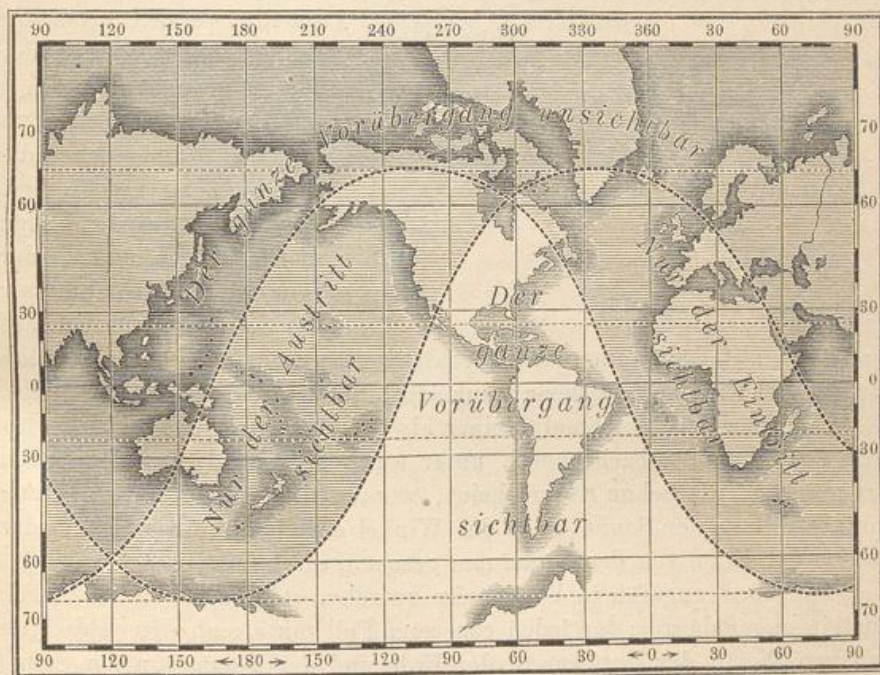
Der Venusdurchgang vom Jahre 1882 war in seinem ganzen Verlaufe in dem östlichen Theile von Nordamerika, sowie ganz Central- und Südamerika sichtbar. Der Eintritt konnte ferner in dem westlichen Theile von Europa, ganz Afrika und dem südlichen Grönland, und der

Austritt in dem westlichen Theile von Nordamerika und der östlichen Hälfte von Australien gesehen werden. Auf den Karten, Fig. 95 und 96, sind die Sichtbarkeitsgrenzen der Venusdurchgänge vom 8. December 1874 und 6. December 1882 angegeben.

Es ist bereits oben S. 121 angeführt worden, dass die Beobachtung der Venusdurchgänge von grosser Wichtigkeit für die Bestimmung der Sonnenparallaxe ist; wir wollen nun sehen, worin das Wesentliche dieser Bestimmungsmethode besteht.

Es sei T (Fig. 97, a. f. S.) die Erde, S die Sonne und zwischen beiden stehe die Venus in v . Von verschiedenen Orten der Erde

Fig. 96.



Der Venusdurchgang vom 6. December 1882.

aus gesehen erscheint natürlich die Venus auf verschiedene Stellen der Sonnenscheibe projicirt, z. B. von a aus gesehen in d , von b aus gesehen in e . ef ist der Weg, welchen die Venus, von b aus gesehen, auf der Sonnenscheibe zurücklegt, gh ist der dem Beobachtungspunkte a entsprechende Weg.

Der Abstand cd der beiden Linien ef und gh verhält sich zu ab , Fig. 97, wie dv zu av oder wie die Entfernung der Venus von der Sonne zu der Entfernung der Venus von der Erde.

Bezeichnet man den mittleren Abstand der Erde von der Sonne mit 1, so ist der mittlere Abstand der Venus von der Sonne 0,723, also

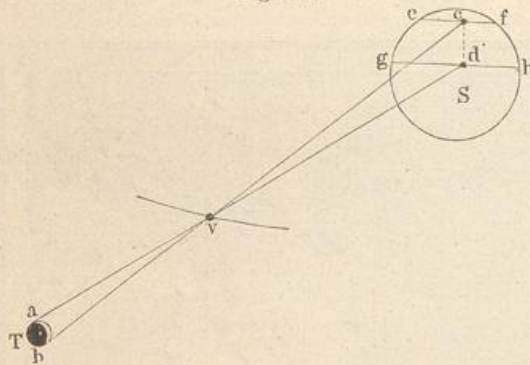
der Abstand der Venus von der Erde zur Zeit der unteren Conjunction 0,277; wir haben also:

$$ab : cd = 0,277 : 0,723, \text{ und daraus ergibt sich:} \\ cd = 2,6 ab.$$

Der Abstand der beiden Linien ef und gh , in welchen, von a und b aus gesehen, die Venus vor der Sonnenscheibe hergeht, erscheint also von der Erde aus gesehen 2,6mal so gross als der Abstand ab der beiden Beobachtungspunkte auf der Erde von der Sonne aus gesehen.

Es kommt also nun zunächst darauf an, den Abstand cd zu ermitteln. Dieser ergibt sich aber, wenn man in a sowohl wie in b die Zeitdauer beobachtet,

Fig. 97.



während welcher die Venus vor der Sonnenscheibe verweilt; aus der Zeit nämlich, welche der Planet braucht, um von a aus gesehen die Sehne gh und von b aus gesehen die Sehne ef zu beschreiben, kann man auf die Länge dieser Sehnen, und da der scheinbare Durchmesser der Sonne bekannt ist, auf

ihre Lage auf der Sonnenscheibe schliessen, woraus sich alsdann auch der von der Erde aus gesehene Winkelabstand der beiden Sehnen ergibt.

Nun aber ist ab 2,6mal kleiner als cd und somit ergibt sich also auch aus diesen Beobachtungen, unter welchem Winkel, von der Sonne aus gesehen, die Sehne ab erscheint, woraus sich dann leicht die Horizontalparallaxe der Sonne, d. h. der Winkel ergibt, unter welchem der Radius der Erde, von der Sonne aus gesehen, erscheint.

Das eben angeführte Verhältniss zwischen ab und cd ist natürlich nur ein angenähertes; für jeden concreten Fall muss man den jeweiligen genauen Werth der Entfernung der Erde und der Venus von der Sonne in die Rechnung einführen.

Am 3. Juni 1769 wurde der Venusdurchgang an vielen Orten der Erde beobachtet. Besonders günstig zur Berechnung der Sonnenparallaxe waren die Beobachtungsorte Cajanaburg in Finnland ($64^{\circ}13'$ nördl. Br.) und O-Taiti in der Südsee (17° südl. Br.). Am ersteren Orte betrug die Dauer des Durchganges $6^{\text{h}}11^{\text{m}}40^{\text{s}}$, am letzteren $5^{\text{h}}48^{\text{m}}4^{\text{s}}$, woraus sich der schon oben erwähnte Werth für die Horizontalparallaxe der Sonne, nämlich 8,6 Secunden, ergibt.

Die punktirten Linien über ab und cd in Fig. 94 bezeichnen den Weg, welchen der Mittelpunkt der Venus am 8. December 1874 und am 6. December 1882 auf der Sonnenscheibe zurückgelegt haben würde, wenn man den Durchgang vom Südpol der Erde aus hätte beobachten können. Die punktirten Linien unter ab und cd haben die gleiche

Bedeutung für den Fall, dass der Durchgang der Venus auf dem Nordpol der Erde beobachtet worden wäre.

Die Berechnung der Sonnenparallaxe nach obiger Methode wird dadurch etwas verwickelter, dass die Durchgangszeiten durch die Ortsveränderung modificirt werden, welche die Beobachtungsorte in Folge der Axendrehung und der fortschreitenden Bewegung der Erde erleiden. Hier, wo es sich nur darum handelt, die Grundidee der Methode verständlich zu machen, können wir aber nicht näher auf diese Details eingehen.

Wegen der grossen Wichtigkeit, welche die Beobachtung der Venusdurchgänge für die Bestimmung der Sonnenentfernung hat, wurden umfassende Vorbereitungen für die Beobachtung der in den Jahren 1874 und 1882 stattgehabten Vorübergänge getroffen. Von Deutschland aus wurden im Jahre 1874 sechs Expeditionen ausgesandt: 1) nach Tschifu in China, 2) nach den Kerguelen-Inseln, 3) nach den Auckland-Inseln, 4) nach Mauritius, 5) nach Ispahan und 6) nach Theben in Aegypten; und im Jahre 1882 vier Expeditionen: 1) nach Hartford in Connecticut, 2) nach Aicken in Süd-Carolina, 3) nach Bahia Blanca in Argentinien und 4) nach Punta Arenas an der Maghellan-Strasse. Ausserdem wurde der Durchgang des Jahres 1882 von Seiten der nach Süd-Georgien vom Deutschen Reiche entsandten Polarexpedition beobachtet.

Während im vorigen Jahrhundert die Beobachter sich darauf beschränken mussten, die Momente der Ränderberührungen der Venus und Sonne zu notiren, weil es in damaliger Zeit an Apparaten zu feinen mikrometrischen Messungen fehlte, sind bei den letzten Venusdurchgängen während ihres ganzen Verlaufes Messungen der Stellung der Venus auf der Sonnenscheibe ausgeführt worden. Hierzu hat man sich hauptsächlich der schon früher (S. 105) besprochenen Heliometer bedient. Ausserdem sind aber namentlich im Jahre 1874 zahlreiche Photographien der Sonnenscheibe während des Vorüberganges der Venus aufgenommen, auf denen man nachträglich die relative Stellung des Venus- und Sonnenmittelpunktes ausmessen konnte. Da diese Methode sich weniger bewährte als die directe Messung vermittelst des Heliometers, so ist sie im Jahre 1882 mehr in den Hintergrund getreten.

Die nächsten Erscheinungen der Venus. Wie bereits in §. 46 bemerkt wurde, kommt Venus am 6. December 1893 in ihre grösste östliche Elongation, so dass sie dann als Abendstern sichtbar ist. Nun nähert sie sich der Sonne wieder und zwar anfangs langsam, dann aber, nachdem sie am 9. Januar 1894 ihren grössten Glanz erreicht hat, sehr rasch, so dass sie schon am 16. Februar mit der Sonne in untere Conjunction kommt. Nachdem Venus, wie schon oben S. 157 erwähnt, in dieser Zeit für einige Tage sowohl Morgen- als auch Abendstern gewesen, erscheint sie bald als Morgenstern, erreicht als solcher ihren grössten Glanz am 25. März und ihre grösste westliche Ausweichung von $46^{\circ}10'$ am 27. April.

Am 30. November 1894 kommt Venus in obere Conjunction mit der Sonne; sie wird dann bald als Abendstern sichtbar, erreicht am 11. Juli 1895 ihre grösste östliche Elongation von $45^{\circ} 31'$ und am 14. August ihren grössten Glanz. Darauf findet die untere Conjunction mit der Sonne am 19. September, der grösste Glanz am 26. October, die grösste westliche Ausweichung (von $46^{\circ} 45'$) am 29. November und die obere Conjunction mit der Sonne am 9. Juli 1896 statt.

59 **Mars.** Die Bahn dieses Planeten ist sehr excentrisch; seine grösste Entfernung von der Sonne ist 1,67, seine kleinste aber 1,38mal so gross als der mittlere Abstand der Erde von der Sonne. Der mittlere Abstand des Mars von der Sonne beträgt 227 Millionen Kilometer. Der Erde kann sich dieser Planet bis auf 54 Millionen Kilometer nähern und sich bis auf 400 Millionen Kilometer von ihr entfernen.

Als oberer Planet kann der Mars nie zwischen Erde und Sonne zu stehen kommen, also nie einen vollständigen Phasenwechsel zeigen wie Venus und Mercur. Zur Zeit der Conjunction und der Opposition erscheint er als volle kreisförmige Scheibe, die aber bis zur Quadratur auf der von der Sonne abgewendeten Seite abnimmt, so dass um diese Zeit die Marsscheibe ungefähr so erscheint, wie der Mond vier Tage vor oder nach dem Vollmonde.

Mit blossem Auge gesehen zeigt Mars ein entschieden rothes Licht. Mit dem Fernrohre betrachtet zeigt er Flecken, aus deren Bewegung man gefolgert hat, dass dieser Planet seine Axendrehung in 24 Stunden 37 Minuten vollendet. Eine geringe Abplattung ist wahrscheinlich, ihr Betrag hat sich aber noch nicht mit Sicherheit ermitteln lassen.

An den Polen des Mars zeigen sich zwei sehr deutliche weisse Flecken, wie man auf Tab. XI sieht, welche den Anblick des Mars durch stark vergrössernde Fernrohre zeigt. Diese Flecken nehmen abwechselnd an Grösse ab und zu. Es ist wahrscheinlich, dass dieselben von grossen Schnee- und Eismassen herrühren, welche sich während des Winters an den Polen anhäufen und dann während des Sommers wieder abnehmen. Aus der Beobachtung dieser Flecken hat man geschlossen, dass der Aequator des Mars einen Winkel von $28^{\circ} 42'$ mit seiner Bahn macht; es findet also auf diesem Planeten ein Wechsel der Jahreszeiten in ähnlicher Weise statt wie auf der Erde, nur mit dem Unterschiede, dass die Jahreszeiten beinahe die doppelte Länge haben wie auf der Erde, da der Umlauf des Mars um die Sonne in 687 Tagen geschieht, während die Erde ihren Umlauf in $365\frac{1}{4}$ Tagen vollführt. Wegen der starken Excentricität der Marsbahn ist die Entfernung des Planeten von der Erde auch zu den Zeiten der Oppositionen nicht immer die nämliche, sondern kann zwischen 54 Millionen und 100 Millionen Kilometer wechseln. Am nächsten ist er uns, wenn die Opposition gegen Ende des August stattfindet, während die für die Beobachtung seiner physischen Beschaffenheit ungünstigsten Oppositionen gegen Ende des Februar fallen.

Im ersteren Falle beträgt der scheinbare Durchmesser 25,3'', im zweiten Falle nur 13,9'', während der Durchmesser zur Zeit der Conjunction auf $3\frac{1}{2}$ '' herabsinkt. Wäre die Umlaufszeit des Mars gerade doppelt so gross wie die der Erde, so würden die Oppositionen immer auf dieselben Jahrestage fallen; da aber der Mars etwas weniger als zwei Jahre zu einem Umlauf gebraucht, so beträgt die Zwischenzeit zwischen zwei auf einander folgenden Oppositionen etwas mehr als zwei Jahre, und zwar im Mittel ungefähr zwei Jahre und 50 Tage. Die nächsten Oppositionen finden am 20. October 1894 und am 18. December 1896 statt.

Ausser den bereits erwähnten weissen Polarflecken, deren Mitte übrigens nicht immer genau mit den Polen der Umdrehungsaxe des Planeten zusammenfällt, zeigen sich auf der Oberfläche noch verschiedene dunkel gefärbte Partien, während der grössere Theil der Oberfläche eine orangerothe Färbung zeigt. Einzelne dieser Flecken sind veränderlich, und mögen von wolkenartigen Gebilden herrühren, die grössere Zahl dagegen ist fest mit dem Planeten verbunden. Während der letzten Oppositionen haben sehr sorgfältige Beobachtungen der Astronomen Schiaparelli in Mailand und Perrotin in Nizza ergeben, dass der hellere Theil der Oberfläche von zahlreichen dunkleren Linien durchzogen ist, welche die dunklen Theile der Oberfläche mit einander verbinden, und in ihrer grössten Mehrzahl Bögen grösster Kreise sind. Schiaparelli hat, um die Ideen zu fixiren, und ohne eine bestimmte Vermuthung über die wirkliche Beschaffenheit der Marsoberfläche aufstellen zu wollen, die dunkleren Theile als Meere, die helleren als Festländer, und die dunklen Linien als Canäle bezeichnet. Letztere würden übrigens in ihren Dimensionen von ähnlichen Werken auf der Erdoberfläche bedeutend abweichen, da ihre Breite mindestens 60 km, zum Theil aber weit mehr beträgt. Ihre eigentliche Beschaffenheit ist bis jetzt noch vollständig räthselhaft, zumal da sie höchst sonderbaren, zum Theil rasch vor sich gehenden Veränderungen unterworfen sind. Während bisweilen bei sehr klarer Luft an einem Abende sehr deutlich ein Canal als einfache gerade Linie erscheint, nimmt er am folgenden Abende ein mehr verwaschenes Aussehen an und theilt sich, bisweilen in wenigen Stunden, deutlich in zwei genau parallel laufende Striche, von denen bisweilen einer, bisweilen aber auch gar keiner völlig mit dem früher einfach gesehenen Canal der Lage nach zusammenfällt. Später erscheint der Canal dann wieder einfach wie vorher. Wir müssen gestehen, dass bisher durchaus keine plausiblen Erklärungen über die Ursachen der beschriebenen Phänomene haben aufgestellt werden können, da auf der Erde keine irgendwie analogen Erscheinungen stattfinden.

Aus der Grösse der Polarflecken können wir, unter der Voraussetzung, dass sie wirklich aus Schnee- und Eismassen bestehen, den Schluss ziehen, dass die Temperaturverhältnisse auf dem Mars nicht sehr wesentlich von denjenigen auf der Erde abweichen, trotz der grösseren Entfernung des Planeten von der Sonne, was möglicherweise durch eine

höhere und dichtere Atmosphäre bewirkt wird, welche die Ausstrahlung der durch die Sonne erwärmten Theile der Oberfläche verringert. Die chemische Beschaffenheit der Atmosphäre scheint von derjenigen der Erde nicht wesentlich verschieden zu sein, und zeigt nach Vogel's Untersuchungen in dem rothen Theile des Spectrums ähnliche Absorptionsstreifen.

Der Durchmesser des Mars beträgt 6770 km, während der Aequatordurchmesser der Erde beinahe doppelt so gross ist. Seine Masse ist nur 0,1 der Erdmasse, seine Dichtigkeit 0,7 der Dichtigkeit der Erde und die Schwere am Aequator 0,4 der Schwere am Erdäquator.

Bis zum Jahre 1877 war noch kein Satellit des Mars aufgefunden, obgleich vielfach danach gesucht war, und zwar lag die Ursache dieses negativen Resultates, wie sich seitdem gezeigt hat, in der unzureichenden optischen Kraft der benutzten Instrumente. Während der besonders günstigen Opposition des Jahres 1877 fand A. Hall in Washington zwei Monde des Mars, von denen weiter unten die Rede sein wird.

60 **Jupiter.** Die Entfernung des Jupiter von der Sonne variirt zwischen 738 und 813 Millionen Kilometer. Der Erde nähert er sich bis auf 586 Millionen und entfernt sich von ihr bis auf 964 Millionen Kilometer.

Der scheinbare Durchmesser des Jupiter ist 49 Secunden zur Zeit der Opposition, aber nur 30" zur Zeit der Conjunction.

Jupiter ist sehr stark abgeplattet; der Polardurchmesser ist um $\frac{1}{14}$ kleiner als der Aequatordurchmesser, welcher 141 700 km beträgt, also ungefähr 11mal grösser ist, als der Durchmesser der Erde.

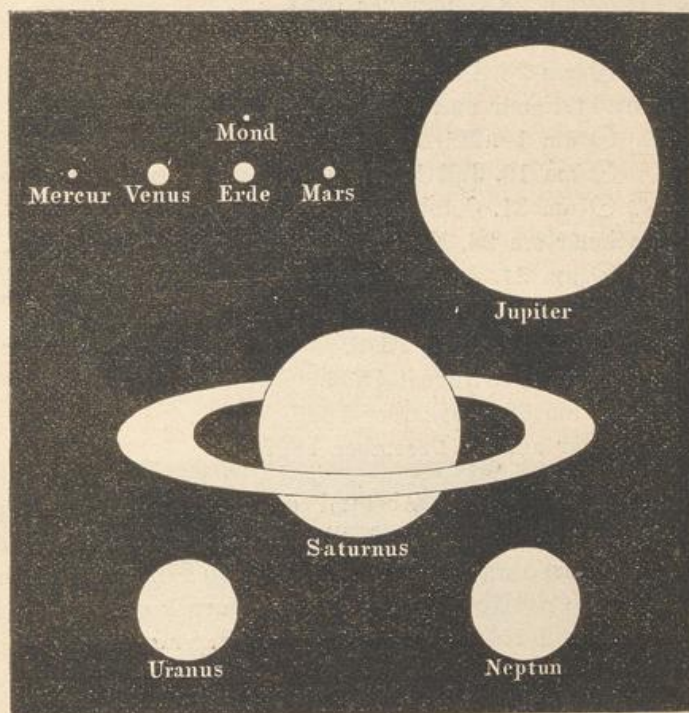
Jupiter ist unter allen Planeten der grösste; sein Grössenverhältniss zur Sonne ist bereits durch Fig. 77 auf Seite 125 anschaulich gemacht worden; in gleicher Weise dient Fig. 98 dazu, das Grössenverhältniss des Jupiter zu den übrigen Planeten zu versinnlichen. Man sieht aus dieser Figur, dass der Grösse nach auf den Jupiter der Saturn und auf diesen Neptun und Uranus folgen. Venus und Erde sind nahe gleich gross, Mars ist weit kleiner, Mercur kaum grösser als unser Mond.

Die Masse des Jupiter ist $\frac{1}{1050}$ der Sonnenmasse, und 309mal so gross wie die Masse der Erde. Die Schwere am Aequator ist bei ihm $2\frac{1}{4}$ mal so gross wie auf der Erde; seine Dichtigkeit ist nur 0,24 der mittleren Dichtigkeit der Erde, übersteigt demnach nur wenig die Dichtigkeit des Wassers (0,18).

Mit guten Fernrohren beobachtet man auf der Jupiterscheibe parallele dunkle Streifen, deren Gestalt und Lage ziemlich veränderlich ist. Gewöhnlich sind zwei solcher Streifen gegen die Mitte der Scheibe hin besonders deutlich. Ausserdem beobachtet man oft noch Flecken, welche nach einiger Zeit wieder verschwinden. Tab. XIII zeigt das Ansehen des Jupiter, wie derselbe von Warren de la Rue am 2. Januar 1835 beobachtet wurde.

Aus der Beobachtung der Flecken ergibt sich, dass sich Jupiter mit grosser Geschwindigkeit um seine Axe dreht, und zwar vollendet er seine Axendrehung in 9 Stunden 56 Minuten. Die oben besprochenen Streifen sind dem Aequator des Jupiter parallel, welcher nur einen Winkel von 3° mit der Ebene der Jupitersbahn macht, woraus sich ergibt,

Fig. 98.



dass der Wechsel der Jahreszeiten auf diesem Planeten kaum merklich sein kann.

Die bedeutende Abplattung des Jupiter ist eine Folge seiner raschen Axendrehung.

Jupiter wird von fünf Trabanten umkreist, deren nähere Betrachtung weiter unten folgt.

Die nächsten Sichtbarkeitsperioden des Jupiter. Jupiter (wie alle oberen Planeten) ist in den Abendstunden in der Zeit zwischen der Quadratur vor und der Quadratur nach der Opposition sichtbar.

Am 23. August 1893 kommt $\square \odot$; er geht um diese Zeit ungefähr um 10 Uhr Abends auf und culminirt um 6 Uhr Morgens. Am 20. September wird er stationär, kommt am 18. November mit der Sonne in Opposition und geht ungefähr um 4^h Nachmittags auf. Am 15. Januar 1894 wird Jupiter wieder stationär, kommt dann am 11. Februar in

Quadratur mit der Sonne, so dass er etwa sechs Stunden nach der Sonne culminirt; er ist also einige Stunden am Abendhimmel sichtbar.

Nachdem Jupiter Mitte Januar 1894 wieder rechtläufig geworden ist, verschwindet er im Laufe des April in den Strahlen der Sonne, um dann ein grosses Stück seiner Bahn unsichtbar zu durchlaufen und bis zum Juli unsichtbar zu bleiben. Am 4. Juni kommt ♃ ☉. Ferner kommt

- ♃ ☉ am 28. September 1894,
- ♃ wird stationär und rückläufig am 24. October 1894,
- ♃ ♁ ☉ am 23. December 1894,
- ♃ wird stationär und dann rechtläufig am 20. Februar 1895,
- ♃ ☉ am 18. März 1895,
- ♃ ☉ am 10. Juli 1895,
- ♃ ☉ am 31. October 1895,
- ♃ stationär am 26. November 1895,
- ♃ ♁ ☉ am 24. Januar 1896,
- ♃ stationär am 25. März 1896,
- ♃ ☉ am 19. April 1896,
- ♃ ♁ ☉ am 12. August 1896,
- ♃ ☉ am 30. November 1896,
- ♃ stationär am 26. December 1896.

62 **Saturn.** Der grösste Abstand dieses Planeten von der Sonne beträgt 1500, sein kleinster 1344 Millionen Kilometer. Seine Entfernung von der Erde wechselt zwischen 1192 und 1655 Millionen Kilometer.

Der scheinbare Durchmesser der Saturnskugel variirt zwischen 20" (Opposition) und 15" (Conjunction), der wahre Durchmesser des Saturn aber beträgt 119 300 km. Er ist also ungefähr 9mal so gross als der Durchmesser der Erde.

Die siderische Umlaufszeit des Saturn beträgt 29 Jahre 166 Tage 23,66 Stunden.

Seine Abplattung beträgt ungefähr $\frac{1}{9}$ des Aequatordurchmessers.

Saturn zeigt ähnliche Streifen wie der Jupiter, nur sind sie nicht so deutlich. Aus der Beobachtung einzelner Flecken hat man geschlossen, dass die Umdrehung um die Axe in $10^h 16^m$ vollendet wird. Die Ebene des Saturnsäquators macht einen Winkel von $28^{\circ} 40'$ mit seiner Bahn.

Die Masse des Saturn ist $\frac{1}{3530}$ der Sonnenmasse, und 92mal so gross wie die Erdmasse. Seine mittlere Dichtigkeit ist ausserordentlich gering, und beträgt nur 0,13 der mittleren Dichtigkeit der Erde, erreicht also noch nicht diejenige des Wassers. Wegen dieser geringen Dichtigkeit und des grossen Volumens ist die Schwere am Aequator nur 0,89 der Schwere am Aequator der Erde.

Vor allen anderen Planeten ist Saturn durch einen Ring ausgezeichnet, welcher in der Ebene des Saturnsäquators freischwebend den Planeten umgibt. Tab. XIV stellt den Saturn mit seinem Ringe dar, wie ihn

sehr gute und stark vergrößernde Fernrohre zeigen. Dieser Ring ist ziemlich breit und dabei sehr dünn.

Die grosse Axe des Saturnsringes erscheint uns zur Zeit der Opposition ungefähr unter einem Winkel von 47 Secunden.

Mit blossem Auge ist diese merkwürdige Erscheinung nicht wahrnehmbar, und die ersten Astronomen, welche den Saturn durch Fernrohre

Fig. 99.

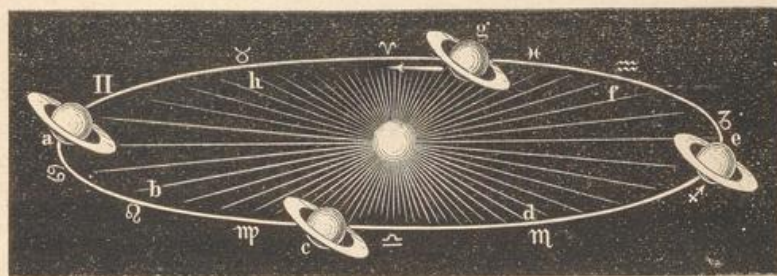


beobachteten, konnten über das wahre Wesen derselben noch nicht ins Reine kommen. Fig. 99 stellt die Abbildung dar, welche Galiläi vom Saturn gab und der ihn *tergeminum* oder *tricorporeum* nannte.

Hevel stellte den Saturn als gleichsam mit zwei Henkeln versehen dar; erst Huyghens kam auf die richtige Vorstellung.

Der Anblick, welchen uns der Saturnsring darbietet, ist keineswegs stets derselbe; denn die Umdrehungsaxe des Saturn behält im Weltraume stets dieselbe Richtung, wie dies ja auch bei der Erdaxe der Fall ist, folglich wird die Ebene des Saturnsringes parallel mit sich selbst verschoben, wie dies Fig. 100 dargestellt ist.

Fig. 100.



Wenn die heliocentrische Länge des Saturn ungefähr 344° ist, wenn er also ungefähr in der Mitte des Zeichens der Fische sich befindet (bei *g*, Fig. 100), so liegt die Sonne in der verlängerten Ringebene; von der Sonne aus gesehen wird also der Ring des Saturn zur Linie verkürzt erscheinen. Bewegt sich nun der Planet in der Richtung des Pfeiles weiter, so wird man alsbald von der Sonne aus auf die Nordseite des Ringes sehen können; er erscheint zunächst als eine flache Ellipse, deren kleine Axe mehr und mehr wächst, bis sie endlich ihr Maximum erreicht, wenn Saturn ungefähr in der Mitte des Zeichens der Zwillinge, also bei *a*, Fig. 100, steht.

Der Ring verschwindet wieder, wenn Saturn im Zeichen der Jungfrau steht; er erscheint wieder in seiner grössten Breite, wenn der Planet in der Mitte des Zeichens des Schützen angelangt ist.

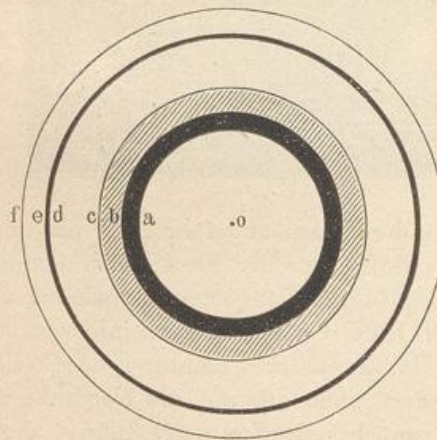
Die Erde steht der Sonne im Verhältniss zum Halbmesser der Saturnsbahn so nahe, dass von ihr aus der Saturnsring fast ebenso gesehen wird, wie er von der Sonne aus gesehen erscheint.

Da die siderische Umlaufszeit des Saturn fast 30 Jahre beträgt, so wird einem vollständigen Cyclus der Ringgestalten ein Zeitraum von 30 Jahren entsprechen.

Fig. 1 und Fig. 2 auf Tab. 7 stellen die wesentlichsten Veränderungen der Ringgestalt während eines Umlaufs des Saturn dar, und zwar mit Angabe der Jahre, in welchen er diese Gestalten im astronomischen (umkehrenden) Fernrohre zeigte oder zeigen wird. Im Jahre 1870 erschien der Ring so ziemlich in seiner grössten Breite; im Jahre 1877 erschien er uns zur Linie verkürzt und von da an bis 1892, wo der Ring abermals verschwand, sahen wir auf seine südliche Fläche. Von dieser Zeit an wird die nördliche Fläche sichtbar sein.

Eine Rotation des Saturnsrings um eine auf seiner Ebene senkrechte Axe ist zwar durch Beobachtungen bisher nicht sicher nachgewiesen, sie muss aber stattfinden, wie theoretisch nachgewiesen ist, weil sonst nur ein labiles Gleichgewicht des Ringes stattfinden kann, welches durch die geringste äussere Kraft aufgehoben wird. Laplace hat ferner gezeigt, dass der Ring, wenn er aus einem festen Stoffe besteht, keine völlig symmetrische Figur und homogene Masse haben kann, weil sonst ebenfalls nur ein labiles Gleichgewicht stattfindet, er führte aber seine Untersuchungen nicht so weit aus, um nachzuweisen, ob bei unsymmetrischer und unhomogener Masse ein stabiles Gleichgewicht vorhanden sei. In neuerer Zeit ist man mehr zu der Ansicht gekommen, dass der Ring aus einer grossen Anzahl äusserst kleiner Körper (Satelliten) besteht, welche selbstständige Bahnen um den Planeten beschreiben, so dass also die Rotationsgeschwindigkeit der einzelnen Theile des Ringes, je nach ihrer grösseren und geringeren Entfernung vom Planeten, eine sehr verschiedene sein muss.

Fig. 101.



Schon Cassini fand, dass der Ring durch eine dunkle Linie getheilt ist, so dass er also

wahrscheinlich aus zwei getrennten concentrischen Ringen besteht. Später hat man noch mehr Theilungen bemerkt, zu Zeiten sind sie aber wieder verschwunden, dagegen befindet sich zwischen dem Planeten und dem hellen Theile des Ringes ein mehr dunkler, anscheinend halb durchsichtiger Theil.

Die Masse des Ringes ist sehr gering, wie sich aus seiner Anziehung auf die Satelliten des Saturn nachweisen lässt. Unter der Voraussetzung einer gleichen Dichtigkeit mit Saturn fand Bessel, dass die Dicke des

Ringes nur etwa 200 km betragen kann. — Die Dimensionen des Ringes fand Struve folgendermaassen (s. Fig. 101):

		Kilometer
Aeusserer Halbmesser des äusseren Ringes . . .	<i>of</i> 20,06"	138 200
Innerer " " " " . . .	<i>oe</i> 17,76	122 400
Aeusserer " " mittleren " . . .	<i>od</i> 17,26	118 900
Innerer " " " " . . .	<i>oc</i> 12,64	87 100
" " " inneren (dunkl.) Ringes	<i>ob</i> 10,61	73 110
Aequatorealhalbmesser des Planeten	<i>oa</i> 9,00	62 020

Die obigen Winkelwerthe beziehen sich auf die mittlere Entfernung des Saturn von der Erde = 9,539 Erdbahnhalbmesser.

Bis jetzt hat man acht Saturnstrabanten entdeckt.

Die nächsten Oppositionsperioden des Saturn. Die 63 scheinbaren Bahnen des Saturn haben grosse Aehnlichkeit mit denen des Jupiter, nur sind die Schleifen und der Abstand zweier auf einander folgenden Schleifen kleiner als beim Jupiter. Der in rückläufiger Richtung zurückgelegte Weg beträgt ungefähr 7° und der Abstand von einem Wendepunkte bis zum gleichnamigen Wendepunkte des nächsten Jahres beträgt gegen 13° .

Für die nächsten Erscheinungen des Saturn haben wir folgende Data:

- ♄ ☉ am 11. April 1894,
- ♄ wird stationär und rechtläufig am 20. Juni,
- ♄ ☽ am 11. Juli,
- ♄ ☽ am 21. October,
- ♄ ☽ am 21. Januar 1895,
- ♄ stationär am 15. Februar (R. A. $14^h 23^m$, Decl. $11^\circ 31' s$),
- ♄ ☽ am 24. April,
- ♄ stationär am 5. Juli (R. A. $13^h 57^m$, Decl. $9^\circ 19' s$),
- ♄ ☽ am 24. Juli,
- ♄ ☽ am 2. November,
- ♄ ☽ am 14. Februar 1896,
- ♄ stationär am 27. Februar (R. A. $15^h 9^m$, Decl. $15^\circ 11' s$),
- ♄ ☽ am 5. Mai,
- ♄ stationär am 16. Juli (R. A. $14^h 43^m$, Decl. $13^\circ 21' s$),
- ♄ ☽ am 4. August,
- ♄ ☽ am 13. November.

Uranus. Wir haben bis jetzt nur diejenigen Planeten betrachtet, 64 welche mit blossem Auge sichtbar sind. Selbst nachdem die Fernrohre erfunden waren, dauerte es noch geraume Zeit, bis sie zur Entdeckung neuer Planeten führten.

Am 13. März 1781 beobachtete Herschel im Bilde der Zwillinge einen Stern, der sich durch einen merklichen Durchmesser auszeichnete und schon am nächsten Abend eine kleine Ortsveränderung zeigte. Es stellte

sich durch fortgesetzte Beobachtung dieses Sternes alsbald heraus, dass er ein Planet sei, welcher noch jenseits der Saturnsbahn um die Sonne kreist.

Nach Bode's Vorschlag wurde der neue Planet Uranus (δ) genannt; von den Engländern wurde er lange Zeit mit dem Namen Herschel bezeichnet.

Uranus erscheint höchstens als ein Stern sechster Grösse, und nur durch stärkere Fernrohre erscheint sein Durchmesser gross genug, um ihn von einem Fixsterne zu unterscheiden.

Die siderische Umlaufszeit des Uranus beträgt 84 Jahre 7 Tage 9 Stunden 21,6 Minuten. Seine mittlere Entfernung von der Sonne ist 19,18mal so gross als der Abstand der Erde von der Sonne oder 2864 Millionen Kilometer. Die Excentricität seiner Bahn ist 0,0464.

Die Neigung seiner Bahn ist nur 46,4'; die Länge des aufsteigenden Knotens $73^{\circ} 14' 38''$; die Länge des Periheliums ist $170^{\circ} 38' 49''$.

In seiner Erdnähe ist sein scheinbarer Durchmesser 4,3'' und daraus ergiebt sich, dass sein wahrer Durchmesser gleich 50 300 km ist.

Zwei auf einander folgende Oppositionen des Uranus sind am Himmel nur um $4\frac{1}{2}$ Grad von einander entfernt.

Die Masse des Uranus ist $\frac{1}{24\ 000}$ der Sonnenmasse, und 13,52mal so gross wie die Masse der Erde. Seine Dichtigkeit ist 0,23 der Dichtigkeit der Erde und nahe gleich der Dichtigkeit des Jupiter. Die Schwere auf der Oberfläche des Uranus ist 0,91 der Schwere am Aequator der Erde.

Uranus hat keine merkliche Abplattung, und seine Rotationszeit ist unbekannt, da deutliche Flecken auf seiner Oberfläche bisher noch nicht bemerkt sind. Er hat vier Trabanten, welche später näher betrachtet werden sollen.

65 Neptun. Zu den schönsten Triumphen der Wissenschaft gehört die Entdeckung des Neptun (Υ), welcher noch jenseits des Uranus um die Sonne kreist. Die Entdeckungsgeschichte dieses Planeten können wir erst später besprechen, wenn von der gegenseitigen Massenanziehung der Planeten die Rede sein wird. Die halbe grosse Axe seiner Bahn ist ungefähr 30,05 Erdweiten und seine Umlaufszeit 164,8 Jahre. Die Neigung der Bahn beträgt $46' 21''$, die Länge des aufsteigenden Knotens $130^{\circ} 7' 32''$, die Länge des Periheliums $43^{\circ} 17' 30''$.

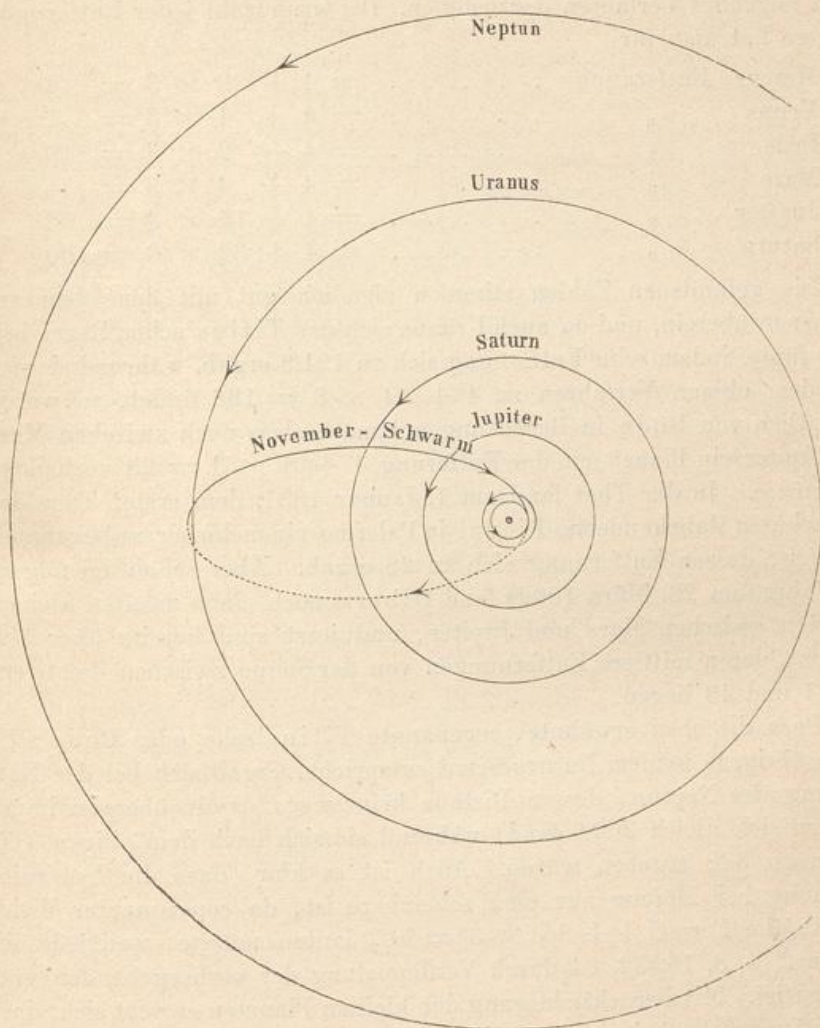
Neptun erscheint ungefähr wie ein Stern achter Grösse; in jedem Jahre rückt er am Himmel nicht ganz um 2° voran. Sein scheinbarer Durchmesser ist ungefähr 2,5''; demnach wäre sein wahrer Durchmesser ungefähr 62 000 Kilometer, während sein Abstand von der Sonne 4487 Millionen Kilometer beträgt. Seine Masse ist $\frac{1}{14\ 400}$ der Sonnenmasse und 22,53mal so gross wie die Erdmasse. Die Dichtigkeit ist 0,25 der mittleren Dichtigkeit der Erde, also ähnlich wie die Dichtigkeit des Ju-

pter und Uranus. Die Rotationszeit ist unbekannt, und eine Abplattung hat bisher nicht bemerkt werden können.

Auch ein Trabant des Neptun ist bereits aufgefunden worden.

Fig. 102 stellt die Bahnen der oberen Planeten in ihrem richtigen Grössenverhältniss dar. Der innerste kleine Kreis stellt die Erd-

Fig. 102.



bahn, der darauf folgende aber die Marsbahn dar. Von der in Fig. 102 gezeichneten elliptischen Bahn, deren Perihel die Erdbahn und deren Aphel fast die Uranusbahn tangirt, wird später die Rede sein.

Die kleinen Planeten oder Asteroiden. Wenn man die 66 Abstände der älteren Planeten von der Sonne aufmerksam betrachtet, so findet man zwischen Mars und Jupiter eine bedeutende Lücke, die schon

Kepler auffiel. Setzt man nämlich die Entfernung der Erde von der Sonne gleich zeh'n, so finden sich die Entfernungen der älteren Planeten folgendermaassen:

Mercur	Venus	Erde	Mars	Jupiter	Saturn
3,9	7,2	10,0	15,2	52,0	95,4

Der Wittenberger Professor Titius suchte im Jahre 1766 diese Zahlen durch folgendes Verfahren darzustellen. Die Grundzahl jeder Entfernung ist 4, so hat man für

Mercur Entfernung	= 4 + 0 × 3 = 4
Venus	"	= 4 + 1 × 3 = 7
Erde	"	= 4 + 2 × 3 = 10
Mars	"	= 4 + 4 × 3 = 16
Jupiter	"	= 4 + 16 × 3 = 52
Saturn	"	= 4 + 32 × 3 = 100

Die gefundenen Zahlen stimmen ziemlich gut mit den oben angegebenen überein, und da auch Uranus sich der Titius'schen Regel beiläufig fügte, indem seine Entfernung sich zu 191,9 ergab, während sie sich nach dem obigen Verfahren zu $4 + 64 \times 3 = 196$ findet, so wurde namentlich von Bode in Berlin angenommen, dass noch zwischen Mars und Jupiter ein Planet mit der Entfernung $4 + 8 \times 3 = 28$ vorhanden sein müsse. In der That fand am 1. Januar 1801, dem ersten Tage des neunzehnten Jahrhunderts, Piazzi in Palermo einen bisher unbekanntem Planeten, dessen Entfernung sich zu 28 ergab. Aber schon im folgenden Jahre (am 28. März 1802) fand Olbers noch einen zweiten kleinen Planeten zwischen Mars und Jupiter, und jetzt sind bereits über 300 bekannt, deren mittlere Entfernungen von der Sonne zwischen den Grenzen 21 und 43 liegen.

Dass die oben erwähnte, sogenannte Titius'sche oder Bode'sche Reihe übrigens keinem Naturgesetze entspricht, ergab sich bei der Entdeckung des Neptun, dessen Distanz keineswegs damit übereinstimmt, sondern sich gleich 300,6 fand, während sie sich nach dem obigen Verfahren zu 388 ergeben würde. Auch ist es klar, dass die Uebereinstimmung bei Mercur nur eine scheinbare ist, da consequenter Weise für ihn die Formel $4 + \frac{1}{2} \times 3 = 5\frac{1}{2}$ lauten müsste, weil jede der Zahlen 2, 4, 8, 16, 32, 64 durch Verdoppelung der vorhergehenden entstanden ist. Mit Berücksichtigung der kleinen Planeten ergibt sich, dass die Distanzen der bei weitem meisten Planeten nicht in die Titius'sche Reihe passen, und es ist demnach nur als ein Spiel des Zufalles anzusehen, dass die zuerst entdeckten Planeten damit ungefähr übereinstimmten.

Die bis zum Anfange des Jahres 1893 aufgefundenen kleinen Planeten waren folgende:

1. Ceres.	4. Vesta.	7. Iris.	10. Hygiea.
2. Pallas.	5. Asträa.	8. Flora.	11. Parthenope.
3. Juno.	6. Hebe.	9. Metis.	12. Victoria.

- | | | | |
|-----------------|------------------|------------------|-------------------|
| 13. Egeria. | 58. Concordia. | 101. Helena. | 146. Lucina. |
| 14. Irene. | 59. Olympia (El- | 102. Miriam. | 147. Protogeneia. |
| 15. Eunomia. | pis). | 103. Hera. | 148. Gallia. |
| 16. Psyche. | 60. Danaë. | 104. Clymene. | 149. Medusa. |
| 17. Thetis. | 61. Echo. | 105. Artemis. | 150. Nuwa. |
| 18. Melpomene. | 62. Erato. | 106. Dione. | 151. Abundantia. |
| 19. Fortuna. | 63. Ausonia. | 107. Camilla. | 152. Atala. |
| 20. Massalia. | 64. Angelina. | 108. Hecuba. | 153. Hilda. |
| 21. Lutetia. | 65. Maximiliana | 109. Felicitas. | 154. Bertha. |
| 22. Calliope. | (Cybele). | 110. Lydia. | 155. Scylla. |
| 23. Thalia. | 66. Maja. | 111. Ate. | 156. Xanthippe. |
| 24. Themis. | 67. Asia. | 112. Iphigenia. | 157. Dejanira. |
| 25. Phocäa. | 68. Leto. | 113. Amalthea. | 158. Koronis. |
| 26. Proserpina. | 69. Hesperia. | 114. Cassandra. | 159. Aemilia. |
| 27. Euterpe. | 70. Panopea. | 115. Thyra. | 160. Una. |
| 28. Bellona. | 71. Niobe. | 116. Sirona. | 161. Athor. |
| 29. Amphitrite. | 72. Feronia. | 117. Lomia. | 162. Laurentia. |
| 30. Urania. | 73. Clytia. | 118. Peitho. | 163. Erigone. |
| 31. Euphrosyne. | 74. Galatea. | 119. Althaea. | 164. Eva. |
| 32. Pomona. | 75. Eurydice. | 120. Lachesis. | 165. Loreley. |
| 33. Polyhymnia. | 76. Freia. | 121. Hermione. | 166. Rhodope. |
| 34. Circe. | 77. Frigga. | 122. Gerda. | 167. Urda. |
| 35. Leucothea. | 78. Diana. | 123. Brunhild. | 168. Sibylla. |
| 36. Atalante. | 79. Eurynome. | 124. Alceste. | 169. Zelia. |
| 37. Fides. | 80. Sappho. | 125. Liberatrix. | 170. Maria. |
| 38. Leda. | 81. Terpsichore. | 126. Velleda. | 171. Ophelia. |
| 39. Lätitia. | 82. Alcmene. | 127. Johanna. | 172. Baucis. |
| 40. Harmonia. | 83. Beatrix. | 128. Nemesis. | 173. Ino. |
| 41. Daphne. | 84. Clio. | 129. Antigone. | 174. Phaedra. |
| 42. Isis. | 85. Jo. | 130. Electra. | 175. Andromache. |
| 43. Ariadne. | 86. Semele. | 131. Vala. | 176. Idunna. |
| 44. Nysa. | 87. Sylvia. | 132. Aethra. | 177. Irma. |
| 45. Eugenia. | 88. Thisbe. | 133. Cyrene. | 178. Belisana. |
| 46. Hestia. | 89. Julia. | 134. Sophrosyne. | 179. Klytem- |
| 47. Aglaja. | 90. Antiope. | 135. Hertha. | nestra. |
| 48. Doris. | 91. Aegina. | 136. Austria. | 180. Garumna. |
| 49. Pales. | 92. Undina. | 137. Meliboea. | 181. Eucharis. |
| 50. Virginia. | 93. Minerva. | 138. Tolosa. | 182. Elsa. |
| 51. Nemausa. | 94. Aurora. | 139. Juewa. | 183. Istria. |
| 52. Europa. | 95. Arethusa. | 140. Siwa. | 184. Dejopeja. |
| 53. Calypso. | 96. Aegle. | 141. Lumen. | 185. Eunike. |
| 54. Alexandra. | 97. Clotho. | 142. Polana. | 186. Celuta. |
| 55. Pandora. | 98. Janthe. | 143. Adria. | 187. Lamberta. |
| 56. Melete. | 99. Dike. | 144. Vibia. | 188. Menippe. |
| 57. Mnemosyne. | 100. Hekate. | 145. Adeona. | 189. Phthia. |

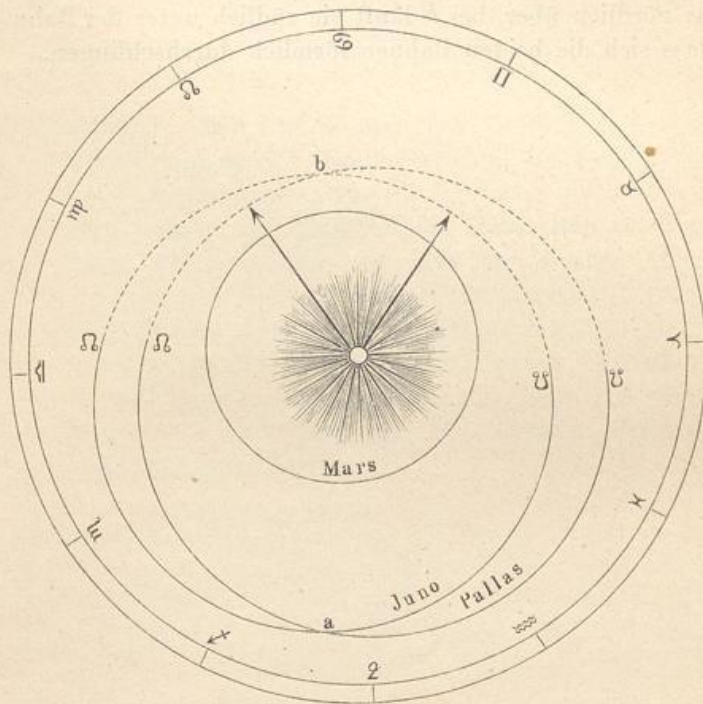
190. Ismene.	231. Vindobona.	272. Antonia.	313. Chaldaea.
191. Kolga.	232. Russia.	273. Atropos.	314. Rosalia.
192. Nausikaa.	233. Asterope.	274. Philagoria.	315. Constantia.
193. Ambrosia.	234. Barbara.	275. Sapiencia.	316. Goberta.
194. Prokne.	235. Carolina.	276. Adelheid.	317. Roxane.
195. Eurykleia.	236. Honoria.	277. Elvira.	318.
196. Philomela.	237. Coelestina.	278. Paulina.	319.
197. Arete.	238. Hypatia.	279. Thule.	320. Katharina.
198. Ampella.	239. Adrastea.	280. Philia.	321.
199. Byblis.	240. Vanadis.	281. Lucretia.	322. Phaeo.
200. Dynamene.	241. Germania.	282. Clorinde.	323. Brucia.
201. Penelope.	242. Kriemhild.	283. Emma.	324.
202. Chryseis.	243. Ida.	284. Amelia.	325. Heidelberga.
203. Pompeja.	244. Sita.	285. Regina.	326. Tamara.
204. Kallisto.	245. Vera.	286. Icelea.	327. Columbia.
205. Martha.	246. Asporina.	287. Nephthys.	328. Gudrun.
206. Hersilia.	247. Eukrate.	288. Glauke.	329. Svea.
207. Hedda.	248. Lameia.	289. Nenetta.	330. Ilmatar.
208. Lacrimosa.	249. Ilse.	290. Bruna.	331.
209. Dido.	250. Bettina.	291. Alice.	332.
210. Isabella.	251. Sophia.	292. Ludovica.	333. Badenia.
211. Isolda.	252. Clementina.	293. Brasilia.	334.
212. Medea.	253. Mathilde.	294. Felicia.	335. Roberta.
213. Lilaea.	254. Augusta.	295. Theresia.	336.
214. Aschera.	255. Oppavia.	296. Phaëtasa.	337.
215. Oenone.	256. Walpurga.	297. Caecilia.	338.
216. Kleopatra.	257. Silesia.	298. Baptistina.	339.
217. Eudora.	258. Tyche.	299. Thora.	340.
218. Bianca.	259. Aletheia.	300. Geraldina.	341.
219. Thusnelda.	260. Huberta.	301. Bavaria.	342.
220. Stephania.	261. Prymno.	302. Clarissa.	343.
221. Eos.	262. Valda.	303. Josephina.	344.
222. Lucia.	263. Dresda.	304. Olga.	345.
223. Rosa.	264. Libussa.	305. Gordonia.	346.
224. Oceana.	265. Anna.	306. Unitas.	347.
225. Henrietta.	266. Aline.	307. Nike.	348.
226. Weringia.	267. Tirza.	308. Polyxo.	349. Dembowska.
227. Philosophia.	268. Adorea.	309. Fraternitas.	350.
228. Agathe.	269. Justitia.	310. Margarita.	351.
229. Adelinda.	270. Anahita.	311. Claudia.	352.
230. Athamantis.	271. Penthesilea.	312. Pierretta.	353.

Alle diese Planeten sind teleskopisch mit Ausnahme der Vesta, welche bisweilen dem blossen Auge sichtbar wird. Bei keinem der kleinen Planeten ist es gelungen, den scheinbaren Durchmesser mit Sicherheit zu messen.

Je kleiner nämlich der scheinbare Durchmesser der Gestirne wird, desto störender wirkt die Irradiation auf eine genaue Messung desselben man kann deshalb nicht hoffen, den wahren Durchmesser der Asteroiden durch eine Messung des scheinbaren Durchmessers zu ermitteln. Eine andere, später zu besprechende Methode, den wahren Durchmesser der Asteroiden zu berechnen, ergibt sich aus einer photometrischen Vergleichung derselben. Nach dieser Methode ergibt sich für die Vesta ein Durchmesser von 500 und für die kleinsten der bisher entdeckten Asteroiden ein Durchmesser von etwa 5 km.

Unter diesen kleinen Planeten hat (323) Brucia den kleinsten und (279) Thule den grössten mittleren Abstand von der Sonne; ersterer ist

Fig. 103.



2,16, letzterer 4,26, wenn man den mittleren Abstand der Erde von der Sonne gleich 1 setzt.

Die Bahnen dieser kleinen Planeten sind meistens sehr stark excentrisch; so ist z. B. die Excentricität der Iris 0,227, die der Juno 0,255, die der Pallas 0,242, die der Aethra 0,383. Die geringste Excentricität 0,012 hat die Bahn der Iclea. In Folge der grossen Excentricität einzelner kleiner Planeten, wie z. B. der Aethra, können sie in ihrer Sonnennähe bis innerhalb der Marsbahn gelangen, andere können sich der Bahn des Jupiter bis auf verhältnissmässig geringe Entfernungen nähern.

Die Neigung der Bahn gegen die Ekliptik ist bei den kleinen Planeten häufig sehr beträchtlich; sie ist z. B.

für Flora . . .	5° 53'	für Juno . . .	13° 2'
„ Ceres . . .	10 37	„ Pallas . . .	34 44.

Deshalb entfernen sich auch die scheinbaren Bahnen der Planetoiden oft sehr weit von der Ekliptik; so durchlief z. B. Pallas im Jahre 1852 vom 27. Grade südlicher Declination an die Sternbilder Eridanus, Orion, kleiner Hund, Wasserschlange, Sextant und Jungfrau.

Aus den angegebenen Verhältnissen ersieht man schon, dass die Bahnen des kleinen Planeten sich nicht einander einschliessen können, wie z. B. die Bahn der Venus die des Mercur, und die Bahn der Erde wieder die der Venus einschliesst, sondern es finden mannigfache Verschlingungen dieser Bahnen statt, wie man aus Fig. 103 (a. v. S.) sieht, welche die Bahnen der Juno und der Pallas darstellt. Bei *a* läuft die Bahn der Pallas nördlich über, bei *b* läuft sie südlich unter der Bahn der Juno her, so dass sich die beiden Bahnen förmlich durchschlingen.

Fünftes Capitel.

Die Satelliten.

Die Trabanten. Mit dem Namen der Trabanten oder der 67 Satelliten bezeichnet man solche Himmelskörper, welche die Planeten nach denselben Gesetzen umkreisen, wie die Planeten selbst die Sonne, Himmelskörper also, welche die Planeten auf ihren Bahnen begleiten. Vor der Entdeckung der Fernrohre war nur ein einziger derartiger Satellit bekannt, nämlich der Mond, dessen Centrkörper die Erde ist. Zu den ersten Entdeckungen aber, welche Galilei mit dem neu erfundenen Fernrohre machte, gehört die, dass der Jupiter von vier Trabanten in ähnlicher Weise umkreist wird, wie die Erde von einem einzigen. Später wurden auch noch Trabanten des Saturn, des Uranus, des Neptun und des Mars entdeckt.

Scheinbare Bahn des Mondes. Nächst der Sonne ist für uns 68 unstreitig der Mond das wichtigste aller Gestirne. Wie die Sonne schreitet er in der Richtung von West nach Ost unter den Sternen des Thierkreises fort, aber weit rascher als die Sonne, indem er von einem Tage zum anderen fast um 13 Grade in der angegebenen Richtung vorrückt.

Fig. 3, Tab. 7 stellt die scheinbare Bahn des Mondes vom 1. bis zum 27. Januar 1855 dar. Man sieht zunächst daraus, dass der Mond stets rechtläufig ist und dass in seiner Bahn keine Schlingen und Schleifen vorkommen, wie wir sie bei den Planetenbahnen beobachten.

Die scheinbare Bahn des Mondes bildet (wenn man vor der Hand von kleinen Abweichungen absieht) einen grössten Kreis an der Himmelskugel, welcher die Ekliptik in zwei Punkten, den Knoten, schneidet. In unserer Figur sehen wir den aufsteigenden Knoten bei *c*, den niedersteigenden bei *d*.

Da die zweite Ungleichheit bei der scheinbaren Mondbewegung ganz fehlt, da letztere uns ebenso einfach erscheint, wie die Bewegung der verschiedenen Planeten von der Sonne aus gesehen, so folgern wir, dass

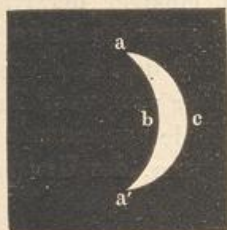
der Mond um die Erde kreist. Die siderische Umlaufszeit des Mondes, d. h. die Zeit, in welcher der Mond einen vollen Umlauf um die Erde vollendet, beträgt 27 Tage 7^h 43^m $11,5^s$.

Der Mond kommt mit der Sonne sowohl in Conjunction als auch in Opposition. Diese beiden Stellungen des Mondes zur Sonne werden mit dem gemeinschaftlichen Namen der Syzygien bezeichnet.

Die synodische Revolution oder die synodische Umlaufszeit des Mondes ist die Zeit, welche zwischen zwei auf einander folgenden Conjunctionen des Mondes und der Sonne verstreicht. Sie ist grösser als die siderische Umlaufszeit, denn während der Mond, von einer Conjunction mit der Sonne ausgehend, einen vollen Umlauf von 360° zurücklegt, ist die Sonne auch weiter nach Osten fortgerückt, der Mond muss also über die 360° hinaus sich noch weiter fortbewegen, um die Sonne wieder einzuholen. Die synodische Revolution des Mondes beträgt 29 Tage 12^h 44^m $2,8^s$.

69 **Phasen des Mondes.** Je nach den verschiedenen Stellungen des Mondes zur Sonne bietet er uns verschiedene Anblicke dar, welche man mit dem Namen der Phasen bezeichnet.

Fig. 104.



Der Mond selbst ist dunkel; das Licht, welches er uns zusendet, ist reflectirtes Sonnenlicht; der Anblick des Mondes muss sich also ändern, je nachdem er uns mehr die dunkle oder die erleuchtete Seite zuwendet. Befindet sich der Mond mit der Sonne in Conjunction, so ist er uns vollkommen unsichtbar, wenn er nicht gerade unmittelbar vor der Sonnenscheibe steht. Es ist dann Neumond. Alsbald entfernt sich der Mond nach Osten hin von der Sonne und erscheint uns nun als eine Sichel, Fig. 104, deren

Fig. 105.

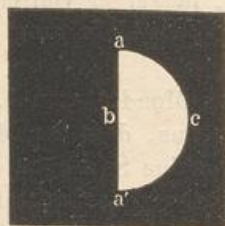


Fig. 106.

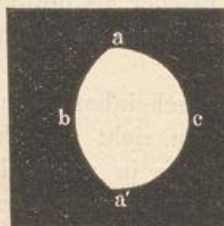


Fig. 107.



Wölbung gegen die Sonne, also gegen Westen gekehrt ist. Anfangs ist die Sichel ganz schmal; sie wird aber allmählich breiter und wenn der Mond in Quadratur ist, so erscheint er uns wie ein leuchtender Halbkreis, Fig. 105. Es findet dann das erste Viertel statt. Der erleuchtete Theil des Mondes wächst nun immer noch, Fig. 106, bis er uns endlich zur Zeit der Opposition als eine volle, kreisförmige, glänzende Scheibe erscheint, Fig. 107. Es ist dies der Vollmond.

Bald nach der Opposition nimmt der Mond auf der Westseite ab, Fig. 108, bis er in der zweiten Quadratur wieder nur halb erscheint, aber jetzt die gewölbte Seite nach Osten kehrend, Fig. 109. Es ist dies

Fig. 108.

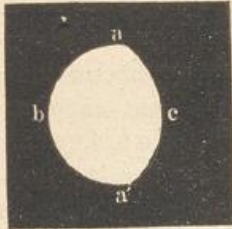


Fig. 109.

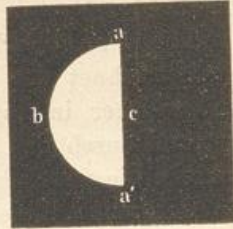
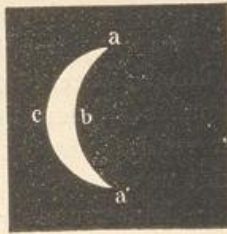
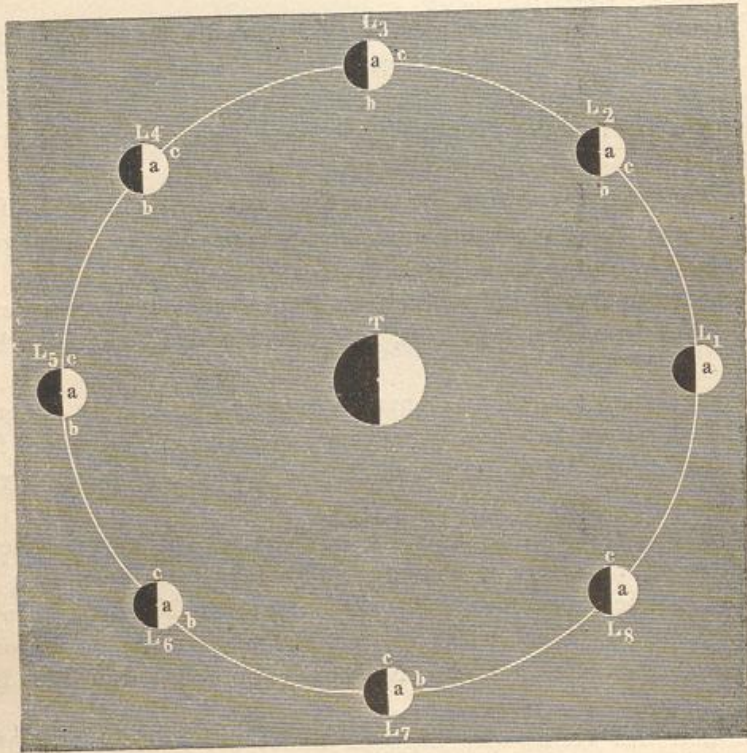


Fig. 110.



das letzte Viertel. Nun wird die Sichel, ihre Wölbung immer noch nach Osten kehrend, wieder schmaler und schmaler, Fig. 110, bis sie endlich zur Zeit des Neumondes wieder ganz verschwindet.

Fig. 111.



Der Zeitraum von einem Neumond bis zum nächsten wird mit dem Namen einer Lunation bezeichnet.

Es ist leicht, die Phasen des Mondes zu erklären. In Fig. 111 sei T die Erde, $L_1, L_2, L_3 \dots L_8$ der Mond in acht verschiedenen Stellungen, welche er während eines Umlaufes um die Erde passirt. Nehmen

wir an, die Sonne befände sich auf der rechten Seite unserer Figur und zwar in grosser Entfernung. Wenn der Mond sich in L_1 , also zwischen der Erde und der Sonne befindet, so wendet er der Erde seine dunkle Seite zu, wir haben Neumond; ist aber der Mond in die Stellung L_2 gelangt, so erscheint er uns in der Gestalt Fig. 104, denn in dieser Stellung ist der uns sichtbare Theil der erleuchteten Mondhälfte begrenzt durch den Halbkreis aca' (a bezeichnet den scheinbar höchsten Punkt des Mondes, a' den tiefsten, welcher in Fig. 111 nicht sichtbar ist, weil er vertical unter a liegt) und durch den Halbkreis aba' . Ersterer erscheint uns als voller Halbkreis, die westliche Grenze der Mondscheibe bildend; letzterer aber, die Ostgrenze bildend, zur Ellipse verkürzt, welche gleichfalls ihre Wölbung nach Westen kehrt.

Ist der Mond in die Stellung L_3 gelangt, so erscheint die westliche Grenze noch immer als ein voller Halbkreis. Der Halbkreis aba' aber, welcher auf der uns zugekehrten Mondhälfte Licht und Schatten scheidet, erscheint uns zur geraden Linie verkürzt; wir sehen also den Mond in der Gestalt Fig. 105.

Wird der Winkelabstand des Mondes von der Sonne noch grösser, kommt er in die Stellung L_4 , so erscheint uns nun die Grenzlinie aba' wieder elliptisch; aber die Wölbung jetzt nach Osten kehrend, während die westliche Grenze des Mondes noch immer ein voller Halbkreis ist, Fig. 106.

Zur Zeit der Opposition ist uns die ganz erleuchtete Hälfte des Mondes zugekehrt, er erscheint uns also als eine volle kreisförmige helle Scheibe.

Nach diesen Auseinandersetzungen hat es wohl keine Schwierigkeit mehr, die Mondgestalten Fig. 108, 109, 110 aus den Stellungen bei L_6 , L_7 und L_8 abzuleiten.

Wegen der so schnellen eigenen Bewegung des Mondes ändert sich auch die Zeit seines Auf- und Unterganges sehr rasch; an jedem folgenden Tage geht der Mond fast eine Stunde später auf, als am vorhergehenden.

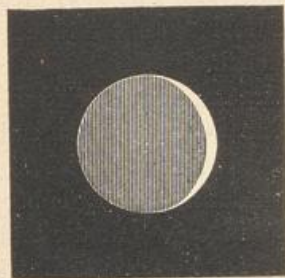
Die Stunden des Auf- und Unterganges des Mondes stehen mit seinen Phasen in engster Beziehung. Zur Zeit des Neumondes gehen Mond und Sonne zusammen auf und unter; der Mond ist also während des Tages — über, während der Nacht — unter dem Horizont, die Nächte sind zur Zeit des Neumondes nicht durch Mondschein erhellt.

Zur Zeit des Vollmondes dagegen findet der Aufgang des Mondes ungefähr zur Zeit des Sonnenunterganges statt; der Vollmond leuchtet uns also die ganze Nacht hindurch.

Zur Zeit des ersten Viertels culminirt der Mond ungefähr, wenn die Sonne untergeht, der Untergang des Mondes findet alsdann um Mitternacht statt; das erste Viertel glänzt also am westlichen Himmel in der ersten Hälfte der Nacht.

Zur Zeit des letzten Viertels findet der Aufgang des Mondes um Mitternacht statt, das letzte Viertel erhellt also die letzte Hälfte der Nacht.

Wenn der Mond der Conjunction sehr nahe ist, wenn er uns also nur als eine ganz schmale Sichel erscheint, so ist der Rest der Mondscheibe nicht völlig dunkel, sondern man sieht ihn durch einen schwachen aschfarbigen Schimmer erhellt, wie Fig. 112 andeutet.



Es ist dies nicht etwa ein dem Monde eigenthümliches Licht, sondern es rührt daher, dass zur Zeit des Neumondes die ganze von der Sonne erleuchtete Erdhälfte gerade dem Monde zugekehrt ist. Die Mondnacht ist zu dieser Zeit durch den vollen Erdschein erleuchtet.

Gestalt der Mondbahn. Der scheinbare Durchmesser ⁷⁰ des Mondes variirt zwischen 29' und 34', die Entfernung des Mondes von der Erde ist also veränderlich und ebenso ist auch die Winkelgeschwindigkeit des Mondes in seiner scheinbaren Bahn nicht gleichförmig. Unter genauer Berücksichtigung aller dieser Umstände ergibt sich, dass die Bahn des Mondes in Beziehung auf die Erde eine Ellipse ist; die Excentricität der Mondbahn beträgt ungefähr $\frac{1}{18}$ der halben grossen Axe.

Die Ebene der Mondbahn macht im Mittel einen Winkel von $5^{\circ} 9'$ mit der Ekliptik.

Die Bewegung des Mondes um die Erde, welche nach dem Gesagten ziemlich einfach erscheint, ist aber in der That sehr verwickelt, weil die Elemente der Mondbahn sich sehr rasch ändern.

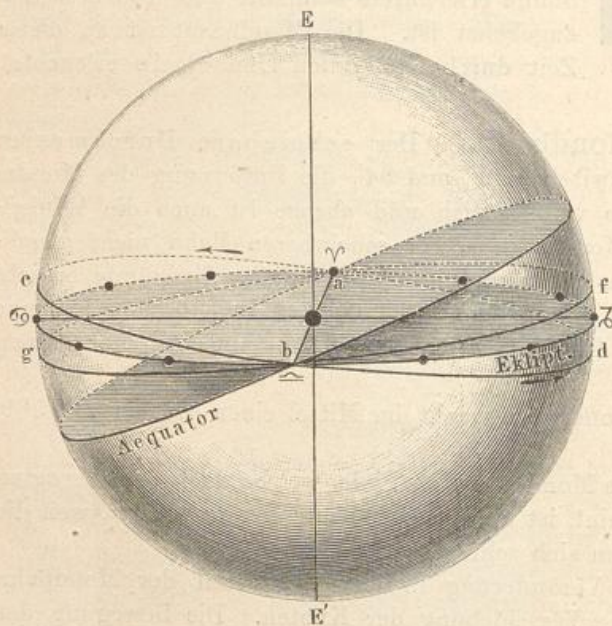
Die auffallendste Veränderung in den Elementen der Mondbahn ist zunächst die rasche Verschiebung der Knoten. Die Bewegung der Knotenlinie ist rückläufig und vollendet ihren ganzen Umlauf ungefähr in 18 Jahren 219 Tagen; die Ebene der Mondbahn dreht sich also gegen die Ordnung der Zeichen in einem Jahre etwas über 19° . So war die Länge des aufsteigenden Knotens im Januar 1855 ungefähr 49° (c, Fig. 3, Tab. 7). Bis zum Januar 1856 rückte der aufsteigende Knoten ungefähr um 19° dem Frühlingspunkte näher, so dass um diese Zeit seine Länge ungefähr nur noch 30° betrug. Ungefähr in der Mitte des Jahres 1857 erreichte der aufsteigende Knoten der Mondbahn den Frühlingspunkt; der niedersteigende Knoten fiel damals mit $0 \cong$ zusammen.

Zu einer Zeit, in welcher der aufsteigende Knoten der Mondbahn, wie dies in den Jahren 1857 und 1875 der Fall war und wie es im Jahre 1894 wieder der Fall sein wird und wie es in Fig. 2, Tab. 8 dargestellt ist, mit $0 \vee$, der absteigende aber mit $0 \cong$ zusammenfällt,

erreicht sowohl die nördliche als auch die südliche Declination ein Maximum; denn der Winkel, welchen die Mondbahn mit dem Himmelsäquator macht, ist in diesem Falle gleich dem Winkel, welchen die Mondbahn mit der Ekliptik macht, + dem Winkel zwischen Ekliptik und Aequator, also $23^{\circ} 27' + 5^{\circ} 9' = 28^{\circ} 36'$. Die Mondbahn geht alsdann von $0 \vee$ (siehe die Sternkarte, Tab. IV) über die Plejaden dicht unter β Tauri und β Geminorum vorbei durch den Herbstpunkt und über α Virginis und α Scorpii zum Frühlingspunkte zurück.

Die Neigung der Mondbahn gegen den Himmelsäquator wird ein Minimum, nämlich $23^{\circ} 27' - 5^{\circ} 9' = 18^{\circ} 18'$, wenn der niedersteigende Knoten mit dem Frühlingspunkte zusammentrifft. Der Mond tritt alsdann (Fig. 1, Tab. 8)

Fig. 113.



in $0 \vee$ auf die Südseite der Ekliptik, und seine scheinbare Bahn geht nun ungefähr über Aldebaran etwas nördlich von γ Geminorum vorbei nach $0 \cong$ über γ Librae und dann zwischen α und β Capricorni hindurch. Es war dies zuletzt in den Jahren 1866 und 1885 der Fall.

Zur Erläuterung der eben besprochenen Verhältnisse dient noch Fig. 113, welche die Himmels-

kugel sammt dem Aequator und der Ekliptik darstellt. Diese beiden Ebenen sind der Deutlichkeit wegen schattirt. $abcd$ ist die auf die Himmelskugel projectirte Mondbahn zu einer Zeit, in welcher, der Fig. 2, Tab. 8 entsprechend, der aufsteigende Knoten der Mondbahn mit dem Frühlingspunkte zusammenfällt; der Winkel, welchen die Ebene der Mondbahn mit dem Aequator macht, ist alsdann $28^{\circ} 36'$.

In dieser Stellung bleibt aber die Mondbahn nicht stehen, sie bewegt sich so, als ob sie bei unveränderter Neigung gegen die Ekliptik um die Axe EE' derselben gegen die Ordnung der Zeichen gedreht würde, so dass der aufsteigende Knoten allmählich von \vee nach ζ und dann weiter von ζ nach \cong rückt. Ist der aufsteigende Knoten in $0 \cong$, also in b angelangt, so hat nun die Ebene der Mondbahn die Lage $agbf$, sie macht zu dieser Zeit nur noch einen Winkel von $18^{\circ} 18'$ mit dem Aequator.

Hier mag noch die Bemerkung Platz finden, dass der Mond den nördlichen Wendepunkt seiner Bahn im Sommer um die Zeit des Neumondes, im Winter zur Zeit des Vollmondes passirt. Der Vollmond steht also in den Wintermonaten zur Zeit seiner Culmination viel höher, und bleibt weit länger über dem Horizont, als in den Sommermonaten.

Die Apsidenlinie (die grosse Axe) der Mondbahn ändert ihre Lage gleichfalls sehr rasch. Das Perigäum schreitet rechtläufig in jedem Jahre fast um 41° voran, so dass es in 8 Jahren 310 Tagen 14 Stunden einen vollständigen Umlauf um den ganzen Himmel herum macht.

Ferner ist die Excentricität und die Neigung der Mondbahn gegen die Ekliptik innerhalb gewisser Grenzen veränderlich. Diese und noch manche andere Unregelmässigkeiten des Mondlaufes, auf die wir zum Theil zurückkommen, wenn von den physikalischen Ursachen derselben die Rede sein wird, machen, dass die genaue Berechnung der Mondörter eine äusserst verwickelte ist.

Sternbedeckungen. Wenn der Mond zwischen der Erde und 71 einem Fixsterne oder einem Planeten hindurchgeht, so sagt man, dass der Mond dieselben bedecke. Solche Sternbedeckungen kommen ziemlich häufig vor.

Fig. 114.

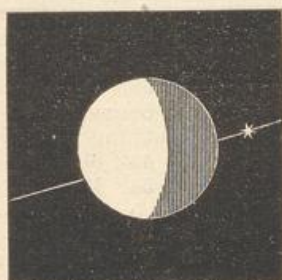
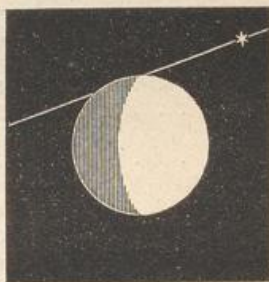


Fig. 115.



Da der Mond unter den Fixsternen in der Richtung von West nach Ost fortschreitet, so ist klar, dass die Sterne auf seiner Ostseite verschwinden und auf der Westseite wieder zum Vorschein kommen.

Fig. 114 und Fig. 115 stellen zwei Bedeckungen von α Scorpii dar, wie sie zu Berlin erschienen sind. Die erste fand am 26. März 1856 statt. Der Stern trat um $16^{\text{h}} 39,2^{\text{m}}$ am östlichen Rande des Mondes ein und um $17^{\text{h}} 58,6^{\text{m}}$ auf der Westseite wieder aus, die Bedeckung dauerte also 1 Stunde 19,4 Minuten. Bei der in Fig. 115 dargestellten Bedeckung, welche am 10. August 1856 stattfand, war die Zeit des Eintrittes $5^{\text{h}} 38,3^{\text{m}}$, die Zeit des Austrittes $6^{\text{h}} 9,7^{\text{m}}$ Berliner Zeit.

Das Verschwinden und das Wiedererscheinen der Sterne erfolgt plötzlich; besonders scharf lassen sich die Eintritte beobachten, wenn sie am dunklen Rande stattfinden, wie in dem Fig. 115 abgebildeten Falle.

Von den Sternen erster Grösse können vier bedeckt werden, nämlich Aldebaran, Regulus, Spica und Antares. Ein besonders interessantes Schauspiel bietet die Bedeckung der Plejaden dar.

Die Bedeckungen von α Tauri finden statt, wenn die Neigung der Mondbahn gegen den Aequator sehr klein ist, wenn also ihr aufsteigender Knoten sich in der Nähe von 0° befindet, wie in Fig. 1, Tab. 8; dagegen werden die Plejaden bedeckt, wenn der Winkel, welchen die Ebene der Mondbahn mit dem Aequator macht, seinem grössten Werthe nahe ist, wenn also der aufsteigende Knoten in der Nähe des Frühlingspunktes liegt, Fig. 2, Tab. 8, wie dies z. B. im Jahre 1857 der Fall war.

Es ist bereits oben in §. 18 (S. 58) angeführt worden, dass die Sternbedeckungen ein ausgezeichnetes Mittel zur Längenbestimmung sind; aus diesem Grunde werden die Bedeckungen (Occultationen) der Fixsterne erster bis sechster Grösse auf mehrere Jahre vorausberechnet. In den Ephemeriden findet man den Moment des Eintrittes und den Moment des Austrittes der Fixsterne oder Planeten nach der Zeit der entsprechenden Sternwarte ausgedrückt.

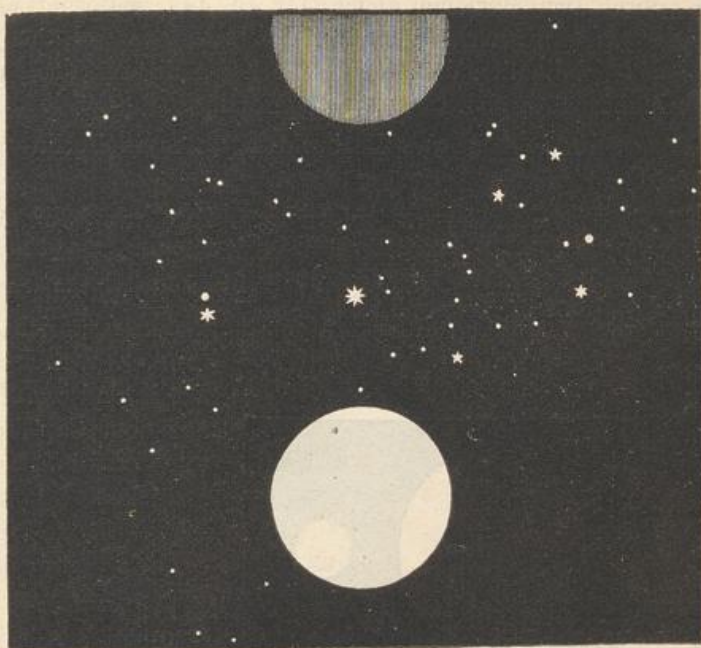
In den Jahren 1894 und 1895 finden für Berlin folgende Sternbedeckungen statt:

Datum	Grösse des Sterns	Name des Sterns	Eintritt m. Berl. Zt.	Austritt m. Berl. Zt.
1894 Januar 16.	4 $\frac{1}{2}$	ζ Arietis	10 ^h 37 ^m Ab.	nach Monduntergang
" 17.	5	τ' Arietis	12 53 M.	1 ^h 49 ^m M.
März 23.	1	α Virginis	vor Sonnenaufgang	6 12 M.
" 26.	5	A Scorpii	3 45 M.	5 6 M.
August 24.	4	27 Tauri	1 54 M.	2 47 M.
September 17.	4	ϵ Piscium	3 5 M.	3 59 M.
October 7.	5	A Sagittarii	7 35 Ab.	8 29 Ab.
November 13.	4	27 Tauri	9 27 Ab.	10 27 Ab.
December 15.	4 $\frac{1}{2}$	γ Canceri	7 55 Ab.	8 41 Ab.
1895 Januar 7.	5	23 Tauri	4 58 Ab.	6 2 Ab.
" 7.	3	η Tauri	5 35 Ab.	6 39 Ab.
" 7.	4	27 Tauri	6 18 Ab.	7 21 Ab.
Februar 9.	4 $\frac{1}{2}$	γ Canceri	5 35 Ab.	6 28 Ab.
Mai 10./11.	3	π Scorpii	11 36 Ab.	12 15 M.
Juni 6./7.	3 $\frac{1}{2}$	τ Scorpii	11 42 Ab.	12 24 M.
" 26.	1 $\frac{1}{2}$	α Leonis	8 57 Ab.	9 48 Ab.
September 29.	3	δ Capricorni	10 0 Ab.	11 15 Ab.
" 30.	5	σ Aquarii	10 49 Ab.	10 50 Ab.
October 6.	3	ϵ Arietis	10 29 Ab.	11 34 Ab.
" 8.	3	η Tauri	8 13 Ab.	8 44 Ab.
November 11.	4	ρ Leonis	4 35 M.	5 34 M.
" 27.	4 $\frac{1}{2}$	δ Piscium	6 36 Ab.	7 54 Ab.
December 7.	1 $\frac{1}{2}$	α Leonis	10 26 Ab.	11 16 Ab.

72 Parallaxe, Entfernung und Grösse des Mondes. Der Mond steht der Erde so nahe, dass er, gleichzeitig von verschiedenen

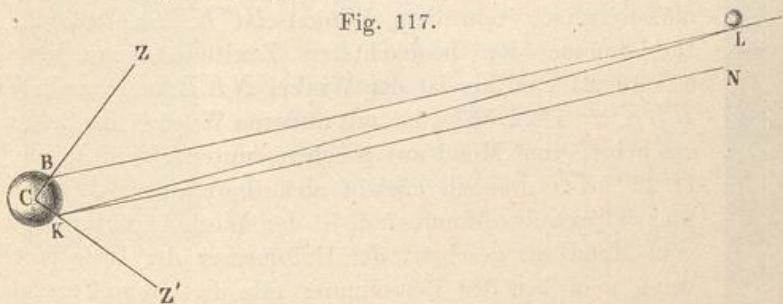
Orten der Erdoberfläche aus betrachtet, an verschiedenen Stellen des Himmelsgewölbes projicirt erscheint; wenn zu Berlin ein Stern eben den nördlichen Mondrand berührt, so wird der Mond, vom Cap der guten Hoffnung aus betrachtet, noch nördlich von jenem Sterne gesehen werden, und zwar wird der Abstand des Sternes vom südlichen Mondrande noch

Fig. 116.



ungefähr 50' betragen. Wenn der Mond, von Berlin aus gesehen, an der Stelle der Plejadengruppe erscheint, welche in Fig. 116 durch den

Fig. 117.



ganz weissen Kreis bezeichnet ist, so sieht man ihn gleichzeitig vom Cap der guten Hoffnung aus an der Stelle des schraffirten Kreises.

Es geht daraus hervor, dass die Mondparallaxe sehr bedeutend ist, und daher kommt es auch, dass sie schon sehr früh annähernd genau bestimmt worden war. Schon Hipparch bestimmte sie zu 47,5 bis 55,5 Minuten, während ihr mittlerer Werth in Wirklichkeit etwa 57 Minuten beträgt.

Am einfachsten erhält man die Mondparallaxe dadurch, dass zwei Beobachter an zwei möglichst weit von einander entfernten Orten, welche nahezu auf demselben Meridian liegen, an demselben Tage die Zenithdistanz des Mondes zur Zeit der Culmination bestimmen.

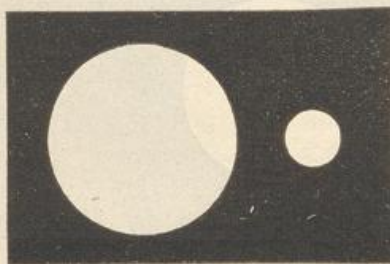
So fand z. B. den 6. December 1751 Lalande in Berlin die Zenithdistanz des südlichen Mondrandes beim Durchgange durch den Meridian gleich $41^{\circ} 15' 44''$, während auf dem Cap der guten Hoffnung an demselben Tage Lacaille bei der Culmination des Mondes die Zenithdistanz des südlichen Mondrandes gleich $46^{\circ} 33' 37''$ fand.

Die Polhöhe des Beobachtungsortes in Berlin war $52^{\circ} 31' 13''$ nördl.

Die Polhöhe desjenigen am Cap war $33^{\circ} 55' 15''$ südl.

In Fig. 117 (a. v. S.) sei C der Mittelpunkt der Erde, B Berlin, K das Cap der guten Hoffnung, L der südliche Mondrand.

Fig. 118.



ZBL ist die zu Berlin und $Z'KL$ ist die auf dem Cap beobachtete Zenithdistanz des südlichen Mondrandes. — Wäre der Mond unendlich weit entfernt, so wären die nach ihm von B und K aus gerichteten Visirlinien BL und KL einander parallel und die Summe der Zenithdistanzen ZBL und ZKL müsste gleich sein dem Winkel BCK , also $86^{\circ} 26' 28''$. Die Summe der beobachteten Zenithdistanzen ist aber $87^{\circ} 49' 21''$, mithin ist der Winkel NKL , also auch Winkel $BLK = 1^{\circ} 22' 53''$ oder mit anderen Worten, die Sehne BK erscheint, vom Mond aus gesehen, unter einem Winkel von $1^{\circ} 22' 53''$. Danach ergibt sich dann die Horizontalparallaxe des Mondes, d. h. der Winkel, unter welchem, vom Mond aus gesehen, der Halbmesser der Erde erscheint, wenn man bei der Berechnung alle nöthigen Correctionen anbringt, gleich $0^{\circ} 58' 44,2''$.

Da die Entfernung des Mondes von der Erde variirt, so ist auch die Horizontalparallaxe des Mondes veränderlich; der mittlere Werth derselben ist $0^{\circ} 57' 2,3''$, und demnach ist die mittlere Entfernung des Mittelpunktes des Mondes von dem Mittelpunkte der Erde gleich 60,270 Halbmessern des Erdäquators oder 384400 km.

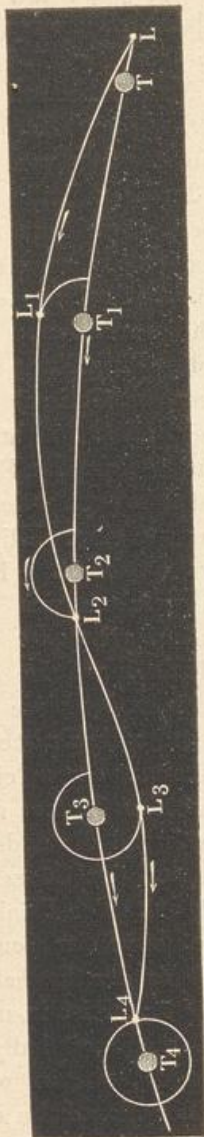
Da nun die Entfernung des Mondes von der Erde und der scheinbare Durchmesser bekannt ist, unter welchem er uns erscheint, so kann man auch den wahren Durchmesser desselben berechnen, welcher sich gleich 0,2728 Erddurchmessern oder gleich 3480 km ergibt.

Der Durchmesser des Mondes ist also ungefähr $\frac{3}{11}$, die Oberfläche desselben $\frac{3}{40}$ und das Volumen desselben $\frac{2}{97}$ von den entsprechenden Grössen der Erde.

Fig. 118 dient dazu, um das Grössenverhältniss der Erde und des Mondes anschaulich zu machen.

Fig. 119 stellt die Erde, den Mond und ihre gegenseitige Entfernung im richtigen Verhältnisse dar.

Fig. 120.



Bahn des Mondes im Sonnensystem. 73

Wir haben oben die Bewegung des Mondes nur in Beziehung auf die Erde betrachtet; da aber die Erde selbst eine fortschreitende Bewegung hat, da sie um die Sonne kreist, so ist die Bahn des Mondes im Raume oder vielmehr in Beziehung auf die Sonne eine Epicycloide (§. 47). Die Mondcycloide zeigt aber keine Verschlingungen, wie wir sie oben kennen lernten, weil der Halbmesser des Deferenten sehr gross ist im Vergleich zum Radius des Epicykels, und weil die Geschwindigkeit des Mondes im Epicykel sehr gering ist gegen die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn. Der Charakter der Mondcycloide ist aus Fig. 120 zu ersehen, deren Construction nach §. 47 wohl leicht verständlich sein wird; doch ist hier noch zu bemerken, dass diese Figur die Mondcycloide noch keineswegs im richtigen Verhältnisse zeigt, vielmehr ist der Abstand des Mondes von der Erde in dieser Figur noch viel zu gross genommen im Vergleich zum Halbmesser der Erdbahn. Sollte in der Zeichnung das richtige Verhältniss eingehalten werden, so müsste der Radius des Epicykels $\frac{1}{400}$ vom Radius des Deferenten, es müsste TL, T_1L_1 u. s. w. $\frac{1}{400}$ des Halbmessers sein, mit welchem der Bogen TT_4 gezogen ist; die Mondcycloide ist also in der That viel flacher, als die in unserer Figur dargestellte Curve und zwar so flach, dass sie gegen die Sonne immer concav und nur an einigen Stellen weniger gekrümmt ist als an anderen.

Die Geschwindigkeit, mit welcher der Mond in seiner Bahn um die Erde fortschreitet, ist ungefähr 30 mal geringer, als die Geschwindigkeit der Erde auf ihrem Wege um die Sonne.

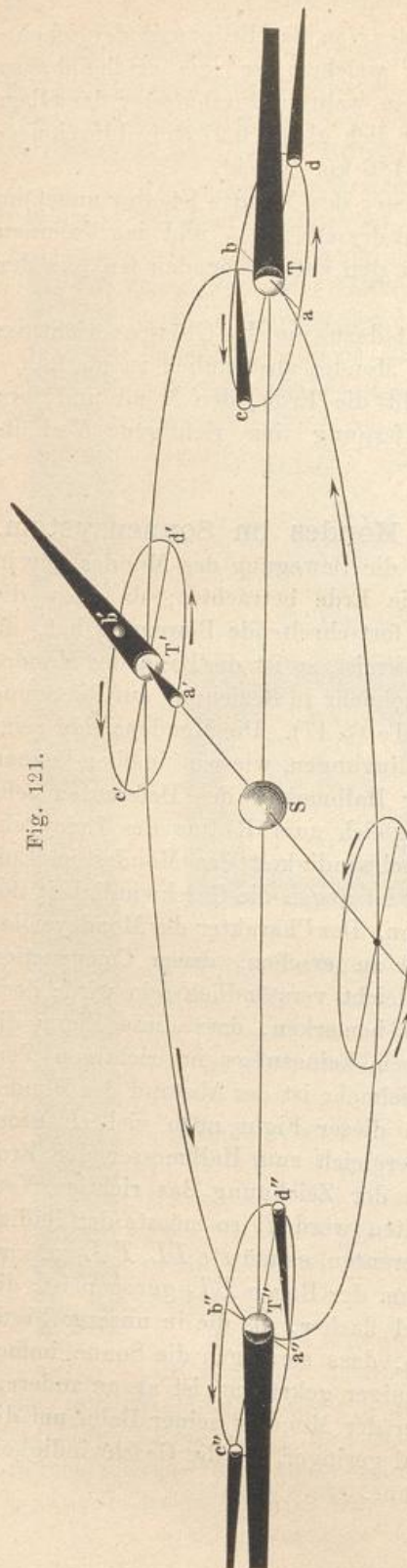


Fig. 121.

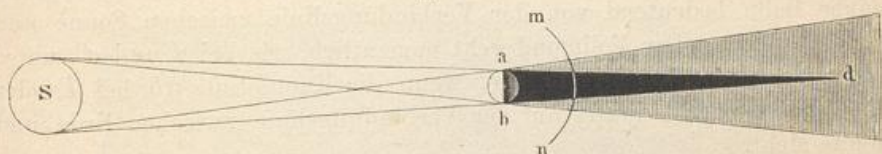
In Fig. 120 ist die Bahn des Mondes im Sonnensystem so dargestellt, als ob sie ganz mit der Ebene der Erdbahn zusammenfiel oder vielmehr ist in Fig. 120 die Projection der Mondbahn auf die Ebene der Ekliptik dargestellt. Um eine richtige Vorstellung von der wahren Lage der Mondbahn im Raume zu geben, muss man dieselbe, wenn man nicht zu einem Modelle seine Zuflucht nehmen will, perspectivisch darstellen, wie dies (natürlich ohne Einhaltung der richtigen Grössenverhältnisse) in Fig. 121 geschehen ist. S stellt die Sonne dar, um welche die Erde in einem Kreise sich bewegt, welcher in unserer Figur zu einer Ellipse $TT'T''$ verkürzt erscheint. Für den Moment, in welchem sich die Erde in T befindet, sei $adbc$ die Lage der Mondbahn, welche die Ebene der Erdbahn in der Linie ab schneidet. ab ist also die Knotenlinie der Mondbahn, deren eine Hälfte bca über der Ebene der Erdbahn liegt, während die andere Hälfte adb sich auf der Südseite der Erdbahn befindet. Der Winkel cTS , welchen die Ebene der Mondbahn mit der Ebene der Erdbahn macht, beträgt $5^{\circ} 9'$; er ist in unserer Figur der Deutlichkeit halber zu gross aufgetragen, ebenso wie der Durchmesser der Mondbahn im Verhältnisse zu dem der Erdbahn viel zu gross gezeichnet ist. Ebenso ist in unserer Figur der Durchmesser der Sonne, der Erde und des Mondes im Verhältniss zum Abstände TS der Erde von der Sonne zu gross dargestellt.

Es ist also $adbc$ der epicyklische Kreis, dessen Umfang der

Mond in 27 Tagen 7^h und 43^m durchläuft, während die im Mittelpunkte dieser Bahn stehende Erde im Deferenten $TT'T''$ fortrollt. Wenn die Erde nach T' gekommen ist, so hat nun (wenn man von der Bewegung der Knotenlinie abstrahirt) der epicyklische Kreis die Lage $a'd'b'c'$, er hat die Lage $a''d''b''c''$, wenn die Erde nach T'' gekommen ist.

Mondfinsternisse. Da die Erde ein dunkler, undurchsichtiger Körper ist, so muss sie einen Schatten geben, welcher, da die Erde kleiner ist als die Sonne, die Gestalt eines Kegels abd , Fig. 122, hat, dessen kreisförmige Basis durch den Umfang der Erde gebildet ist. In diesen Raum abd dringt kein Sonnenstrahl, es ist der Kernschatten. Dieser Kernschatten ist ringsum von einem Halbschatten umgeben, welcher diejenigen Stellen umfasst, an welchen nur ein Theil der Sonnenscheibe sichtbar ist, an welchen also weder vollkommener

Fig. 122.



Ausschluss der Sonnenstrahlen, noch eine volle Erleuchtung stattfindet.

Die Länge des Kernschattens beträgt ungefähr 216 Erdhalbmesser; sie wird grösser, wenn die Erde im Aphelium, kleiner, wenn sie im Perihelium sich befindet.

Durch diesen Schatten geht nun der Mond von Zeit zu Zeit hindurch und erscheint uns dann verfinstert. Solche Mondfinsternisse können natürlich nur stattfinden, wenn ☾ ☉ ☽, also zur Zeit des Vollmondes.

Dass aber nicht bei jedem Vollmond eine Mondfinsternis eintritt, ist leicht einzusehen. Der Mond ist 60 Erdhalbmesser von der Erde entfernt; in dieser Entfernung aber ist der Durchmesser des Kernschattens gleich 0,72 Erddurchmessern oder gleich 2,9 Monddurchmessern. Von der Erde aus gesehen erscheint also der Halbmesser des Kernschattens an jener Stelle unter einem Winkel von ungefähr 44 Minuten.

Der Mittelpunkt des Erdschattens befindet sich natürlich stets auf der Ekliptik, und zwar der Sonne diametral gegenüberstehend. Wenn sich also der Mondrand zur Zeit des Vollmondes der Ekliptik wenigstens bis auf 44 Minuten genähert hat, so tritt er in den Erdschatten ein; wenn aber, wie dies meistens und auch in dem Fig. 3, Tab. 7 dargestellten Stücke der Mondbahn der Fall ist, zur Zeit der Opposition (also des Vollmondes) der Mond weiter von der Ekliptik entfernt ist, so geht er entweder über oder unter dem Erdschatten vorüber, und es findet alsdann keine Mondfinsternis statt.

Eine Mondfinsterniss kann also nur dann stattfinden, wenn sich der Mond zur Zeit seiner Sonnenopposition in der Nähe des aufsteigenden oder des niedersteigenden Knotens seiner Bahn befindet, wenn also zur Zeit des Vollmondes die Knotenlinie der Mondbahn nahezu mit der Verbindungslinie zwischen Sonne und Erde zusammenfällt, wie dies bei T' , Fig. 121, der Fall ist. Passirt der Mond den aufsteigenden Knoten b' , während gleichzeitig die Knotenlinie $a'b'$ mit $T'S$ zusammenfällt, so geht der Mond durch den Erdschatten, es findet eine Mondfinsterniss statt.

Ebenso wird eine Mondfinsterniss stattfinden, wenn der Mond zur Zeit der Opposition den niedersteigenden Knoten passirt, während also die Knotenlinie der Mondbahn wiederum in einer geraden Linie mit der Verbindungslinie zwischen Erde und Sonne liegt.

Es findet dagegen keine Mondfinsterniss statt, wenn zur Zeit, in welcher der Mond mit der Sonne in Opposition kommt, die Knotenlinie seiner Bahn bedeutend von der Verbindungslinie zwischen Sonne und Erde abweicht. Der Vollmond geht namentlich, wie bei d und c'' , unter oder über dem Erdschatten her, wenn die Knotenlinie ab bei T oder $a''b''$ bei T'' rechtwinklig auf der Verbindungslinie zwischen Erde und Sonne steht.

Das Wesen der Mondfinsternisse wird wohl am besten durch die Betrachtung einzelner Fälle erläutert.

Zur Construction des Verlaufes der Mondfinsterniss, welche am 3. September 1876 stattfand, enthält der Nautical Almanac folgende Data:

☾ ☉ in R. A.	8 ^h 32,5 ^m ,
☾ Decl.	8° 3,8' südlich,
☉ Decl.	7° 12,6' nördlich,
☾ stündl. Bew. in R. A. . . .	28,1',
☉ stündl. Bew. in R. A. . . .	2,25',
☾ stündl. Bew. in Decl. . . .	14,5' nördlich,
☉ stündl. Bew. in Decl. . . .	0,9' südlich.

Da der Erdschatten der Sonne diametral gegenübersteht, so ist die südliche Declination des Erdschattens gleich der nördlichen Declination der Sonne; im Moment der Mondopposition steht also der Mittelpunkt des Mondes um $51,2' = 8° 3,8' - 7° 12,6'$ südlicher, als der Mittelpunkt des Erdschattens.

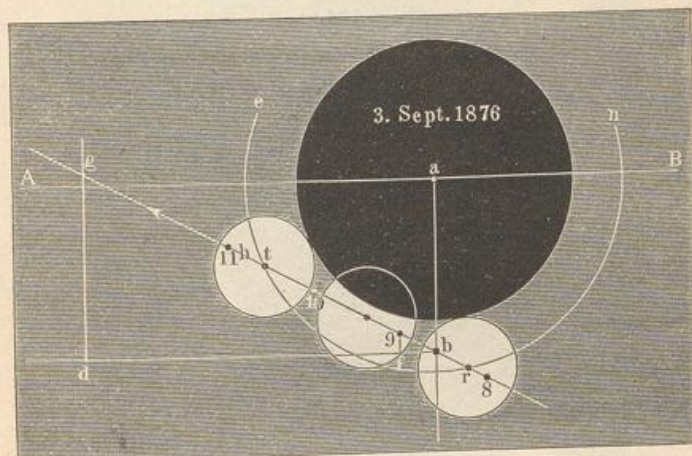
In Fig. 123 stelle nun a den Mittelpunkt des Erdschattens und die durch a gezogene Horizontale AB eine mit dem Himmelsäquator parallele Linie dar. Der Maassstab unserer Figur ist ein solcher, dass für fünf Bogenminuten eine Länge von 2 mm aufgetragen ist; auf der durch a rechtwinklig zu AB gezogenen Linie ist demnach die Länge $51,2 \cdot \frac{2}{5} = 20,5$ mm aufgetragen, um die Lage b des Mondmittelpunktes zur Zeit der Mondopposition zu finden.

In unserer Figur ist der Erdschatten als ein vollkommen schwarzer Kreis dargestellt, dessen Radius $44 \cdot \frac{2}{5} = 17,6$ mm gleich ist, da der Halbmesser des Erdschattens an der Stelle, wo ihn der Mond passirt, im Mittel $44'$ beträgt.

Es ist hier für den Halbmesser des Erdschattens an der fraglichen Stelle der Mittelwerth von $44'$ genommen worden. Wenn die Construction genaue Resultate geben sollte, so dürfte man sich mit diesem Mittelwerthe nicht begnügen, sondern man müsste ihn aus der Entfernung, in welcher sich zur Zeit der Finsterniss Sonne und Mond gerade befinden, erst berechnen. Die Elemente zu einer solchen Berechnung finden sich in den astronomischen Jahrbüchern.

Der Erdschatten steht aber nicht still, er schreitet in einer Stunde um $2,25'$ von West nach Ost, also in unserer Figur von der Rechten zur Linken fort. In einer Stunde bewegt sich aber der Mond in gleicher

Fig. 123.



Richtung um $28,1'$ vorwärts; wir können also, da es sich nur um die relative Bewegung des Mondes und des Erdschattens handelt, annehmen, dass der Erdschatten stillstände und dass der Mond parallel dem Aequator in einer Stunde nur um $28,1 - 2,25 = 25,85'$ nach Osten hin fortschritte.

In vier Stunden wird also die Rectascension des Mondmittelpunktes um $4 \cdot 25,85 = 103,4'$ mehr gewachsen sein, als die des Erdschattens, er wird sich also parallel mit BA gegen den Erdschatten um die Länge $bd = 103,4 \cdot \frac{2}{5} = 41,4$ mm fortbewegt haben.

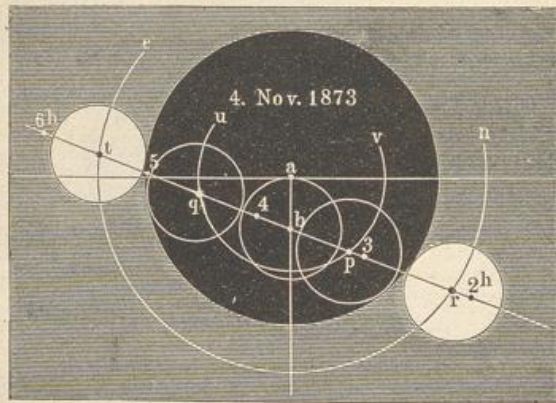
Der Mond bewegt sich ferner in jeder Stunde um $14,5'$, der Erdschatten aber um $0,9'$ nach Norden, in Beziehung auf den Erdschatten beträgt also die stündliche Bewegung des Mondes in Declination $14,5 - 0,9 = 13,6'$, in vier Stunden also $54,4'$, was in unserer Figur einer Länge von $54,4 \cdot \frac{2}{5} = 21,76$, oder in runder Zahl $21,8$ mm entspricht.

Trägt man nun von d in verticaler Richtung die Länge $dg = 21,8\text{mm}$ auf, so ist gb die Richtung, nach welcher sich der Mond gegen den Erdschatten bewegt.

In b steht der Mittelpunkt des Mondes um 8 Uhr 32,5 Minuten Greenw. m. Z., also um 27,5' vor 9 Uhr. In 27,5' bewegt sich aber, wie sich leicht berechnen lässt, der Mittelpunkt des Mondes gegen den Erdschatten um 11,86' nach Osten, was in unserer Figur einer Länge von $11,86^2/5 = 4,75\text{mm}$ entspricht. Misst man also auf bd die Länge $bf = 4,75\text{mm}$ ab, so trifft ein in f errichtetes Perpendikel die Linie bg in einem Punkte, in welchem der Mittelpunkt des Mondes um 9 Uhr anlangt. Macht man ferner den Abstand 9 bis 8, 9 bis 10, 10 bis 11 gleich $1/4\text{ }bg$, so erhält man die Punkte, in welchen der Mittelpunkt des Mondes um 8^h, 10^h, 11^h eintrifft.

Um die Punkte zu finden, in welchen der Mittelpunkt des Mondes beim Beginn und am Ende der Finsterniss steht, in den Momenten also,

Fig. 124.

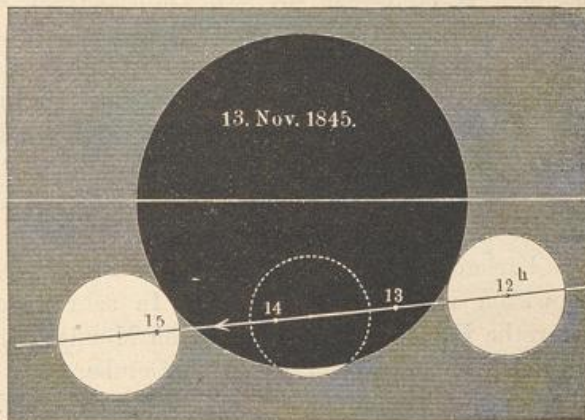


in welchen die Mondscheibe den Erdschatten beim Eintritt in denselben und beim Austritt aus demselben aussen berührt, hat man einen Kreisbogen en zu ziehen, dessen Radius um den Halbmesser der Mondscheibe grösser ist, als der Radius des Erdschattens. In den Punkten r und t , in welchen dieser Kreisbogen die Bahn des Mondmittelpunktes schneidet, steht der Mondmittelpunkt im Beginn und am Ende der Finsterniss. In dem Punkte, welcher zwischen r und t in der Mitte liegt, befindet sich der Mondmittelpunkt im Moment, in welchem der Mond am tiefsten in den Erdschatten eingetaucht ist.

Bei der Construction unserer Figur ist der scheinbare Durchmesser des Mondes zu 30' angenommen, also der Radius des Mondes in einer Länge von 6 mm aufgetragen. Wenn es sich um genaue Resultate handelt, darf man sich natürlich nicht mit Mittelwerthen begnügen, sondern man muss den Mondhalbmesser mit derjenigen Grösse auftragen, welche der jeweiligen Entfernung des Mondes von der Erde entspricht.

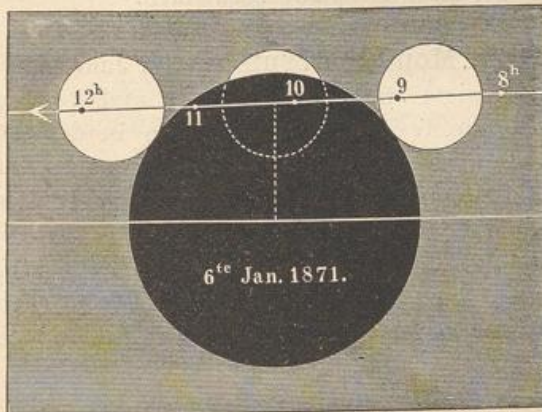
Die in Fig. 123 dargestellte Finsterniss war eine partielle, d. h. eine solche, bei welcher die Mondscheibe nur theilweise in den Erdschatten eintritt. In anderen Fällen tritt die ganze Mondscheibe in den Erdschatten ein, es ereignet sich eine totale Mondfinsterniss, wie dies z. B. am 4. November 1873 der Fall war. Der Verlauf dieser Finsterniss ist in Fig. 124 dargestellt. Die Punkte, in welchen der

Fig. 125.



Mittelpunkt des Mondes im Beginn und am Ende der totalen Finsterniss steht, sind die Punkte p und q , in welchen die Bahn des Mondmittelpunktes von dem Kreisbogen uv geschnitten wird, dessen Radius

Fig. 126.



um die Länge des Mondhalbmessers kleiner ist, als der Halbmesser des Erdschattens.

Um die Grösse einer partiellen Mondfinsterniss zu bestimmen, d. h. um anzugeben, der wievielste Theil der Mondscheibe verfinstert ist, denkt man sich den Durchmesser des Mondes, dessen Verlängerung durch den Mittelpunkt des Erdschattens geht, in 12 gleiche Theile

getheilt, welche man Zolle nennt und giebt dann an, wie viele dieser Zolle verfinstert sind. So hat das Maximum der Verfinsterung am 3. September 1876 etwas über vier Zoll betragen. Bei der Finsterniss vom 13. November 1845, Fig. 125 (a. v. S.), wurden gegen 11 Zoll, bei der am 6. Januar 1871, Fig. 126, gegen 10 Zoll verfinstert.

Die Grenze des Erdschattens erscheint auf dem Monde stets als Kreisbogen; er ist aber nie vollkommen scharf begrenzt, weil eben der Uebergang aus dem Kernschatten in den Halbschatten ein allmählicher ist.

Anfangs, wenn eben der Mond in den Erdschatten einzutreten beginnt, erscheint der verfinsterte Theil des Mondes von grauer Farbe und alle Flecken verschwinden. Wenn sich aber der Mond mehr und mehr in den Erdschatten einsenkt, geht dieses Grau in Roth über und dabei werden die Flecken wieder sichtbar, so dass, wenn die totale Finsterniss eingetreten ist, nun die ganze Mondscheibe eine eigenthümlich dunkelrothe Färbung zeigt, in welcher sich Einzelheiten auf der Mondoberfläche wieder unterscheiden lassen. In sehr ausgezeichneter Weise war diese rothe Färbung der verfinsterten Mondscheibe auch bei der nicht ganz totalen Mondfinsterniss vom 13. October 1856 wahrnehmbar; bei manchen totalen Mondfinsternissen ist aber die rothe Färbung nur äusserst schwach zu sehen gewesen.

Das rothe Licht des Mondes während einer totalen oder nahe totalen Verfinsterung rührt offenbar von dem zerstreuten Lichte her, welches die erleuchtete Erdatmosphäre noch in den Erdschatten hineinsendet, und die Intensität der Färbung hängt vermuthlich mit der grösseren oder geringeren Bewölkung der Erdatmosphäre zusammen.

75 Die nächsten Mondfinsternisse. Im Jahre 1894 finden zwei partiale Mondfinsternisse statt, am 31. März und 15. September, von denen aber nur die zweite in unseren Gegenden in den frühen Morgenstunden theilweise wird beobachtet werden können. Im Jahre 1895 werden zwei totale Mondfinsternisse stattfinden, am 11. März und 4. September, von denen die erste fast während ihres ganzen Verlaufes, von der zweiten aber nur der Beginn in Deutschland sichtbar sein wird. Von zwei partialen Mondfinsternissen im Jahre 1896 (Februar 21. und August 22.) wird nur die erste theilweise in Deutschland gesehen werden können.

76 Sonnenfinsternisse sind Erscheinungen, welche einerseits den Sternbedeckungen durch den Mond, andererseits dem Durchgang der unteren Planeten vor der Sonnenscheibe analog sind; sie treten ein, wenn die Erde durch den Schatten des Mondes hindurchgeht, können also nur zur Zeit des Neumondes stattfinden.

So wenig jeder Vollmond eine Mondfinsterniss bringt, so wenig ereignet sich auch bei jedem Neumond eine Sonnenfinsterniss, weil sich

der Mond so weit von der Ekliptik entfernt, dass sein Schatten meist über oder unter der Erde vorbeistreicht, ohne sie zu treffen. Eine Sonnenfinsterniss kann nur dann stattfinden, wenn der Mond zur Zeit seiner Conjunction mit der Sonne ganz in der Nähe der Ekliptik steht, oder mit anderen Worten, wenn der Neumond zu einer Zeit stattfindet, in welcher die Knotenlinie der Mondbahn nahezu mit der Verbindungslinie zwischen Sonne und Erde zusammenfällt, wie bei T' , Figur 121, Seite 190.

Im Mittel ist der scheinbare Durchmesser des Mondes 31,5, der der Sonne 32 Minuten, die Spitze des Mondkernschattens reicht demnach nicht immer bis auf die Erde. Wenn aber die Sonne in ihrer Erdferne, der Mond gerade in seiner Erdnähe ist, so ist der scheinbare Durchmesser der Sonne 31,5, der des Mondes 34 Minuten, und in diesem Falle ist der Kernschatten des Mondes länger, als der Abstand der Erde von demselben; der Kernschatten trifft also noch auf die Erdoberfläche, wie dies auch in der schematischen Fig. 127 der Fall ist, in welcher S die Sonne, L den Mond und T die Erde darstellt.

An den gerade vom Kernschatten des Mondes getroffenen Stellen der Erde ist die Sonnenscheibe vollständig durch den Mond verdeckt, es findet eine totale Sonnenfinsterniss an diesen Orten statt.

Für denjenigen Ort der Erde, von welchem aus gesehen die Mittelpunkte der Sonne und des Mondes sich decken, ist die Finsterniss eine centrale; natürlich kann sie nur für einen Augenblick central sein. Die centrale Finsterniss ist zugleich eine ringförmige, wenn gerade der scheinbare Durchmesser des Mondes kleiner ist, als der scheinbare Durchmesser der Sonne. Bisweilen kann es vorkommen, dass eine Finsterniss an den Stellen der Erdoberfläche, welche dem Monde und der Sonne am nächsten sind, total erscheint, während sie auf den übrigen Theilen der centralen Linie ringförmig gesehen wird.

Fig. 128 (a. f. S.) stellt die ringförmige Sonnenfinsterniss vom 15. März 1858 dar, wie sie z. B. in Oxford erschien.

Der Kernschatten des Mondes ist von einem Halbschatten umgeben, dessen Durchmesser mit der Entfernung vom Monde zunimmt, wie die Fig. 127 zeigt.

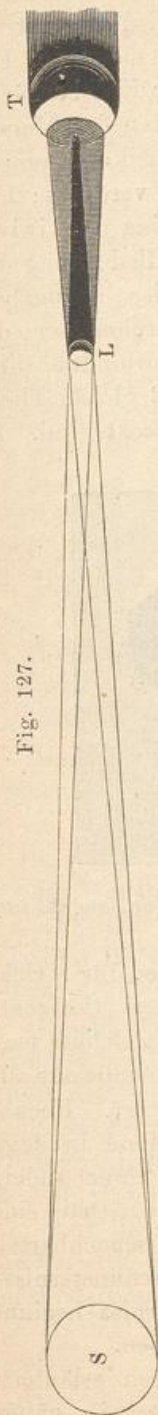


Fig. 127.

An der Stelle, an welcher die Erde in denselben eintreten kann, ist der Durchmesser seines Querschnittes ungefähr dem Halbmesser der Erde

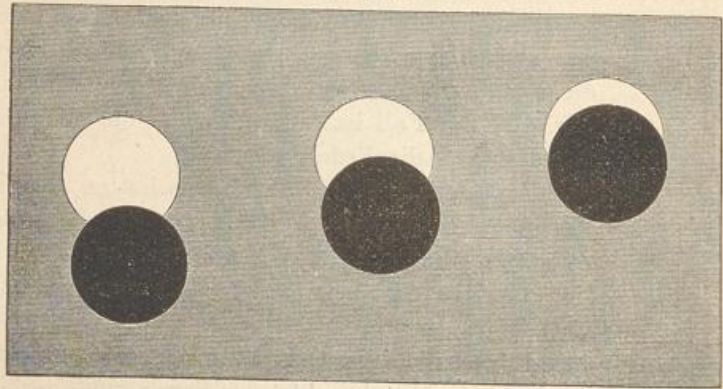
Fig. 128.



gleich; er ist kleiner, wenn der Kernschatten des Mondes die Erde noch trifft, grösser, wenn dies nicht mehr der Fall ist. An solchen Orten der Erdoberfläche, welche in dem Halbschatten des Mondes liegen, erscheint nur ein Theil der Sonnenscheibe durch den Mond verdeckt; hier ist die Sonnenfinsterniss eine partiale.

Um die Grösse der Bedeckung bei einer partialen Finsterniss anzugeben, denkt man sich den Durchmesser der Sonne, welcher in die Verbindungslinie der Mittelpunkte der Sonnen- und Mondscheibe fällt, in 12 gleiche Theile (Zolle) getheilt und giebt dann an, wie viele Zolle verdeckt sind. So

Fig. 129.



zeigt Fig. 129 eine Verfinsternung von drei, eine solche von sechs und endlich eine solche von neun Zoll.

Eine Mondfinsterniss bietet auf der ganzen Erdhälfte, für welche sich der in den Erdschatten eingetauchte Mond über dem Horizonte befindet, ganz den gleichen Anblick dar. Der Moment, in welchem man den Mond gerade in den Erdschatten eintreten sieht, ist derselbe für alle Orte der Erde, an denen überhaupt das Phänomen sichtbar ist. Ebenso sehen die Beobachter der verschiedensten Gegenden den Mond in demselben Momente wieder aus dem Schatten hervortreten. Ganz anders verhält es sich bei Sonnenfinsternissen. Während an einem Orte eine totale Sonnenfinsterniss stattfindet, beobachtet man in benachbarten Gegenden nur eine partiale, in entfernteren gar keine Sonnenfinsterniss; ebenso sind die Zeitpunkte, in welchen die Sonnenfinsterniss beginnt und endet, für verschiedene Orte auf der Erde nicht dieselben.

Die eben angedeuteten Verhältnisse werden am besten erläutert, wenn wir den Vorgang irgend einer speciellen Sonnenfinsterniss näher

betrachten, und besonders, wenn wir untersuchen, welches der Verlauf der Erscheinung, vom Monde aus betrachtet, sein wird.

Am 4. April 1856 fand eine in Australien sichtbare Sonnenfinsterniss statt. Dem Berliner astronomischen Jahrbuche zufolge war der Moment der Conjunction von Sonne und Mond am 4. April $18^h 43^m 35^s$ Berliner Zeit. In diesem Augenblicke war die geocentrische Länge der Sonne und des Mondes (nämlich der Mittelpunkt beider Himmelskörper) $15^\circ 38' 21''$. Die heliocentrische Länge des Mittelpunktes der Erde sowohl wie des auf die Erde fallenden Mondschatens war demnach in dem fraglichen Moment $195^\circ 38' 21''$; die gleichzeitige südliche Breite des Schattenmittelpunktes war $48' 24,6''$.

In Fig. 1 auf Tab. XI, welche nach 1,14 mal grösserem Maassstabe gezeichnet ist, als die Figuren 123 bis 126, stellt AB ein Stück der Ekliptik, C den Mittelpunkt der Erde und m den Mittelpunkt des Mondschatens für den Moment der Conjunction dar. Zur Zeit jener Finsterniss war dem astronomischen Jahrbuche zufolge die Horizontalparallaxe des Mondes gleich $61' 9,6''$, ein mit dem Halbmesser $61,1 \cdot \frac{2}{5} \cdot 1,14 = 27,8$ mm um den Mittelpunkt C beschriebener Kreis stellt also den Umfang der vom Monde aus betrachteten Erdkugel dar.

Die Figur zeigt uns nun die Erdhälfte, welche im Moment der fraglichen Conjunction gerade der Sonne zugewandt war. Der Kernschatten des Mondes fiel in diesem Augenblicke auf die südwestliche Spitze von Neuholland; hier, innerhalb des kleinen schwarzen Kreises, fand eben eine totale Sonnenfinsterniss statt.

Dieser Kernschatten war aber von einem Halbschatten umgeben, welcher den grössten Theil von Neuholland bedeckte und sich nördlich bis zur Insel Java erstreckte. An allen Orten, welche innerhalb dieses Halbschatens lagen, fand eine partiale Sonnenfinsterniss statt, und zwar war der von dem Monde bedeckte Theil der Sonnenscheibe um so kleiner, je weiter man von dem Kernschatten entfernt war. Ueber die Grenze des Halbschatens hinaus, also in ganz Asien und Afrika, fand keine Bedeckung der Sonnenscheibe statt.

Unsere Figur stellt den auf die Erde fallenden Mondschaten nur für einen bestimmten Moment dar; vor und nach diesem Zeitpunkte aber musste der Schatten auf andere Gegenden fallen, wie man leicht ersehen kann, da der Mittelpunkt des Mondschatens in der Richtung der Linie DF fortschritt, während gleichzeitig die Erde in der Richtung des kleinen am Aequator gezeichneten Pfeiles um ihre Axe rotirte. Auf der Linie DF sind die Punkte bezeichnet, in denen sich der Mittelpunkt des Mondschatens um 16^h , 17^h u. s. w. bis 21^h (Berliner Zeit) befand. Der Mondschaten traf die Erde zuerst, als der Mittelpunkt desselben sich in a befand, um $16^h 36^m$ Berliner Zeit, also zu einer Zeit, in welcher ungefähr der 124. Längengrad (etwas östlich von der Ostküste Chinas) in der Mitte der erleuchteten Erdhälfte lag und für die Stelle, wo der Erdäquator die Ostküsten Afrikas schneidet, die Sonne eben aufging.

Das Ende der Finsterniss fand statt, als der Mittelpunkt des Mondschattens in *b* angelangt war, was um 21^h 8^m Berliner Zeit stattfand, bis zu welchem Zeitpunkte sich dann die Erde so weit um ihre Axe gedreht hatte, dass nun die Sonne auf dem 56. Längengrade östlich von Greenwich culminirte, also der Eingang des Persischen Meerbusens, das Uralgebirge und Nowaja-Semlja Mittag hatten und die Sonne für den östlichen Theil von Neu-Guinea und Neuholland bereits untergegangen war.

Ohne auf eine genauere Bestimmung des Weges, welchen der Kernschatten des Mondes auf der Erdoberfläche zurücklegte und der Grenzen einzugehen, innerhalb welcher die Finsterniss vom 4. April 1856 sichtbar war, ist aber doch aus dem bisher Gesagten mit Hülfe der Fig. 1 auf Tab. XI klar, dass die fragliche Sonnenfinsterniss überhaupt in Neuholland und den nördlich und östlich davon gelegenen Inseln sichtbar war, dass aber die Linie der centralen Verfinsterung Neuholland durchschneidet.

Da der Mondschatten auf der Erde von Westen nach Osten fortschreitet, so ist es klar, dass wir den Mond auf der Westseite der Sonnenscheibe ein-, auf der Ostseite derselben austreten sehen.

Wo eine Sonnenfinsterniss wirklich total wird, entsteht eine ganz eigenthümliche Dunkelheit, der Himmel erscheint grau und man erblickt einzelne der helleren Sterne. Die schwarze Mondscheibe ist von einer wallenden breiten Lichtung umgeben, von welcher aus sich gelbliche Strahlen verbreiten.

Von der totalen Sonnenfinsterniss, welche im August 1868 im südlichen Asien stattfand und von der eigenthümlichen Erscheinung des Strahlenkranzes, welche man während einer totalen Sonnenfinsterniss wahrnimmt, wird weiter unten noch ausführlicher die Rede sein.

77 **Die nächsten Sonnenfinsternisse.** Eine ringförmige Finsterniss findet am 6. April 1894 statt, die in dem grössten Theile von Asien theils ringförmig, theils partial erscheinen wird; und am 29. September 1894 ereignet sich eine totale Sonnenfinsterniss, welche als solche im Indischen Ocean und einem Theile der Südsee, dagegen als partiale Finsterniss im östlichen Afrika, Madagaskar und dem südlichen Australien wird beobachtet werden können.

Von drei partialen Sonnenfinsternissen im Jahre 1895 wird die erste (März 25.) in Norwegen, Grossbritannien, einem kleinen westlichen Theile von Frankreich und Spanien, sowie einem kleinen Theile des nordöstlichen Nordamerika, ferner in Grönland und Irland, — die zweite (August 20.) im nordwestlichen Asien und einem Theile von Russland, — und die dritte (September 18.) in der Südsee, Neuseeland und dem südöstlichen Australien sichtbar sein.

Am 13. Februar 1896 findet eine ringförmige Sonnenfinsterniss statt, welche in Patagonien und theilweise im südwestlichen Afrika partial gesehen werden wird; ferner eine totale Sonnenfinsterniss am 9. August,

welche in einem grossen Theile des nördlichen Asiens und theilweise im östlichen Europa wird beobachtet werden können.

Perioden der Finsternisse. Die Zeit zwischen zwei auf ein- 78
ander folgenden Vollmonden nennt man, wie schon oben §. 68 erwähnt wurde, einen synodischen Monat. Man erhält die mittlere Länge derselben mit grosser Schärfe, wenn man die Zwischenzeit zwischen zwei sehr weit von einander liegenden Vollmonden durch die Anzahl der Umläufe dividirt, welche der Mond unterdessen gemacht hat. Auf solche Weise hat man die mittlere Länge des synodischen Monats zu 29,53059 mittleren Tagen erhalten. Multipliciren wir diese Zahl mit 235, so erhalten wir 6939,69 mittlere Tage, und diese Zahl von Tagen ist sehr nahe gleich 19 Sonnenjahren ($19 \times 365,25 = 6939,75$). Es sind demnach 235 synodische Monate gleich 19 Sonnenjahren, und es müssen demnach nach je 19 Jahren die Mondviertel an denselben Jahrestagen wiederkehren.

Es wurde schon oben (§. 70) bemerkt, dass die Knotenlinie des Mondes ihre Lage im Laufe der Zeit verändert; die Zeit von einem Durchgange des Mondes durch einen der beiden Knotenpunkte bis zum nächsten Durchgange durch denselben Knoten nennt man einen draconitischen oder Drachenmonat, und die Länge desselben ist gleich 27,21222 Tagen. Nun trifft nach je 242 draconitischen Monaten der Mond mit der Sonne in demselben Knotenpunkte der Mondbahn zusammen, so dass wir für die Finsternisse eine Periode von 242 draconitischen oder $242 \times \frac{27,21222}{29,53059} = 223$ synodischen Monaten erhalten.

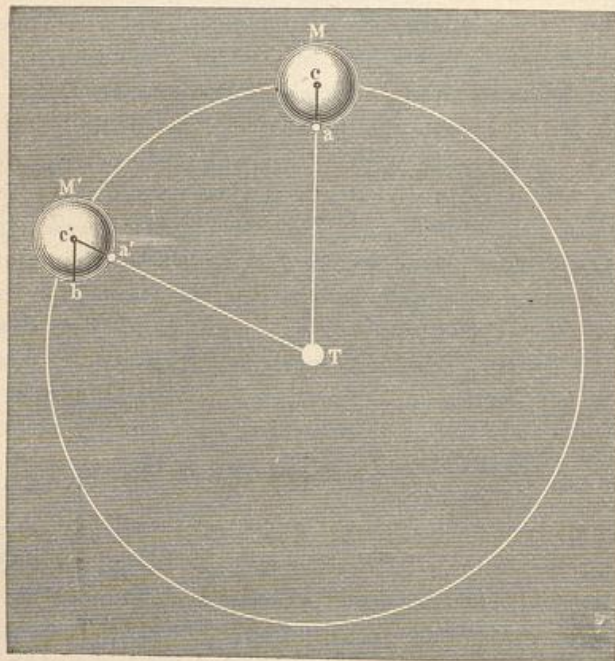
Es sind aber 223 synodische Monate gleich $223 \times 29,53059 = 6585\frac{1}{3}$ Tagen oder $= 18$ Jahren $10\frac{5}{6}$ Tagen, das Jahr zu $365\frac{1}{4}$ Tagen gerechnet. Diese Periode der Finsternisse, nach welcher sie sich nach je 223 Voll- oder Neumonden oder alle 18 Jahre 11 Tage wiederholen, war schon den alten Chaldäern, wahrscheinlich auch den Aegyptern und Chinesen bekannt, und mit dieser Kenntniss hängen jedenfalls die Nachrichten aus alten Zeiten über Vorhersagungen von Finsternissen zusammen.

Axendrehung des Mondes. Schon mit blossem Auge unter- 79
scheidet man auf der Mondscheibe Flecken, welche dem Monde eine bestimmte Zeichnung geben. Diese Zeichnung bleibt nun stets unverändert, d. h. die einzelnen Flecken behalten ihre Stellung auf der Mondoberfläche, geringe Schwankungen abgerechnet, unverändert bei; ein Flecken, welcher einmal in der Mitte der Scheibe liegt, wird uns immer an dieser Stelle erscheinen, er rückt nie an den Rand; bestimmte Flecken werden immer am westlichen, andere werden stets am östlichen Rande bleiben: kurz, der Mond wendet uns immer dieselbe Seite zu.

Es kommt uns also nur die eine Hälfte der Mondoberfläche zu Gesicht, die andere Hälfte bleibt uns stets unsichtbar.

Nach dieser Beobachtung lässt es sich nun leicht ausmitteln, wie es sich mit der Axendrehung des Mondes verhält. In Fig. 130 sei T die Erde, M die Stellung des Mondes in irgend einem beliebigen Augenblick. Wenn nun der Punkt a derjenige ist, welcher, von der Erde aus gesehen, gerade die Mitte der Mondscheibe bildet, so muss dieser Punkt in die Stellung a' kommen, während der Mond von M bis M' in seiner

Fig. 130.



Bahn fortschreitet, wenn stets derselbe Punkt die Mitte der von der Erde sichtbaren Mondhälfte bilden soll.

Fände während der fortschreitenden Bewegung des Mondes gar keine Axendrehung desselben statt, so müsste der Punkt a an die Stelle b gelangen, während der Mond von M bis M' fortschreitet, so dass derselbe Mondhalbmesser, welcher vorher die Lage ca hatte, nun die parallele Richtung $c'b$ einnähme. Wir haben aber gesehen, dass der fragliche Radius jetzt, wo der Mond in M' angekommen ist, die Lage $c'a'$ hat; während also der Mond von M nach M' fortgeschritten ist, hat er sich um den Winkel $bc'a'$ gedreht, welcher offenbar dem Winkel cTc' gleich ist.

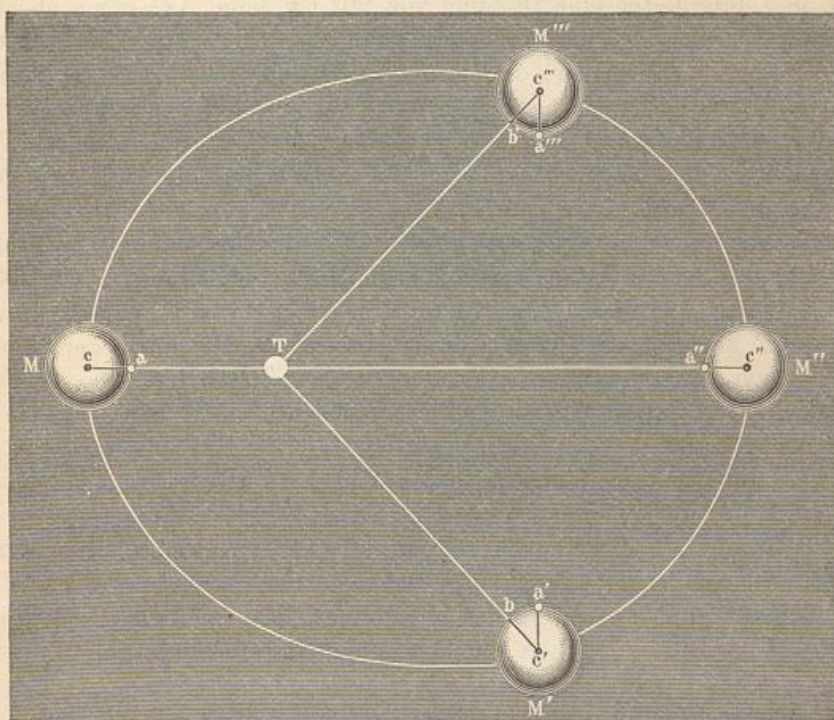
Aus der Thatsache, dass der Mond der Erde stets dieselbe Seite zuwendet, ergibt sich also, dass er eine Axendrehung hat und dass er

die Umdrehung um seine Axe in derselben Zeit vollendet, in welcher er seine Bahn um die Erde zurücklegt, die Rotationsdauer des Mondes ist also seiner siderischen Revolution gleich.

Dieser langsamen Axendrehung entsprechend hat der Mond keine irgend wahrnehmbare Abplattung.

Libration des Mondes. Obgleich uns im Wesentlichen stets 80 dieselbe Mondhälfte zugekehrt ist, so finden doch kleine Schwankungen in der Stellung der Mondoberfläche gegen die Erde statt; bald sehen wir etwas weiter auf die Westseite, dann wieder etwas mehr auf die

Fig. 131.



Ostseite der Mondkugel; bald ist uns der Nordpol des Mondes und dann wieder der Südpol desselben etwas mehr zugewandt; kurz, der grösste Kreis, welcher die uns sichtbare Mondhälfte begrenzt, hat auf der Mondkugel keine absolut feste Lage, sondern er wird sowohl in der Richtung von Ost nach West, als auch in der Richtung von Nord nach Süd etwas hin und her geschoben. Man bezeichnet diese Erscheinung mit dem Namen der *Libration*.

Insofern die erwähnte Schwankung in der Ebene des Mondäquators stattfindet, so dass alle Längengrade des Mondes für den Beschauer auf der Erde bald etwas mehr nach Osten, dann wieder etwas mehr nach Westen gedreht erscheinen, nennt man sie *Libration der Länge*,

während die rechtwinklig zum Mondäquator stattfindenden scheinbaren Schwankungen Libration der Breite genannt werden.

Die Libration der Länge rührt daher, dass der Mond sich in einer Ellipse um die Erde bewegt, während seine Axendrehung, sehr kleine Schwankungen abgerechnet, mit gleichförmiger Geschwindigkeit vor sich geht.

Fig. 131 (a. v. S.) stelle die elliptische Mondbahn dar, in deren einem Brennpunkte T die Erde steht. Zur Zeit des Perigäums steht der Mond in M , und a ist der Punkt, welcher, von der Erde aus gesehen, gerade die Mitte der Mondscheibe einnimmt. Nachdem nun der vierte Theil der ganzen Umlaufszeit verflossen ist, befindet sich der Mond in M' ; er hat aber unterdessen eine Drehung von 90° um seine Axe gemacht, der Mondhalbmesser, welcher vorher die Lage ca hatte, wird sich also jetzt in der Lage $c'a'$ befinden; dieser Radius ist aber jetzt nicht mehr derjenige, dessen Verlängerung gerade zur Erde hinführt, sondern b ist der Punkt, welcher, von der Erde aus gesehen, die Mitte der Mondscheibe einnimmt, die Mondoberfläche erscheint also gegen die Erde um den Winkel $b'c'a'$ nach Osten gedreht.

Ist der Mond im Apogäum, also in M'' , angelangt, so ist, von dem Moment des Perigäums aus gerechnet, die Hälfte seiner ganzen Umlaufszeit verflossen, in dieser Zeit hat er aber eine Drehung von 180° um seine Axe gemacht, der Punkt a nimmt also wieder die Mitte der Mondscheibe ein, während derselbe Punkt sich in a''' befindet, also um den Winkel $b'c'''a'''$ nach Westen gedreht erscheint, wenn der Mond nach M''' gelangt ist.

Die Libration der Länge (also der Winkel $b'c'a'$ oder $b'c'''a'''$) kann bis zu $7^\circ 53'$ auf jeder Seite wachsen.

Wäre die Mondaxe genau rechtwinklig zur Mondbahn, so würden wir nur die Libration der Länge wahrnehmen; nun aber macht der Mondäquator mit der Ebene der Mondbahn einen Winkel, welcher im Mittel $6^\circ 38'$ beträgt, und so kommt es, dass die Mondpole nicht — wie es bei streng senkrechter Lage seiner Axe sein würde — im Rande erscheinen, sondern uns abwechselnd etwas zu- und abgewandt sind. Ist uns der Nordpol des Mondes zugewandt, so werden alle Flecken mehr nach Süden rücken; mehr nach Norden aber, wenn gerade der Südpol uns zugekehrt ist, und so ist also die Libration der Breite, welche im Maximo $6^\circ 47'$ beträgt, eine Folge von der schiefen Stellung der Mondaxe gegen seine Bahn.

Es ist klar, dass die Ansicht der Mondscheibe, von verschiedenen Orten der Erde aus gesehen, nicht genau dieselbe ist; die aus dieser Ursache stammenden Variationen werden parallaktische Libration genannt.

81 Die Oberfläche des Mondes. Mit unbewaffnetem Auge oder auch durch ein ganz schwach vergrößerndes Fernrohr betrachtet, erscheint

der Vollmond als eine weisse Scheibe, welche mit mehreren grauen Flecken bedeckt ist; man hielt früher diese dunkleren Stellen für Meere, die helleren für Land, und obgleich man sich später davon überzeugte, dass auf dem Monde keine Meere sind, so haben diese dunklen Partien doch ihre alten Namen beibehalten, und so findet man denn auf den Mondkarten noch immer ein Mare humorum, ein Mare nubium u. s. w.

Wenn man den Mond durch ein Fernrohr betrachtet, so beobachtet man unverkennbare Erhöhungen und Vertiefungen, kurz Berge, welche jedoch nur an solchen Stellen deutlich unterschieden werden können, welche an der Grenze der Lichtphasen liegen, also nur in denjenigen Mondgegenden, für welche die Sonne eben auf- oder untergeht. Die Gebirge werfen dann mehr oder minder lange Schatten, deren schwarze, oft haarscharf endende Gestalten einen überaus schönen Anblick gewähren, wie dies in der Figur auf Tab. XIX anschaulich gemacht ist. Mit dem Steigen der Sonne verändert sich die Scene; die Schatten werden kürzer und mit dem Verschwinden der letzten Schattenspur verliert sich die Schärfe der Umrisse, so dass bei voller Beleuchtung alle die Einzelheiten verschwinden, welche man an der Grenze zwischen der erleuchteten und der dunklen Hälfte wahrgenommen hatte. — Der Vollmond zeigt nur Differenzen des Lichtes und der Farbe. Den Haupteindruck gewähren die dunklen Flächen, welche schon dem unbewaffneten Auge sichtbar sind und in welchen sich, von einzelnen Bergen ausgehend, schmale Lichtstreifen verbreiten. Aber das unendliche Detail von Bergen, Hügeln und kleinen Kratern, welches zur Zeit der Phasen den Beobachter in Erstaunen setzte, ist auf dem Vollmonde fast ganz verschwunden.

Hevel hatte den Mondbergen die Namen irdischer Gebirge beigelegt, während Riccioli es vorzog, die Nomenclatur Hevel's zu verlassen, indem er die Mondberge nach berühmten Männern und namentlich nach Astronomen benannte. Diese Bezeichnung ist bis jetzt allgemein in Gebrauch geblieben und so finden wir denn auf unseren Mondkarten einen Archimedes, einen Kepler, Tycho, Manilius, Galilei u. s. w., während nur einige Bergketten die Namen irdischer Gebirge behalten haben.

Wendet man das Fernrohr auf eine gerade gut beleuchtete Gebirgslandschaft des Mondes, so fällt selbst dem ungeübtesten Beobachter das Vorherrschende kreisförmiger Gebilde auf, welche sich in Tausenden von Beispielen in grösserem und kleinerem Maassstabe wiederholen und mit dem gemeinschaftlichen Namen der Ringgebirge bezeichnet werden; in unserer Mondkarte Tab. XVII sind diese ringförmigen Bildungen deutlich zu erkennen.

Die grösseren Ringgebirge, deren Durchmesser oft über 200 km beträgt, nennt man Wallebenen. Es sind dies grössere, nahezu ebene Regionen, welche von einem sich mehr oder weniger der Kreisgestalt

nähernden Gebirgswall umschlossen sind. Dieser Gebirgswall erscheint aber vielfach zerklüftet und durch kleinere Krater unterbrochen, wie denn auch im Inneren dieser Wallebenen Hügel und kleine Krater auftreten.

Clavius und Maginus, welche auf Tab. XVII mit 13 und 22 bezeichnet sind, können als charakteristische Beispiele solcher Wallebenen dienen.

An diese Wallebenen schliessen sich in Betreff der Grössenverhältnisse zunächst die grossen Krater von 35 bis 90 km Durchmesser an, welche sich durch eine grössere Annäherung an die Kreisform und namentlich durch eine bedeutende Vertiefung des Beckens, welche sie mit den kleineren Kratern gemein haben, vor den Wallebenen auszeichnen. Der meist mauerartige Wall zeigt eine grosse Regelmässigkeit und ist selten durch kleinere Krater unterbrochen, nach innen aber mit doppelten bis fünffachen Terrassen besetzt. In der Mitte des Beckens erhebt sich meist ein einfacher Berg, der aber selten die Höhe des Walles erreicht.

Diese grösseren Krater sind auch noch durch grosse Helligkeit des oberen Saumes und oft durch ein Strahlensystem ausgezeichnet, welches sich von ihnen aus bis weit in die grauen Ebenen erstreckt. — Zu den grösseren Kratern dieser Classe gehören Tycho, Copernicus, Aristoteles u. s. w. Zu den kleineren Kepler, Aristarch, Manilius u. s. w.

Die kleinen Krater, deren Zahl auf der uns zugewandten Seite des Mondes auf 50 000 steigt, kommen ohne Ausnahme in allen Gegenden vor und erscheinen vielfach als Unterbrechung der grösseren Gebirgsformen, weshalb man sie als die jüngsten Mondgebilde betrachtet.

An diese Kraterbildungen schliessen sich die Rillen an, welche als schmale Furchen, als grabenartige, weit sich erstreckende Vertiefungen erscheinen. Die Rillen, nur durch die besten Fernrohre sichtbar, sind 30 bis 150 km lang, 600 bis 4000 m breit und 100 bis 400 m tief.

Ogleich die Ringgebirge auf dem Monde die vorherrschenden sind, so finden sich doch auch Bergmassen, welche ohne besondere Ordnung aufgethürmt erscheinen und die man Massen- oder Kettengebirge nennt. Diese Gebirge sind aber, wenn auch in ihrem Zuge eine bestimmte Richtung vorherrscht, sehr von den grossen Gebirgszügen der Erde verschieden, denn die Kettengebirge des Mondes erscheinen nur als unregelmässig zusammengestellte und aufgethürmte Berggipfel, an welchen wir Gebirgsthäler und Kämme im Sinne unserer irdischen Gebirge vergebens suchen.

Wenden wir uns endlich zu den schon flüchtig erwähnten Strahlensystemen des Mondes, welche sich von gewissen Punkten radienartig verbreitern und beim Vollmond in den grauen Ebenen besonders auffällig sind. Sie erscheinen im Gebirge in den Kratertiefen, in den grauen Ebenen nur als Modification der Bodenfarbe; sie ver-

schwinden in der Nähe der Lichtgrenze, ohne auch nur eine Spur eines Schattens zu zeigen, folglich sind sie weder Erhöhungen noch Vertiefungen.

Die Höhen der Mondgebirge kann man auf zweierlei Art ermitteln, entweder aus der Länge der Schatten oder, wenn ein erleuchteter Berggipfel ringsum noch von Nacht umgeben ist, aus dem Abstände des hellen Punktes von der allgemeinen Lichtgrenze. Auf diese Weise hat schon Galilei die Höhe einiger Mondberge ziemlich genau bestimmt. Nach den besten Messungen sind folgende die höchsten Kuppen der Massengebirge:

Dörfel	7500 m,
Apenninen	5500 „
Kaukasus	5500 „

Folgendes sind die Höhen einiger Ringgebirge:

Newton	7150 m,
Tycho	5200 „
Copernicus	3600 „
Aristarch	1950 „

Die Mondgebirge kommen also an Höhe den bedeutendsten Berggipfeln der Erde sehr nahe.

Die Schatten der Mondberge sind vollkommen schwarz, so dass man an den vom Schatten bedeckten Stellen auch nicht das allermindeste Detail zu erkennen im Stande ist. Wo also auf dem Monde die Sonnenstrahlen nicht unmittelbar hintreffen, ist absolute Nacht. Die allgemeine Tageshelle, welche in dem Schatten irdischer Gegenstände herrscht, fehlt auf dem Monde ebenso wie jede Spur von Dämmerung, woraus hervorgeht, dass der Mond keine Atmosphäre oder doch nur eine solche von sehr geringer Höhe und Dichtigkeit hat, dass auf der Mondoberfläche also auch kein Wasser vorhanden sein kann, welches sich bei dem sehr geringen Luftdrucke sehr rasch in Dampf auflösen und somit für sich schon eine Atmosphäre herstellen würde. Auf dem Monde ist demnach auch ein organisches Leben der Art, wie es auf der Erdoberfläche vorkommt, ganz unmöglich.

Es ist bereits §. 71, S. 185, bemerkt worden, dass das Verschwinden und Wiedererscheinen von Sternen, über welche der Mond gleichsam wegschreitet, ganz plötzlich ist, d. h. dass sie, ehe sie mit dem Mondrande in Berührung kommen oder nachdem sie denselben verlassen haben, keinerlei Ablenkung von der Stelle erfahren, an welcher man sie auch ohne die Annäherung des Mondes sehen würde. Auch diese Thatsache beweist, wenn nicht die gänzliche Abwesenheit einer Mondatmosphäre, so doch die sehr geringe Höhe und Dichtigkeit derselben.

82 **Darstellungen der Mondoberfläche.** Schon Galilei hat es versucht, eine bildliche Darstellung der Mondoberfläche zu geben, seine im Nuntius sidereus publicirten Mondbilder von ungefähr 7 cm Durchmesser sind aber ebenso wie die Scheiner'schen noch höchst unvollkommen. Die erste einigermaassen brauchbare Mondkarte brachte Hevel im Jahre 1643 zu Stande und veröffentlichte sie nebst 40 Phasenzeichnungen in seiner Selenographie. Hevel's Mondkarte blieb länger als 100 Jahre die beste. Erst Tob. Mayer in Göttingen gab eine kleine, aber höchst sorgfältig nach wirklichen Messungen gezeichnete Mondkarte heraus, welche wieder bis auf die neueren Zeiten die beste blieb. In seinen selenographischen Fragmenten (1791) gab Schröter zahlreiche Darstellungen einzelner Partien der Mondoberfläche, bei deren Aufnahme er aber nicht objectiv genug verfuhr, wodurch der Werth derselben wesentlich beeinträchtigt wurde.

Im Jahre 1824 erschienen vier Blätter einer von Lohrmann nach richtigen Principien aufgenommenen und gezeichneten Mondkarte, welche aber erst ein Neuntel der ganzen uns sichtbaren Mondoberfläche darstellten. Das Werk blieb unvollendet. Im Jahre 1838 erschien eine höchst werthvolle Lohrmann'sche Generalkarte des Mondes.

Im Jahre 1830 begannen Beer und Mädler eine nach Lohrmann's Plan, aber ausschliesslich auf eigene Beobachtungen gegründete Mondkarte anzufertigen, welche im Jahre 1836 in vier Blättern unter dem Titel Mappa selenographica erschien und das Vollendetste ist, was bis dahin in dieser Beziehung geleistet war. Der Durchmesser dieser, die feinsten Details zeigenden Mondkarte beträgt 3 Fuss.

Eine ausgezeichnete Mondkarte ist von Julius Schmidt, zuletzt in Athen, in den Jahren 1839 bis 1874 angefertigt und im Jahre 1878 auf Kosten des Preussischen Unterrichtsministeriums veröffentlicht worden. Sie ist aus 25 quadratischen Sectionen zusammengesetzt, und der Durchmesser des Mondes hat eine Grösse von 6 Pariser Fuss. Der Maassstab ist 1 : 1750 000, und zwei Pariser Linien auf der Karte entsprechen einer wirklichen Entfernung auf der Mondoberfläche von einer geographischen Meile. Sehr gute Abbildungen der Mondoberfläche finden sich ferner in dem Werke: „Der Mond und die Beschaffenheit und Gestaltung seiner Oberfläche“, von Eduard Neison. Deutsch von H. J. Klein, Braunschweig 1878, sowie namentlich in dem Werke: „Der Mond, betrachtet als Planet, Welt und Trabant“, von J. Nasmyth und J. Carpenter. Deutsch von H. J. Klein. Leipzig 1876, aus dem die Tafeln XVII und XIX unseres Atlas entnommen sind.

Ein neues vortreffliches Mittel zur getreuen Darstellung der Mondoberfläche liefert die Photographie. Bereits im Jahre 1857 stellte Warren de la Rue eine Reihe vorzüglicher Mondphotographien her, von denen unter anderen eine Collection von 12 allerliebsten Phasenbildern durch Smith, Beck und Beck in London veröffentlicht wurde. Obgleich in diesen kleinen Bildern der Durchmesser des Mondes nur

$4\frac{1}{2}$ cm beträgt, so sind doch einzelne Krater und Ringgebirge mit überraschender Schärfe und Deutlichkeit erkennbar. Von wissenschaftlichem Werthe können aber nur grössere Phasenbilder dieser Art sein, deren Warren de la Rue gleichfalls mehrere ausgeführt hat, von denen nur zu wünschen wäre, dass sie durch den Buchhandel leichter zugänglich gemacht würden.

Eine ganz ausgezeichnete Photographie des Mondes ist diejenige, welche Rutherford in New-York am 6. März 1865 drei Tage nach dem ersten Viertel aufnahm. Der Mond erscheint in diesem Bilde in einem Durchmesser von 53 cm; in ausgezeichneter Schärfe zeigt es die Ringgebirge in der Nähe der Lichtgrenze, so namentlich Plato, Archimedes, Aristippus und Autolykus, Eratosthenes, Copernicus, Ptolemäus, Alphons, Tycho und andere.

Der Durchmesser des Plato ist auf diesem Bilde 15 mm, der des Archimedes ist 12, der des Copernicus ist 14 mm lang. Der innere Flächenraum des Plato ist noch ganz dunkel, während das ihn umfassende Ringgebirge, namentlich aber der innere östliche Abfall desselben, hell erleuchtet ist. Copernicus liegt noch grösstentheils im Schatten, nur ein Theil des inneren östlichen Abhanges ist hell erleuchtet, weniger hell sind einige Partien der westlichen Wallhälfte. Jenseits der Lichtgrenze sind noch vielfach einzelne Lichtpunkte und Lichtstreifen sichtbar.

Von diesem schönen Mondbilde hat Photograph Vollenweider in Bern eine etwas verkleinerte, sehr gelungene photographische Copie gemacht (Monddurchmesser 39 cm), deren Verlag die Dalp'sche Buchhandlung (Schmid) in Bern übernommen hat.

Um eine Mondlandschaft aus photographischen Abbildungen genau kennen zu lernen, sind mehrere bei verschiedener Beleuchtung aufgenommene Bilder derselben nothwendig.

Astronomische Photographien können nur mit Hülfe eines grossen, parallaktisch aufgestellten und durch ein gleichförmig gehendes Uhrwerk gedrehten Fernrohrs gemacht werden. Schraubt man von einem solchen Instrumente das Ocular ab, so erhält man im Brennpunkte des achromatischen Objectivs ein Mondbild, dessen Durchmesser ungefähr $\frac{1}{120}$ von der Brennweite des Objectivs ist, welches also fast $2\frac{1}{2}$ cm Durchmesser hat, wenn die Brennweite des Objectivs 3 m beträgt. Ein gewöhnliches achromatisches Objectiv giebt keine ganz scharfe photographische Bilder. Für die Anfertigung scharfer Photographien ist es nothwendig, das Objectiv so zu berechnen, dass es ohne Berücksichtigung der optisch wirksamsten Strahlen möglichst gleiche Brennweite für die verschiedenen chemisch wirksamen Strahlen giebt.

Mit Hülfe eines solchen Objectivs wird nun zunächst ein negatives Glasbild hergestellt, welches so feine Details enthält, dass es eine namhafte Vergrösserung verträgt. — Ein solches negatives Original wird nun als Object in einen Apparat eingesetzt, welcher nach dem Principe

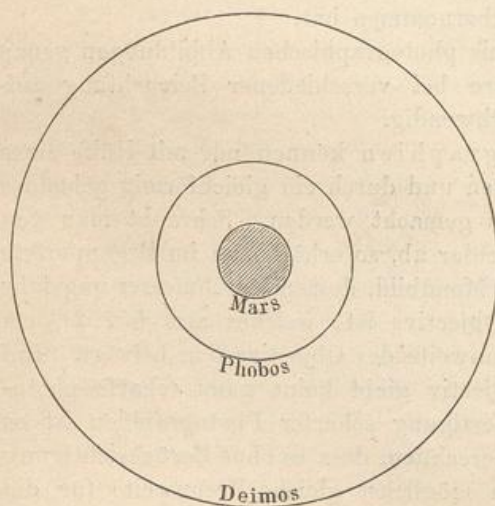
der Laterna magica in möglichster optischer Vollkommenheit construirt ist. Von Sonnenlicht oder von elektrischem Lichte beleuchtet, wird das kleine negative Mondbild mit 10- bis 14 maliger linearer Vergrößerung auf eine photographisch präparirte Glasplatte projicirt, auf welcher auf diese Weise ein grosses positives Bild erzeugt wird. — Von diesem grossen positiven Glasbilde wird nun zunächst wieder eine gleich grosse negative Copie hergestellt, welche dann in der gewöhnlichen Weise dient, um positive Copien auf Papier zu machen.

Mit Hülfe von Mondphotographien wird man vielleicht dereinst auch entscheiden können, ob auf der Mondoberfläche wirklich gegenwärtig noch Veränderungen vor sich gehen. Aeltere Beobachtungen, nach welchen noch thätige Vulcane auf dem Monde vorkommen sollen, scheinen auf Täuschungen zu beruhen.

Lohrmann, Beer und Mädler versichern, niemals eine wirkliche Veränderung auf der Mondscheibe beobachtet zu haben. Im October 1866 glaubte Schmidt in Athen die Wahrnehmung zu machen, dass der früher deutlich als ein sehr tiefer Krater wahrnehmbare Linné im mare serenitatis diese Kratergestalt gegenwärtig nicht mehr zeigt. Aehnliche Behauptungen sind auch seitdem von anderen Seiten aufgestellt, aber noch nicht unumstösslich bewiesen.

83 Die Trabanten des Mars. Bis zum Jahre 1877 waren die Astronomen der Ansicht, dass Mars zu den Planeten ohne Trabanten

Fig. 132.



gehöre, da selbst bei sehr günstigen Oppositionen stets vergeblich nach solchen gesucht worden war. Im August 1877 wurde aber von A. Hall in Washington, der den Planeten mit dem grossen Refractor der dortigen Marine Sternwarte untersuchte, die überall das grösste Aufsehen erregende Entdeckung gemacht, dass Mars von zwei Monden umkreist wird. Die Umstände für diese Entdeckung waren deshalb besonders günstig, weil der Planet sich der Erde besonders nahe befand, und das

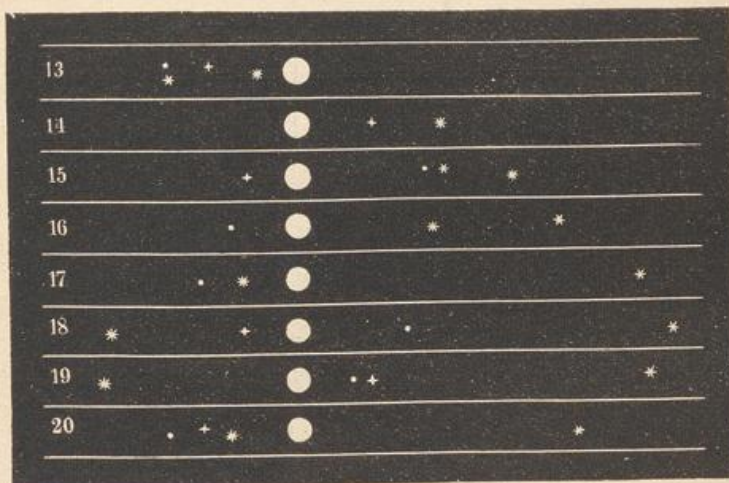
von Hall benutzte Fernrohr alle bis dahin gebauten an optischer Kraft übertraf. Seitdem hat man aber die Monde auch mit weit kleineren Instrumenten beobachten können, weil die Sichtbarkeit solcher kleinen Objecte erleichtert wird, wenn man ihren genäherten Ort schon kennt.

In Fig. 132 sind Mars und die Bahnen seiner beiden Monde, denen man die Namen Phobos und Deimos gegeben hat, im richtigen Verhältniss ihrer Grössen gezeichnet. Der Halbmesser des Mars beträgt 3385, und die mittleren Entfernungen der Monde vom Marsmittelpunkte resp. 9300 und 23 315 km. Die Monde sind in ihrer Helligkeit gleich Sternen der 12. Grösse, und nimmt man ihre lichtreflectirende Kraft gleich der des Mars an, so finden sich ihre Durchmesser zu höchstens 10 km.

Deimos bewegt sich in 30 Stunden 17 Minuten 54,4^s, Phobos in 7 Stunden 39 Minuten 13,9^s um den Hauptplaneten, und da die Zeit der Rotation dieses letzteren um seine Axe 24 Stunden 37 Minuten beträgt, so trifft hier der merkwürdige Fall ein, dass Phobos für einen Beobachter auf dem Mars im Westen aufgeht und im Osten untergeht.

Die Trabanten des Jupiter. Wenn man den Jupiter durch 84 ein Fernrohr von mässiger Vergrösserung betrachtet, so sieht man, dass

Fig. 133.



er von vier kleinen Sternchen begleitet ist, welche nahezu in einer geraden Linie aufgestellt erscheinen. Schon nach einigen Stunden lässt sich eine Veränderung in der gegenseitigen Stellung dieser Sternchen wahrnehmen. Fig. 133 stellt den Jupiter mit seinen Trabanten dar, wie er sich vom 13. bis 20. März 1872 Abends um 10 Uhr zeigte, und zwar bezeichnet das achtseitige Sternchen den 3., das sechseitige den 4., das Pünktchen den zweiten und das vierseitige Sternchen den 1. Trabanten. Am 14. März stand der 2. und 4. Trabant hinter dem Jupiter. Der 1. Trabant befand sich zu der bezeichneten Stunde am 16. gerade vor, am 17. gerade hinter dem Jupiter.

Aus einer genaueren Beobachtung der Jupitertrabanten ergibt sich nun, dass sie in Ellipsen von sehr geringer Excentricität um den Planeten

herumlaufen; die Ebene dieser Bahnen fällt beinahe mit der Ebene des Jupiteräquators zusammen und deshalb erscheinen sie uns fast ganz zur Linie verkürzt und wir sehen die einzelnen Trabanten in dieser Linie bald von Ost nach West und dann wieder von West nach Ost fortschreiten.

Am 9. September 1892 entdeckte Barnard auf der Sternwarte der Mount Hamilton einen fünften Jupitermond, welcher nur eine Umlaufzeit von $11^h 57^m 20^s$ hat, und bedeutend lichtschwächer ist, als die vier früher bekannten.

Die folgende Tabelle giebt die mittlere Entfernung der Jupitertrabanten vom Mittelpunkte des Planeten in Jupiterhalbmessern und Kilometern ausgedrückt nebst ihrer Umlaufzeit.

	Abstände		Umlaufzeit
	in Jupiterhalbmessern	in km	
1. Satellit	2,5	180 000	0,498 Tage
2. "	5,93	420 000	1,769 "
3. "	9,44	669 000	3,551 "
4. "	15,06	1 067 000	7,155 "
5. "	26,49	1 877 000	16,689 "

Man ersieht aus dieser Tabelle, dass die Jupitertrabanten ebenso wie die Trabanten der übrigen Planeten das dritte Kepler'sche Gesetz befolgen, dass sich nämlich die Quadrate ihrer Umlaufzeiten verhalten, wie die dritten Potenzen ihrer mittleren Abstände vom Jupiter. Ebenso befolgen sie auch die beiden ersten Kepler'schen Gesetze.

Fig. 134.

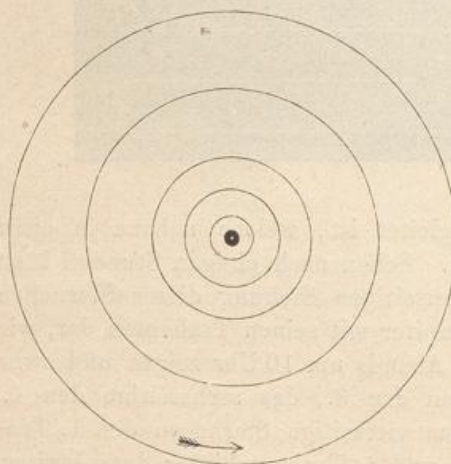


Fig. 134 stellt den Jupiter mit den Bahnen seiner Trabanten in richtigem Grössenverhältniss dar.

Von der Erde aus gesehen sind die mittleren scheinbaren Durchmesser der vier älteren Jupitermonde:

II. 1,0" IV. 1,5"
III. 0,9" V. 1,3",

die wahren Durchmesser sind:

II. 4070 km, IV. 5790 km,
III. 3430 " V. 4830 "

Das Ansehen dieser vier älteren Trabanten ist ungefähr das von Sternen sechster Grösse, man würde sie also wahrscheinlich mit blossen Auge wahrnehmen können, wenn sie nicht durch die Nähe ihres glänzenden Planeten unsichtbar blieben.

An den Bahnen der drei inneren Trabanten kann man keine Abweichung von der Kreisgestalt nachweisen, die Bahnen der beiden äusseren zeigen aber eine geringe Excentricität. Die Neigung der Bahnen gegen die Ebene der Jupiterbahn ist zwischen ein und zwei Graden.

Da der Durchmesser des Jupiter sehr gross ist und die Trabanten ihm verhältnissmässig sehr nahe stehen, da ferner die Neigung ihrer Bahn gegen die Bahn desselben sehr gering ist, so ereignet sich bei jedem Umlauf dieser Monde eine Sonnen- und eine Mondfinsterniss. Nur der fünfte geht manchmal über oder unter dem Jupiterschatten vorbei, sowie denn auch sein Schatten manchmal nördlich oder südlich vom Jupiter an demselben vorübergeht.

Mit guten Fernrohren sieht man den Schatten, welchen die vier grösseren Trabanten auf den Jupiter werfen, als einen schwarzen Punkt über denselben hingehen. Mit weit geringeren Instrumenten aber kann man schon das Verschwinden und Wiedererscheinen der Jupitertrabanten beobachten, wenn sie in den Schatten ihres Planeten ein- oder austreten.

Um diese interessante Erscheinung anschaulicher zu machen, ist in Fig. 135 und 136 (a. f. S.) dieselbe dargestellt, wie sie sich in den Monaten Juni und December des Jahres 1861 gezeigt hat.

Im Juni 1861, zwischen der am 10. Februar stattgefundenen Opposition und der am 30. August stattgefundenen Conjunction des Jupiter mit der Sonne lag der Schatten dieses Planeten von der Erde aus gesehen östlich von demselben; Ein- und Austritt der Trabanten in den Schatten des Jupiter konnte man also in dieser Zeit nur auf der Ostseite der Jupiterscheibe wahrnehmen.

Auf der jenseitigen Hälfte ihrer Bahn bewegen sich die Trabanten in der Richtung von West nach Ost, sie werden also am Westrande des Jupiter verschwinden. Der zweite Trabant tritt in den Schatten ein, während er sich noch hinter der Jupiterscheibe befindet und wird erst bei e (Nr. II, Fig. 135) wieder sichtbar, wenn er aus dem Schatten austritt.

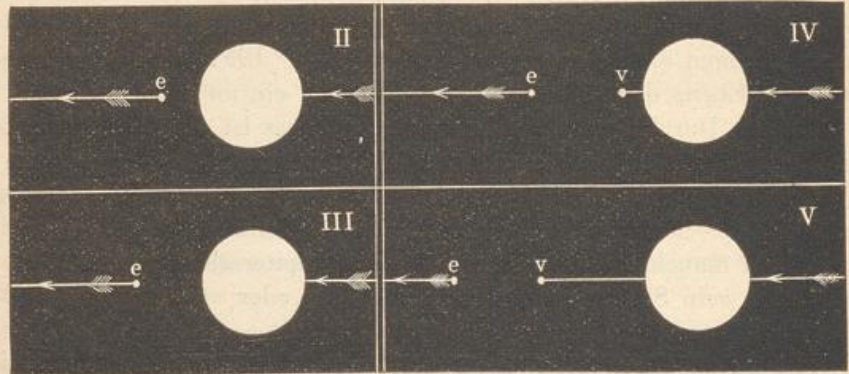
Für den dritten Trabant ist die Erscheinung ganz die gleiche, nur ist die Stelle e (Nr. III, Fig. 135), wo der Trabant wieder erscheint, etwas weiter vom Planeten entfernt.

Der vierte Trabant wird sogleich wieder sichtbar, wenn er am Ost- rande der Jupiterscheibe vortritt (Nr. IV, Fig. 135); erst bei v verschwindet er, in den Schatten eintretend, aus dem er bei e wieder austritt.

Auch für den fünften Trabanten kann man den Eintritt in den Schatten und den Austritt aus demselben beobachten, nur ist die Stelle des Verschwindens v und die Stelle des Wiedererscheinens bei e weiter vom Jupiter entfernt, als für den vierten Trabanten, wie Fig. 135, Nr. V, zeigt.

Je mehr Jupiter sich der Conjunction mit der Sonne nähert, desto mehr verkürzt sich, von der Erde aus gesehen, der Schatten desselben, desto näher rücken also auch die Stellen des Verschwindens und Wieder-

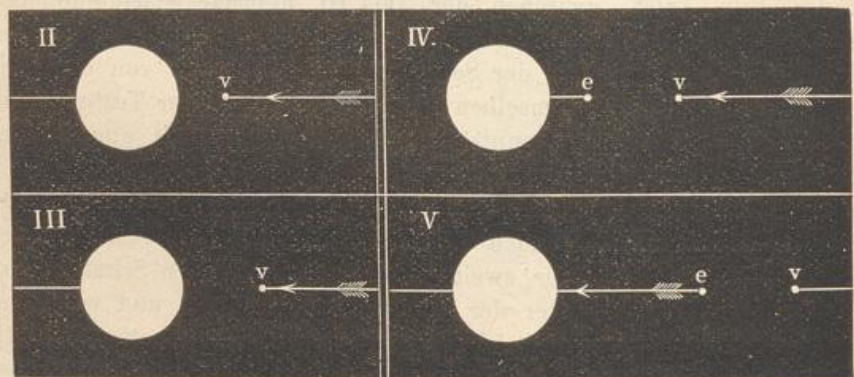
Fig. 135.



erscheinens der Trabanten der Jupiterscheibe; so war denn für den vierten Trabanten im Juli 1861 der Eintritt in den Schatten nicht mehr sichtbar.

Nach der Conjunction liegt der Schatten des Jupiter, von der Erde aus gesehen, auf der Westseite des Planeten; die Trabanten werden also

Fig. 136.



auf der Westseite der Jupiterscheibe im Schatten verschwinden, ehe sie den Westrand des Planeten erreichen, wie dies Fig. 136 erläutert, welche die Erscheinung für den December 1861 darstellt.

In der Zeit von $4 \text{ } \circlearrowleft \text{ } \odot$ bis $4 \text{ } \circlearrowright \text{ } \odot$ kann man von der Erde aus alle Eintritte der Trabanten in den Jupiterschatten, von $4 \text{ } \circlearrowright \text{ } \odot$ bis $4 \text{ } \circlearrowleft \text{ } \odot$ dagegen alle Austritte der Monde aus diesem Schatten wahrnehmen. Da die Verfinsterungen der Jupitertrabanten sehr häufig vorkommen, so können sie sehr gut als himmlische Signale für Längenbestimmungen auf der Erde benutzt werden. Manche astronomischen

Ephemeriden, z. B. der Englische Nautical Almanac, enthalten die vorausberechneten Momente der von der Erde aus sichtbaren Ein- und Ausgänge der Jupitertrabanten nach der Zeit des Meridians der Sternwarte, auf welche sich die Ephemeriden beziehen.

Durch die sorgfältige Beobachtung der Verfinsterungen der Jupitertrabanten gelang es dem dänischen Astronomen Römer im Jahre 1765, die Geschwindigkeit des Lichtes zu messen. Es wird davon im folgenden Buche ausführlicher die Rede sein.

Die Trabanten der äussersten Planeten. Sowohl Saturn 85 als auch Uranus sind von Satelliten umkreist, und man hat auch bereits einen Trabanten des Neptun entdeckt.

Die Trabanten des Saturn sind weit schwieriger sichtbar als die vier grösseren Jupitermonde. Während letztere sogleich nach Erfindung der Fernrohre entdeckt wurden, wurde der hellste der Saturntrabanten erst im Jahre 1655 von Huyghens aufgefunden.

Bis jetzt kennt man acht Saturntrabanten. Der von Huyghens entdeckte ist, vom Saturn an gerechnet, der sechste. Cassini entdeckte den siebenten, fünften, vierten und dritten von 1671 bis 1687. Den ersten und zweiten entdeckte Herschel mit seinem Riesenteleskope in den Jahren 1788 und 1789.

Nur der sechste Trabant (dessen Abstand vom Saturn 20,5 Halbmesser dieses Planeten und dessen Umlaufszeit 15,9 Tage beträgt) ist ziemlich leicht sichtbar; die übrigen können nur durch Fernrohre von starker optischer Kraft wahrgenommen werden. Die beiden innersten Trabanten wurden erst lange Zeit nach ihrer Entdeckung durch Herschel wieder von Anderen gesehen, und zwar der zweite von Lamont im Sommer 1836, der erste von den Astronomen des Collegio Romano im Juni 1838. Die Entfernung des ersten Trabanten vom Mittelpunkte des Saturn beträgt 3,11, die des zweiten beträgt 3,99 Halbmesser des Saturn.

Der achte Mond des Saturn wurde im Jahre 1848 fast gleichzeitig von Bond in Nordamerika und von Lassel in England beobachtet. Seine Entfernung vom Mittelpunkte des Saturn beträgt 59,6 Halbmesser des letzteren.

Während die Bahnebenen der übrigen Saturntrabanten nicht stark von der Ebene des Ringes abweichen, beträgt die mittlere Neigung der Bahn des siebenten Trabanten gegen die Ringebene über 21 Grad.

Da Uranus selbst nur ein teleskopischer Planet ist, so ist wohl begreiflich, dass seine Satelliten sehr schwer sichtbar sind. Es sind bis jetzt vier Satelliten aufgefunden worden, deren mittlere Entfernungen vom Centrum des Uranus resp. 7,7, 10,8, 17,6 und 23,6 Uranushalbmesser betragen. Dieselben haben die Eigenthümlichkeit, dass ihre Bahnebenen beinahe senkrecht gegen die Uranusbahn stehen, woraus man, da bei den anderen Planeten die Bahnebenen der Satelliten sehr nahe mit der

Ebene des Aequators der Planeten zusammenfallen, schliessen kann, dass auch der Aequator des Uranus nahezu senkrecht gegen die Bahnebene steht. Die Richtung der Bewegung der Satelliten ist sogar in geringem Grade rückläufig, so dass die von dem Hauptplaneten aus gesehenen Längen derselben abnehmen, was mit Ausnahme der Kometen und des gleich zu erwähnenden Trabanten des Neptun bei keinem anderen Körper des Sonnensystems der Fall ist.

Bis jetzt ist erst ein Trabant des Neptun beobachtet worden, der eine Umlaufzeit von ungefähr 5,9 Tagen hat. Seine mittlere Entfernung vom Neptun ist 14,54 Neptunhalbmesser, und seine Bahnebene 35° gegen die Ekliptik geneigt. Er ist ebenfalls rückläufig, und demnach vermuthlich auch die Axendrehung des Neptun selbst.

Sechstes Capitel.

Die Kometen und Meteorite.

Eigenthümlichkeiten der Kometen. Ausser den Planeten 86 giebt es noch eine grosse Anzahl anderer Gestirne, welche sich gleichfalls um die Sonne bewegen, sich aber von denselben sowohl durch ihr Ansehen als auch durch die Natur ihrer Bahnen wesentlich unterscheiden, nämlich die Kometen. Mit diesem Namen, den wir durch Haarsterne übersetzen können, bezeichnete man schon im Alterthum solche Gestirne, welche, durch einen mehr oder minder grossen Schweif ausgezeichnet, unvermuthet am Himmel erscheinen und, nachdem sie einen von den Planetenbahnen meist sehr abweichenden Weg unter den Fixsternen zurückgelegt haben, wieder verschwinden.

Der Aberglaube sah in den Kometen Vorboten von Krieg, Pest, Hungersnoth und von sonstigen Uebeln aller Art. Die Ungereimtheit einer solchen Meinung trat in dem Maasse deutlicher hervor, als man das Wesen der Kometen näher kennen lernte und nachzuweisen im Stande war, dass ihre Bahnen denselben Bewegungsgesetzen folgen, wie die Planetenbahnen. Dass die Erscheinung der Kometen ebenso wenig mit den Schicksalen des Menschengeschlechts oder einzelner Individuen zusammenhängt, wie die Constellationen der Planeten, bedarf wohl keines weiteren Beweises; dass aber die Kometen auch keinen Einfluss auf den Gang der Erscheinungen in unserer Atmosphäre haben, dass sie namentlich nicht auf die Witterungsverhältnisse influiren, musste man einsehen, sobald man ihre kosmische Natur erkannt hatte.

Die grösseren Kometen zeigen meist einen hellen rundlichen Kern, welcher von einer schwächer leuchtenden nebligen Hülle umgeben ist, die sich auf einer Seite, und zwar in der Regel auf der der Sonne abgewandten, in einen Schweif verlängert. Dieser Schweif erscheint uns manchmal unter einem Winkel von 60 bis 90, ja bis 100°, so dass er über einen bedeutenden Theil des Himmelsgewölbes wegzieht, wie man

Fig. 137.

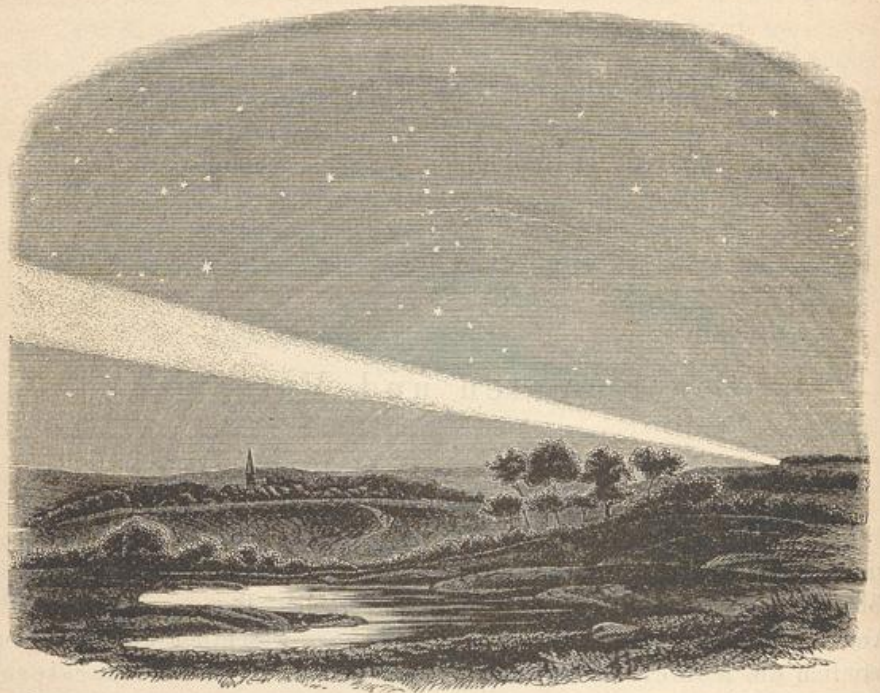
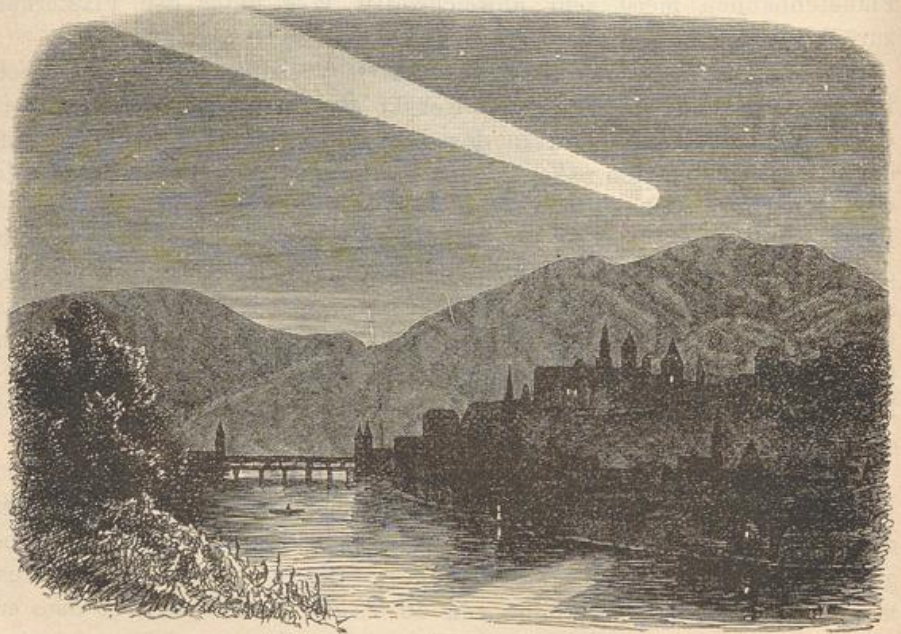


Fig. 138.



dies aus Fig. 137 und Fig. 138 ersieht. Die letztere stellt den Kometen von 1618 nach einer Abbildung im *Theatrum europaeum*, die erstere den Kometen von 1843 nach einer im ersten Jahrgange der *Illustrierten*

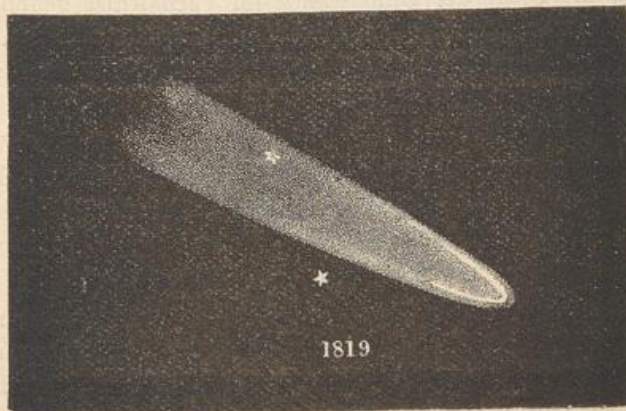
Fig. 139.



Zeitung befindlichen Abbildung dar, und zwar sammt der landschaftlichen Umgebung, wodurch man leicht einen Maassstab für die Grösse der Erscheinung erhält.

Der Kometenschweif ist bald mehr, bald weniger gekrümmt, wie dies z. B. der schöne Komet von 1811 zeigt, welcher Fig. 139 dar-

Fig. 140.



gestellt ist; fast immer aber erstreckt er sich vom Kopf aus nach der von der Sonne abgewendeten Seite hin.

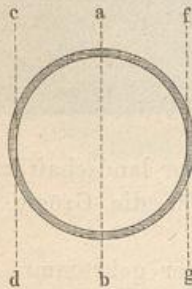
Manchmal fehlt der Kern ganz, wie z. B. bei dem Kometen, der im Jahre 1819 beobachtet wurde (Fig. 140).

Den ausgezeichneten Kometen von 1811 hat Olbers sorgfältig beobachtet und wir wollen in seine Beschreibung (Zach's monatliche Correspondenz, Januar 1812) um so mehr eingehen, als derselbe so ziemlich den Typus aller grösseren Kometen darstellt.

Der von einer eigenthümlichen Atmosphäre eingehüllte Kern des Kometen erschien als eine schlecht begrenzte Scheibe von reichlich 2' Durchmesser. Dieser Kern befand sich in einem dunklen parabolischen Raume, den ein heller, gleichfalls parabolisch gekrümmter, mit der Entfernung vom Kern immer breiter werdender Streifen begrenzte. Der innere dunklere, parabolische Raum war zwar auffallend von dem ihn umgebenden helleren parabolischen Streifen unterschieden, aber doch immer noch merklich heller als die dunkle Bläue des Himmels ausserhalb des Streifens.

Der Kometenkern befand sich also anscheinend in einem hohlen, fast leeren parabolischen Conoiden von leuchtendem Dunst, dessen Wände nach

Fig. 141.



einer Schätzung von Olbers nicht viel über $\frac{1}{10}$ des Halbmessers der Höhlung dick waren. Der Querschnitt des Schweifes war demnach ein Nebelring von der Form Fig. 141 und so erklärt sich denn, dass man in der Richtung *ab*, durch die nicht sehr dicken Nebelwände hindurchschauend, eine weit geringere Helligkeit wahrnahm als gegen den Rand hin, wo die in der Richtung *cd* und *fg* ins Auge gelangenden Strahlen eine mehr als viermal so dicke Schicht des leuchtenden Nebels zu durchlaufen hatten. — Es bezieht sich

dies auf die in der Mitte des September 1811 gemachten Beobachtungen. Später wurde die Dicke der Dunstwände im Verhältniss gegen den Halbmesser der inneren Höhlung immer grösser, so dass gegen Ende des October die Helligkeit des Streifens viel weniger von der des inneren Raumes abstach.

Im Herbst 1858 erschien ein Komet, welcher, der schönste unter allen bis jetzt in diesem Jahrhundert sichtbar gewordenen, die wesentlichsten der eben besprochenen Eigenthümlichkeiten der Kometenschweife in ganz ausgezeichneter Weise zur Anschauung brachte. Wir wollen uns deshalb etwas näher mit demselben beschäftigen.

Am 2. Juni 1858 entdeckte Donati auf der Sternwarte zu Florenz einen teleskopischen Kometen, welcher am 10. September zuerst mit blossen Auge sichtbar wurde und welcher nach seinem ersten Beobachter den Namen des Donati'schen Kometen führt.

Selbst schwächere Sterne waren durch den Schweif des Kometen sichtbar. Die grösste Lichtstärke zeigten Kern und Schweif in den letzten Tagen des September und den ersten des October. Seine grösste Länge erreichte der Schweif am 6., 7. und 8. October.

Der Schweif des Donati'schen Kometen erschien gegen den Kopf hin weit mehr zugespitzt, als es die Abbildungen früherer Kometen zeigen. Der Schweif war nie gerade, sondern stets gekrümmt, und zwar war seine convexe Wölbung nach der Seite gerichtet, gegen welche er fortschritt, gerade so also, als ob er durch ein widerstehendes Medium, in welchem sich der Komet bewegt, zurückgebogen würde. Dabei war der Schweif auf der convexen Seite entschieden schärfer begrenzt als auf der concaven, was sich namentlich am 6., 7. und 8. October deutlich zeigte (siehe Tab. XXII und XXIII).

Durch ein Fernrohr von 60maliger Vergrößerung betrachtet, machte der Kopf des Kometen den Eindruck einer nicht scharf begrenzten, in einer Nebelhülle schwebenden Kugel. Hinter der Kugel (d. h. nach der von der Sonne abgewendeten Seite hin) zeigte sich, wie dies bei den meisten Kometen der Fall ist, ein dunkler Raum, welcher, in der Nähe des Kopfes wenigstens, den Schweif gleichsam in zwei Lichtstreifen

Fig. 142.



theilte. In grösserer Entfernung vom Kopfe war dieser dunkle Zwischenraum nicht mehr zu erkennen, wie er denn überhaupt nirgends, selbst in der Nähe des Kopfes nicht, die volle Dunkelheit des umgebenden Himmels hatte. Kurz, die ganze Erscheinung hat eine glänzende Bestätigung der von Olbers gegebenen Deutung, dass wenigstens das Kopfende des Kometenschweifes ein hohles Umdrehungsparaboloid einer nebelartigen Substanz sei.

Die Gestalt des Schweifes ist mannigfachen Variationen unterworfen, ja für einen und denselben Kometen sieht man, wie sie sich allmählich ändert. Man hat häufig Kometen beobachtet, welche mehrere Schweife zeigen, wie z. B. der glänzende Komet von 1807, welcher zwei Schweife zeigte, Fig. 142, von denen der grössere von der Sonne abgewendet war.

Durch den Schweif der Kometen hindurch kann man die Fixsterne deutlich sehen; ja man hat selbst in unmittelbarer Nähe des Kerns noch Fixsterne beobachtet. Was den Ort der durch die Kometen hindurch gesehenen Sterne betrifft, so zeigt sich derselbe durchaus nicht merklich verändert, die Lichtstrahlen erleiden also, indem sie durch den Kometen hindurchgehen, keine merkliche Ablenkung durch Brechung, was darauf hindeutet, dass die Masse der Kometen nicht gasförmig sei, sondern aus einer gleichsam staubartigen Masse, aus discreten, durch leere Zwischenräume getrennten Theilchen oder aus einem höchst verdünnten Stoffe bestehe.

Scheinbare Bahn der Kometen. Während die Planeten stets 87 in der Nähe der Ekliptik beobachtet werden, entfernen sich die Kometen

oft sehr weit von derselben, so dass sie manchmal in der Nähe des Poles der Ekliptik erscheinen. Während die Planetenbahnen nur wenig gegen die Sonnenbahn geneigt sind, stehen die Kometenbahnen oft beinahe rechtwinklig auf der Ekliptik. Der Komet vom Jahre 1618 erschien



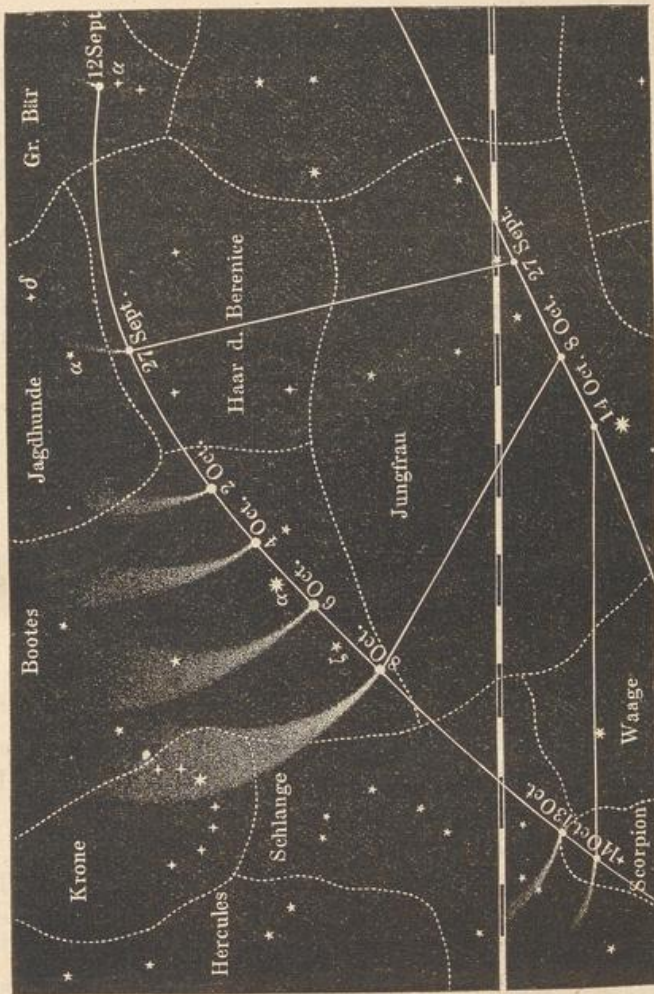
Fig. 143.

z. B. zuerst im Sternbilde der Wage am 28. November, ungefähr in der Mitte zwischen dem Stern α und β , durchlief das Sternbild des Bootes und verschwand endlich am 18. Januar 1619 bei einer nördlichen Declination von 77° ungefähr auf der Linie, welche die Sterne α und β des grossen Bären mit dem Polarsterne verbindet.

Als der Kern dieses Kometen ungefähr bei ζ des Bootes stand, Fig. 143, erstreckte sich der Schweif, einer Zeichnung des Cysatus zufolge, bis in die linke Vordertatze, d. h. bis zu den Sternen ι und α des grossen Bären.

Die Bahn des grossen Kometen von 1680 und 1681 macht einen kleinen Winkel mit der Ekliptik. Der Komet erschien in der letzten

Fig. 144.



Hälfte des November 1680 im Sternbilde der Jungfrau. Am 27. November war seine geocentrische Länge 185° , seine südliche Breite 1° ; bis zum 5. December war seine geocentrische Länge auf 236° und seine südliche Breite auf $2^{\circ} 42'$ gewachsen, er war also während dieser Zeit, in welcher er in den Morgenstunden sichtbar war, ganz in der Nähe der Ekliptik geblieben; nach dem 7. December verschwand er in den Strahlen der Sonne, um am 22. December östlich von der Sonne wieder zu erscheinen.

An diesem Tage war die geocentrische Länge des Kerns ungefähr 277° , seine nördliche Breite aber $7,5^{\circ}$. Er durchlief nun die Sternbilder des Adlers, des Delphins, des Pegasus, der Andromeda, des Triangels, und verschwand am 18. März 1681 in der Nähe des Sternes ζ des Perseus. Am 4. Februar war seine geocentrische Länge 39° bei einer nördlichen Breite von etwas über 19° . Man kann nach diesen Angaben die Bahn des fraglichen Kometen auf den Sternkarten Tab. III und Tab. IV verfolgen.

In Fig. 144 (a. v. S.) ist die scheinbare Bahn des Donati'schen Kometen vom 12. September bis zum 14. October eingetragen. Der Kopf desselben durchlief, nachdem er das Sternbild des grossen Bären (von welchem unsere Karte nur ein kleines Stück enthält) verlassen hatte, die Grenzlinie zwischen dem Sternbilde der Jagdhunde und dem des Haares der Berenice; trat dann in das Sternbild des Bootes ein und gelangte endlich durch einen Theil des Sternbildes der Schlange in das Sternbild des Scorpions.

In unserer Figur ist der Schweif nach Lage und Grösse für mehrere Beobachtungsabende möglichst genau eingetragen; auf demselben Kärtchen findet man aber auch ein Stück der Ekliptik, auf welchem der Stand der Sonne für den 27. September, den 8. und 14. October bezeichnet ist. Verbindet man diese Sonnenörter mit den gleichzeitigen Kometenörtern durch gerade Linien, so findet man, dass in der That der Schweif des Kometen stets von der Sonne abgewendet war.

88 Wahre Gestalt der Kometenbahnen. Lange Zeit suchte man vergebens nach einer den scheinbaren Lauf der Kometen genügend erklärenden Theorie. Erst Dörfel, ein Prediger zu Plauen im Voigtlande, stellte, durch die Erscheinung des grossen Kometen von 1680 und 1681 veranlasst, die Meinung auf: die Bahn der Kometen sei eine Parabel, in deren Brennpunkte der Mittelpunkt der Sonne liege. Durch Newton's neues Weltsystem fand alsbald Dörfel's Meinung ihre Bestätigung und genauere Bestimmung.

Auf Tab. XX ist die parabolische Bahn des Kometen von 1680 und 1681 dargestellt. Mit Hülfe dieser Figur wird man sich überzeugen können, dass die parabolische Hypothese den oben beschriebenen scheinbaren Lauf des Kometen genügend erklärt (natürlich nur in Beziehung auf die Veränderungen in der Länge; um die Veränderungen in der Breite nachzuweisen, müsste man noch die Neigung der parabolischen Bahn in Betracht ziehen, wozu, wenn es durch Zeichnung geschehen sollte, noch eine weitere Figur nöthig wäre).

Als der Komet am 17. December 1680 durch sein Perihelium ging, war er nur noch 950 000 km von dem Mittelpunkte und nur 240 000 km von der Oberfläche der Sonne entfernt. In dieser ungemeinen Nähe musste, von ihm aus gesehen, die Sonne als eine Scheibe von 96° Durchmesser erscheinen.

Nachdem man einmal die Bahnen bestimmen gelernt hatte, welche die Kometen in unserem Sonnensystem durchlaufen, ergab sich auch der wahre Ort, den sie an bestimmten Tagen im Raume einnahmen. So hat man gefunden, dass der Komet von 1680 und 1681 am 22. December 1680 nahezu 30 Millionen Kilometer von der Sonne und etwas über 75 Millionen Kilometer von der Erde abstand, während die Entfernung der Erde von der Sonne in runder Zahl 150 Millionen Kilometer beträgt.

Ferner war man nun auch im Stande, die wahre Länge der Kometenschweife zu bestimmen, und fand hier oft ganz enorme Dimensionen. Der Schweif des Kometen von 1618 erreichte eine Länge von 68 Millionen Kilometer, der Schweif des Kometen von 1680 und 1681 muss mindestens 75 Millionen Kilometer betragen haben. Der Komet von 1811 hatte einen Schweif von 80 bis 110 Millionen Kilometer.

Die Kometen bleiben uns nur so lange sichtbar, als sie sich in der Nähe ihres Periheliums befinden und nicht durch die Strahlen der Sonne überglänzt werden. Die meisten verschwinden für uns, sobald sie sich über die Jupiterbahn hinaus von der Sonne entfernen.

Die Elemente, durch welche eine parabolische Kometenbahn bestimmt wird, sind folgende:

1) Die Länge des aufsteigenden Knotens. Durch sie ist die Lage der geraden Linie bestimmt, in welcher die Ebene der Erdbahn von der Ebene der Kometenbahn geschnitten wird.

2) Die Neigung der Kometenbahn, d. h. der Winkel, welchen die Ebene der Kometenbahn mit der Ebene der Erdbahn macht.

Durch diese beiden Elemente ist die Lage der Ebene der Kometenbahn, d. h. der Ebene der Parabel, bestimmt, in welcher sich der Komet bewegt. Den Brennpunkt dieser Parabel bildet bekanntlich die Sonne. Die Parabel selbst ist bestimmt:

3) durch den von der Sonne aus gesehenen Winkelabstand des Perihels vom aufsteigenden Knoten; derselbe wird vom letzteren aus in der Richtung der Bewegung der Erde gezählt;

4) durch den Abstand des Scheitels der Parabel von ihrem Brennpunkte, d. h. durch die Entfernung des Kometenkerns von dem Mittelpunkte der Sonne im Augenblick, in welchem er das Perihel passirt;

5) muss der Zeitpunkt bestimmt sein, in welchem der Komet das Perihel passirt und endlich

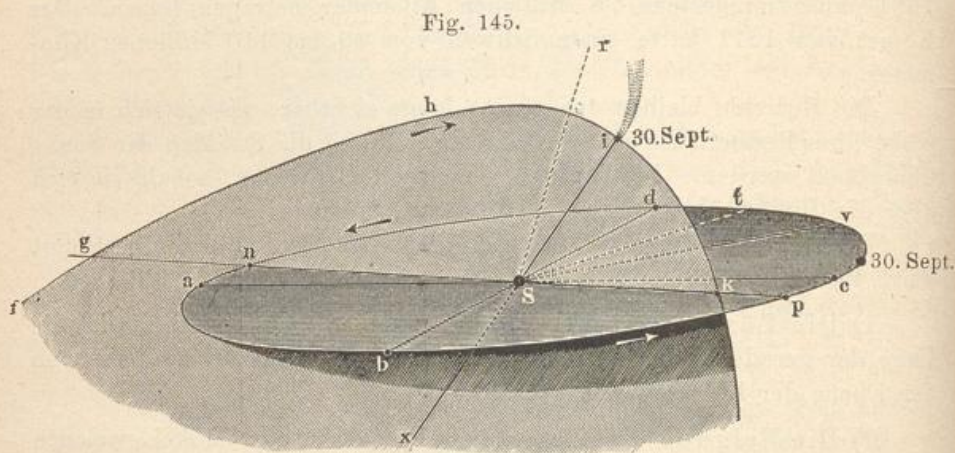
6) die Richtung seiner Bewegung, d. h. ob er recht- oder rückläufig ist.

Für den Donati'schen Kometen haben diese Elemente nach v. Asten folgende Werthe:

Länge des aufsteigenden Knotens (Ω)	165° 19'
Neigung der Bahn (i)	63° 1'
Winkelabstand des Perihels vom Ω (ω)	230° 54'
Durchgang durchs Perihel (T)	30. September.
Abstand des Perihels von der Sonne (q)	0,58 Erdweiten.
Bewegung rückläufig.	

Die Summe von ω und Ω (hier 36° 13') nennt man die Länge des Perihels (π), und diese wird häufig statt ω in den Kometenelementen angegeben.

Welches nach diesen Elementen die Lage der fraglichen Kometenbahn gegen die Erdbahn ist, mag durch Fig. 145 anschaulich gemacht werden.



S ist die Sonne, $abcd$ ist die perspectivisch verkürzt gezeichnete Erdbahn, während $fghikl$ die Bahn des Donati'schen Kometen ist.

Der besseren Anschaulichkeit wegen ist der von der Erdbahn eingeschlossene Flächenraum durch eine horizontale, die von der parabolischen Kometenbahn begrenzte Fläche aber durch eine hellere schräge Schraffirung hervorgehoben.

Die Stelle, welche die Erde zur Zeit des Herbstäquinocmiums einnimmt, ist mit c bezeichnet, die Verlängerung der Linie Sc wird also das Himmelsgewölbe im Frühlingspunkte treffen.

Die Orte, an welchen sich die Erde zur Zeit des Wintersolstitium, des Frühlingsäquinocmium und des Sommersolstitium befindet, sind der Reihe nach die mit d , a und b bezeichneten Punkte.

Denken wir uns von c aus in der Richtung der Bewegung der Erde auf der Erdbahn einen Bogen cdn von 165° 19' abgemessen, so ist die durch n und S gelegte Gerade np die Knotenlinie der Bahn des Donati'schen Kometen.

St sei eine Linie, welche, in der Ebene der Erdbahn liegend, rechtwinklig auf np steht. Ist nun ferner Sr eine gleichfalls rechtwinklig

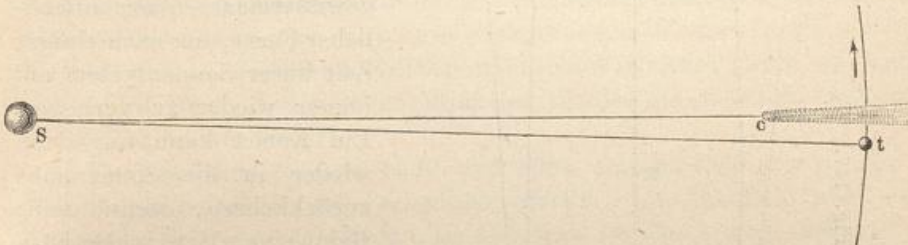
auf np stehende Gerade, welche mit St einen Winkel von $63^{\circ} 1'$ macht, so ist eine durch Sr und np gelegte Ebene die Ebene unserer Kometenbahn.

Da der Donati'sche Komet sich rückläufig bewegt, so ging er also in der Richtung von f über g, h, i, k und l . In g ist der aufsteigende, in k der niedersteigende Knoten der Kometenbahn. Das Perihel in i passirte der Komet am 30. September 1858. Die Stelle, welche an diesem Tage die Erde einnahm, ist in unserer Figur ebenfalls bezeichnet.

Der convexe Winkel gSi in der Ebene der Kometenbahn ist $= \omega$, und beim Donati'schen Kometen $= 230^{\circ} 54'$.

Um auch dem weniger Geübten die gegenseitige Lage der Erdbahn und der Knotenbahn anschaulich zu machen, kann man das in Fig. 145 Dargestellte auch in Form eines Modells ausführen.

Fig. 146.



Die parabolischen Elemente des grossen Kometen von 1861 sind (Astr. Nachr. 56. Bd.) nach Pape:

Ω	$278^{\circ} 59'$
i	$85^{\circ} 38'$
ω	$330^{\circ} 23'$
T	11,76 Juni,
q	0,839 Erdweiten,

Bewegung rechtläufig.

Nach der Stellung des Kometen gegen die Sonne und Erde konnte man vermuthen, dass die Erde am 28. oder 29. Juni durch den Schweif des Kometen gegangen sei. Nach den Rechnungen von Pape war dies jedoch nicht der Fall. Der Komet ging am 28. Juni durch den aufsteigenden Knoten; die heliocentrische Länge des Kometenkerns war zu dieser Zeit $278^{\circ} 59'$, sein Abstand von der Sonne 0,884 Erdweiten. Die gleichzeitige heliocentrische Länge der Erde war 277° . Die gegenseitige Position von Sonne, Komet und Erde war also der Art, wie es Fig. 146 darstellt. Vorausgesetzt, dass die Axe des Kometenschweifes in der Verlängerung des Radius vector zusammengefallen wäre, so hätte der kleinste Abstand der Erde von der Kometenaxe

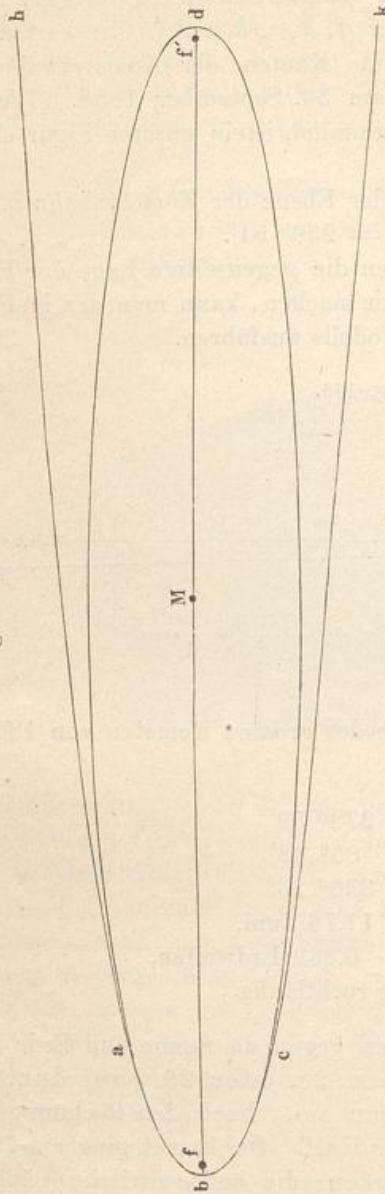
immer noch 0,035 Erdweiten betragen. Aus späteren Beobachtungen des Schweifes ergab sich aber, dass er an derjenigen Stelle, wo er die Erdbahn schnitt, nur einen Durchmesser von 0,0076 Erdweiten hatte, die Erde konnte mithin nicht in den Schweif eintreten, wenn sie auch ziemlich nahe an demselben vorbeiging.

Die Bahn eines Kometen kann möglicherweise eine Hyperbel, oder eine Parabel, oder endlich eine Ellipse sein. Bewegt sich der Komet in einer der beiden erstgenannten Curven, so kann er uns überhaupt nur einmal erscheinen; er kommt gewissermaassen aus unendlicher Ferne, um nach einiger Zeit unser Sonnensystem auf immer wieder zu verlassen. Ein Komet kann nur dann wieder in die Sonnennähe zurückkehren, wenn seine Bahn eine elliptische ist.

Der Umstand, dass der beobachtete Lauf der Kometen sich in der Regel sehr gut durch eine parabolische Bahn darstellen lässt, schliesst die Möglichkeit nicht aus, dass er sich wirklich in einer langgestreckten Ellipse bewegt; denn eine Parabel und eine sehr stark excentrische Ellipse, welche einen gemeinschaftlichen Brennpunkt f , Fig. 147, und einen gemeinschaftlichen Scheitelpunkt b haben, fallen in der Nähe dieses Scheitelpunktes, welcher dem Perihelium entspricht, sehr nahe zusammen.

So kann in der That das Bogenstück abc , Fig. 147, ebenso gut ein Stück der Parabel $habck$ als auch ein Stück der Ellipse $abcd$ sein. Die Kometen sind uns aber gerade nur in der Nähe des Periheliums sichtbar.

Fig. 147.



In den meisten Fällen genügt die parabolische Bahn den Beobachtungen und man behält sie dann bei, weil ihre Berechnung ungleich einfacher ist als die einer elliptischen Bahn.

Berechnet man aus den beobachteten Kometenorten eine elliptische Bahn, so wird man begreiflicher Weise in Betreff einiger Bahnelemente keine grosse Genauigkeit zu erwarten haben; namentlich ist dies für die Länge der grossen Axe und die Umlaufszeit der Fall.

Encke hat nach den zuverlässigsten Beobachtungen des Kometen von 1680 und 1681 eine elliptische Bahn desselben berechnet. Dieser Rechnung zufolge würde er im Aphelium ungefähr 853 Erdweiten, also 126 000 Millionen Kilometer weit von der Sonne entfernt sein. Sein Abstand im Aphelium wäre also 140 000mal grösser als der im Perihelium. Als wahrscheinliche Umlaufszeit ergab sich ungefähr 8800 Jahre.

Mag nun die Kometenbahn eine parabolische oder eine elliptische sein, so findet auch hier das zweite Kepler'sche Gesetz seine volle Anwendung, d. h. die Geschwindigkeit des Kometen in seiner Bahn ist stets eine solche, dass der von der Sonne zum Kometen gezogene Leitstrahl in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume zurücklegt. Die Geschwindigkeit des Kometen ist also am grössten, während er das Perihelium passirt.

Für den Kometen von 1680 und 1681 ergibt sich aus Encke's Rechnungen, dass er im Perihelium 390 km, im Aphelium aber nur 3 m in der Secunde zurücklegt. Im Aphelium ist also seine Geschwindigkeit ungefähr 130 000mal geringer als im Perihelium.

Nach den Berechnungen von Bruhns sind die elliptischen Elemente des Donati'schen Kometen

Ω	165° 19'
i	63° 1,7'
ω	230° 54'
q	0,482 Erdweiten
Halbe grosse Axe (a)	164 Erdweiten
Umlaufszeit	2101,6 Jahre.

Auwers berechnete die elliptischen Elemente des Kometen II von 1861 wie folgt:

Ω	278° 58'
i	85° 29'
ω	330° 9'
T	11,5 Juni
q	0,822 Erdweiten
a	71,2 Erdweiten
Umlaufszeit	601 Jahre.

Wiederkehrende Kometen. Halley, ein Zeitgenosse New-⁸⁹ton's, bemerkte, dass die Elemente der Bahn des schönen Kometen von 1682 fast genau dieselben seien, wie die der Kometen von 1607 und 1531.

Folgendes sind die fraglichen Elemente:

Komet von	Länge Ω	Neigung der Bahn	Länge des Periheliums	Abstand des Periheliums von \odot
1531	49° 25'	17° 56'	301° 39'	0,57 Erdweiten
1607	50 21	17 2	302 16	0,58 „
1682	50 48	17 42	301 36	0,58 „

Alle drei waren rückläufig. Er wurde dadurch auf den Gedanken geleitet, dass es wohl ein und derselbe Komet sei, welcher in den drei genannten Jahren erschienen war, und der eine Umlaufzeit von 75 bis 76 Jahren habe. Er kündigte seine Wiederkehr auf das Ende des Jahres 1758 oder den Anfang des Jahres 1759 an, und in der That ging er am 12. März 1759 wieder durchs Perihelium.

Eine abermalige, voraus angekündigte Erscheinung des Halley'schen Kometen fand im Jahre 1835 statt, wo er am 16. November das Perihelium passirte.

Die erste durch astronomische Beobachtungen hinlänglich constatirte Erscheinung des Halley'schen Kometen ist die von 1456.

Die halbe grosse Axe der Bahn des Halley'schen Kometen beträgt ungefähr 19 Erdweiten; in seinem Aphelium, welches er im Jahre 1873 passirt hat, und welches noch ausserhalb der Neptunbahn liegt, ist er ungefähr 37,4 Erdweiten von der Sonne entfernt. Seine Periheldistanz beträgt nur 0,58 Erdweiten, in seiner Sonnennähe geht er also zwischen den Bahnen des Mercur und der Venus hindurch.

Im Jahre 1456 erreichte der Schweif des Halley'schen Kometen eine Länge von 60 Graden, und ebenso zeigte er im Jahre 1531 einen schönen Schweif. Im Jahre 1607 dagegen erschien er nicht besonders glänzend und namentlich war sein Schweif sehr klein, was wohl daran lag, dass er der Erde schon lange Zeit vor seinem Perihelium wieder verschwand. Im Jahre 1682 erschien er wieder mit starkem Glanze, obgleich er dem Kometen von 1680 nicht gleich kam.

Im Jahre 1759 konnte der Halley'sche Komet nur eine kurze Zeit mit blossen Auge gesehen werden. An Glanz stand er diesmal der Erscheinung von 1682 nach, aber nicht in Beziehung auf die Länge des Schweifes, welche bis auf 47° stieg.

Die Erscheinung des Halley'schen Kometen im Jahre 1835 war ziemlich unscheinbar und befriedigte die Erwartungen des grösseren Publicums keineswegs. Von dem kleinen Kern, welcher etwa 200 km im Durchmesser haben mochte, ging eine fächerartige, gegen die Sonne gerichtete Flamme aus, welche sich aber zu beiden Seiten zurückkrümmte

und so allmählich in den Schweif überzugehen schien. Wir werden darauf später wieder zurückkommen.

Die nächste Erscheinung des Halley'schen Kometen wird im Jahre 1911 stattfinden.

Ein zweiter, jedoch meist nur teleskopischer Komet, dessen Umlaufzeit bekannt ist und welcher den Namen seines Berechners führt, ist der Encke'sche Komet; er wurde im November 1818 von Pons in Marseille entdeckt. Encke erkannte, als er nach den beobachteten Oertern eine Bahn berechnete, dass er mit den in den Jahren 1786, 1795 und 1805 beobachteten identisch sein müsse. Die Umlaufzeit dieses Kometen beträgt nur 1208 Tage. Sein kleinster Abstand von der Sonne beträgt 0,33, sein grösster 4,07 Erdweiten. Die Neigung seiner Bahn gegen die Ekliptik ist 13° ; die Länge des aufsteigenden Knotens 335° , die Länge des Periheliums 157° . Der Encke'sche Komet hat eine kugelförmige Gestalt ohne merklichen Schweif.

Der Encke'sche Komet ist dadurch besonders merkwürdig, dass seine Umlaufzeit nach Encke's Untersuchungen allmählich abzunehmen schien, indem der Komet bei jeder neuen Revolution während der Jahre 1825 bis 1852 (neun Umlaufperioden) ungefähr um $2\frac{1}{2}$ Stunden früher das Perihel erreichte, als er nach der Rechnung, unter alleiniger Berücksichtigung der Anziehungen durch die Sonne und Planeten, hätte thun sollen. Encke suchte diese Erscheinung durch die schon von Olbers aufgestellte Hypothese zu erklären, dass der Weltraum mit einem feinen, der Bewegung widerstehenden Medium erfüllt sei. Die Verkürzung der Umlaufzeit hat sich nach den Untersuchungen von v. Asten und Backlund auch bei späteren Umläufen zuweilen, aber durchaus nicht immer gezeigt, so hat sie sich z. B. bei den beiden Umläufen zwischen den Jahren 1865 bis 1871 nicht nachweisen lassen. Dieser Umstand spricht sehr gegen die von Encke verfochtene Hypothese, gegen welche schon Bessel einwandte, dass sie zwar die Verkürzung der Umlaufzeit erkläre, aber nur eine von vielen Ursachen sei, die alle dieselbe Wirkung hervorrufen können. In der That zeigen die Kometen, wie weiter unten gezeigt werden wird, in ihrem äusseren Ansehen manche Erscheinungen, welche darauf hindeuten, dass nicht allein die Gravitationskraft auf die Bewegung der einzelnen Theile der Kometen wirkt, sondern noch andere Kräfte in ihnen thätig sind, welche sehr wohl auch die Bewegung des Kerns der Kometen beeinflussen können. Bei zwei anderen periodischen Kometen, dem Faye'schen und Winnecke'schen, hat man eine Zeit lang ebenfalls Verkürzungen der Umlaufzeit nachweisen zu können geglaubt, genauere Untersuchungen, die von Möller und v. Hårdtl darüber angestellt sind, haben indessen in dieser Richtung ein durchaus negatives Resultat ergeben.

Einer der interessantesten periodischen Kometen ist der Biela'sche. Derselbe ist mit blossem Auge nicht sichtbar; im Fernrohre erscheint

er als rundlicher Nebel, dessen Durchmesser im Jahre 1805 nach Olbers 10,6 Erdradien betrug.

Dieser Komet war bereits in den Jahren 1772 und 1805 beobachtet worden. Bei seinem Wiedererscheinen im Februar 1826 erkannte Biela seine Periodicität. Bei seinem Wiedererscheinen im December 1845 beobachtete zuerst Maury zu Washington, dass sich der Komet in zwei getheilt hatte. Bei ihrem Durchgange durchs Perihel am 11. Februar 1846 betrug der Abstand der beiden Kometen 300 000 km. Beide Zwillingkometen erschienen als geschweifte Gestirne.

Die beiden Theilkometen kehrten der Rechnung gemäss im Herbst 1852 zum Perihel zurück, ihr Abstand war aber bis auf 2 600 000 km gewachsen. Im Jahre 1859 konnten sie wegen ihrer Lage zur Sonne nicht beobachtet werden. Eine sichtbare Wiederkehr war im Winter 1865/66 zu erwarten, trotz der eifrigsten, auf mehreren Sternwarten angestellten Beobachtungen konnte aber das Doppelgestirn nicht wieder aufgefunden werden; der Biela'sche Komet schien verschwunden zu sein. Wir werden weiter unten sehen, zu welcher Erscheinung er im Jahre 1872 Veranlassung gab.

Tab. XXI zeigt die auf die Ebene der Ekliptik projecirten Bahnen des Encke'schen und Biela'schen Kometen und ein Stück der Bahn des Halley'schen. Das Aphel des letzteren liegt, wie schon oben erwähnt, noch jenseits der Neptunbahn.

Die beiden innersten, um die Sonne gezogenen Kreise auf Tab. XXI entsprechen den Bahnen des Mercur und der Venus.

Der Faye'sche Komet wurde im November 1843 von Faye als eine schweiflose Nebelmasse mit einem hellen Kerne entdeckt und die Elemente seiner Bahn von Möller berechnet. Seine Wiederkehr wurde in den Jahren 1851, 1858, 1873, 1880 und zuletzt im Jahre 1888 beobachtet. Die Umlaufszeit des Faye'schen Kometen beträgt 7,4 Jahre.

Brorsen's Komet wurde im Februar 1846 als teleskopische kern- und schweiflose Nebelmasse entdeckt. Aus den gemachten Beobachtungen ergab sich eine Umlaufszeit von 5,5 Jahren. Bei seiner Rückkehr im Jahre 1851 wurde der Komet nicht aufgefunden; dagegen wurde er in den Jahren 1857, 1868, 1873 und 1879 beobachtet.

Ein von d'Arrest im Juni 1851 entdeckter kleiner Komet, dessen Bahn sich nach den Beobachtungen als elliptisch herausstellte, wurde bei seinen Wiedererscheinungen in den Jahren 1857, 1870, 1877 und 1890 abermals beobachtet; seine Umlaufszeit beträgt $6\frac{2}{3}$ Jahre.

Der Tuttle'sche Komet des Jahres 1858 wurde bald nach seiner Entdeckung als ein periodischer Komet erkannt und seine Identität mit dem zweiten Kometen des Jahres 1790 nachgewiesen. Seit 1790 hat dieser Komet unbemerkt fünf Umläufe von 13,6 Jahren gemacht. Tischler und Clausen haben die Elemente seiner Bahn berechnet,

Bezeichnung des Kometen	Letzte Erscheinung	Länge des Perihels	Länge des aufst. Knotens	Neigung der Bahn	Umlaufzeit in Jahren	Kürzeste Entfernung von der Sonne (in Erdbahnhalbm.)	Grösste Entfernung von der Sonne	Richtung der Bewegung	Excentricität
Halley	1835	304 ⁰ 32'	55 ⁰ 10'	17 ⁰ 45'	76,4	0,59	35,41	R	0,967
De Vico	1846	90 27	77 33	85 6	75,7	0,66	34,40	D	0,962
Olbers	1887	149 46	84 30	44 34	72,6	1,20	33,62	D	0,931
Pons	1884	93 17	254 6	74 3	71,6	0,78	33,40	D	0,955
Westphal	1852	43 14	346 10	40 55	60,7	1,25	29,61	D	0,919
Coggia	1867	75 52	78 36	18 13	33,6?	1,57	19,26	D	0,849?
Tempel	1866	60 28	231 26	17 18	33,2	0,98	19,68	R	0,905
Tuttle	1885	116 29	269 42	54 20	13,8	1,03	10,48	D	0,821
Brooks	1889	356 45	18 53	6 1	7,8	1,50	4,44	D	0,495
Faye	1888	50 49	209 35	11 20	7,6	1,74	5,97	D	0,549
Holmes	1892	345 53	331 42	20 47	6,9	2,14	5,12	D	0,410
Finlay	1886	7 34	52 30	3 2	6,7	1,00	6,08	D	0,718
Biela a	1852	109 5	245 50	12 33	6,6	0,86	6,17	D	0,755
Biela b	1852	108 58	245 58	12 34	6,6	0,86	6,20	D	0,755
d'Arrest	1890	319 15	146 17	15 43	6,6	1,32	5,76	D	0,627
Wolf	1884	19 3	206 22	25 15	6,5	1,57	5,57	D	0,560
Brooks	1886	229 46	53 3	12 56	6,3	1,34	5,49	D	0,608
Tempel I	1879	238 11	78 46	9 47	6,0	1,77	4,82	D	0,463
Winnecke	1886	276 43	111 31	11 17	5,7	0,83	5,57	D	0,741
Tempel III	1880	43 0	296 42	5 31	5,5	1,07	5,16	D	0,656
De Vico	1844	342 31	63 50	2 55	5,5	1,19	5,01	D	0,617
Brorsen	1879	116 15	101 19	29 23	5,5	0,59	5,61	D	0,810
Barnard	1884	306 11	5 9	5 28	5,4	1,28	4,87	D	0,584
Tempel II	1878	306 8	121 1	12 46	5,2	1,35	4,67	D	0,552
Encke	1888	158 36	334 39	12 53	3,3	0,34	4,10	D	0,845

In der Columne „Richtung der Bewegung“ bezeichnet D (Direct), dass der Komet sich in derselben, und R (Retrograd), dass er sich in entgegengesetzter Richtung bewegt wie die Planeten.

vermöge deren er am 12. October 1871 von Borrelly in Marseille aufgefunden wurde. Später ist er nach den Rechnungen von Rahts im Jahre 1885 wieder aufgefunden und einige Wochen hindurch beobachtet worden.

Winnecke entdeckte im März 1858 einen Kometen, dessen Elemente er nahe übereinstimmend mit denen des Kometen III von 1819 fand, wonach derselbe ein wiederkehrender Komet von ungefähr $5\frac{1}{2}$ Jahren Umlaufszeit ist. Im Jahre 1869, wo sein Periheldurchgang am 30. Juni stattfand, wurde er abermals von Winnecke als ein blasser verwaschener Nebel von 6 bis 8 Minuten Durchmesser beobachtet, der nach der Mitte merklich heller wurde. Ferner ist er in den Jahren 1875 und 1886 beobachtet. Die Periheldistanz dieses rechtläufigen Kometen ist 0,78, seine halbe grosse Axe ist 3,15 Erdweiten.

In der auf voriger Seite stehenden Tabelle sind die Elemente der bis jetzt bekannten periodischen Kometen mit kürzerer Umlaufszeit (unter 100 Jahren) angegeben.

Zunächst zeigt sich aus dieser Tabelle, dass die grosse Mehrzahl der periodischen Kometen eine directe Bewegung und eine geringe Neigung der Bahn hat. Die Excentricität ist durchweg grösser als bei den Planeten, bei denen sie im Maximum (Planet Aethra) bis zu 0,383 geht; indessen ist es natürlich nicht ausgeschlossen, dass es viele Kometen von geringerer Excentricität der Bahn giebt, die aber stets zu weit von der Erde entfernt bleiben, um beobachtet werden zu können. So ist z. B. nachweislich die Bahn des Wolf'schen Kometen vom Jahre 1884 vor dem Jahre 1875 sehr wenig excentrisch gewesen (Excentricität = 0,276), und dann durch eine grosse Annäherung des Kometen an den Jupiter in die obige Form gebracht. Die geringste Excentricität unter allen bekannten Kometenbahnen hat diejenige des Kometen Holmes vom Jahre 1892. Dieselbe beträgt nur 0,140, ist also nur wenig grösser als die des Planeten Aethra.

- 90 **Kometensysteme.** Wie schon oben erwähnt, berechnet man von einem neuentdeckten Kometen gewöhnlich parabolische Elemente, und geht nur zu der Berechnung einer elliptischen Bahn dann über, wenn aus irgend welchen Gründen vermuthet werden kann, dass die Bahn in der That elliptisch ist. Bei Kometen von sehr kurzer Umlaufszeit stellt sich in der Regel sehr bald heraus, ob die Beobachtungen sich durch eine Parabel genügend darstellen lassen, aber eine Vergleichung der parabolischen Bahnelemente mit denen früher erscheinener Kometen zeigt auch häufig, ob die Annahme gerechtfertigt ist, dass der berechnete Komet schon in früheren Erscheinungen beobachtet war. Bisweilen bewegen sich indessen Kometen in sehr nahe derselben Bahn, während eine genaue Berechnung zeigt, dass sie nicht mit einander identisch sind, und da es an und für sich höchst unwahrscheinlich ist, dass zwei Kometen, welche gar keinen Zusammenhang haben, sich in derselben Bahn bewegen, so kann man bei Kometen von nahezu gleicher Bahn auf einen ursprüng-

lichen Zusammenhang oder einen gemeinsamen Ursprung schliessen. Es wurde oben schon die Trennung der Biela'schen Kometen in zwei selbstständige Theile erwähnt. Eine solche Theilung von Kometen ist auch sonst beobachtet, z. B. schon von Seneca bezüglich eines Kometen erwähnt worden. Ferner entdeckte Liais in Olinda in Brasilien im Jahre 1860 einen Kometen, der aus zwei getrennten Nebeln bestand, welche dieselbe Bahn verfolgten; von dem zweiten Kometen des Jahres 1882 haben sich während der Zeit seiner Sichtbarkeit eine ganze Anzahl nebelförmiger Gebilde abgelöst, so dass z. B. am 14. October sechs bis acht derselben neben dem Kometen sichtbar waren, und der Brooks'sche Komet des Jahres 1889 hatte ebenfalls mehrere Nebenkometen in seiner Begleitung.

Ein sehr auffallendes Beispiel mehrerer Kometen, welche sich in grosser Entfernung von einander in nahezu derselben Bahn bewegen, bieten die hellen Kometen der Jahre 1843, 1880 und 1882.

Von dem erstgenannten, der schon oben in Fig. 137 abgebildet ist, war zuerst im mittleren Europa nur der Schweif als ein etwa 40° langer, schmaler Lichtstreif sichtbar, während der Kern sich stets unter dem Horizonte befand. Allmählich kam der Komet höher, so dass der Kern beobachtet wurde, aber die Helligkeit des Kometen nahm jetzt sehr rasch ab. In südlichen Gegenden war der Kern des Kometen aber schon viel früher sichtbar gewesen, und so gelang es denn durch Benutzung aller Beobachtungen, eine recht sichere Bahn zu berechnen. Die von Hubbard abgeleiteten Bahnelemente sind folgende:

Durchgang durch das Perihel (mittl. Pariser Zeit)	Länge des Perihels	Länge des aufst. Knotens	Neigung der Bahn	Kürzeste Entfernung von der Sonne	Umlaufzeit	Richtung der Bewegung
Febr. 27. 10 ^h 0 ^m	278° 40'	1° 42'	35° 41'	0,00554	533 Jahre	Rückl.

Danach betrug die kürzeste Entfernung vom Mittelpunkte der Sonne 825 000 km, und von ihrer Oberfläche nur 129 000 km, nur den dritten Theil der Entfernung des Mondes von der Erde, so dass der Komet mitten durch die weiter unten zu erwähnende Corona der Sonne sich hindurchbewegt haben muss.

Im Februar 1880 erschien auf der südlichen Halbkugel ein heller Komet dicht bei der Sonne, dessen Bewegung die folgenden Elemente ergab:

Durchgang durch das Perihel (mittl. Pariser Zeit)	Länge des Perihels	Länge des aufst. Knotens	Neigung der Bahn	Kürzeste Entfernung von der Sonne	Umlaufzeit	Richtung der Bewegung
Jan. 27. 11 ^h	278° 23'	356° 17'	36° 52'	0,00591	?	Rückl.

Die Elemente sind so ähnlich denen des Kometen vom Jahre 1843, und die äussere Erscheinung des Kometen vom Jahre 1880 entsprach so vollständig den Beschreibungen des Kometen vom Jahre 1843, dass

vielfach die Identität beider Kometen angenommen wurde. Allerdings widersprach dieser Annahme der Umstand, dass für den Kometen von 1843 eine Umlaufszeit von 533 Jahren gefunden war, indessen waren die Beobachtungen, auf denen die obige Bahn beruhte, ziemlich unsicher, und so erschien es nicht unmöglich, dass die Umlaufszeit in Wirklichkeit sehr viel kleiner war. Ueberdies war es sehr wohl denkbar, dass der Komet in der grossen Nähe der Sonne zur Zeit seines Periheldurchganges einen Widerstand durch eine Sonnenatmosphäre erleiden könne, durch welche die grosse Axe seiner Bahn verkleinert und in Folge dessen seine Umlaufszeit verringert werden müsste. Dass diese Annahme nicht richtig sei, zeigte sich indessen schon nach zwei Jahren.

In den ersten Tagen des September 1882 wurde nämlich auf der südlichen Halbkugel ein heller Komet bemerkt, der bis Mitte März des folgenden Jahres beobachtet werden konnte. Die Bahnelemente desselben sind von Kreutz folgendermaassen gefunden:

Durchgang durch das Perihel (mittl. Pariser Zeit)	Länge des Perihels	Länge des aufst. Knotens	Neigung der Bahn	Kürzeste Ent- fernung von der Sonne	Um- laufs- zeit
Sept. 17. 6 ^h	276° 25'	346° 1'	38° 0'	0,00775	772 Jahre.

Bewegung rückläufig.

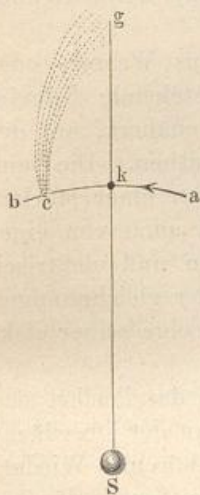
Bei diesem Kometen ist eine wesentlich kleinere Umlaufszeit ausgeschlossen, und es ist somit mit Bestimmtheit anzunehmen, dass er mit den vorher erwähnten Kometen nicht identisch ist, trotz der Aehnlichkeit der übrigen Bahnelemente. Unerwarteter Weise gab aber dieser Komet auch Aufschluss über die vermeintliche Wirkung eines widerstehenden Mittels auf die Bewegung in der Nähe des Perihels. Der Komet war nämlich vor und nach dem Perihel beobachtet, und wenn in der Nähe des Perihels die Bahn eine Aenderung erfahren hatte, so mussten die vor dem Perihel angestellten Beobachtungen andere Bahnelemente ergeben als die späteren. Es hat sich indessen herausgestellt, dass sämtliche Beobachtungen durch eine und dieselbe Bahn genügend dargestellt werden können, dass demnach eine Störung im Perihel trotz der grossen Nähe des Kometen bei der Sonne nicht stattgefunden hat und der Komet somit nicht identisch mit den beiden der Jahre 1843 und 1880 sein kann. Alle drei Kometen und vermuthlich noch mehrere, die in früheren Jahrhunderten dicht bei der Sonne erschienen sind, über die aber nicht genügend bestimmte Nachrichten für eine genauere Bahnbestimmung vorliegen, bewegen sich sehr nahe in der gleichen Bahn um die Sonne. Wahrscheinlich gehört in dasselbe System auch der erste Komet des Jahres 1887, welcher nur auf der südlichen Halbkugel gesehen werden konnte, aber von dem wegen völligen Mangels an einem Kerne nur sehr rohe Beobachtungen gelangen.

91 **Die Kometenschweife.** Kepler spricht seine Ansicht über die Kometenschweife dahin aus, dass die Sonnenstrahlen, welche durch

den Kern eines Kometen hindurch gehen, etwas von der Materie desselben mit sich fortführen; er hat also bereits richtig erkannt, dass die Kometenschweif aus einem dem Kerne entströmenden, die Sonne gleichsam fliehenden Nebel bestehen, wenn er auch irrthümlich die Sonnenstrahlen als das Agens betrachtete, welches ihn mit sich fortführt. Es sind also nicht immer dieselben Theilchen, welche wir im Kometenschweif schimmern sehen, vielmehr entwickeln sich von seinem Kerne unaufhörlich neue Stoffe, die mit grosser Geschwindigkeit von dem Kometen abwärts strömen und sich endlich im weiten Himmelsraume verlieren.

Auch Newton hatte ähnliche Vorstellungen über die Bewegung der Schweifmaterie, wenn er auch nicht der Meinung war, dass dieselbe von den Sonnenstrahlen mit fortgerissen würde. Er gründete darauf eine Methode zur Bestimmung der Geschwindigkeit, mit welcher die Schweifmaterie von dem Kometen wegströmt. In Fig. 148 sei S die Sonne, ab ein Stück der wahren Bahn des Kometenkernes und cg der Kometenschweif. Denkt man sich nun vom Ende g des Schweifes eine gerade Linie nach der Sonne gezogen, so schneidet dieselbe die Kometenbahn bei k und man kann wenigstens annähernd annehmen, dass

Fig. 148.



die Schweifmaterie, welche sich im Augenblick bei g befindet, dem Kometenkern entströmte, als er sich in k befand, und während der Kometenkern von k nach c fortlief, gelangte die bei k vom Kern ausgestossene Schweifmaterie von k nach g . Da nun die Geschwindigkeit des Kometenkernes in seiner Bahn bekannt ist, so ergibt sich daraus die Geschwindigkeit, mit welcher sich die Schweifmaterie von dem Kerne entfernt. Auf diese Weise fand er, dass der Stoff, welcher am 25. Januar 1681 das Ende des grossen Kometenschweifes bildete, ungefähr am 11. December 1680 dem Kerne entströmte war.

Nach der eben erläuterten Newton'schen Methode fand Olbers, dass die Materie, welche am 13. October 1811 das obere Schweifende bildete, ungefähr vor 11 Tagen den Kern verlassen hatte. Der Schweif des Kometen war um diese Zeit 12 Millionen geographische Meilen lang und diese Länge wurde von der Schweifmaterie in der kurzen Zeit von 11 Tagen durchlaufen, was einer mittleren Geschwindigkeit von 12 bis 13 geographischen Meilen in der Secunde entspricht.

Aus der Form des Kometenschweifes von 1811 folgerte Olbers, dass die von dem Kerne und seiner eigenthümlichen Atmosphäre entwickelten Dämpfe sowohl von diesem als auch von der Sonne abgestossen werden, sie muss sich also da anhäufen, wo die Repulsivkraft des Kometenkernes anfängt, von der Repulsivkraft der Sonne überwogen zu werden.

Ohne Zweifel sind die Schweife der Kometen von 1665, 1680, 1682, 1744 u. s. w., kurz aller Kometen, bei welchen man in der Mitte des Schweifes ein breites dunkles Band wahrgenommen hat, in gleicher Weise zu erklären, wie der Schweif des Kometen von 1811. Die kleinen schweiflosen Kometen bestehen dagegen wohl ganz aus einer Dunstmasse, auf welche die Sonne keine Repulsivkraft ausübt.

Die Kometenkerne folgen, von der Sonne angezogen, den Kepler'schen Gesetzen, während die Schweifmaterie von Sonne und Kometenkern abgestossen wird. Die Ursache dieser Abstossung betreffend, äussert sich Olbers dahin, dass man sich kaum enthalten könne, an etwas, unseren elektrischen Abstossungen Entsprechendes zu denken.

Bessel, welcher die später noch zu besprechenden Ausströmungen des Halley'schen Kometen im Jahre 1835 genauer untersuchte, gelangte gleichfalls zu dem Resultate, dass diejenigen Theile der Kometen, welche den Schweif bilden, unzweifelhaft die Einwirkung einer abstossenden Kraft der Sonne erfahren.

Auf den von Olbers und Bessel entwickelten Ansichten über die Natur der Kometen weiter bauend, hat Zöllner eine Kometentheorie entwickelt (Ueber die Natur der Kometen, Leipzig 1872), deren Grundzüge ungefähr die folgenden sind:

Die Kometenkerne sind tropfbar flüssige, aus Wasser- oder Kohlenwasserstoff-Verbindungen (etwa Petroleum) bestehende Kugeln, welche, bis auf eine gewisse Entfernung der Sonne genähert, auf der den Sonnenstrahlen ausgesetzten Seite ins Kochen gerathen. Die beim Kochen stattfindende Blasenbildung wird aber stets von einer starken Zerstäubung der flüssigen Masse und in Folge dessen auch von einer elektrischen Erregung begleitet sein. Die entwickelten und elektrisch erregten, stark verdünnten Dämpfe werden aber von der gleichnamigen Elektrizität der Sonne abgestossen und bilden den in Folge seiner elektrischen Erregung selbstleuchtenden Kometenschweif.

Wenn der Komet nach seinem Durchgange durch das Perihel sich wieder von der Sonne entfernt, so wird das Kochen an der Oberfläche seines Kerns wieder abnehmen und endlich ganz aufhören. Wiederkehrende Kometen werden also bei jedem Durchgange durchs Perihel von Neuem einen Theil ihrer Kernmasse verlieren, nach jedem Durchgange durchs Perihel muss also auch der Schweif unbedeutender werden, wie dies auch durch die Erscheinungen des Halley'schen Kometen vollkommen bestätigt wird.

Ist auf diese Weise endlich der flüssige Kern des Kometen verschwunden, so hört auch mit der Verdampfung oder Zerstäubung der Flüssigkeitstheilchen die Ursache der elektrischen Erregung und mit ihr die elektrische Repulsion der Sonne auf, wir haben es also nun mit einem schweiflosen Kometen zu thun, welcher ganz aus Dunstmasse ohne Kern besteht.

Gegen die Ansicht, dass eine elektrische Fernwirkung der Sonne die treibende Kraft sei, welche die Bildung der Kometenschweife veranlasst, ist Zenker aufgetreten, indem er sagt, dass jede Elektrizitätsentwicklung doch eigentlich nur in einer Trennung der beiden bis dahin verbundenen Elektrizitäten bestehe, dass also der Erfolg einer Elektrizitätserregung auf der Sonnenoberfläche nur der sein könne, dass sich um den Sonnenmittelpunkt zwei concentrische Kugelschalen freier, aber entgegengesetzter Elektrizität lagern, deren Wirkung in die Ferne sich gegenseitig aufhebt.

Zöllner weist diesen Einwand mit der Bemerkung zurück, dass die Träger der geschiedenen Elektrizitäten nicht in gleicher Quantität auf der Oberfläche der Sonne bleiben, dass vielmehr die mit Gewalt emporgeschleuderten Dämpfe und Gase die eine (wahrscheinlich die positive) Elektrizität mit sich fortführen und in den planetarischen Räumen zerstreuen, während die Sonne mit der entgegengesetzten (negativen) Elektrizität geladen bleibt. Es tritt also hier etwas Aehnliches ein, wie bei der Armstrong'schen Dampfelektrirmaschine, wo der Kessel mit negativer Elektrizität geladen bleibt, während die ihm entströmenden Dämpfe die positive Elektrizität entführen.

In neuerer Zeit hat sich besonders Bredichin in Moskau (jetzt in Pulkowa) mit Untersuchungen über die physische Beschaffenheit der Kometenschweife beschäftigt und ist dabei zu sehr bemerkenswerthen Resultaten gelangt. Auf ein von dem Kometenkerne abgestossenes Theilchen wirken, abgesehen von der abstossenden Kraft des Kometenkerns selbst, die aber vermuthlich nur auf geringe Entfernungen wirksam ist, zwei Kräfte, nämlich die anziehende Kraft der Sonne, welche in Folge der Gravitation stattfindet, und ihre abstossende elektrische Kraft. Die Wirkung der letzteren Kraft hängt namentlich ab von der Grösse der Oberfläche des bewegten Theilchens, während die Wirkung der ersteren hiervon unabhängig ist. Die Folge davon wird sein, dass, je kleiner ein Körper ist, um so mehr die Wirkung der elektrischen abstossenden Wirkung der Sonne ihre Attraction überwiegt, dass also grössere Körper in ihrer Bewegung hauptsächlich durch die Attraction, kleinere dagegen durch die abstossende elektrische Wirkung der Sonne beeinflusst werden. Bei sehr kleinen Theilchen, aus denen die Kometenschweife wahrscheinlich bestehen, wird demnach die Geschwindigkeit ihrer durch die abstossende Kraft der Sonne bewirkten Bewegung ebenfalls von ihrer Grösse abhängen, und da von dieser Geschwindigkeit die Form des Schweifes abhängt, so kann man von der letzteren auf die relative Grösse derjenigen Theilchen einen Schluss ziehen, welche Kometenschweife von wesentlich verschiedener Form bilden. Bredichin hat nun gezeigt, dass im Wesentlichen drei Typen von Kometenschweifen vorkommen, nämlich solche, bei denen die abstossende Kraft 11- bis 12 mal, solche, bei denen sie 1- bis 1,5 mal, und solche, bei denen sie etwa 0,2 mal so gross ist, wie die Anziehungskraft der Sonne. Der erste Typus bewirkt

lange, schmale Schweife, der zweite breitere, gebogene und der dritte kurze, dicke Büschel. Nimmt man nun an, dass die Beschleunigung, welche die Atome durch die Abstossung erlangen, umgekehrt proportional sind ihren Moleculargewichten, und berücksichtigt, dass die Kometen des zweiten Typus bei spectroscopischer Untersuchung meistens die Linien des Kohlenwasserstoffes zeigen, so wird man auf die Annahme geführt, dass die Schweife des ersten Typus wahrscheinlich aus Wasserstoff und die des dritten Typus aus Eisentheilen bestehen. Wenn ein Komet zwei Schweife gezeigt hat, so waren diese immer von verschiedenen Typen; bei manchen Kometen sind auch alle drei Typen vertreten gewesen.

92 Die Ausströmungen und der Kern der Kometen. Die im vorigen Paragraphen entwickelten Ansichten über die Bildung der Kometenschweife werden auch sehr durch die Ausströmungserscheinungen unterstützt, welche man vielfach an den Kernen der Kometen beobachtet hat. Schon Hevel machte die Bemerkung, dass der Kopf eines von ihm beobachteten Kometen in steter Veränderung begriffen sei. In ganz ausgezeichneter Weise zeigte sich diese Erscheinung, welche sich bei genauerer Untersuchung als eine vom Kern ausgehende, gegen die Sonne gerichtete Strömung erweist, an dem schönen Kometen vom Januar und Februar 1744. In seiner Beschreibung „des im Anfang des Jahres 1744 erschienenen Kometen (Petersburg 1744)“ giebt Heinsius acht vortreffliche Darstellungen des von ihm beobachteten Kometenkopfes, von denen zwei in $\frac{1}{2}$ des Originals auf Tab. 9 wiedergegeben sind. An dem Kometen von 1811 war eine solche Ausströmung des Kernes selbst nicht sichtbar, wahrscheinlich weil er viel weiter von der Sonne entfernt blieb, als der von 1744 und die sogleich näher zu besprechenden Kometen (Tab. 9).

Der Halley'sche Komet zeigte bei seiner Erscheinung im Jahre 1835 ebenfalls die Ausströmung in hervorragendem Maasse. Am 2. October sah Bessel an dem Kerne des Kometen, der übrigens keineswegs scharf begrenzt war, eine Lichtmaterie in der Form eines Fächers in der Richtung nach der Sonne hin ausgehen, von einem Schweife des Kometen war nichts zu erkennen. Am 8. October hatte sich die Ausströmung in der Länge ausgedehnt, dagegen in der Breite vermindert; die Richtung der Ausströmung ging nicht mehr nach der Sonne hin, sondern bildete gegen diese Richtung einen merklichen Winkel. Am 12. October war die Ausströmung noch länger und schmaler geworden, und gab dem Kometenkern das Aussehen einer brennenden Rakete, deren Ausströmung, etwa durch Zugwind, nach der einen Seite abgelenkt wurde. In dieser Nacht trat eine Bewegung des ausströmenden Lichtkegels höchst auffallend hervor; am Anfang war seine Richtung 19° links von der Richtung der Sonne, die Neigung wuchs aber von Stunde zu Stunde und betrug gegen 3 Uhr Morgens 55° .

Am folgenden Abend war die Ausströmung verschwunden, und statt ihrer sah man eine grosse Masse ausgeströmter Lichtmaterie links von

dem Kerne des Kometen in einer noch etwas grösseren Neigung gegen die Richtung zur Sonne, als die, bis zu welcher sich die Ausströmung am vorhergehenden Tage bewegt hatte. Man sah also, dass sie ihre Bewegung nach der linken Seite noch fortgesetzt hatte, dass ihr aber hier die Kraft, sich in Thätigkeit zu erhalten, geschwunden war.

Am 14. war die Ausströmung wieder nach der rechten Seite zurückgegangen und befand sich wieder nahe in der Richtung nach der Sonne. Sie strahlte wieder in grosser Lebhaftigkeit. Am 15. hatte sich die Ausstrahlung noch weiter nach rechts bewegt, sie hatte eine beträchtliche Neigung gegen die Richtung der Sonne und hatte an Glanz bedeutend abgenommen. Sie hatte also offenbar eine pendelnde Bewegung und war am lebhaftesten, wenn sie nach der Sonne hin gerichtet war (Tab. 9).

Im October 1858 entwickelte sich das Phänomen der Ausströmung am Donati'schen Kometen in ganz ausgezeichneter, den Kometen von 1835 und 1744 ähnlicher Weise und wurde der Gegenstand vielfacher genauer Beobachtungen und Messungen. Tab. XXIII zeigt den Kopf des Donati'schen Kometen, wie ihn Bond am 29. September beobachtete. Den von Julius Schmidt (Athen 1863) publicirten „Astronomischen Beobachtungen über Kometen“ entnehmen wir Folgendes über diesen Gegenstand:

Am 30. September 1858, Abends 6 Uhr, also in der Dämmerung, als eben der Lichtbogen der Coma (d. h. die nächste Umgebung des Kerns) sich zeigte, erschien der Kern des Kometen ganz verwaschen, ähnlich einer kleinen Wolke; nach und nach löste sich von dem Kerne gegen die Sonne hin eine ungefähr halbkugelförmige Nebelhülle ab, so dass um 7 Uhr 40 Minuten der Kern seine frühere Schärfe und Kleinheit wieder erlangt hatte und nun von einem schönen kreisförmigen Lichtbogen, von einer Hülle umgeben erschien, die nach aussen scharf begrenzt und hell, rückwärts aber gegen den dunklen Raum hin geöffnet war. Ausserdem zeigte sich noch in dem allgemeinen Lichte der Coma eine zweite äussere, der ersteren concentrische mattere Hülle.

Aehnliche Erscheinungen zeigten sich auch an den folgenden Abenden, und am 3. October begann Schmidt die regelmässigen Messungen des Phänomens.

So fand er z. B. am 4. October den scheinbaren Durchmesser der inneren Halo

um 5 ^h 36 ^m	gleich 5,38"
„ 6 23	„ 10,63
„ 7 39	„ 16,45
„ 8 19	„ 19,8

In 2 Stunden 43 Minuten war also der Halbmesser der inneren Halo fast auf das Vierfache gewachsen. Für die grössere Halo ergaben sich folgende scheinbare Durchmesser:

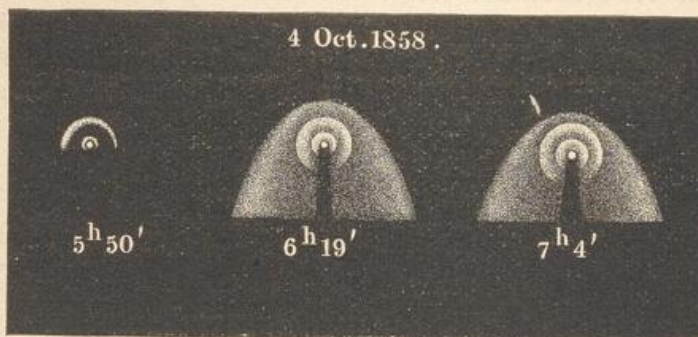
5 ^h 59 ^m	gleich 32,15"
7 41	„ 39,73

In Fig. 149 ist die Erscheinung dargestellt, wie sie am 4. October zu drei verschiedenen Stunden wahrgenommen wurde. Dabei ist noch zu bemerken, dass der Kern des Kometen mit der Halo schon in heller Dämmerung sichtbar war, während man von dem Schweife noch nichts wahrnehmen konnte.

Das gleiche Schauspiel wiederholte sich an den folgenden Abenden. Von dem Kerne lösten sich in bestimmten Intervallen Lichtringe ab, welche, concentrisch sich erweiternd, lichtschwächer wurden, um endlich zu verschwinden. So hat Chacornac in Paris nach einander acht Ringe sich ablösen und allmählich verschwinden sehen.

Im Durchschnitt zeigte sich, dass die Geschwindigkeit, mit welcher die Lichtringe sich vom Kerne entfernen, abnimmt, wenn ihr Halbmesser wächst, so ergab sich also im Durchschnitt diese Geschwindigkeit grösser für den inneren als für den äusseren Ring.

Fig. 149.



So ergab sich z. B. für die Geschwindigkeit g' des inneren und für die Geschwindigkeit g'' des äusseren Ringes:

	g'	g''
Am 4. October	321 Toisen	175 Toisen
„ 5. „	375 „	261 „
„ 7. „	303 „	281 „

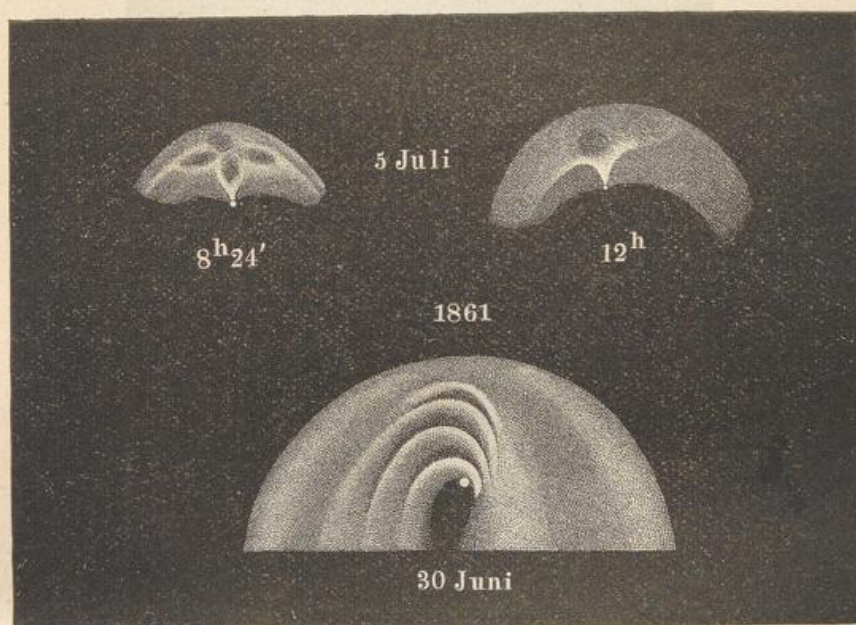
Der wahre Durchmesser des Nucleus betrug nach Schmidt's Messungen zwischen dem 2. und 15. October 200 bis 287 geographische Meilen. Der Scheitelradius der Coma betrug am 10. September 5400 Meilen und nahm bis zum 16. October bis auf 2820 Meilen ab.

Am 30. Juni 1861 erschien am nördlichen Himmel, ohne vorher bemerkt worden zu sein, ein Komet von enormen Dimensionen. Sein Kopf stand in der Nähe von α des grossen Bären (ungefähr an der Grenze dieses Sternbildes und des Luchses), sein über 100° langer Schweif ging über den Polarstern und γ Lyrae bis gegen ξ Aquilae hin. Während seiner raschen Fortbewegung am Himmelsgewölbe nahm auch seine Grösse rasch ab, so dass er schon nach 8 bis 10 Tagen keine Aufsehen erregende Erscheinung mehr war, obgleich er für aufmerksame Beobachter noch einige Zeit lang mit blossen Auge sichtbar blieb.

Auch dieser Komet zeigte ausgezeichnete Strömungserscheinungen und fortwährende Veränderungen des Kopfes.

In Fig. 150 ist der mit dem Fernrohre beobachtete Kopf des Kometen für zwei verschiedene Abende dargestellt. Die unterste der drei Abbildungen stellt denselben dar, wie er sich in der Nacht vom 30. Juni nach Mitternacht zeigte. Anfangs zeigten sich nur drei, später vier Lichtbogen, ganz analog mit den Sektoren des Donati'schen Kometen, nur gingen hier die Lichthüllen in excentrischen Curven von dem Kerne aus. Auch hier bildeten sich die Lichtströmungen in kurzen Zeiten und konnten über eine gewisse Grenze hinaus nicht wachsen. Später nahmen die Ausströmungen des Kopfes mehr eine büschelförmige Gestalt an;

Fig. 150.



diese gegen die Sonne hin ausgesendeten Büschel wuchsen oft in wenigen Stunden um das Doppelte ihrer ursprünglichen Länge, um alsdann undeutlich zu werden. Kurz, auch der Kopf dieses Kometen zeigte einen beständigen Wechsel der Gestalten.

In den beiden oberen Abbildungen der Fig. 150 ist die Erscheinung des Kometenkopfes dargestellt, wie sie Schmidt auf der Sternwarte in Athen am 5. Juli in den beigeschriebenen Stunden beobachtete.

Im August 1862 erschien abermals ein mit blossem Auge sichtbarer Komet am nördlichen Himmel, dessen Schweiflänge zwar nur 20° erreichte und welcher keineswegs durch seine Helligkeit, wohl aber durch die Strömungserscheinungen seines Kopfes ausgezeichnet war. Besonders auffallend war an diesem Kometen die Gestalt der Coma, welche lange Zeit hindurch ihre selbständige kreisrunde Gestalt behielt, wobei sie

links und rechts über die Seitenränder des Schweifes übergriff, wie man dies in Fig. 151 sieht, in welcher der Totalanblick des Kometen am

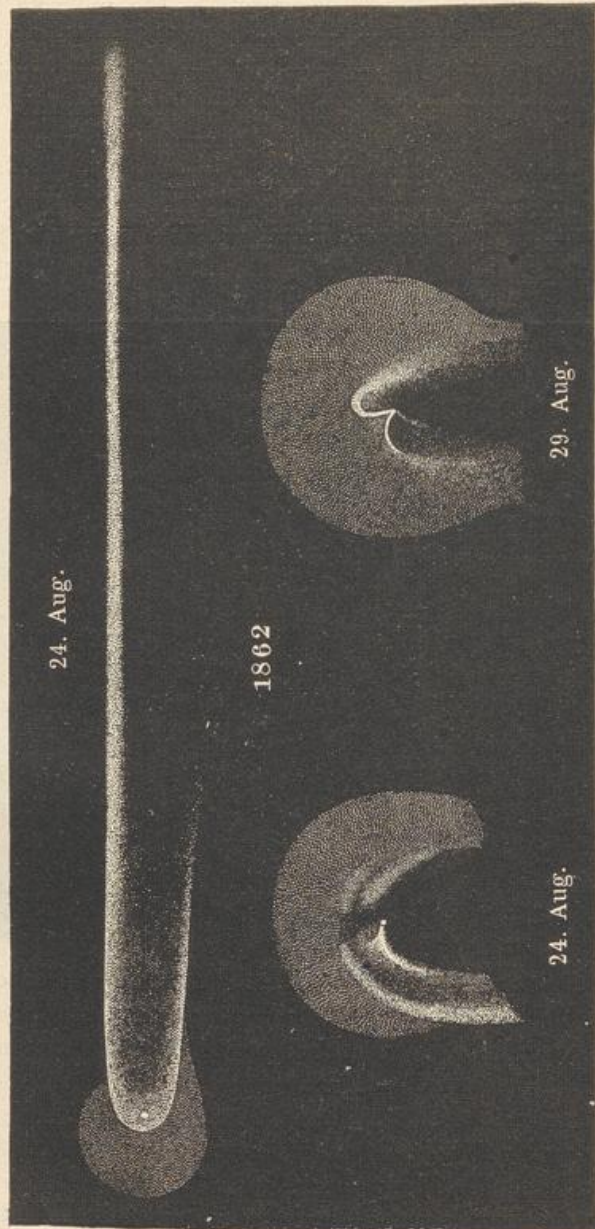


Fig. 151.

24. August und der Kopf dargestellt ist, wie er sich in der Nacht des 24. und des 29. August zeigte.

Am 24. August betrug die scheinbare Länge des Schweifes ungefähr 16° , der scheinbare Durchmesser des Scheitelradius der Coma aber

14,5 Minuten, woraus sich der wahre Durchmesser desselben gleich 43 Erddurchmessern ergab. (Der Abstand des Kometenkopfes von der Erde betrug zu dieser Zeit ungefähr 0,4 Erdweiten.)

Was den Kern anbelangt, so erschien er höchstens unter einem Winkel von 1", wonach sein wahrer Durchmesser nicht über 0,07 Erdhalbmesser oder 60 geographische Meilen betragen haben kann.

Die im Allgemeinen gegen die Sonne gerichteten Ausströmungen des Kerns waren büschel- oder fächerartig, und die Lage des Fächers gegen die Axe des Schweifes war stets variirend. Was die Wandlungen des Kometenkopfes betrifft, so fand sie Schmidt einem periodischen Wechsel unterworfen, indem nach je drei Tagen ungefähr dieselbe Gestaltung des Kometenkopfes wiederkehrte.

Der Kern der Kometen ist niemals scharf begrenzt, sondern geht ganz allmählich in die ihn umgebende Coma über. Man glaubte früher, dass ein Vorübergang eines Kometen vor der Sonnenscheibe ein wesentliches Licht auf die Structur des Kometenkopfes werfen werde, indessen ist diese Hoffnung bisher nicht erfüllt worden. Der grosse Komet des Jahres 1882 wurde am 17. September in unmittelbarer Nähe der Sonne gesehen und sein Eintritt in die Sonnenscheibe am Cap und in Cordoba beobachtet. Ueberraschender Weise wurde aber von dem Kometen sofort nach seinem Eintritte in die Sonnenscheibe keine Spur mehr gesehen, so dass z. B. Gould in Cordoba, dem die Bahnelemente des Kometen noch nicht bekannt waren, annahm, dass der Komet sich nicht vor, sondern hinter der Sonnenscheibe befände. Hieraus geht hervor, dass das Volumen des Kernes sehr klein gewesen sein muss.

Die Meteorite. Während Jupiter, der grösste Planet unseres Sonnensystems, einen Durchmesser von 20 000 geographischen Meilen hat, ist der Durchmesser eines der kleinsten bis jetzt entdeckten, der Clio, nicht ganz 4 geographische Meilen, er ist also ungefähr 5000 mal kleiner. Sicherlich aber können wir annehmen, dass diejenigen um die Sonne kreisenden Weltkörper, welche wir mit dem Fernrohre wahrnehmen können, nicht die einzigen wirklich vorhandenen sind, sondern dass es kleinere giebt, welche ihrer geringen Dimensionen wegen für uns unsichtbar sind. Ein Weltkörper, welcher 5000 mal kleiner ist als Clio, würde einen Durchmesser von kaum 1,5 m haben und in gleichem Verhältniss abermals um eine Stufe herabsteigend, würde man zu Körpern kommen, welche kaum einen Durchmesser von $\frac{1}{2}$ mm haben. Solche kleine und kleinste Weltkörper können aber in ungeheurer Zahl um die Sonne kreisen, ohne dass wir von ihrer Existenz Kenntniss erhalten, wenn sie nicht etwa, in ihrem Laufe die Erdbahn kreuzend, unserem Planeten so nahe kommen, dass sie auf die Oberfläche desselben herabstürzen.

Dass aber von Zeit zu Zeit wirklich mehr oder minder grosse Gesteinsmassen, Meteorsteine, Meteorite oder Aërolithe, wie

man sie nennt, vom Himmel auf die Erde herabfallen, ist eine durch unzweifelhafte Zeugnisse hinlänglich constatirte Thatsache.

Der älteste, historisch sichere Meteorsteinfall ist wohl der, welcher bei Aegos Potamos in Thracien im Jahre 476 v. Chr. stattfand. Nach Plinius soll der Stein zu seiner Zeit noch vorhanden gewesen sein und die Grösse eines Wagens gehabt haben.

Chinesische Berichte gedenken eines lange vor dem Beginn unserer Zeitrechnung unter heftigen Donnerschlägen aus einer Wolke herabgestürzten Aërolithen.

Die „Annales Fuldenses“ berichten von einem grossartigen Meteorsteinfalle, welcher im Jahre 823 in Sachsen stattfand, durch welchen Menschen und Vieh erschlagen und 35 Dörfer in Brand gesteckt wurden.

Weitere in Europa vorgekommene bedeutende Meteorsteinfälle werden aus den Jahren 921, 1010, 1164, 1304 u. s. w. gemeldet.

Ein sehr berühmt gewordener, von Seb. Brandt in Versen besungener Steinfall fand am 7. November 1492 zu Ensisheim im Elsass statt; der ursprünglich 260 Pfund schwere Stein war halb Mannes tief in die Erde eingedrungen. Sein Fall war von einem furchtbaren Krachen (Klappf wie die Urkunde sagt) begleitet, welches bis Villingen und Luzern hin gehört worden sein soll. Nachdem viele Stücke davon abgeschlagen worden waren, wurde der Rest in die Kirche von Ensisheim gebracht, wo er sich noch befindet. Dieses Fragment ist von graubläulicher Farbe, fast schiefbrig und leicht spaltbar. Es enthält Eisenkies und nickelhaltiges Eisen mit eingesprengten Olivinkörnern.

Bei dem ungeheuren zu Crema am 4. September 1511 vorgekommenen Meteorsteinfalle sollen 1200 einzelne Steine herabgefallen sein, von denen einer 260, ein anderer 120 Pfund wog. Unter Blitz und Donner entfielen diese Gesteinsmassen einer dunklen Wolke.

In späteren Zeiten mehren sich die Nachrichten über Meteorsteinfälle derart, dass eine speciellere Besprechung derselben hier nicht wohl möglich ist. Klein hat in seinem „Sonnensystem“ (Braunschweig 1869) eine Zusammenstellung aller Meteorite gegeben, deren Fallzeit genau bekannt ist. Dieses mehr als 300 Meteorsteinfälle enthaltende Verzeichniss zählt deren

	3	aus dem 15. Jahrhundert,	
15	„	„	16. „
23	„	„	17. „
40	„	„	18. „
216	„	„	19. „

Dass die Anzahl der in unserem Jahrhundert bekannt gewordenen Meteorsteinfälle so sehr die aus früheren Jahrhunderten übertrifft, rührt sicherlich nur daher, dass man gegenwärtig derartigen Naturerscheinungen eine grössere Aufmerksamkeit zuwendet als früher.

Ursprung der Meteorite. Der Ursprung der Meteorite war **94** bereits im Alterthume richtig erkannt worden. Aristoteles meinte freilich, es seien Steine, welche zufällig von heftigen Winden in die Höhe gewirbelt worden wären. Diogenes von Apollonia lehrte aber ganz richtig, dass sich zugleich mit den sichtbaren Sternen auch unsichtbare durch den Raum bewegen und unter Umständen auf die Erde herabstürzen. Paracelsus lässt die Meteorsteine aus der Sonne, Andere lassen sie aus dem Monde kommen. Montanari behauptete den kosmischen Ursprung der Aërolithen, für den sich auch Halley und Maskelyne aussprachen. Gegen Ende des 18. Jahrhunderts begann man nach dem Vorgange der Pariser Akademie die Wirklichkeit der Meteorsteinfälle, trotz der vielen gut beglaubigten Nachrichten über solche, geradezu in Abrede zu stellen. So standen die Sachen, als Chladni im Jahre 1794 in seiner berühmten Schrift: „Ueber den Ursprung der von Pallas entdeckten Eisenmasse und einige damit in Verbindung stehende Naturerscheinungen“ für die Existenz und den kosmischen Ursprung der Meteorsteine in die Schranken trat, ohne jedoch für die nächste Zeit die akademischen Vorurtheile erschüttern zu können. Fürchtete doch Klaproth noch im Jahre 1803 die Analyse eines Meteorsteines zu publiciren, „weil dadurch ein gelehrter Streit entstehen könnte, da man noch zu sehr geneigt sei, das Factum für ein Märchen zu halten“.

Da ereignete sich am 26. April desselben Jahres der berühmte Meteorsteinfall zu l'Aigle, im Departement de l'Orne, zu dessen Untersuchung Biot von der Pariser Akademie entsendet wurde. Er bestätigte vollkommen alle darüber eingelaufenen Berichte. Am genannten Tage war zu l'Aigle zwischen 1 und 2 Uhr Nachmittags ein kleines, fast unbewegliches Wölkchen beobachtet worden, aus welchem unter 5 bis 6 Minuten lang andauernden Explosionen Steine herabfielen, deren man 2000 bis 3000 auf einer gegen zwei Meilen langen elliptischen Fläche zerstreut fand. Der grösste davon wog 9 kg, der kleinste 8 g.

Diesem Falle folgten bald andere, welche alle bis dahin über diesen Gegenstand gehegten Zweifel zerstreuten. So fielen am 15. März 1806 in der Nähe von Alais unter heftigen Explosionen zwei Steine, einer von acht und einer von vier Pfund.

Am 13. März 1807 fiel im Gouvernement Smolensk ein 140 Pfund schwerer Stein nieder und am 22. Mai 1808 fielen zu Stannern in Mähren 200 bis 300 Steine von $\frac{1}{2}$ Loth bis zu 11 Pfund. Am 13. November 1835 wurde im Departement Ain durch einen Aërolithen ein Haus angezündet.

Am 5. Mai 1869 fiel in Krähenberg in der Pfalz ein Meteorstein von 31,5 Pfund Gewicht nieder, am 22. Mai desselben Jahres ein Stein von 160 Pfund Gewicht in Clégnérec, Dep. Morbihan in der Vendée.

Bisweilen fällt in Begleitung von Meteorsteinen auch ein schwarzer oder rother Sand oder Staub nieder, während in anderen Fällen solcher

meteorischer Staub auch ohne Meteorsteine vorkommt. Es ist wohl kaum zu bezweifeln, dass solche Staubmassen mit den Aërolithen gleicher Natur und gleichen Ursprunges sind.

Ein ohne Zweifel hierher gehöriges Beispiel wurde in den indischen Gewässern auf einem nordamerikanischen Schiffe beobachtet; am 14. November 1856, als sich dasselbe ungefähr 60 geographische Meilen südöstlich von Java befand, fiel ein Regen von feinen schwarzen Kügelchen auf das Verdeck des Schiffes nieder, die wie Bleischrot von der Sorte des Vogeldunstes aussahen. Der Durchmesser dieser Kügelchen betrug $\frac{1}{3}$ bis $\frac{1}{40}$ Pariser Linie; die mikroskopische Untersuchung zeigte, dass sie hohl waren und häufig ein kleines Loch hatten, welches die Oeffnung ihrer Höhlung bildete. Diese vom Magnet stark angezogenen Kügelchen bestanden fast ganz aus Eisenoxyduloxyd. Reichenbach (Pogg. Ann. CVI, 1859) hat es im höchsten Grade wahrscheinlich gemacht, dass diese Kügelchen nicht etwa, wie Ehrenberg meinte, aus javanischen Vulcanen stammen, sondern dass sie wirklich kosmischen Ursprunges seien.

So hat man denn die Heimath der Meteorite nach und nach immer weiter weg legen müssen. Während man ihnen anfangs irdischen Ursprung zuschrieb, liess man sie später aus dem Monde und der Sonne kommen, bis man erkannte, dass man es mit selbständigen Körpern zu thun habe, welche in selbständigen Bahnen den Weltraum durchfliegen.

Zunächst nahm man nun an, dass die Bahnen der Meteorite, welche hier und da die Erdbahn schneiden, planetarischer Natur seien, dass man es also hier mit wenig excentrischen Bahnen von verhältnissmässig kurzer Umlaufszeit zu thun habe, bis neuere Untersuchungen bewiesen haben, dass die Bahnen der Meteorite in der Regel Hyperbeln, dass sie also weder den Bahnen der Planeten noch denen der Kometen gleichartig sind.

95 **Beschaffenheit der Meteorite.** Was nun die chemische Beschaffenheit der Meteorite betrifft, so ist vor Allem die Thatsache zu constatiren, dass in denselben bis jetzt kein Element gefunden wurde, welches sich nicht auch sonst auf unserer Erde fände.

Gustav Rose theilt die Meteorite in zwei Hauptclassen ein, in Eisenmeteorite und Steinmeteorite. Die Eisenmeteorite bestehen entweder aus gediegenem Eisen, Meteoreisen, oder aus einer solchen Eisenmasse, welche verschiedene Silicate (häufig Olivinkörner) einschliesst, wie dies z. B. bei der Pallas'schen Meteormasse der Fall ist.

Die Steinmeteorite bestehen meistens aus einer, aus verschiedenen Silicaten (grosstheils Magnesiumsilicaten) gebildeten trachytischen Grundmasse, in welche metallisches Eisen mehr oder weniger reichlich eingesprengt ist.

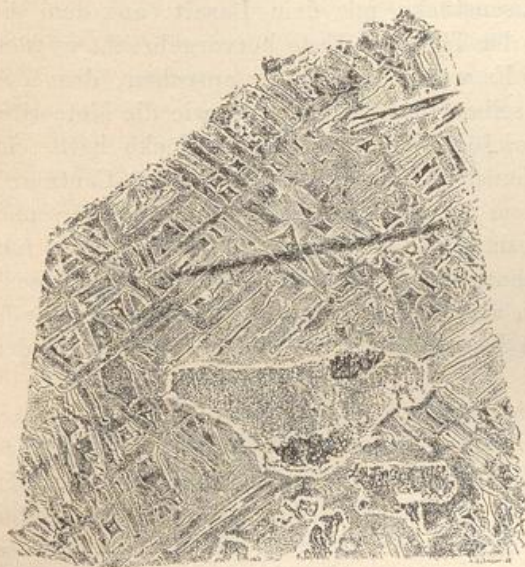
In beiden Arten der Meteorite hat man in den letzten Jahren Kohlenstoff, in Form kleiner Diamanten gefunden.

Nach Reichenbach's Schätzung fallen im Durchschnitt jährlich 4500 Meteorsteine auf die Erde; auf 100 Steinmeteorite kommt aber vielleicht nur ein Eisenmeteorit; dagegen verwittern die Steinmeteorite sehr rasch, während das Meteoreisen, nachdem sich auf seiner Oberfläche eine schützende Oxydschicht gebildet hat, Jahrhunderte lang erhalten bleibt, so dass man wohl längst gefallene Massen von Meteoreisen, aber keine alten Meteorsteine findet.

Die frisch gefallenen Meteorite sind so heiss, dass man sich die Hände daran verbrannt hat, und sie sind mit einer feinen, glatten, schwarzen, schlackigen Rinde überzogen, von deren Entstehung weiter unten die Rede sein wird.

Das Meteoreisen ist meistens stark nickelhaltig, und als eine charakteristische Eigenschaft desselben betrachtet man die nach ihrem

Fig. 152.



Entdecker genannten Widmanstätten'schen Figuren, welche hervortreten, wenn man angeschliffene und polirte Flächen von Meteoreisen mit Salpetersäure ätzt. Fig. 152 ist die Copie eines Selbstabdruckes von geätztem Meteoreisen von Toluca in Mexico. Schon ein oberflächliches Betrachten dieser Figur genügt, um daraus die krystallinische Structur des Meteoreisens zu erkennen.

In verschiedenen Ländern hat man Massen von gediegenem Eisen gefunden, welche mit notorisch gefallenen Eisenmeteoriten

die grösste Aehnlichkeit haben, indem sie nicht allein die Widmanstätten'schen Figuren zeigen, sondern auch stark nickelhaltig sind. Da nun dergleichen Eisenmassen auch dem Gebirgssystem der Gegenden, in denen man sie gefunden hat, völlig fremd sind, so unterliegt es wohl keinem Zweifel, dass man es hier gleichfalls mit meteorischen Massen zu thun hat. Das erste derartige Stück, welches die Aufmerksamkeit der Gelehrten auf sich zog, war eine 655 kg schwere Eisenmasse, welche Pallas im Jahre 1772 bei Krasnojarsk am Jenisei auf der Höhe eines Bergrückens fand. Chladni war es, welcher sich zuerst für den meteorischen Ursprung der Pallas'schen Eisenmasse aussprach.

Weitere Eisenmassen von unzweifelhaft meteorischem Ursprung sind unter anderen: eine im Jahre 1814 auf einem granitischen Karpathengipfel bei Lénarto gefundene 194 Pfund schwere Masse; eine 12 Ctr.

schwere Eisenmasse, welche, am Eingange der Pfarrkirche von La Caille (Departement Var) liegend, lange den Einwohnern des Dorfes als Sitz gedient hatte u. s. w.

Sehr reich an bedeutenden meteorischen Eisenmassen ist Amerika. In den westlichen Vereinigten Staaten (Arizona), Mexico und Brasilien sind solche von 20, 140, 300, 400 und selbst 1800 Centnern gefunden worden. Als Ross auf seiner Polarreise im Jahre 1818 mit den Eskimos der Baffinsbay zusammentraf, hatten sie Messer, welche, wie der Nickelgehalt zu beweisen schien, aus Meteoreisen verfertigt waren. Sie erzählten, dass auf der Westküste von Grönland Blöcke gediegenen Eisens herumlägen.

Nordenskjöld fand in der That im Jahre 1870 auf der Disko-Insel an der Westküste von Grönland sehr grosse Eisenblöcke, welche in chemischer Hinsicht dem Meteoreisen völlig ähnlich waren und auch die Widmanstätten'schen Figuren zeigten. Indessen ist es sehr wahrscheinlich, dass diese Eisenstücke mit dem Basalt, aus dem sie sich ausgeschieden haben, aus der Tiefe der Erde hervorgebracht wurden und kein Meteoreisen sind. Es würde dies dafür sprechen, dass das Innere der Erde zum Theil dieselben Bestandtheile hat wie die Meteorite. Der grösste der von Nordenskjöld gefundenen Eisenblöcke hatte ein Gewicht von ungefähr 500 Centnern, ein anderer von 200 Centnern; einzelne Stücke waren von dem basaltischen Gestein umschlossen und theilweise überdeckt. Ein kosmischer Ursprung könnte demnach nur unter der Voraussetzung angenommen werden, dass der Fall der Eisenmassen zu einer Zeit erfolgt ist, als der Basalt in gluthflüssigem Zustande aus der Erde drang, d. h. am Ende der Kreide- oder am Anfange der Tertiärperiode.

In allen grösseren Mineralienabinetten befinden sich jetzt auch Sammlungen von Meteoriten, deren bedeutendste neben der Londoner Sammlung die des Hof-Mineraliencabinetts in Wien ist, welche im Sommer 1872 182 Steinmeteorite und 103 Eisenmeteorite enthielt. Unter den Steinmeteoriten befindet sich unter anderen ein Bruchstück des Meteoriten von Ensisheim, mehrere Stücke von l'Aigle, mehrere von Stannern und ein 280 kg schwerer Meteorstein, welcher am 9. Juni 1866 zu Knyahinya in Ungarn gefallen war.

Unter den Meteoreisenmassen der Wiener Sammlung befinden sich drei, deren Fall constatirt ist; ein über 39 kg schweres Stück, welches am 26. Mai 1751 bei Agram in Croatien, ein über 2 kg schweres Stück, welches am 14. Juli 1847 bei Braunau in Böhmen und endlich ein kleines, am 30. Juli 1835 in Nordamerika gefallenes Stück.

Nach den Wiener und Londoner Meteoritensammlungen dürften wohl die bedeutendsten sein: die zu Tübingen, ein Geschenk des Herrn von Reichenbach, welcher sie zusammengebracht und eine Reihe schätzenswerther Aufsätze über Meteorsteine in Poggen-dorff's Annalen publicirt hat, und dann die Sammlungen zu Berlin und Paris.

Feuerkugeln. Eine zu allen Zeiten ziemlich häufig beobachtete 96
Erscheinung sind Feuerkugeln, welche man mit mehr oder minder grosser
Geschwindigkeit hoch durch die Lüfte hinziehen oder auf die Erde herab-
stürzen sieht. Die scheinbare Grösse dieser Feuerkugeln ist äusserst
verschieden, denn man hat solche beobachtet, deren scheinbarer Durch-
messer dem des Mondes gleich war bis herab zu solchen, deren schein-
bare Grösse die der Venus und des Jupiter nicht übertraf, so dass man
kaum mehr von Feuerkugeln reden kann. Bei noch mehr abnehmender
scheinbarer Grösse geht das Phänomen der Feuerkugeln allmählich in
das der Sternschnuppen über.

Sehr häufig ziehen die Feuerkugeln einen feurigen Schweif,
ähnlich einer Rakete, nach sich. Während viele Feuerkugeln lautlos
verlöschen, sieht man andere unter heftiger Explosion in Stücke zer-
springen, und in Folge eines solchen Zerspringens hat man in vielen
Fällen das Herabfallen von Meteorsteinen beobachtet, so dass
es wohl keinem Zweifel unterliegt, dass Meteorsteine und Feuerkugeln
zusammengehörige Erscheinungen sind, obgleich einerseits für die Mehr-
zahl der beobachteten Feuerkugeln ein sie begleitendes Niederfallen von
Aërolithen nicht durch Zeugen nachgewiesen und andererseits zahlreiche
Meteorsteinfälle (namentlich bei Tage) ohne vorhergegangene Licht-
erscheinung beobachtet wurden.

Unter den zahlreichen Berichten und Beschreibungen von Feuer-
kugeln (seit man überhaupt auf dergleichen Erscheinungen aufmerksamer
ist, vergeht kein Jahr, in welchem nicht mindestens von einem halben
Dutzend Feuerkugeln berichtet wird) mögen hier nur einige wenige als
Beispiel aufgeführt werden.

Am 19. März 1718 wurde in England ein fast wie die Sonne
glänzendes Meteor beobachtet, welches so hell war, dass man den Mond
fast nicht mehr sehen konnte und welches unter heftiger Detonation zer-
platzte.

Die am 26. März 1751 bei Agram beobachtete und von einem
Meteorsteinfalle begleitete Feuerkugel hinterliess, wie Haidinger in
alten Urkunden aufgezeichnet fand, einen zickzackförmigen Schweif,
der noch länger als drei Stunden dem blossen Auge sichtbar geblieben
sein soll.

Zu Siena erschien am 16. Juni 1794 eine Feuerkugel mit langem
Schweife, welche mit einem unter heftiger Explosion erfolgten und
berühmt gewordenen Meteorsteinfalle endigte.

Am 5. Mai 1809 sah man zu Aberdeen um 12 $\frac{1}{2}$ Uhr Mittags
bei vollem Sonnenschein und wolkenlosem Himmel einen Feuerball mit
kurzem Schweife, welcher fünf Minuten nach seinem Erscheinen unter
starkem Donner zersprang und einen dicken Rauch zurückliess.

Am 17. Juli 1835 sah man zu Mailand am nördlichen Himmel
eine grosse, helleuchtende Feuerkugel mit einem lang nachschleppenden
Funkenschweife. Dieselbe Feuerkugel erschien zu Stuttgart und Heil-

bronn am südlichen Himmel. Wenige Minuten nach ihrem Verschwinden wurde sowohl zu Mailand als auch in Württemberg ein Knall gehört.

Am 12. Februar 1836, Morgens um $6\frac{1}{2}$ Uhr wurde zu Cherbourg nach Osten hin eine helleuchtende Feuerkugel wahrgenommen, welche eine deutliche Rotationsbewegung zeigte und deren scheinbarer Durchmesser dem des Mondes fast gleichkam. Die anfangs langsam sich bewegende Feuerkugel schien bald nach ihrem Erscheinen still zu stehen, um sich dann, einen weissen Schweif nach sich ziehend, pfeilschnell zu entfernen, und endlich in einer Entfernung von ungefähr 12 Meilen unter mehrfachem Knallen niederzufallen.

In der Nacht vom 4. auf den 5. Januar 1837 wurde bei Vichy, Vesoul und mehreren anderen Orten Frankreichs, sowie auch zu Basel, München und Hildburghausen eine von Nord nach Süd fliegende Feuerkugel beobachtet, welche einen langen Schweif nach sich zog. Aus der Zusammenstellung der an verschiedenen Orten gemachten Beobachtungen dieser Feuerkugel berechnete Petit ihren Durchmesser zu 2200 m, den in einer Secunde durchlaufenen Weg zu 5200 m und ihren Abstand von der Oberfläche der Erde zu 34 Meilen.

Am 6. Juli 1850 wurde zu Bordeaux und zu Toulouse eine von Nord-Nord-West nach Süd-Süd-Ost ziehende Feuerkugel beobachtet. Bei ihrem Erscheinen war sie nach Petit's Rechnungen 32, bei ihrem Verlöschen noch 16 Meilen von der Erde entfernt. Ihren Durchmesser bestimmte er zu 215 m, ihre Geschwindigkeit zu $9\frac{1}{2}$ Meilen in der Secunde.

Am 11. Juni 1867 wurde eine Feuerkugel an vielen weit von einander entfernten Orten beobachtet, so z. B. zu Salzburg, Annecy (Savoyen), Genf, Bern, Basel, Frankfurt a. M., Bamberg, Baden-Baden, zu Paris und Umgegend u. s. w.

Nach Mittheilungen von Hagenbach erschien das Meteor zu Basel um $8^h 25^m$ als eine Feuerkugel, welche sich raketentartig schnell erhob, in ihrem höchsten Punkte (45° von Nord nach West und $12\frac{1}{2}^\circ$ über dem Horizonte) etwas zu verweilen schien und sich dann langsam, aber mit beschleunigter Geschwindigkeit dem Horizonte wieder näherte. Nach dem Verschwinden des Meteors blieb ein feuriger Streifen zurück, der nach und nach wolkenartig weiss wurde und anfangs eine schraubenförmige Gestalt hatte. Erst nach Verlauf einer vollen Stunde, während welcher eine Verrückung von ungefähr 3° nach Westen stattgefunden hatte, war die Erscheinung vollständig verschwunden.

Aus der Zusammenstellung der Beobachtungen von Basel, Genf, Baden-Baden und Paris hat Hagenbach geschlossen, dass die Feuerkugel über einer 17 Meilen langen Strecke von Dünkirchen bis zu einem zwischen Cambrai und Avesnes gelegenen Punkte sich bewegt habe. Combinirt man die Angaben über die scheinbare Höhe des Meteors zu Basel mit denen von Paris, wo es in einer Höhe von $22\frac{1}{3}^\circ$ über dem

Horizont erschien und in einer Höhe von 16° erlosch, so fand das Aufblitzen in einer Höhe von sieben Meilen statt.

Im 12. Jahrgang der Vierteljahrsschrift der naturforschenden Gesellschaft in Zürich findet man eine interessante Zusammenstellung verschiedener Beobachtungen dieses Meteors.

Höhe, Geschwindigkeit und Grösse der Feuerkugeln. 97

Wenn eine Feuerkugel gleichzeitig an zwei hinlänglich weit von einander entfernten Orten beobachtet, d. h. wenn für jeden der beiden Beobachtungsorte die Stelle des Himmelsgewölbes bestimmt worden ist, auf welche das Meteor projectirt erschien, so lässt sich aus diesen Angaben seine wahre Höhe über der Erdoberfläche berechnen. Da aber solche Meteore plötzlich und unvorhergesehen erscheinen und da sie auch rasch wieder verschwinden, so kann ihr scheinbarer Ort nicht durch Messung, sondern nur durch Schätzung bestimmt werden. Ferner kann von einer vollkommenen Gleichzeitigkeit der beiden Beobachtungen auch keine Rede sein und somit ist klar, dass die Bestimmungen der wahren Höhe des Meteors, wie solche bereits oben angeführt wurden, keinerlei Ansprüche auf Genauigkeit machen, so dass nur von einem groben Annähern an die Wahrheit die Rede sein kann. So viel ist aber doch auf solche Weise ermittelt worden, dass die Feuerkugeln öfters bis zu einer Höhe von einer bis zwei geographischen Meilen herabsteigen. Von genaueren Bestimmungen der Höhe der Sternschnuppen wird später die Rede sein.

Was von der Bestimmung der wahren Höhe gesagt wurde, gilt auch für die Geschwindigkeit. Das Minimum der von Petit für eine Feuerkugel berechneten Geschwindigkeit beträgt 2700 m (ungefähr $\frac{1}{3}$ Meile), das Maximum aber 76 000 m (ungefähr 10 Meilen) in der Secunde.

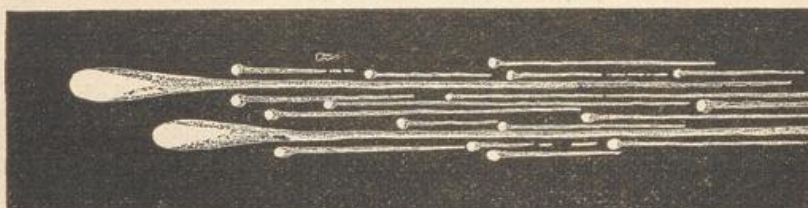
Noch weit unsicherer als die Bestimmungen von Höhe und Geschwindigkeit sind die Bestimmungen der wahren Durchmesser der Feuerkugeln, welche Petit nach den ihm vorliegenden Angaben zu 3200 bis 3900 m berechnet hat. Diese Dimensionen übertreffen die Grössen der gefallenen Meteorsteinmassen so enorm, dass man sie nicht zusammenreimen könnte, wenn diese Differenz nicht dadurch ihre Erklärung fände, dass die scheinbaren Durchmesser der Feuerkugeln in Folge der Irradiation bedeutend vergrössert erscheinen.

Welch grossen Einfluss die Irradiation auf die Schätzung des scheinbaren Durchmessers von Feuerkugeln ausübt, hat Julius Schmidt gezeigt, welchem es gelang, zu Athen am 19. October 1863, Morgens früh um $2^h 55^m$ eine Feuerkugel teleskopisch zu beobachten. Das Fernrohr, welches er hierbei benutzte, war ein Kometensucher von achtfacher Vergrösserung und 4° (acht Monddurchmesser) Gesichtsfeld, welches auf einem besonders zu diesem Zweck construirten Stativ so aufgestellt war,

dass es leicht in zwei bis drei Secunden auf eine beliebige Gegend des Himmels gerichtet werden konnte.

Zu der genannten Zeit zeigte sich am südlichen Himmel ein langsam sich nach Westen bewogender Lichtpunkt von der Helligkeit eines Sternes vierter Grösse. Nach 2^s hatte er bereits die Helligkeit eines Sternes zweiter Grösse und nach 4^s, im grünen Lichte strahlend, die des Sirius erreicht. Alsbald wurde das Meteor, immer nach Westen fortschreitend, so hell, dass die Sterne am Nachthimmel verschwanden und die Stadt Athen in grünem Lichte aufzulodern schien. In der 7. Secunde war der scheinbare Durchmesser des Meteors schon so gewachsen, dass

Fig. 153.



ihn Schmidt mit Rücksicht auf die sicher sehr grosse Irradiation auf 10 bis 15 Bogenminuten schätzte.

Im Ganzen war das lautlos verlaufene Phänomen 21 Secunden sichtbar und die scheinbare Länge seiner Bahn betrug 80^o.

In der 7. Secunde richtete Schmidt das Fernrohr gegen das Meteor und konnte es in seiner langsamen Bewegung noch 14^s lang teleskopisch verfolgen. Es bestand aus zwei grün strahlenden Stücken von tropfenförmiger Gestalt, welche feuerrothe, ganz gerade, unter sich parallele Schweife hinter sich herzogen. Den beiden grösseren Fragmenten folgte ein ganzer Schwarm kleinerer, gleichfalls grün strahlender, deren jedes eine rothe Feuerlinie hinter sich herzog. In drei bis vier Grad Abstand von den beiden Kernen flossen alle Schweiflinien in eine rothgelbe, ranchähnliche Masse zusammen.

Fig. 153 ist eine Copie der colorirten Abbildung des Meteors, welche man im 48. Bande der Sitzungsberichte der Wiener Akademie findet. Nach unmittelbarer Schätzung am Fernrohre betrug der scheinbare Durchmesser des grösseren voraneilenden Kernes ungefähr 50 Bogensecunden. Da nun aber auch die Beobachtung durch das Fernrohr noch mit einer namhaften Irradiation behaftet ist, so ist klar, dass der Durchmesser des Meteors bei der Beobachtung mit unbewaffnetem Auge mindestens 12- bis 18 mal zu gross geschätzt worden ist.

98 Kosmische Geschwindigkeit der Meteorite. Untersuchen wir nun, wie die oben besprochenen, aus den Beobachtungen abgeleiteten Geschwindigkeiten, mit welchen die Feuerkugeln in die Atmosphäre eintreten, mit denjenigen Geschwindigkeiten übereinstimmen, welche ihnen zukommen müssen, wenn sie als kleine selbständige Massen nach

denselben Gesetzen sich um die Sonne bewegen wie die Planeten oder Kometen.

Für einen Punkt des Erdäquators ist die Geschwindigkeit, mit welcher er um die Erdaxe rotirt, 464 m in der Secunde, während die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn 30 400 m in der Secunde beträgt. Nehmen wir nun an, dass ein Meteorit in der Erdbahn selbst fortlaufe, aber in einer Richtung, welche der der Erde entgegengesetzt ist, so würden beide Körper (die Wirkung abgerechnet, welche die Anziehung der

Erde auf die Meteorite ausübt) mit einer Geschwindigkeit von 60 800 m gegen einander fahren.

In Fig. 154 sei s die Sonne, $ptno$ sei die perspectivisch dargestellte Erdbahn, in welcher die Erde t in der Richtung des kleinen Pfeiles bei a rotirt, so wird sie also mit einem Meteoriten, der ihr in der gleichen Bahn in der Richtung des kleinen Pfeiles b entgegen läuft, mit einer relativen Geschwindigkeit von 60 800 m zusammenstossen, während für einen Meteoriten,

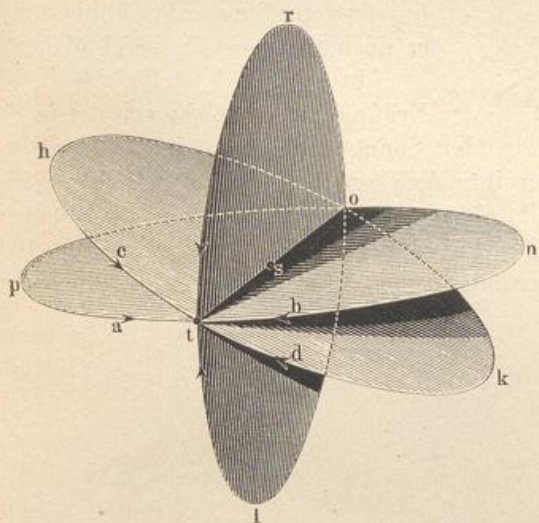
der in der gleichen Bahn wie die Erde und in gleicher Richtung rotirt, die relative Geschwindigkeit gleich Null wäre.

Nehmen wir dagegen an, dass der Meteorit in einem Kreise $tlor$ um die Sonne liefe, welcher zwar gleichen Halbmesser mit der Erdbahn hat, dessen Ebene aber rechtwinklig auf der Erdbahn steht, so würde der Meteorit für den Fall des Zusammentreffens mit der Erde, die durch die Erde bewirkte Beschleunigung ungerechnet, mit einer Geschwindigkeit von 30 400 m auf dieselbe stürzen, welches auch die Richtung sein mag, mit welcher der Meteorit den Kreis $tlor$ durchläuft.

Macht aber die der Erdbahn gleiche kreisförmige Bahn des Meteoriten mit der Ebene der Erdbahn einen Winkel zwischen 0 und 90 Grad, wie dies z. B. für den Kreis $tkoh$ der Fall ist, so liegt die relative Geschwindigkeit, mit welcher der Meteorit auf die Erde stürzt, zwischen 0 und 30 400 m, wenn sich der Meteorit rechtläufig, also in der Richtung des kleinen Pfeiles c bewegt, zwischen 30 400 und 60 800, wenn die Richtung seiner Bewegung rückläufig ist, wie es der kleine Pfeil d andeutet.

So liessen sich also schon durch kreisförmige Bahnen der Meteorite die verschiedenen Geschwindigkeiten, mit welchen dieselben auf die Erde

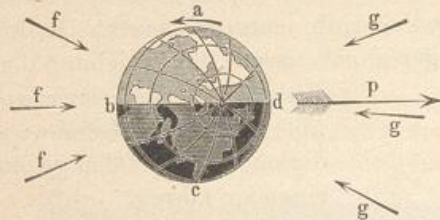
Fig. 154.



stürzen, bis zu einer Geschwindigkeit von 60 800 m in der Secunde erklären.

Wenn sich aber die Sache so verhielte, wie wir eben angenommen haben, wenn sich nämlich die die Erdbahn schneidenden Meteorite

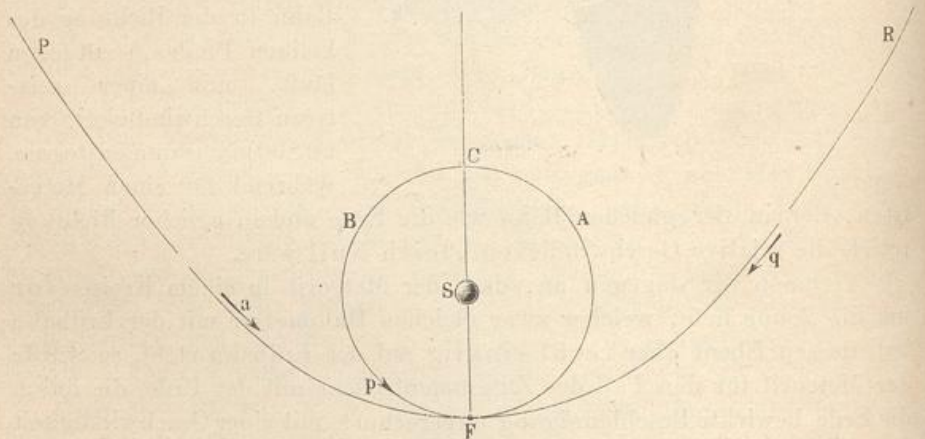
Fig. 155.



nahezu in kreisförmigen Bahnen mit planetarischer Geschwindigkeit bewegten, so würde die Erde der folgenden Betrachtung nach in den Abendstunden kaum von Feuerkugeln getroffen werden können, wie es doch thatsächlich der Fall ist.

In Fig. 155 stelle *abcd* die Erdkugel dar, welche von der in der Richtung von *a* nach oben stehenden Sonne beschienen, in der Richtung des kleinen Pfeiles bei *a* um ihre Axe rotirt und in der Richtung des gefiederten Pfeiles bei *p* mit einer Geschwindigkeit von 30 400 m in der Secunde fortschreitet. Die auf der Erdhälfte *abc* gelegenen Orte und namentlich die um *b* herumliegenden, für welche es gerade Abend

Fig. 156.



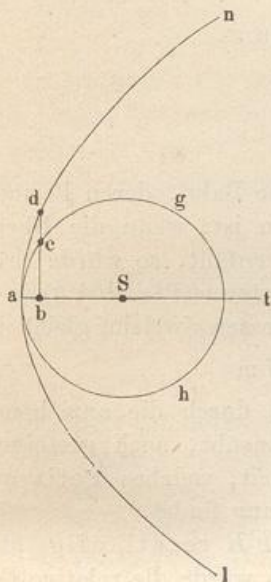
ist, werden vorzugsweise nur von solchen Meteoriten getroffen werden können, welche sich nahezu in der Richtung der kleinen Pfeile bei *f* also fast in gleicher Richtung sich bewegen, wie die Erde selbst. Die in der Richtung der Pfeile *f* sich bewegenden Meteorite würden aber die Erde gar nicht einholen können, wenn ihre Geschwindigkeit nicht grösser wäre als die der Erde, sie würden nicht als Feuerkugeln erscheinen können, wenn sie nicht mit bedeutender Geschwindigkeit in die Erdatmosphäre eindringen, wenn also ihre absolute Geschwindigkeit nicht namhaft grösser wäre als 30 400 m in der Secunde.

Die Erscheinung von Feuerkugeln in den Abendstunden beweist also, dass die Meteorite die Erdbahn mit einer mehr als planetarischen

Geschwindigkeit schneiden. Ein Himmelskörper aber, welcher ebenso weit von der Sonne entfernt, wie die Erde, und mit einer nahezu rechtwinklig zum Leitstrahl gerichteten Geschwindigkeit behaftet ist, welche die Geschwindigkeit der Erde bedeutend übertrifft, muss nothwendig eine sehr langgestreckte Ellipse oder eine Parabel oder auch eine Hyperbel beschreiben.

In Fig. 156 sei S die Sonne, ABF die kreisförmige Bahn der Erde. Der kleine Pfeil bei p bezeichne die Richtung, in welcher die Erde in ihrer Bahn fortläuft. Wenn nun F das Perihel für irgend einen in elliptischer Bahn um die Sonne laufenden Körper ist, so wird dessen Geschwindigkeit in F grösser sein, als die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn, also grösser als 30 400 m in der Secunde. Je grösser aber die Geschwindigkeit ist, mit welcher der fragliche Körper das Perihel bei F passirt, desto grösser wird die grosse Axe der Ellipse sein, welche er beschreibt.

Fig. 157.



Diese grosse Axe wird unendlich, d. h. die Ellipse geht in eine Parabel über, wenn sich die Geschwindigkeit des fraglichen Körpers zu der der Erde verhält wie $1 : \sqrt{2}$. Wenn sich also ein Körper in einer parabolischen Bahn um die Sonne bewegt, deren Periheldistanz gleich dem Halbmesser der Erdbahn ist, so wird dieser Körper das Perihel mit einer Geschwindigkeit passiren, welche

$$30\,400 \cdot \sqrt{2} = 43\,107 \text{ m}$$

beträgt und dies ist das Maximum der Geschwindigkeit, mit welcher sich nach den Gravitationsgesetzen ein Weltkörper bewegen kann, wenn er sich in gleichem Abstände von der Sonne befindet wie die Erde, seine Bahn müsste denn eine hyperbolische sein.

Dass die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn sich wie 1 zu $\sqrt{2}$ zu der Geschwindigkeit verhält, mit welcher ein in parabolischer Bahn sich bewegendes Weltkörper sein Perihel passirt, wenn die Periheldistanz gleich dem Abstände der Erde von der Sonne ist, lässt sich folgendermaassen beweisen.

Es sei agh (Fig. 157) die kreisförmige Bahn, welche die Erde um die Sonne beschreibt, lan aber sei die parabolische Bahn eines Meteoriten, welcher in a die Erdbahn tangirend in a zugleich sein Perihel hat; ferner stelle ab den Raum dar, um welchen ein in a befindlicher Körper in der Zeiteinheit gegen die Sonne in S fallen würde, wenn er nicht mit einer bestimmten Tangentialgeschwindigkeit in a ankäme, so ist bc die rechtwinklig gegen at gerichtete Tangentialgeschwindigkeit, mit welcher ein Körper den Punkt a passiren muss, wenn er den Kreis

agh , und bd ist die Geschwindigkeit, mit welcher er den Punkt a passiren muss, wenn er die Parabel lan beschreiben soll. Nun aber ist die Gleichung des Kreises

$$y^2 + (x - r)^2 = r^2$$

oder

$$y^2 = (2r - x)x \dots \dots \dots 1)$$

wenn man a zum Anfangspunkt der Coordinaten und die Linie at zur Abscissenaxe (Axe der x) nimmt. Die Gleichung der Parabel aber ist

$$y_1^2 = 4rx \dots \dots \dots 2)$$

wenn wir die Parabelordinaten zum Unterschied von den Kreisordinaten mit y_1 bezeichnen.

So lange die Abscisse x (also ab) sehr klein, also auch verschwindend klein gegen r ist, geht die Gleichung 1) über in

$$y^2 = 2rx \dots \dots \dots 3)$$

es ist also auch für hinlänglich kleine Werthe von x

$$\begin{aligned} y_1^2 &= 2y^2 \\ y_1 &= y\sqrt{2} \\ bd &= bc\sqrt{2}. \end{aligned}$$

Es sei nun PFR (Fig. 156) die parabolische Bahn, deren Perihelidistanz SF gleich dem Halbmesser der Erdbahn ist; wenn die Ebene dieser Bahn mit der Ebene der Erdbahn zusammenfällt, so würde Erde und Meteorit für rückläufige Bewegung des letzteren (Pfeil bei q) in F mit einer relativen Geschwindigkeit zusammenstossen, welche gleich ist

$$30\,400 + 43\,107 = 73\,507 \text{ m}$$

in der Secunde, eine Geschwindigkeit, welche durch die anziehende Wirkung, welche die Erde auf den Meteoriten ausübt, noch gesteigert wird, so dass das Maximum der Geschwindigkeit, welches Petit aus Beobachtungen abgeleitet hat, seine volle Erklärung findet.

Wenn sich der Meteorit in der Parabel PFR rechtläufig, also in der Richtung des kleinen Pfeiles a bewegt, so würde die relative Geschwindigkeit beim Zusammenstoss in F

$$43\,107 - 30\,400 = 12\,707 \text{ m sein.}$$

Für den Fall, dass die parabolischen Bahnen der Meteorite nicht mit der Ebene der Erdbahn zusammenfielen, sondern dass, wie es wohl stets der Fall ist, die Ebene der Parabel einen mehr oder minder grossen Winkel mit der Ebene der Erdbahn macht (in ähnlicher Weise, wie wir es oben für kreisförmige Bahnen betrachtet haben), wird dann die relative Geschwindigkeit, mit welcher die Meteorite auf die Erde stürzen, zwischen den beiden Grenzwerten von 12707 und 73507 m liegen.

Die Geschwindigkeit, mit welcher die Meteorite in die Atmosphäre eindringen, wird allerdings durch die Anziehung, welche die Erde auf sie ausübt, etwas, aber verhältnissmässig doch nur wenig, beschleunigt.

Ebenso bringt die Anziehung der Erde eine meist gleichfalls unbedeutende Ablenkung der Meteorite von ihrer Bahn hervor, welche nur für diejenigen merklich wird, welche ohne diese Anziehung die Erdatmosphäre nur gestreift haben würden.

Die Lichterscheinung der Meteorite. Durch die enorme 99 Geschwindigkeit, mit welcher die Meteorite in die Erdatmosphäre eindringen, erklärt sich nun auch die Lichterscheinung, durch welche sie uns sichtbar werden. Trotz der grossen Verdünnung der Luft in den höheren Regionen ist nämlich der Widerstand, welcher sich dem Eindringen der Meteorite in die Atmosphäre entgegenstellt, so bedeutend, dass dieselben alsbald ihre kosmische Geschwindigkeit verlieren. Der Verlust an lebendiger Kraft, welchen die Aërolithen auf diese Weise erleiden, ist aber nothwendig von einer entsprechenden Wärmeentwicklung begleitet, welche vollkommen hinreichend ist, sie bis zum lebhaften Weissglühen zu erhitzen, wie sich aus folgender Betrachtung ergibt.

Es sei m die Masse der Luft, welche der Meteorit in einer Secunde verdrängt, und v die mittlere Geschwindigkeit, mit welcher er sich während dieser Secunde bewegt, welche er also der verdrängten Luftmasse m mittheilen musste, so ist die Arbeitsleistung, welche dem Verlust des Meteoriten an lebendiger Kraft entspricht,

$$A = m \frac{v^2}{2g},$$

wenn g die beschleunigende Kraft der Schwere auf der Erde, also 9,8 m ist. Für m haben wir aber den in Kilogrammen ausgedrückten Werth

$$m = f \cdot l \cdot \delta,$$

wenn

f den auf seiner Bahn rechtwinkligen Querschnitt des Projectils in Quadratdecimetern ausdrückt,

l den in Decimetern ausgedrückten Weg des Projectils in 1^s (also $l = 10v$) und

δ die mittlere Dichtigkeit der durchlaufenen Luftschicht bezeichnet. Wir haben also

$$m = f \delta 10 \cdot v$$

und

$$A = f \delta 10 v \frac{v^2}{2g}$$

oder

$$A = f \delta \frac{v^3}{2},$$

wenn wir g in runder Zahl gleich 10 setzen.

Nehmen wir an, die mittlere Dichtigkeit der durchlaufenen Luftschicht sei 10 000mal geringer, als die Dichtigkeit der Luft am Meerespiegel, so ist $\delta = 0,00000013$ (Wasser gleich 1 gesetzt). Nehmen wir ferner $v = 30\,000$ m und $f = 1$ qdm, so ergibt sich

$$m = 0,039 \text{ kg und}$$

$$A = 1\,755\,000 \text{ mkg.}$$

Der mechanischen Arbeit A entspricht aber die Entwicklung von

$$w = \frac{A}{424} = 3903 \text{ Wärmeeinheiten,}$$

wobei freilich vorausgesetzt ist, dass der Meteorstein rechtwinklig zu seiner Bewegungsrichtung durch eine ebene Fläche begrenzt ist. Ist er dagegen nach dieser Seite hin durch eine sphärische oder conische Oberfläche begrenzt, so ist der zu überwindende Luftwiderstand freilich kleiner, als er oben angenommen wurde, dagegen wird aber auch der Meteorstein beim Eindringen in die Atmosphäre auf seinem 30 000 m langen Wege sehr bald zu Luftschichten kommen, welche bedeutend dichter sind, als es bei obiger Rechnung angenommen wurde.

Um nun zu berechnen, welche Temperaturerhöhung durch die oben bestimmte Wärmeentwicklung erzeugt wird, haben wir die Gleichung

$$MSt + mst = w$$

oder

$$t = \frac{w}{MS + ms},$$

wenn t die fragliche Temperaturerhöhung, M die Masse und S die spezifische Wärme des Meteoriten, m die Masse und s die spezifische Wärme der verdrängten Luftsäule bezeichnet, wobei noch ferner vorausgesetzt ist, dass die gesammte Wärmeentwicklung w nur der Temperaturerhöhung des Steines und der verdrängten Luftmasse zu Gute kommt.

Ist der Meteorstein ein Silicat, so können wir für S nahezu den Werth 0,2 setzen. Den gleichen Werth dürfen wir ohne merklichen Fehler (da es sich hier ja ohnehin nicht um genaue Bestimmungen handeln kann) auch für s in Rechnung bringen. Ferner können wir annehmen, dass die Masse M des Meteoriten bei 1 qdm Querschnitt ungefähr 3 kg beträgt. Setzen wir nun diese Werthe von M , S und s und die oben berechneten Werthe für w und m in die letzte Gleichung, so kommt

$$t = 6398^{\circ} \text{C.}$$

Schon die Hälfte, ja der vierte Theil dieser Temperaturerhöhung würde hinreichen, den Meteoriten in die hellste Weissgluth zu versetzen und ihn zu schmelzen.

Wenn die obigen Entwicklungen auch nicht entfernt Anspruch auf Genauigkeit machen, so genügen sie doch vollständig, um darzuthun, dass der Widerstand der Luft, welchen die mit planetarischer Geschwindigkeit in die Erdatmosphäre eindringenden Meteorite zu überwinden haben, im Stande ist, sie bis zur Weissgluth zu erhitzen und dass man nicht nöthig hat, anzunehmen, dass die Meteorite mit einer Hülle brennbarer Gase umgeben seien, welche sich beim Eindringen in die sauerstoffhaltige Erdatmosphäre entzünden.

Aus den obigen Betrachtungen geht wenigstens mit Sicherheit hervor, dass die kleinen, mit grosser Geschwindigkeit in die Atmosphäre

eintretenden Meteorite durch den Luftwiderstand zu einer Temperatur erhitzt werden, welche nicht allein ihre glänzende Erscheinung erklärt, sondern welche auch hinreicht, ihre völlige Zerstörung und Auflösung zu bewirken. Nur grössere und mit geringerer Geschwindigkeit ankommende Massen werden bis in die tieferen Schichten der Atmosphäre eindringen und hier entweder ebenfalls vollständig aufgelöst oder nur theilweise zerstört, so dass ihre Reste als Aërolithen auf die Erde fallen.

Die Atmosphäre bildet also eine Art von Panzer, durch welchen die Erde vor Meteorsteinfällen geschützt wird; ohne dieselbe wären wir einem höchst verderblichen Bombardement ausgesetzt.

Der Luftwiderstand erklärt auch, zum Theil wenigstens, die Erscheinung, dass Feuerkugeln oft von ihrer geraden Bahn abbiegen und oft sogar zurücklaufen; bei unregelmässiger Gestalt der Aërolithen kann ein solches Zurücklaufen in ähnlicher Weise erfolgen, wie bei dem unter dem Namen des Bumerangs bekannten Wurfinstrument der Australier.

Sternschnuppen. Während, wie schon erwähnt wurde, die Meteorite oder Feuerkugeln sich in der Regel in hyperbolischen Bahnen um die Sonne bewegen, sind die Bahnen der Sternschnuppen, soweit man sie hat berechnen können, Parabeln oder Ellipsen von grosser Excentricität. Sie unterscheiden sich ferner von den Meteoriten dadurch, dass sie immer schon in den oberen Schichten der Atmosphäre, ohne merklichen Niederschlag zu hinterlassen, verbrennen, und selbst bei den grössten Sternschnuppenfällen hat man nicht bemerkt, dass irgend welche Körper bis zu der Oberfläche der Erde gelangen. Früher hat man zwar bisweilen gallertartige Massen, welche aus der Luft herniederfielen, für Sternschnuppen gehalten, indessen ist es höchst wahrscheinlich, dass dies organische Stoffe, und zwar Auswürfe von Vögeln, namentlich Störchen, gewesen sind.

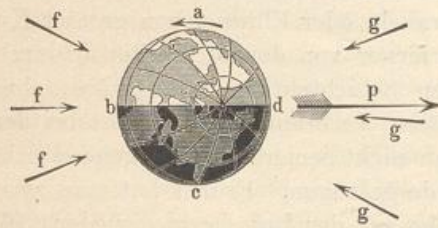
Es vergeht wohl kaum eine Nacht, in welcher man bei heiterem Himmel nicht mehrere Sternschnuppen beobachtet, und zwar erscheinen zur Mitternachtszeit in einer Stunde durchschnittlich vier bis fünf, nach anderen Beobachtern sechs bis acht Sternschnuppen. Vor Mitternacht erscheinen sie etwas spärlicher, nach Mitternacht etwas häufiger, und zwar am häufigsten gegen 3 Uhr Morgens.

Man hat dies, unter Voraussetzung einer nur quantitativen, aber nicht qualitativen Verschiedenheit der Feuerkugeln und Sternschnuppen, auf folgende Weise zu erklären versucht. In Fig. 158 (a. f. S.) stelle *abcd* die Erdkugel dar, welche von der nach oben hin befindlichen Sonne beschienen wird, so dass auf der einen Erdhälfte *dab* Tag, auf der anderen *bcd* aber Nacht ist. Die Erde rotirt um ihre Axe in der Richtung des kleinen Pfeiles bei *a*, während sie in ihrer Bahn in der Richtung des grossen Pfeiles bei *p* fortläuft. Die rechtläufig, also ungefähr parallel der Richtung der kleinen Pfeile bei *f*, aber schneller als die Erde sich bewegenden Meteorite werden die Erdhälfte *abc*

treffen, während die rückläufig, also nahezu parallel der Richtung der kleinen Pfeile bei *g*, im Weltraume fortlaufenden Meteorite die andere Erdhälfte *cda* treffen. Da nun aber die mit grösserer Geschwindigkeit auf die Erde eindringenden rückläufigen Meteorite schon in den höheren Luftregionen ins Glühen kommen, also vorzugsweise Sternschnuppen erzeugen, so werden sich, gleiche Vertheilung der Meteorite nach den verschiedenen Bewegungsrichtungen vorausgesetzt, die zahlreichsten Sternschnuppen an den Orten der Erde zeigen müssen, welche sich eben zwischen *c* und *d* befinden, welche also bereits in die zweite Hälfte der Nacht eingetreten sind. Die Orte zwischen *b* und *c*, für welche die Nacht noch nicht bis zur Mitternachtsstunde vorgeschritten ist, werden dagegen von Meteoriten rechtläufiger Bewegungsrichtung getroffen, welche ihrer geringeren relativen Geschwindigkeit zur Erde wegen erst in tieferen Luftregionen zum Glühen kommen, also mehr Feuerkugeln und Meteoriteinfälle liefern.

Man kann aber, ohne Voraussetzung der gleichen Natur der Sternschnuppen und Feuerkugeln, zu dem gleichen Resultate auch durch folgende Betrachtung kommen. Wäre die Erde unbeweglich im Weltraume, während die Meteorite von allen Seiten her mit gleicher Häufigkeit auf dieselbe eindringen, so würden alle Theile der Erdoberfläche auch in gleichmässiger Weise getroffen werden, die Häufigkeit der Sternschnuppen müsste für alle Stunden der Nacht die gleiche sein.

Fig. 158.



Ständen dagegen die Meteorite unbeweglich im Weltraume, während die Erde in ihrer Bahn fortläuft, so würden alle Stösse nur auf der vorderen Halbkugel (*cda* in Fig. 158) erfolgen, die in der Richtung der Erdbewegung liegt. Unter diesen Umständen würden also Sternschnuppen überhaupt nur an denjenigen Orten der Erdoberfläche erscheinen können, für welche der Ort des Himmelsgewölbes, nach welchem sich die Erde eben hinbewegt, über dem Horizont ist.

Diesen Punkt nennt Schiaparelli den Apex, während Andere ihn als Fliehpoint bezeichnet haben. Zur Zeit des Sommersolstitiums liegt der Apex im Sternbilde der Jungfrau, zur Zeit des Wintersolstitiums aber liegt er im Sternbilde der Fische. Der Apex liegt im Sternbilde der Zwillinge zur Zeit des Frühlings- und im Sternbilde des Schützen zur Zeit des Herbstäquinocitiums.

Befänden sich also die Meteorite unbeweglich im Weltraume, während die Erde in ihrer Bahn fortläuft, so könnten Sternschnuppen nur an solchen Orten erscheinen, für welche der Apex über dem Horizont steht, und zwar würde ihre Häufigkeit mit der Höhe des Apex über dem Horizont zunehmen.

Da nun aber keiner der eben besprochenen Grenzfälle stattfindet, sondern Erde und Meteorite sich im Weltraume bewegen, so wird auch in Beziehung auf die Erscheinung der Meteore ein Mittelzustand eintreten, die Häufigkeit der Sternschnuppen wird im Allgemeinen mit der Erhebung des Apex über den Horizont zunehmen müssen.

So erklärt sich denn auch die Thatsache, dass ausser der täglichen auch noch eine jährliche Periode der Sternschnuppen auftritt, indem dieselben im Allgemeinen in den Herbstmonaten am häufigsten erscheinen, denn in den Herbstmonaten steht der Apex in den Morgenstunden hoch über dem Horizont, während er sich im Frühling in den Morgenstunden nicht hoch über denselben erhebt.

Die periodischen Sternschnuppenfälle. Eine höchst merkwürdige Erscheinung sind die periodisch wiederkehrenden Sternschnuppenschwärme, welche man in der Zeit vom 12. bis 14. November und am 10. August (dem Feste des heiligen Laurentius) beobachtet; das letztere Phänomen wird in England schon in einem alten Kirchenkalender unter dem Namen der feurigen Thränen des heiligen Laurentius als eine wiederkehrende Erscheinung erwähnt. 101

Durch Humboldt wurde die Aufmerksamkeit auf das Novemberphänomen gelenkt, indem er nachwies, dass dasselbe im Jahre 1799 in Amerika mit überraschender Pracht auftrat und vom Aequator bis nach Grönland sichtbar war. Es war ein förmlicher Regen von Sternschnuppen. Erst im Jahre 1832 wiederholte sich die Erscheinung in ähnlicher Weise, wie man sie 1799 beobachtet hatte, im Jahre 1833 aber entwickelte sie sich in einer Grossartigkeit, welche alle früheren Erscheinungen des Novemberschwarmes weit übertraf. Auch diesmal blieb die Erscheinung auf Nordamerika beschränkt. Die Sternschnuppen schienen fast wie Schneeflocken zusammengedrängt, so dass innerhalb neun Stunden ihrer über 300 000 fielen.

Olmstedt machte bei Gelegenheit des Sternschnuppenfalles im November 1833 die wichtige Entdeckung, dass die meisten dieser Meteore von einem und demselben Punkte des Himmels ausstrahlen scheinen, d. h. wenn man in einer Sternkarte oder noch besser auf einem Himmelsglobus die scheinbaren Bahnen der beobachteten Sternschnuppen einzeichnet, so bilden sie meist gerade Linien, die von einem und demselben Punkte, dem Radiationspunkte, aus divergiren. Nach Olmstedt's Beobachtungen beträgt die Rectascension des Radiationspunktes für die Sternschnuppen des 13. November 150° und seine nördliche Declination 21° , er liegt also ganz in der Nähe des Sternes γ im grossen Löwen. Nach späteren genaueren Bestimmungen liegt der Radiationspunkt des Novemberschwarmes bei ϵ Leonis.

Nach der Vermuthung von Olbers soll die Erscheinung des Maximums des Novemberphänomens an eine Periode von 34 Jahren gebunden sein, während der amerikanische Astronom H. A. Newton aus der

Vergleichung älterer Nachrichten über Sternschnuppenfälle eine Periode von 33 Jahren abgeleitet hatte. Demnach hatte man in den Morgenstunden des 14. November 1866 wieder eine massenhafte Erscheinung von Sternschnuppen zu erwarten.

In Folge dieser Vorhersagung hatte man sich an vielen Orten auf die Beobachtung der Erscheinung gerüstet, und in der That zeigte sie sich in Europa, soweit nicht die ungünstige Witterung die Beobachtung hinderte, sehr brillant. Von den vielen darüber eingelaufenen Berichten wollen wir nur anführen, dass man in Greenwich

zwischen 12 und 1 Uhr . . .	2032 Sternschnuppen	
„ 1 „ 2 „ . . .	4860	„
„ 2 „ 3 „ . . .	832	„
zählte. Zu Berlin beobachtete man um		
1 Uhr 50 Minuten . . .	43	„
2 „ — „ . . .	55	„
2 „ 10 „ . . .	48	„

in der Minute. Merkwürdig ist es jedenfalls, dass an allen Beobachtungsorten Europas das Maximum der Sternschnuppenzahl sehr nahe gleichzeitig auftrat, nämlich kurz nach 2 Uhr Berliner Zeit.

In Amerika scheint das Phänomen im Jahre 1866 weniger glänzend gewesen zu sein als in Europa. Im Jahre 1867 sowohl als auch 1868 ist das Novemberphänomen wieder in ungewöhnlicher Entfaltung beobachtet worden. Im Jahre 1867 kam dieser Schwarm namentlich wieder in Nordamerika in der glänzendsten Weise zur Erscheinung, obgleich der helle Mondschein die Beobachtung störte.

In den Jahren 1866, 1867 und 1868 hat man an verschiedenen Beobachtungsorten den Radiationspunkt des Novemberschwarmes zu bestimmen gesucht und ist zu Resultaten gekommen, welche alle nahezu mit dem bereits von Olmstedt ermittelten zusammenfallen, woraus sich dann ergibt, dass die gerade Linie, welche man von dem Sterne ϵ Leonis zu der Stelle gezogen denken kann, welche die Erde in der Nacht vom 13. auf den 14. November passirt, nahezu die relative Richtung angiebt, in welcher die Meteorite des Novemberschwarmes auf die Erde einzudringen scheinen.

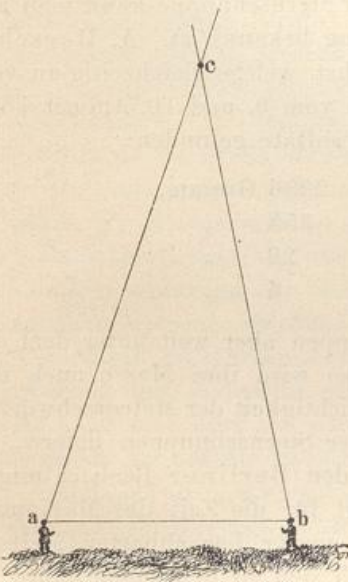
Der Radiationspunkt der Sternschnuppen des 10. August ist nach den Beobachtungen von Heis, der sich überhaupt um die Erforschung der Sternschnuppen hervorragende Verdienste erworben hat, der Stern Algol im Perseus, weshalb Schiaparelli die Augustmeteore mit dem Namen der Perseiden bezeichnet. Dieser Bezeichnung entsprechend, hat man die Meteorite des Novemberschwarmes Leoniden genannt.

Uebrigens hat Heis gefunden, dass unter den Sternschnuppen des Novemberschwarmes sowohl wie auch unter denen des Augustschwarmes auch solche vorkommen, welche anderen Radiationspunkten zugehören, als die oben genannten und dass es auch für minder dichte Sternschnuppenschwärme anderer Zeiten solche Radiationspunkte giebt.

Die Erscheinung der Sternschnuppen im August zeigt wesentliche Unterschiede von denen des November, welche Boguslawski in folgender Weise charakterisirt. 1) Das Augustphänomen zeigt in der Regel mehrere Tage vor und nach dem Maximum der Erscheinung seine Ankunft durch eine grössere Anzahl von Sternschnuppen an, während das Novemberphänomen fast immer plötzlich eintritt. 2) Die Intensität der Erscheinung ist bei den Meteoren des August weit geringeren Schwankungen unterworfen als das Novemberphänomen und diesem fast immer an Pracht und Fülle überlegen, ausser bei den Maximis des letzteren, welche alle 33 bis 34 Jahre auftreten.

Um die Höhe zu bestimmen, in welcher die Sternschnuppen aufblitzen und erlöschen, brachte Heis in den Jahren 1851 und 1854 mit

Fig. 159.



Vortheil den elektrischen Telegraphen zu correspondirenden Sternschnuppenbeobachtungen in Anwendung. Nach den correspondirenden Beobachtungen, welche im Jahre 1866 während des Novemberschauers zu Berlin und Brandenburg angestellt wurden, betrug die mittlere Höhe des Aufleuchtens 20, die des Verschwindens 11 geographische Meilen. Aus dem ihm zugegangenen Material über die Novembermeteore berechnete Heis die mittlere Höhe beim Aufleuchten zu 15, die beim Erlöschen zu 8 Meilen. Nach den zu Richmond und Washington angestellten correspondirenden Beobachtungen ergab sich die mittlere Höhe von 25 Meilen für das Aufleuchten und 11 Meilen für das Erlöschen. Seit 1862 hat Secchi für die correspondirenden Beobachtungen zu Rom und

Civita Vecchia, welche Orte $8\frac{3}{4}$ Meilen von einander entfernt sind, gleichfalls den elektrischen Telegraphen in Anwendung gebracht. Es ergab sich aus diesen Beobachtungen, dass für die in der Nähe des Zeniths auftretenden Sternschnuppen die Parallaxe nicht unter 20 bis 30 Grad betrug. Stellt also in Fig. 159 *a* einen Beobachter in Rom, *b* einen solchen in Civita Vecchia dar, während *c* das von beiden gleichzeitig beobachtete Meteor ist, so war der Winkel *acb*, unter welchem sich die von *a* und *b* nach dem Meteor bei *c* gerichteten Visirlinien schnitten, nicht kleiner als 20 bis 30 Grad; daraus aber folgt, dass die Höhe der Meteore über dem Boden höchstens 25 Meilen betrug.

Aus der scheinbaren Bahn einer Sternschnuppe (*stella cadente*, wie die Italiener sehr bezeichnend sagen) und der Zeitdauer, welche sie braucht, um diese Bahn zu durchlaufen, kann man die wahre Länge des leuchtend

durchlaufenen Weges und ihre wahre Geschwindigkeit berechnen, vorausgesetzt, dass die Entfernung des Meteors vom Beobachter bekannt ist. Die Zeit vom Aufleuchten einer Sternschnuppe bis zu ihrem Erlöschen beträgt im Durchschnitt nur $\frac{1}{2}$ Secunde, der (für eine mittlere Höhe von 15 Meilen) berechnete wahre Weg ergiebt sich im Durchschnitt gleich 40 000 bis 60 000 m, also eine Geschwindigkeit von 80 000 bis 120 000 m in der Secunde, eine Geschwindigkeit, welche die oben auf Seite 258 besprochene parabolische Geschwindigkeit weit übersteigt, was aber wohl nur daher rührt, dass man entweder die Dauer der Erscheinung zu kurz oder die scheinbare Bahn zu lang geschätzt hat. Jedenfalls geht daraus hervor, dass die wahre Geschwindigkeit, mit welcher die Sternschnuppen in die Erdatmosphäre eintreten, nicht merklich geringer ist als die parabolische Geschwindigkeit.

Aus der beobachteten Lichtstärke einer Sternschnuppe kann man auf ihre Masse schliessen, wenn ihre Entfernung bekannt ist. A. Herschel hat dies für einige Sternschnuppen ausgeführt, welche gleichzeitig an verschiedenen Orten Englands in den Nächten vom 9. und 10. August 1863 beobachtet worden waren, und folgende Resultate gefunden:

Glanz wie Jupiter . . .	2996	Gramm,
" " Sirius . . .	358	"
" " Wega . . .	29	"
" " α Persei . . .	6	"

Da die Lichtstärke der meisten Sternschnuppen aber weit unter dem der oben angeführten hellen Gestirne steht, so wird ihre Masse auch nur Bruchtheile eines Grammes betragen. Die Dichtigkeit der Meteorschwärme, selbst zu Zeiten, wo sie das Maximum der Sternschnuppen liefern, ist immerhin eine äusserst geringe. Nach den Berliner Beobachtungen des Novemberschwarmes von 1867 beträgt für die Zeit des Maximums der Sternschnuppenzahl der Abstand je zweier benachbarter Meteore 15 bis 20 geographische Meilen und nach den in demselben Jahre zu Washington und Richmond angestellten Beobachtungen des Sternschnuppenfalles vom 13. auf den 14. November kommt je ein Meteor auf einen Raum von ungefähr 14 000 (geographischen) Cubikmeilen.

102 Die Bahnen der Sternschnuppen im Weltraume. Um die periodischen Sternschnuppenfälle zu erklären, muss man annehmen, dass die entsprechenden Meteoritenschwärme geschlossene Ringe bilden, in welchen sie nach den Kepler'schen Gesetzen um die Sonne laufen und welche an bestimmten Stellen die Erdbahn schneiden. Früher nahm man an, dass diese Meteoritenbahnen planetarischer Natur, dass sie also wenig excentrische Ellipsen seien. Genauere Untersuchungen haben aber gezeigt, dass diese Annahme unhaltbar sei, indem die Geschwindigkeit, mit welcher die Meteorite der Erde begegnen, eine viel bedeutendere ist, als sie nach der planetarischen Hypothese sein könnte.

Genauere Untersuchungen haben nun gezeigt, dass die Bahnen der Meteoriten, welche uns die periodischen Sternschnuppen bringen, langgestreckte Ellipsen sind, welche die Erdbahn in einem ihrem Perihel nahen Punkte schneiden und welche ihrer ganzen Ausdehnung nach mehr oder minder dicht mit Meteoriten besetzt sind.

Wie wir aber bereits in §. 88 gesehen haben, fällt eine sehr excentrische elliptische Bahn in der Nähe ihres Perihels so nahe mit der parabolischen des gleichen Brennpunktes und des gleichen Perihels zusammen, dass man an dieser Stelle ohne merklichen Fehler die Parabel für die Ellipse substituiren, also als erste Annäherung eine parabolische Bahn der Meteoriten berechnen kann.

Eine Parabel ist bestimmt, wenn ihr Brennpunkt, ein Punkt der Curve und die Richtung der Tangente gegeben ist, welche in diesem Punkte die Parabel berührt. Diese Data lassen sich nun in der That, parabolische Bahnen überhaupt vorausgesetzt, für die bei periodischen Sternschnuppenfällen auf die Erde stürzenden Meteorite ermitteln. Die Sonne nämlich bildet den Brennpunkt der parabolischen Bahn; ein Punkt derselben ist die Stelle, welche die Erde zu der Zeit einnimmt, in welcher der Sternschnuppenschwarm dieselbe trifft. Die Richtung der diesem Punkte der Meteoritenbahn entsprechenden Tangente ergibt sich, wenn der Radiationspunkt für den Sternschnuppenfall bekannt ist. Eine vom Radiationspunkte zu der Stelle gezogene Linie, welche die Erde in dem fraglichen Momente einnimmt, ist die Richtung, in welcher die Meteorite auf die Erde zu stürzen scheinen, es ist die Richtung der relativen Bewegung der Meteorite gegen die Erde. Aus dieser relativen Richtung kann man aber die absolute Richtung im Weltraume bestimmen, in welcher sie auf die Erde treffen.

In Fig. 160 (a. f. S.) sei z. B. *S* die Sonne, *abc* die perspectivisch gezeichnete Erdbahn, auf welcher die Stellen bezeichnet sind, in welchen sich die Erde zu Anfang eines jeden Monats befindet. In *a* befindet sie sich zur Zeit des Sommer-, in *c* zur Zeit des Wintersolstitiums, in *b* aber zur Zeit des Herbstäquinocitiums. Mit *o* und *g* sind die Stellen bezeichnet, welche die Erde zur Zeit des August- und des Novemberphänomens passirt. Der durch den Punkt *g* gelegte grosse Pfeil giebt die Richtung der Tangente an, welche man sich im Punkte *g* an die parabolische Bahn der Novembermeteore gelegt denken kann. Die durch die Sonne *S* und den Pfeil *g* gelegte Ebene ist die Ebene der Bahn der Novembermeteore, von welcher in unserer Figur nur das Stück *pgr* gezeichnet ist.

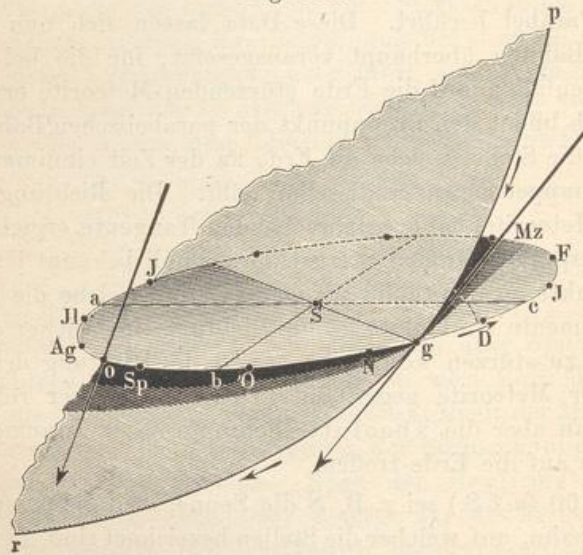
In gleicher Weise stellt der durch *o* gelegte Pfeil die Richtung dar, in welcher die Meteorite des Augustphänomens den Punkt *o* der Erdbahn passiren.

Folgendes sind nach Schiaparelli's Rechnung die Elemente der parabolischen Bahn der Perseiden:

Länge des Perihels	343° 38'
Länge des aufsteig. Knotens	138° 16'
Neigung der Bahn	64° 3'
Periheldistanz	0,964
Bewegung	rüchläufig.

Da das Augustphänomen in jedem Jahre mit nahezu gleicher Intensität auftritt, so müssen wir annehmen, dass die Bahn der Perseiden ihrer ganzen Ausdehnung nach gleich dicht mit Meteoriten besetzt sein muss. Anders verhält es sich mit dem Novemberschwarm, für welchen nach 33,25 Jahren ein Maximum der Intensität auftritt. Es deutet dies darauf hin, dass eine Stelle des elliptischen Ringes weit dichter mit Meteoriten besetzt sein muss, als der übrige Theil desselben, und da

Fig. 160.



diese dichtere Stelle nach je 33,25 Jahren wieder zum Perihel zurückkehrt, so ist dadurch die Umlaufszeit der Leoniden gegeben.

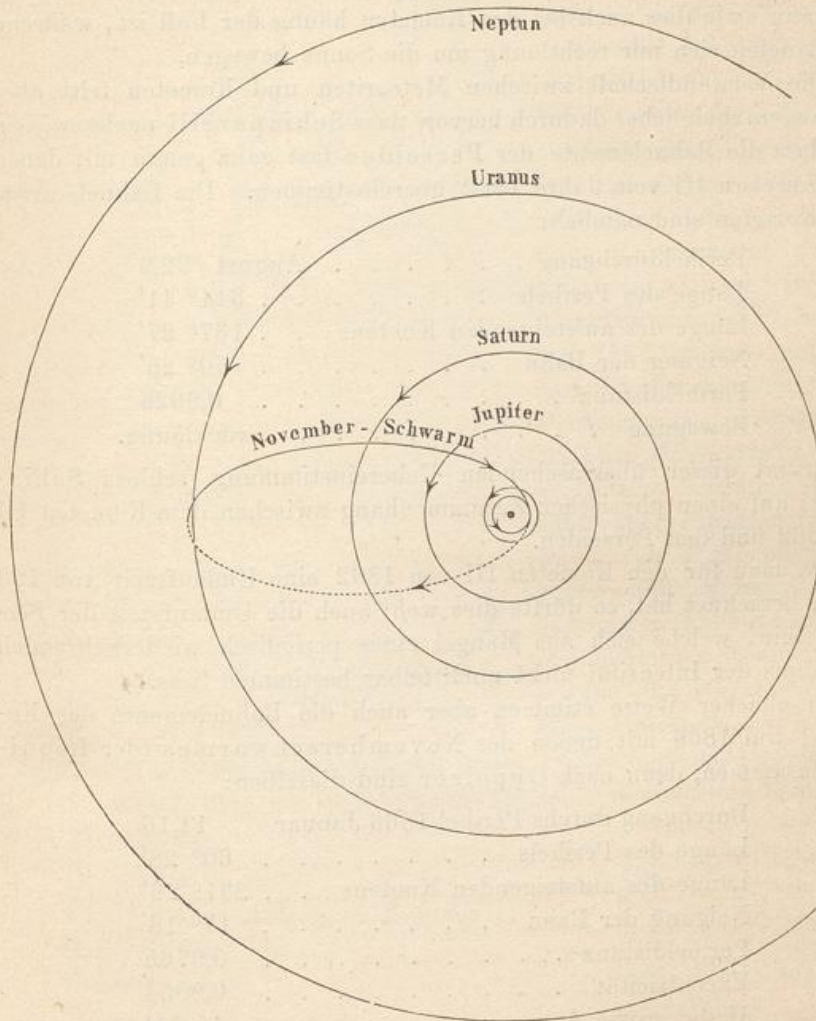
Ist aber ausser den Daten, deren man bedarf, um eine parabolische Bahn für einen Meteoritenschwarm zu berechnen, auch noch die Umlaufszeit desselben bekannt, wie dies für den Novemberschwarm wirklich der Fall ist, so lässt sich nach derselben die elliptische Bahn des Schwarmes berechnen. So sind nach Schiaparelli's Berechnung Folgendes die Elemente der elliptischen Bahn des Novemberschwarmes:

Periheldurchgang 1866	November	10,1
Durchg. durch den niederst. Knoten	"	13,5
Länge des Perihels		56° 25'
Länge des aufsteigenden Knotens		231° 28'
Neigung der Bahn		17° 44'
Periheldistanz		0,9873

Excentricität	0,9046
Halbe grosse Axe	10,34
Umlaufszeit	33,25 Jahre
Bewegung	rückläufig.

Die Apheldistanz des Novemberschwarmes beträgt demnach 19,69 Erdweiten, sie ist also nur um wenig grösser, als die Entfernung des Uranus

Fig. 161.



von der Sonne. Nach den obigen Daten ist in Fig. 161 die Projection der Bahn des Novemberschwarmes auf die Ebene der Ekliptik gezeichnet, und zwar ist der Theil der Bahn punktiert, welcher südlich von der Ebene der Ekliptik, oder, wie wir sagen wollen, unter derselben liegt. Während also der Novemberschwarm in seinem niedersteigenden Knoten ganz nahe seinem Perihel die Erdbahn schneidet, liegt sein aufsteigender Knoten

sowohl wie auch sein Aphel der Uranusbahn sehr nahe; dagegen geht der Novemberschwarm weit über und unter der Saturns- und Jupitersbahn her. Wir sehen also, dass die Bahnen der Sternschnuppen in unserem Sonnensystem ganz gleicher Art mit den Kometenbahnen sind, nämlich parabolische Bahnen oder langgestreckte Ellipsen, deren Ebenen nicht immer in der Nähe der Ekliptik liegen, wie dies für die Planetenbahnen der Fall ist, sondern bedeutende Winkel mit derselben machen. Ferner sehen wir, dass die Bewegung der Sternschnuppen in ihren Bahnen rückläufig sein kann, wie dies auch bei den Kometen häufig der Fall ist, während alle Planeten sich nur rechtläufig um die Sonne bewegen.

Die Verwandtschaft zwischen Meteoriten und Kometen tritt aber noch augenscheinlicher dadurch hervor, dass Schiaparelli nachgewiesen hat, dass die Bahnelemente der Perseiden fast ganz genau mit denen des Kometen III vom Jahre 1862 übereinstimmen. Die Bahnelemente jenes Kometen sind nämlich:

Periheldurchgang	August 22,9
Länge des Perihels	344° 41'
Länge des aufsteigenden Knotens	137° 27'
Neigung der Bahn	66° 25'
Periheldistanz	0,9626
Bewegung	rückläufig.

Auf Grund dieser überraschenden Uebereinstimmung schloss Schiaparelli auf einen physischen Zusammenhang zwischen dem Kometen III von 1862 und den Perseiden.

Da man für den Kometen III von 1862 eine Umlaufszeit von 123 Jahren berechnet hat, so dürfte dies wohl auch die Umlaufszeit der Perseiden sein, welche sich aus Mangel eines periodisch wiederkehrenden Maximums der Intensität nicht unmittelbar bestimmen liess.

In gleicher Weise stimmen aber auch die Bahnelemente des Kometen I von 1866 mit denen des Novemberschwarmes (der Leoniden) zusammen, denn nach Oppolzer sind dieselben:

Durchgang durchs Perihel 1866 Januar	11,16
Länge des Perihels	60° 28'
Länge des aufsteigenden Knotens	231° 26'
Neigung der Bahn	17° 18'
Periheldistanz	0,9765
Excentricität	0,9054
Halbe grosse Axe	10,324
Umlaufszeit	33,176
Bewegung	rückläufig.

Das Bogenstück des Leonidenringes, welches dichter mit Meteoriten besetzt ist und welches nach je 33 bis 34 Jahren das Novemberphänomen in besonderem Glanze auftreten lässt, hat eine solche Länge, dass sein Durchgang durchs Perihel zwei bis drei Jahre dauert, so dass die reich-

licheren Sternschnuppenfälle des Novemberphänomens zwei bis drei Jahre hinter einander auftreten. Im Laufe der Zeit müssen aber die Meteorite, welche gegenwärtig noch an einer Stelle des Leonidenringes bedeutend dichter zusammengedrängt sind, als an dem übrigen Theil desselben, sich mehr und mehr gleichförmig über den ganzen Ring verbreiten, weil die inneren, der Sonne etwas näheren Meteorite des Ringes, bei etwas grösserer Geschwindigkeit den äusseren Partien des Schwarmes mehr und mehr

voraneilen, bis eine gleichmässige Vertheilung der Meteorite über den ganzen Ring erfolgt ist, wie wir selbe bei den Perseiden beobachten.

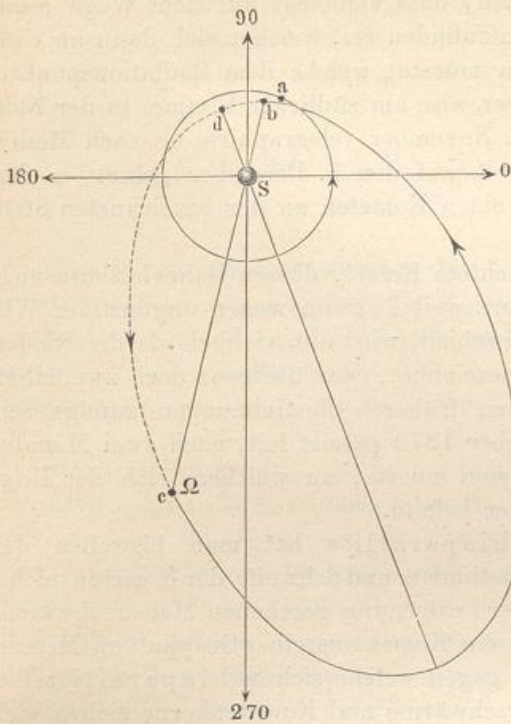
Eine schöne Bestätigung der Theorie von Schiaparelli war ein glänzender Sternschnuppenfall, welcher ganz unerwartet in den Abendstunden des 27. November 1872 eintrat und welcher an verschiedenen Orten Deutschlands, Frankreichs, Italiens, Englands u. s. w. beobachtet wurde. Galle zählte auf der Breslauer Sternwarte von 6^h 20' bis 7^h 50'' gegen 3000 Meteore; Heis in Münster zählte deren 2200 in 53 Minuten u. s. w.

Der Radiationspunkt dieser Meteore wurde in übereinstimmender Weise in der Nähe des Sternes γ der Andromeda gefunden, wonach Bruhns folgende parabolische Elemente dieses Sternschnuppenfalles berechnete:

Länge des Perihels	108° 55'
Länge des aufsteigenden Knotens	245 55
Neigung der Bahn	15 11
Periheldistanz	0,854 Erdweiten
Bewegung	rechtläufig.

Diese Elemente sind so nahe mit den entsprechenden Elementen des Biela'schen Kometen (S. 233) übereinstimmend, dass der fragliche Sternschnuppenfall ohne Zweifel von einem Meteorschwarm herrührt, welcher in der Bahn des Biela'schen Kometen die Sonne umkreist. Durch Fig. 162 soll dies anschaulicher gemacht werden. Der um S gezogene Kreis stellt die Erdbahn, die Ellipse stellt die Projection der fraglichen

Fig. 162.



Kometenbahn auf die Ebene der Ekliptik dar. Die Stelle, welche die Erde am 27. November einnimmt, ist mit a bezeichnet; bc ist die Knotenlinie der Kometenbahn, und zwar ist c der aufsteigende Knoten des Biela'schen Kometen, d ist das Perihel desselben. Am 27. November ging also die Erde so nahe an der Bahn des Biela'schen Kometen vorüber, dass sie bei einigermaassen grossem Querschnitt des Meteorschwarms von den äusseren Stücken desselben getroffen werden konnte.

Gleich nach dem Sternschnuppenfall vom 27. November 1872 kam Klinkerfues auf den Gedanken, dass vielleicht auf dem Wege dieses Meteorschwarms ein Komet aufzufinden sei, welcher sich dann an einer Stelle der Himmelskugel finden müsste, welche dem Radiationspunkt γ Andromedae diametral gegenüber, also am südlichen Himmel in der Nähe von ϑ Centauri liegt. Am 30. November telegraphirte er nach Madras und schon in der Nacht vom 2. auf den 3. December gelang es dem dortigen Astronomen Pogson, einen Kometen an der bezeichneten Stelle aufzufinden.

Dieser von Pogson beobachtete Komet, dessen Bahnelemente nicht haben berechnet werden können, weil Pogson wegen ungünstiger Witterung nur zwei Beobachtungen erhielt, wird nun vielfach als der wiedergefundene Biela'sche Komet bezeichnet, was übrigens doch zweifelhaft erscheint, da dieser Komet den früheren Bestimmungen zufolge sein Perihel in d bereits am 6. October 1872 passirt hat, nach zwei Monaten also schon weit von dem Orte sein musste, an welchem sich der Pogson'sche Komet am 3. December befand.

Aus der Entdeckung Schiaparelli's hat man bisweilen den Schluss gezogen, als ob die Dunsthüllen und Schweife der Kometen nichts anderes seien, als die aus grosser Entfernung gesehenen Meteorschwärme, oder mit anderen Worten, dass ein Komet aus einer Gruppe von Meteorsteinen bestehe, eine Ansicht, gegen welche sich Schiaparelli selbst entschieden ausspricht. Meteorschwärme und Kometenkerne ziehen vielfach in gemeinschaftlichen Bahnen durch die Himmelsräume, während sich die Schweife rechtwinklig von diesen Bahnen entfernen. Ferner kann uns ein aus der Entfernung betrachteter Meteorschwarm nur durch reflectirtes Sonnenlicht sichtbar werden, während das Licht aller bis jetzt spectroscopisch untersuchten Kometen sich vorzugsweise als eigenes Licht erweist, wie wir es an glühenden oder elektrisch leuchtenden Gasmassen beobachten.

Siebentes Capitel.

Die allgemeine Schwere.

Mechanische Erklärung der Planetenbewegung durch 103
Newton. Nachdem Kepler die Gesetze der Planetenbewegung aus den Beobachtungen abgeleitet hatte, war es die nächste Aufgabe der Astronomie, die mechanischen Ursachen derselben aufzusuchen, die Planetenbewegung auf mechanische Gesetze zurückzuführen. Es ist Newton's unsterbliches Verdienst, diese grosse Aufgabe gelöst zu haben.

Schon früher hatte es nicht an Versuchen gefehlt, die Kräfte auszumitteln, welche bei der Planetenbewegung thätig sind; man kam aber nicht zu einem Resultate, weil die Vorbedingungen fehlten, ohne welche ein solcher Schritt nicht gemacht werden konnte. Um eine mechanische Erklärung der Planetenbewegung geben zu können, musste man nicht allein wissen, welches die wahren Gestalten der Planetenbahnen sind und mit welcher Geschwindigkeit sie durchlaufen werden, sondern es mussten die Grundgesetze der Mechanik selbst erst ermittelt sein. So lange man das Wesen und die Gesetze der krummlinigen Bewegung überhaupt nicht kannte, war auch eine mechanische Erklärung der Planetenbewegung nicht möglich.

Die Begründung der Mechanik geschah mit der Entdeckung der wahren Gesetze der Planetenbewegung fast gleichzeitig. Es war Galilei, welcher die Gesetze des freien Falles, der Pendelbewegung, der Wurfbewegung erkannte, welcher das Gesetz der Trägheit begründete und dadurch gerade der Schöpfer der Mechanik wurde. Das Gesetz der Trägheit zeigt, wie ein Körper, welcher in geradliniger und gleichmässiger Bewegung ist, diese Bewegung unverändert beibehält, wenn nicht äussere Kräfte sie aufheben oder modificiren und wie jede krummlinige Bewegung durch die Combination der dem Körper bereits inwohnenden und durch das Beharrungsvermögen ihm verbleibenden Geschwindigkeit mit den Wirkungen irgend einer continuirlich auf ihn wirkenden Kraft entsteht.

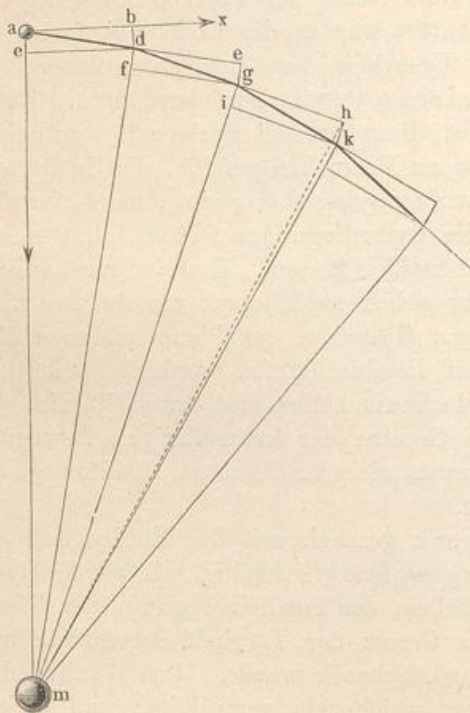
Kepler und Galilei sind es also, welche den Grund zu dem wissenschaftlichen Gebäude legten, welches durch Newton's Entdeckung der allgemeinen Schwere vollendet wurde.

Wie durch die Combination irgend einer beschleunigenden Kraft mit der Geschwindigkeit, welche ein Körper bereits hat, überhaupt eine krummlinige Bewegung entsteht, wie der Körper beständig um einen festen Anziehungsmittelpunkt kreist, wenn die beschleunigende Kraft stets gegen diesen Anziehungsmittelpunkt hin gerichtet ist, wird hier als bekannt vorausgesetzt (Lehrbuch der Physik, 9. Aufl., 1. Bd., S. 142). In den folgenden Paragraphen sollen nun die mechanischen Gesetze der Planetenbewegung überhaupt näher betrachtet, zunächst aber aus den Kepler'schen Gesetzen die Natur der beschleunigenden Kräfte abgeleitet werden, welche auf die Planeten wirken.

104 Die Planeten werden durch Centralkräfte angetrieben.

Nach dem zweiten Kepler'schen Gesetze sind die Flächenräume

Fig. 163.



gleich, welche der die Sonne und den Planeten verbindende Leitstrahl in gleichen Zeiten zurücklegt. Aus diesem Gesetz folgt aber, dass die beschleunigende Kraft, welche auf die Planeten wirkt, stets gegen die Sonne hin gerichtet sein muss.

Wenn der Planet in einem kleinen Zeittheilchen t den Weg dg , Fig. 163, zurücklegt, so beschreibt der Leitstrahl während dieses Zeittheilchens das Dreieck dgm , wo m den Mittelpunkt der Sonne bezeichnet. Im nächsten gleich grossen Zeittheilchen würde der Planet unter dem alleinigen Einflusse der Geschwindigkeit, mit welcher er in g ankommt, den Weg gh zurücklegen, welcher in der Verlängerung von dg

liegt und gleich dg ist. Nehmen wir nun an, eine in m befindliche Kraft bestrebt sich, den Planeten fortwährend nach m hinzuziehen, und diese Kraft sei so beschaffen, dass sie für sich allein den Planeten in dem Zeittheilchen t von g nach i bewegen würde, so wird der Planet in Wirklichkeit den Weg gk , d. h. die Diagonale des durch gh und gi

bestimmten Parallelogramms durchlaufen. Während des zweiten Zeittheilchens t beschreibt also der Leitstrahl das Dreieck gkm . Denken wir uns nun den Punkt h mit m durch eine gerade Linie verbunden, so ist das $\triangle gkm = \triangle ghm$, weil sie eine Seite gm gemeinschaftlich haben, und die gegenüber liegenden Spitzen der Dreiecke auf einer der Seite gm parallelen Linie liegen. Ferner ist aber auch $\triangle ghm = \triangle dgm$, weil dg und gh auf einer geraden Linie liegen und einander gleich sind, sowie auch die Spitze von beiden Dreiecken zusammenfällt. Es ist also auch $\triangle gkm = \triangle dgm$, d. h. der Leitstrahl hat in zwei gleichen Zeittheilchen gleiche Flächenräume beschrieben.

Wir haben hier allerdings das Zeittheilchen t so klein angenommen, dass die in demselben zurückgelegten Wege als geradlinig angesehen werden konnten; es ist indessen klar, dass der Satz, welcher für jedes einzelne Zeittheilchen t gilt, auch für die Summe vieler solcher Zeittheilchen Gültigkeit behält. Wir erhalten demnach den Satz, dass die in gleichen Zeiten von dem Leitstrahl beschriebenen Flächenräume einander gleich sind, wenn nur die beschleunigende Kraft stets gegen denselben Punkt hin gerichtet ist, nach welchem Gesetze im Uebrigen die beschleunigende Kraft mit der Entfernung von m sich ändern mag.

Die Eigenthümlichkeit, dass der Leitstrahl in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume beschreibt, findet nur dann statt, wenn der Mittelpunkt, von dem aus man die Leitstrahlen nach dem beweglichen Körper gezogen denkt, zugleich der Punkt ist, nach welchem die beschleunigende Kraft stets hinwirkt. Wirkte z. B. auf den in g angekommenen Körper eine beschleunigende Kraft, deren Richtung nicht in die Linie gm fällt, so würde der Körper am Ende des nächsten Zeittheilchens in irgend einem Punkte p ankommen, welcher nicht auf der mit gm parallelen Linie hk , sondern diessseits oder jenseits derselben liegt, das Dreieck gmp würde also grösser oder kleiner sein als dgm .

Da nun in der That der von dem Planeten zur Sonne gezogene Leitstrahl in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume beschreibt, so ist klar, dass die Sonne den Centralpunkt bildet, gegen welchen die auf die Planeten einwirkenden beschleunigenden Kräfte stets gerichtet sind.

Abnahme der Centrakraft mit wachsender Entfernung 105
von der Sonne. Aus dem zweiten Kepler'schen Gesetze (nach welchem der Leitstrahl des Planeten in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume zurücklegt) konnte man nur den Schluss ziehen, dass die Planeten stets gegen die Sonne hingetrieben, wir können also auch sagen, von der Sonne angezogen werden; in welchem Verhältnisse aber diese anziehende Kraft der Sonne zu dem Abstände der Planeten von derselben stehe, das lässt das zweite Kepler'sche Gesetz, wie schon bemerkt wurde, völlig unentschieden, denn es findet statt, welches auch das Gesetz sein mag, welchem dieses Verhältniss unterworfen ist. Dieses Gesetz ergibt sich aber als nothwendige Folge aus dem dritten Kepler'schen Gesetze.

Nach dem dritten Kepler'schen Gesetze verhalten sich die Quadrate der Umlaufzeiten zweier Planeten wie die dritten Potenzen ihrer mittleren Abstände von der Sonne (S. 153). Bezeichnen wir mit T und t die Umlaufzeiten, mit R und r die mittleren Abstände zweier Planeten, so haben wir also:

$$\frac{T^2}{t^2} = \frac{R^3}{r^3}.$$

Es muss indessen bemerkt werden, dass das Gesetz in dieser Form nicht streng richtig ist und nur deswegen bei den Bewegungen der Planeten sehr nahe zutrifft, weil die Massen der Planeten sehr klein sind im Verhältniss zur Masse der Sonne.

Genau würde die obige Gleichung folgendermaassen auszudrücken sein:

$$\frac{R^3}{r^3} = \frac{T^2 (M + m)}{t^2 (M + \mu)},$$

wo M die Masse der Sonne, dagegen m und μ diejenige der Planeten mit den mittleren Entfernungen R und r bezeichnen. Da nun in unserem Sonnensystem die Massen der Planeten äusserst klein im Verhältniss zur Sonnenmasse sind, so wird nur ein sehr geringer Fehler begangen, wenn wir $\frac{M + m}{M + \mu} = 1$ setzen, wodurch wir das dritte Kepler'sche Gesetz erhalten.

Ganz allgemein würde das Gesetz folgendermaassen lauten müssen:

Die Quadrate der gegenseitigen Umlaufzeiten je zweier Paare in Folge der Gravitation um einander bewegter Himmelskörper, multiplicirt mit den Summen der respectiven Massen, verhalten sich wie die Cuben der gegenseitigen mittleren Entfernungen.

Es seien z. B. M, m , sowie M', m' die Massen zweier Paare sich um einander bewegender Körper, die wir mit den nämlichen Buchstaben bezeichnen wollen, ferner R die mittlere Entfernung zwischen M und m , sowie R' diejenige zwischen M' und m' , endlich T die Umlaufzeit von M und m , und T' diejenige von M' und m' um ihren gemeinschaftlichen Schwerpunkt, so findet immer das Verhältniss statt:

$$(A). \quad R^3 : R'^3 = T^2 (M + m) : T'^2 (M' + m');$$

woraus, wenn $M = M'$, sowie m und m' verschwindend klein wird, das dritte Kepler'sche Gesetz hervorgeht.

Wir wollen nun die Bewegung zweier Planeten, deren Masse wir vernachlässigen können, und die sich in Kreisbahnen um die Sonne bewegen, näher betrachten.

Die Mechanik lehrt uns, dass, wenn ein Körper, z. B. ein Planet, um einen Anziehungsmittelpunkt einen Kreis vom Halbmesser r während der Zeit t zurücklegt, alsdann die beschleunigende Kraft v , welche den Planeten gegen den Mittelpunkt hintreibt, ist (Lehrbuch der Physik, 9. Aufl., 1. Band, S. 157):

$$v = \frac{4\pi^2 r}{t^2}.$$

Für einen zweiten Planeten, dessen Umlaufszeit T und dessen Abstand von der Sonne R ist, haben wir demnach:

$$V = \frac{4\pi^2 R}{T^2},$$

folglich:

$$\frac{v}{V} = \frac{4\pi^2 r}{t^2} \cdot \frac{T^2}{4\pi^2 R} = \frac{r \cdot T^2}{R t^2}.$$

Nun aber ist, wie Kepler auf empirischem Wege gefunden hat, und wenn wir die Masse der Planeten als Null annehmen, $\frac{T^2}{t^2} = \frac{R^3}{r^3}$, folglich haben wir:

$$\frac{v}{V} = \frac{r}{R} \cdot \frac{R^3}{r^3} = \frac{R^2}{r^2},$$

das heisst mit Worten: die beschleunigenden Kräfte, welche die Planeten gegen die Sonne hintreiben, verhalten sich umgekehrt wie die Quadrate ihrer Entfernung von der Sonne, ein Gesetz, welches sich wohl a priori voraussehen liess, da es für alle Wirkungen in die Ferne gilt, insofern wir sie von einem Punkte ausgehend betrachten können.

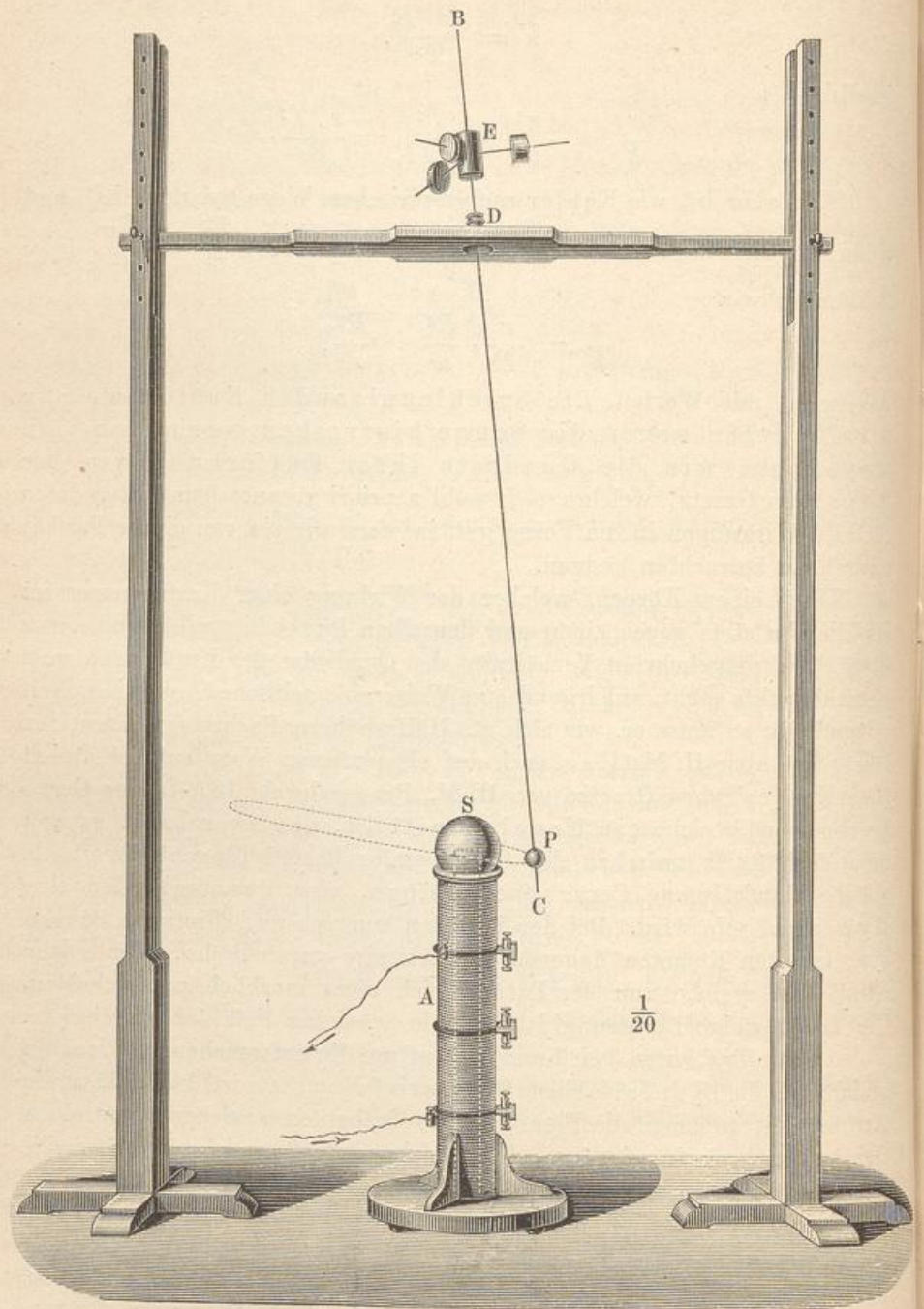
Wird einem Körper, welcher der Wirkung einer Kraft ausgesetzt ist, die ihn stets gegen einen und denselben Punkt hintreibt, und deren Stärke im umgekehrten Verhältniss des Quadrates der Entfernung vom Centralpunkte steht, auf irgend eine Weise eine seitliche Geschwindigkeit mitgetheilt, so muss er, wie sich mit Hülfe höherer Rechnung nachweisen lässt, wie aber H. Müller auch auf elementarem Wege entwickelt hat (Die Kepler'schen Gesetze von H. M., Braunschweig 1870), eine Curve beschreiben, welche ein Kegelschnitt ist, und zwar hängt es von dem Verhältniss zwischen der Centripetalkraft und Tangentialkraft ab, ob die durchlaufene Curve eine Ellipse, eine Parabel oder eine Hyperbel sein wird. Bei den Planeten kommen nur elliptische Bahnen vor, bei den Kometen dagegen vorzugsweise parabolische, oder solche elliptische, welche von der Parabel sich nicht merklich unterscheiden. Die kreisförmige Bewegung ist nur ein specieller Fall der elliptischen.

Da die Trabanten bei ihrem Umlauf um die entsprechenden Planeten gleichfalls die Kepler'schen Gesetze befolgen, so ist klar, dass die Kräfte, mit welchen die Planeten ihre Trabanten anziehen, demselben Gesetze unterworfen sind, wie die Anziehungskraft, welche zwischen der Sonne und den Planeten wirksam ist.

Zur Demonstration der Kepler'schen Gesetze hat Hagenbach einen von der Société Genevoise pour la construction d'instruments de physique ausgeführten Apparat erdacht, welchen Fig. 164 (a. f. S.) in $\frac{1}{20}$ der natürlichen Grösse darstellt. In der Mitte steht ein grosser Elektro-

magnet, dessen Kern noch etwas über die oberste der vier Spiralen hervorragt und auf welchen eine polirte h6lzerne Kugel *S* geschoben wird, welche den anziehenden K6rper, etwa die Sonne, vorstellt. *BC* ist ein

Fig. 164.



langer, dünner Stahlmagnet. Bei D ist dieser Magnetstab vermöge einer Cardani'schen Aufhängung so befestigt, dass seine Schwere eliminirt ist, dass also der Schwerpunkt des Magnetstabes mit Allem, was er trägt, mit dem Durchschnittspunkte der beiden Schneiden der Cardani'schen Aufhängung zusammenfällt. Um die Lage dieses Schwerpunktes gehörig reguliren zu können, dient das Laufgewicht E , welches an seitlichen Armen noch drei kleinere Laufgewichte trägt, die auf Schrauben laufen. Nahe an seinem unteren Ende trägt der lange Magnetstab BC die kleine Holzkugel P , welche den Planeten darstellt.

Die in Fig. 50, S. 75 dargestellte Cardani'sche Aufhängung ist eigentlich für diesen Apparat construirt; der magnetisirte Stahlstab BC geht durch die Mitte der Hülse ab hindurch, in welcher er befestigt ist.

Die nicht zu beseitigenden Mängel, mit denen der Apparat behaftet ist, bestehen in dem Einflusse des unteren Poles des Elektromagneten und des Erdmagnetismus, dem Widerstande der Luft und dem Umstande, dass sich die Stange BC bei schiefer Lage etwas biegt. Trotz dieser Mängel lässt sich die elliptische Bewegung der Kugel P leicht erhalten, wenn man den Stab aus der senkrechten Lage bringt und der Kugel P einen kleinen seitlichen Stoss giebt. Sehr deutlich zeigt sich dann die schnelle Bewegung im Perihel und die langsame im Aphel. Die verschiedenen Widerstände bewirken allerdings, dass die Ellipse bald kleiner wird und dass die kleine Kugel nach etwa drei Umläufen an die grosse anstösst.

Die allgemeine Schwere. Ueber den Fall der Körper auf 106 der Oberfläche der Erde nachdenkend, kam Newton auf die Idee, ob nicht vielleicht dieselbe Kraft, welche den Stein zur Erde herabfallen macht, also das, was wir die Schwere nennen, weit über die Grenzen der Atmosphäre hinaus, ja bis an den Mond reiche, dass nichts Anderes als die Schwere die Centrakraft sei, welche den Mond in seiner Bahn um die Erde erhält.

Diese Idee lässt sich leicht prüfen. Auf der Erdoberfläche ist die beschleunigende Kraft der Schwere (die Endgeschwindigkeit der ersten Fallsecunde) gleich 9,8088 m. Der Mond ist nun 60 mal so weit von dem Centrum der Erde entfernt, als ein Punkt auf der Erdoberfläche; wenn also die Schwerkraft bis an den Mond reicht, so muss dort ihre beschleunigende Kraft 60^2 , also 3600 mal geringer sein, als auf der Erdoberfläche, sie wäre also:

$$\frac{9,8088}{3600} = 0,002724 \text{ m.}$$

Nun aber können wir die Grösse der beschleunigenden Kraft, welche wirklich den Mond nach der Erde hintreibt, aus dem Halbmesser seiner Bahn und seiner Umlaufzeit berechnen. Wir haben:

$$v = \frac{4\pi^2 r}{t^2} = \frac{2\pi r \cdot 2\pi}{t^2}.$$

Der Umfang der Erde ist 40 000 000 m, also ist der Umfang der Mondbahn, d. h. der Werth $2\pi r$, welcher in obiger Gleichung zu setzen ist, gleich 40 . 60 oder 2 400 000 000 m. Diesen Weg legt der Mond in 27 Tagen 7 Stunden 4 Minuten oder in 2 360 580 Secunden zurück; wir haben also:

$$v = \frac{2400000000 \cdot 2 \cdot 3,14}{2360580^2} = 0,002761 \text{ m.}$$

Wenn wir die kleine Differenz zwischen 0,002724 und 0,002761 vernachlässigen, welche übrigens nur daher rührt, dass wir für die Entfernung und die Umlaufszeit des Mondes statt der vollkommen genauen nur Näherungswerthe in Rechnung gebracht haben, so sehen wir, dass sich derselbe Werth für die beschleunigende Kraft ergibt, welche den Mond zur Erde treibt, mögen wir nun dieselbe aus den astronomischen Beobachtungen oder aus der Hypothese ableiten, dass die Schwerkraft auch noch auf den Mond wirke, dass sie aber im umgekehrten Verhältnisse des Quadrates der Entfernung vom Mittelpunkte der Erde abnehme, und diese Uebereinstimmung ist eben ein Beweis für die Richtigkeit dieser Hypothese.

Newton hatte zuerst für den Erdhalbmesser, folglich auch für die Entfernung des Mondes (60 Erdhalbmesser), einen zu kleinen Werth in Rechnung gebracht und fand deshalb, von der Intensität der Schwerkraft auf der Erde ausgehend, die Intensität der Kraft, welche den Mond gegen die Erde treibt, grösser, als die aus den astronomischen Beobachtungen abgeleitete. Der Unterschied war von der Art, dass, in umgekehrter Ordnung aus der Mondbewegung auf den Fall auf der Erdoberfläche schliessend, der Fallraum der ersten Secunde nur 13 Fuss hätte betragen müssen, während er in der That 15 Fuss ist.

Diese Differenz war so gross, dass Newton selbst seine Theorie ganz aufgab, d. h. er gab die Idee auf, dass die Centripetalkraft, welche bei der Mondbewegung thätig ist, mit der Schwere identisch sei.

Zwölf Jahre lang hatte er diesen Gegenstand vollständig liegen gelassen, als er im Juni des Jahres 1682 die Kunde von einer neuen, in Frankreich durch Picard ausgeführten Gradmessung erhielt, nach welcher der Durchmesser der Erde grösser und zwar um $\frac{1}{7}$ grösser war, als man nach früheren, weniger genauen Messungen angenommen hatte. Alsbald nahm er seine alten Rechnungen wieder vor und hatte nun die Freude, seine schon aufgegebene Theorie aufs Vollständigste bestätigt zu sehen.

Die Sonne zieht die Planeten, die Planeten aber ziehen ihre Satelliten an, und die Kraft, welche die Monde gegen ihre Planeten hintreibt, ist identisch mit der Schwerkraft, welche alle Körper niederzieht, die sich auf der Oberfläche der Planeten befinden. Das Gesetz dieser Anziehung, welches unser ganzes Planetensystem beherrscht, lässt sich in folgender Weise aussprechen:

Je zwei materielle Körper ziehen sich mit einer Kraft an, welche ihren Massen direct und dem Quadrat ihrer Entfernungen umgekehrt proportional ist.

Bezeichnet man mit m und m' die Massen der beiden Körper, mit r ihre Entfernung, so ist also ihre gegenseitige Anziehung gleich

$$f \frac{m \cdot m'}{r^2},$$

wo f ein constanter Factor ist.

Das Gewicht eines Körpers auf der Oberfläche eines Planeten ist die Resultirende aller Anziehungen, welche sämtliche Molecüle, aus denen der Planet zusammengesetzt ist, auf den fraglichen Körper ausüben. Diese Resultirende ist stets gegen den Mittelpunkt des Planeten hin gerichtet, insofern man ihn als vollkommen kugelförmig betrachtet und also von seiner Abplattung abstrahirt. Für diesen Fall wirkt auch die Gesamtanziehung eines Planeten in die Ferne sowohl wie auf einen Körper, welcher sich auf seiner Oberfläche befindet, gerade so, als ob die ganze Masse des Planeten sich in seinem Mittelpunkte befände. Bezeichnen wir also mit m die Masse, mit ϱ den Halbmesser eines Planeten, so ist die Kraft, mit welcher die Einheit der Masse auf der Oberfläche des Planeten gegen den Mittelpunkt hingezogen wird:

$$V = f \frac{m}{\varrho^2} \dots \dots \dots 1)$$

Die Geschwindigkeit, also auch die Beschleunigung, mit welcher ein Körper auf der Planetenoberfläche fällt, ist von seiner Masse unabhängig, sie ist gleich der Geschwindigkeit und der Beschleunigung, mit welcher die Masseneinheit fällt, sie ist also:

$$g = h \frac{m}{\varrho^2} \dots \dots \dots 2)$$

wo h einen constanten Factor bezeichnet, dessen Bestimmung für uns jetzt kein Interesse hat.

Betrachtet man die Bewegung eines Planeten, so ist streng genommen der Mittelpunkt der Sonne kein fester Punkt, sondern der Planet sowohl als auch die Sonne selbst beschreiben mit gleicher Umlaufzeit Ellipsen um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt, welcher aber stets dem Mittelpunkte der Sonne sehr nahe liegt, weil die Masse der Planeten nur ein höchst unbedeutender Bruchtheil der Sonnenmasse ist; bezieht man aber die Bewegung des Planeten auf den Mittelpunkt der Sonne, indem man denselben als fest betrachtet, so ist seine Bahn gleichfalls eine elliptische.

Es sei M die Masse der Sonne, m die Masse eines Planeten und R der Abstand beider von einander, so ist die beschleunigende Kraft, welche den Planeten gegen den gemeinschaftlichen Schwerpunkt treibt:

$$G = h \frac{M}{R^2} \dots \dots \dots 3)$$

während die Sonne gegen denselben Schwerpunkt mit einer Beschleunigung:

$$G = h \frac{m}{R^2}$$

hingetrieben wird. Letztere Grösse kann man aber als verschwindend klein gegen die erstere betrachten, so dass also G das Maass der Beschleunigung ist, mit welchem der Planet um die Sonne gravitirt. Ebenso ist

$$G' = h \frac{m}{r^2} \dots \dots \dots 4)$$

der Werth der Beschleunigung, mittelst deren ein Satellit um seinen Planeten kreist, wenn r die Entfernung beider bezeichnet und die Masse des Trabanten im Vergleich zur Masse m des Planeten als verschwindend klein betrachtet werden kann.

107 **Masse der Sonne und der Planeten.** Die Formeln, welche wir im vorigen Paragraphen kennen lernten, geben uns ein Mittel an die Hand, die Masse der Planeten, welche Satelliten haben, mit der Masse der Sonne zu vergleichen.

Es sei M die Masse der Sonne, m die Masse eines Planeten, μ die eines Satelliten dieses Planeten; ferner R die mittlere Entfernung des Planeten von der Sonne, r die des Satelliten von den Planeten; T die Umlaufszeit des Planeten um die Sonne, t die des Satelliten um den Planeten, so geht die Gleichung (A) auf S. 277 in folgende über:

$$R^3 : r^3 = T^2 (M + m) : t^2 (m + \mu),$$

oder:

$$\frac{M + m}{m + \mu} = \frac{t^2 R^3}{T^2 r^3}.$$

Nehmen wir die Entfernung des Mondes von der Erde zur Längeneinheit, so ist $r = 1$ und für die Erde $R = 387$.

Die Umlaufszeit des Mondes um die Erde beträgt 27,321661, die der Erde um die Sonne beträgt 365,256 Tage. Setzen wir nun in unserer letzten Gleichung $t = 27,321661$ und $T = 365,256$ und ausserdem für R und r die obigen Zahlenwerthe, so kommt:

$$\frac{M + m}{m + \mu} = 324124,$$

d. h. die Masse der Sonne + der Masse der Erde ist 324 124 mal so gross, als die Masse der Erde + der Masse des Mondes. Da aber die Masse der Erde gegen diejenige der Sonne, und die Masse des Mondes gegen die der Erde sehr klein ist, so bezeichnet die obige Zahl sehr genähert das Verhältniss der Sonnen- zur Erdmasse, oder die Grösse $\frac{M}{m}$.

Die Umlaufszeit t' des äussersten Jupitertrabanten ist 16,689018 Tage, seine Entfernung vom Mittelpunkte des Jupiter ist 26,486 Jupiterhalb-

messer oder in Mondabständen ausgedrückt, $r' = 4,8743$. Bezeichnen wir also mit m' die Masse des Jupiter, so haben wir, wenn wir die Masse seines Satelliten und die des Mondes vernachlässigen:

$$\frac{m'}{m} = \frac{r'^3 t^2}{r^3 t'^2},$$

und wenn wir für r , r' , t und t' ihre Zahlenwerthe setzen:

$$\frac{m'}{m} = 310.$$

Nach derselben Methode findet man, dass die Masse des Mars 0,1mal, die des Saturn 92mal, die des Uranus 13,5mal und die des Neptun 16,5mal so gross ist, als die Masse der Erde. Bei denjenigen Planeten, welche keine Monde haben, wie Mercur und Venus, lässt sich die Masse auf die vorher beschriebene Weise nicht ermitteln, sondern muss aus den Störungen abgeleitet werden, welche diese Planeten auf andere Weltkörper, namentlich periodische Kometen, ausüben.

Es ist bereits oben der wahre Durchmesser der Sonne und der Planeten angegeben worden, und daraus lässt sich dann leicht ihr Volumen berechnen. Setzt man das Volumen der Erde gleich 1, so ergibt sich das Volumen der Sonne und der Planeten, wie es die zweite Columne der folgenden Tabelle angiebt.

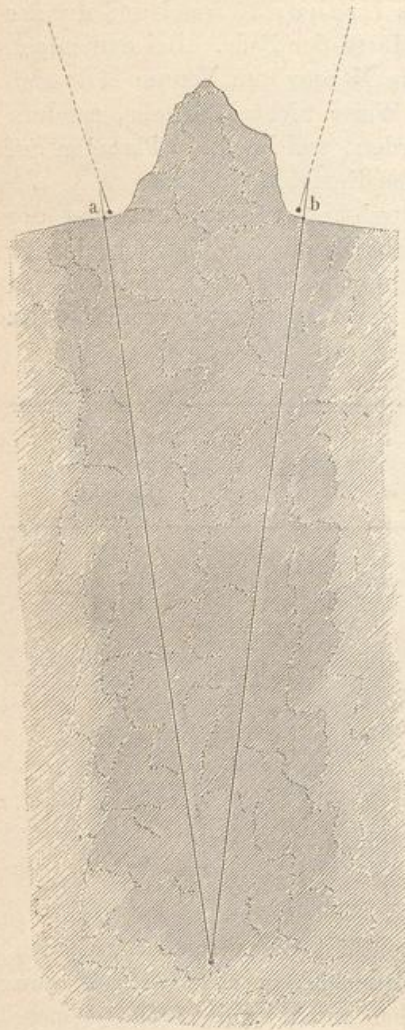
	Volumen	Masse	Dichtigkeit im Vergleiche zu der Erde
Sonne	1283720	324439	0,253
Mercur	0,052	0,061	1,173
Venus	0,975	0,787	0,807
Erde	1,000	1,000	1,000
Mars	0,147	0,105	0,711
Jupiter	1279,412	308,990	0,242
Saturn	718,883	91,919	0,128
Uranus	69,237	13,518	0,195
Neptun	54,955	16,469	0,300

Die dritte Columne dieser Tabelle enthält die eben besprochenen Werthe für die Massen der genannten Himmelskörper. Man sieht nun sogleich, dass die Massen dem körperlichen Inhalte keineswegs proportional bleiben; während z. B. der cubische Inhalt des Jupiter 1279mal grösser ist, als der der Erde, so ist die Masse des Jupiter doch nur 309mal so gross, als die Masse der Erde, es ist also klar, dass Jupiter weniger dicht sein muss als die Erde.

Dividirt man die Zahlen der dritten Columnne durch die entsprechenden Zahlen der zweiten, so findet man die Werthe des mittleren Eigengewichtes, wie sie in der letzten Verticalreihe aufgeführt sind. Die Sonne ist also nahezu viermal weniger dicht als die Erdmasse; der Jupiter ist nicht ganz so dicht wie die Sonne, noch weit weniger dicht aber sind Saturn und Uranüs.

108 **Dichtigkeit der Erde.** Wir haben eben das Eigengewicht der Sonne und mehrerer Planeten nur mit dem mittleren specifischen der Erde verglichen, wir wollen nun sehen,

Fig. 165.



auf welche Weise man die Masse und das auf Wasser bezogene Eigengewicht der Erdkugel selbst bestimmen kann.

Wäre die Erde eine Kugel von homogener Masse, so würde ein Bleiloth, welches in einer vollkommen ebenen Gegend im Freien aufgehängt wäre, stets gegen den Mittelpunkt der Erde gerichtet sein; befände sich aber auf einer Seite des Bleiloths eine bedeutende, über die Oberfläche der Erde hervorragende Masse, etwa ein Gebirgszug, so würde diese gleichfalls anziehend auf die Kugel des Lothes wirken und eine Ablenkung desselben aus der Verticalen veranlassen.

In gleicher Weise wird die Nähe von Gebirgen auch eine Abweichung der freien Oberfläche der Gewässer von der wahren Horizontalen bewirken, da ja dieselbe stets rechtwinkelig auf der Richtung des Bleiloths steht.

Bouguer war der Erste, welcher die Idee hatte, in der Anziehung der Gebirge einen Beweis für die allgemeine Anziehung der Materie zu suchen. Er stellte seine Versuche an den Abhängen des Chimborasso an und fand eine Ablenkung des Bleiloths von 7'' bis 8''.

Dass bei der bedeutenden Ausdehnung des Gebirges keine grössere Ablenkung gefunden wurde, rührt vielleicht daher, dass sich grosse Höhlungen im Inneren jener vulcanischen Berge befinden.

Sehen wir nun zunächst, wie man im Stande ist, eine Ablenkung des Bleiloches von der Verticalen (d. h. von der nach dem Mittelpunkte der Erde gerichteten Geraden) nachzuweisen.

An unseren astronomischen Höhenkreisen bestimmen wir die Richtung der Horizontalen mit Hülfe der Wasserwaage, folglich fällt die Richtung des Zeniths, wie sie uns der Höhenkreis angiebt, zusammen mit der Richtung des Bleiloches. Die durch den Höhenkreis gemessene Zenithdistanz eines Gestirnes ist der Winkel, welchen die nach dem Sterne gerichtete Visirlinie mit der Richtung des Bleiloches macht.

Wenn man nun an zwei Orten, *a* und *b*, Fig. 165, welche auf demselben Erdmeridian liegen, die Zenithdistanz eines und desselben Fixsternes zur Culminationszeit bestimmt, so ist der Unterschied der beiden Zenithdistanzen der Winkel, welchen die Richtung des Bleiloches in *a* mit der Richtung des Bleiloches in *b* macht.

So fanden Maskelyne und Hutton im Jahre 1772, dass die Bleilocher zweier Orte, *a* und *b*, desselben Meridians, von denen die eine auf dem nördlichen, die andere am südlichen Abhange des Berges Schehallien lag, einen Winkel von 53 Bogensekunden mit einander machten.

Durch geodätische Messungen wurde aber ferner ermittelt, dass *a* 3900 Fuss nördlich von *b* lag. Da für Schottland die Länge eines Breitengrades ungefähr 342500 Fuss beträgt, so entspricht jene Länge von 3900 Fuss einem Bogen von 41", d. h. aus der geodätischen Messung folgt, dass *a* um 41" nördlich von *b* liegt, oder dass die Verticale von *a*, d. h. die von *a* nach dem Mittelpunkte der Erde gezogene Gerade, mit der Verticalen von *b* einen Winkel von 41 Sekunden macht.

Der Winkel, welchen die Bleilocher von *a* und *b* mit einander machen, ist also um 12" grösser, als der Winkel der Verticalen beider Orte; die Bleilocher von *a* und *b* sind also nicht gegen den Mittelpunkt der Erde gerichtet, sie sind durch den Einfluss des Berges von der Verticalen abgelenkt, und zwar beträgt die Summe der Ablenkungen der Bleilocher in *a* und *b* 12".

Durch eine genaue Vermessung des Berges wurde nun das Volumen des Gebirges bestimmt, woraus sich dann auch die Masse desselben mit annähernder Genauigkeit berechnen liess, da ja das specifische Gewicht des Gesteins bekannt ist, aus welchem es besteht.

Aus der Ablenkung des Bleiloches ergibt sich aber ferner, in welchem Verhältniss die anziehende Kraft des Berges zur Gesammtanziehung der Erde steht, und da die Masse des Berges bekannt ist, so lässt sich daraus auch auf die Masse und die mittlere Dichtigkeit der ganzen Erdkugel schliessen.

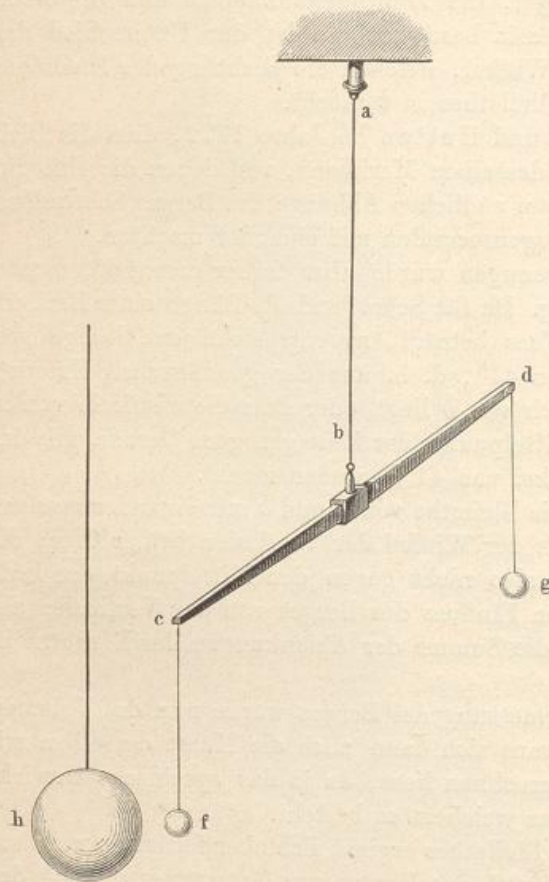
Maskelyne ermittelte auf diesem Wege, dass das mittlere specifische Gewicht der Erde 4,71 sei, ein Resultat, welches der Wahrheit schon sehr nahe kam.

Wir begnügen uns hier, die Methode nur anzudeuten, welche Maskelyne anwandte, um die Masse und die mittlere Dichtigkeit der Erde

zu bestimmen, und zwar um so mehr, als die Berechnung auf diesem Wege eine ziemlich schwierige ist, ohne deshalb so genaue Resultate liefern zu können, wie die Methode, welche im nächsten Paragraphen besprochen werden soll.

109 Anwendung der Drehwage und anderer Apparate zur Bestimmung der mittleren Dichtigkeit der Erde. Ein englischer Physiker, Mitchell, construirte eine Drehwage, mit deren Hülfe

Fig. 166.



er die mittlere Dichtigkeit der Erde zu bestimmen gedachte; er starb aber, ehe er zur Anstellung der Versuche kam, welche erst nach seinem Tode von Cavendish ausgeführt wurden. Der Grundgedanke des Apparates ist folgender:

An einem dünnen Metalldraht *ab*, Fig. 166, hängt ein horizontaler, gleicharmiger Hebel *cd*, welcher an seinen Enden die Kugeln *f* und *g* trägt. Dem Einfluss aller störenden Kräfte entzogen, wird die ganze Vorrichtung eine solche Stellung annehmen, dass der Draht *ab* ohne Torsion ist.

Bringt man nun neben der Kugel *f* eine Kugel *h* von bedeutender Masse an, so wird *h* anziehend auf *f* wirken, und dadurch wird der horizontale Hebel *cd* um einen Winkel aus seiner früheren

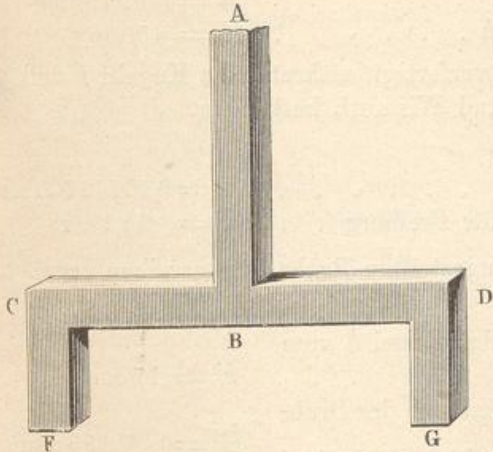
Gleichgewichtslage herausgedreht, welcher der anziehenden Kraft *k* proportional ist, mit welcher die Kugeln *h* und *f* gegenseitig auf einander wirken.

Die Grösse dieser Kraft *k* lässt sich aber berechnen, wenn man die Schwingungszeit kennt, mit welcher der horizontale Hebel *cd* um seine Gleichgewichtslage oscillirt, sobald er auf irgend eine Weise aus derselben herausgebracht worden ist.

Aus dem Verhältniss der Kraft k zu dem Gewichte m der Kugel f (der Kraft, mit welcher die ganze Erdkugel die Kugel f anzieht) ergibt sich dann das Verhältniss zwischen der leicht zu ermittelnden Masse M der Kugel h und der Masse Q der Erdkugel.

Es kommt also vor allen Dingen darauf an, die Ablenkung des horizontalen Hebels durch die Einwirkung der Kugel h , sowie die Schwingungszeit des horizontalen Pendels cd mit möglichster Genauigkeit zu

Fig. 167.



ermitteln; jeder Luftzug wirkt aber störend sowohl auf die Ablenkung als auf die Schwingungszeit, und deshalb muss die ganze Vorrichtung in ein möglichst enges Gehäuse eingeschlossen und an einem Orte aufgestellt sein, an welchem möglichst wenig Temperaturschwankungen stattfinden.

Das hölzerne Gehäuse, welches die Drehwaage einschliesst, hat ungefähr die Gestalt von Fig. 167. In AB befindet sich der Aufhänge-

draht, CD schliesst den horizontalen Hebel ein und in den verticalen Armen CF und DG befinden sich die Kugeln f und g mit ihren Aufhängevorrichtungen. Das Ganze ist nur so weit, dass dem Hebel cd der nöthige Spielraum für die kleine durch h hervorgebrachte Ablenkung und die kleinen Schwingungen bleibt.

An einigen Stellen ist die Wand des Gehäuses durchbrochen, die Oeffnungen aber sind dann wieder durch Platten von Spiegelglas geschlossen, durch welche hindurch man den Hebel und seine Oscillationen beobachten kann.

Cavendish wandte ausser der ablenkenden Masse h noch eine zweite, neben der Kugel g hängende an, welche die Wirkung der ersteren unterstützt; aus seinen, nach der eben angedeuteten Methode angestellten Versuchen ergab sich für die mittlere Dichtigkeit der Erde der Werth 5,48 oder nach Hutton's Revision der Rechnungen 5,32.

Im Jahre 1837 stellte F. Reich neue Versuche über die mittlere Dichtigkeit der Erde mittelst der Drehwaage an. Eine wesentliche Verbesserung des Apparates erzielte er dadurch, dass er ihn mit einer Poggendorff'schen Spiegelvorrichtung versah, welche auch Gauss mit so grossem Vortheil bei seinem Magnetometer angewandt hatte. Der Spiegel war am unteren Ende des Aufhänge drahtes bei b , Fig. 166, angebracht. Die ganze Drehwaage war an der Decke eines Kellers aufgehängt und die Scala durch eine Lampe mittelst eines Hohlspiegels erleuchtet.

Die Grössen, deren Kenntniss zur Berechnung der Masse und Dichtigkeit der Erde nothwendig sind, waren beim Reich'schen Apparat:

Abstand des Aufhängepunktes der Kugeln f und g von der Mitte des Hebels	$r = 100,1$ cm
Jede der Kugeln f und g wog	$m = 484,2$ g
Das auf den Aufhängepunkt der Kugel reducirte Gewicht des halben Hebels sammt dem Gewichte der Aufhängevorrichtung	$m' = 34,7$ g
Abstand der Scala vom Spiegel	$\mu = 4523$ mm
Gewicht der ablenkenden Kugel h	$M = 45006$ g

Diese Kugel h war aus Blei gefertigt, während die Kugeln f und g aus einer Composition von Blei und Wismuth bestanden.

Ferner ist:

Der Halbmesser der Erde	$R = 636462400$ cm
Die Länge des Secundenpendels für Freiberg	$l = 99,4$ cm

Bei einer der von Reich angestellten Beobachtungsreihen ergaben sich folgende Resultate:

Der Abstand des Mittelpunktes der Kugel h vom Mittelpunkt der Kugel f war	$E = 17$ cm
Die auf der Scala abgelesene Ablenkung der Dreh- wage	$B = 7,156$ mm
Die Schwingungszeit der Drehwage	$t = 405^s$.

Aus diesen Daten lässt sich nun die Masse und die mittlere Dichtigkeit der Erde in folgender Weise berechnen.

Bei den Schwingungen der Drehwage hat die Elasticität des Drahtes eine träge Masse in Bewegung zu setzen, deren Trägheit gerade so wirkt, als ob am Ende des Hebels eine Masse $2(m + m')$, in unserem Falle also eine Masse von 1038 g angehängt wäre.

Nun aber wirkt die ablenkende Kraft der Kugel h nur auf die kleine Kugel f . Hätte die Elasticität des Aufhängedrahtes nur diese eine Kugel f in Bewegung zu setzen gehabt, deren Gewicht $m = 484,2$ g beträgt, so würden die Schwingungen schneller gewesen sein, und zwar würde die Schwingungszeit im Verhältniss von $\sqrt{2(m + m')}$ zu \sqrt{m} abgenommen haben, kurz die Schwingungszeit t' würde sein:

$$t' = t \frac{\sqrt{m}}{\sqrt{2(m + m')}} \quad \dots \quad 1)$$

in unserem Falle also:

$$t' = 405 \sqrt{\frac{484}{1038}} = 276,55^s.$$

Dies ist also die Schwingungszeit eines einfachen, 100,1 cm langen Pendels, welches unter dem Einfluss der Elasticität des Aufhängedrahtes schwingt.

Für ein einfaches Pendel von gleicher Länge, welches unter dem Einfluss der Schwere schwingt, würde die Schwingungszeit gewesen sein:

$$t'' = \frac{\sqrt{r}}{\sqrt{l}} \dots \dots \dots 2)$$

in unserem speciellen Falle:

$$t'' = \frac{\sqrt{100,1}}{\sqrt{99,4}} = 1,0035 \text{ Sekunden.}$$

Für zwei gleichlange einfache Pendel verhalten sich aber bei gleichem Ausschlagswinkel die beschleunigenden Kräfte, welche die Kugel in die Gleichgewichtslage zurücktreiben, umgekehrt wie die Quadrate der Schwingungszeiten. Bezeichnen wir die beschleunigende Kraft, mit welcher die Elasticität des Aufhängedrahtes die Drehwage in ihre Gleichgewichtslage zurückzuführen strebt, mit k , mit K aber die Kraft, mit welcher die Kugel eines gewöhnlichen Pendels gegen seine Gleichgewichtslage getrieben wird, so haben wir:

$$k : K = t''^2 : t^2,$$

also:

$$k = K \frac{t''^2}{t^2}$$

oder:

$$k = K \cdot \frac{r}{l \cdot t^2} \cdot \frac{2(m + m')}{m} \dots \dots \dots 3)$$

wenn man für t und für t'' ihre Werthe bei 1) und 2) setzt. Setzt man für t und t'' die für unseren speciellen Fall berechneten Zahlenwerthe, so kommt:

$$k = \frac{K}{75945}$$

Durch den Einfluss der Kugel h wird die Drehwage um B Theilstriche der Scala abgelenkt; wenn wir also mit x den Ablenkungswinkel bezeichnen, so ist:

$$\sin x = \frac{B}{2\mu}$$

Wenn ein gewöhnliches einfaches Pendel um den Winkel x aus seiner Gleichgewichtslage entfernt wird, so ist die Kraft K , welche die Kugel nach ihrer Gleichgewichtslage zurücktreibt, gleich $m \cdot \sin x$, wenn m das Gewicht der Kugel ist: setzen wir für $\sin x$ den eben gefundenen Werth, so haben wir:

$$K = \frac{m \cdot B}{2\mu} \dots \dots \dots 4)$$

also in unserem speciellen Falle, wenn für m , B und μ die oben angegebenen Zahlenwerthe gesetzt werden:

$$K = 0,3832 \text{ g.}$$

Demnach ist auch

$$k = \frac{B \cdot r \cdot (m + m')}{\mu \cdot l \cdot t^2} \dots \dots \dots 5)$$

oder für unseren speciellen Fall ergibt sich für k der Zahlenwerth:

$$k = 0,0000050467 \text{ g.}$$

Dies ist also die Kraft, mit welcher die Kugel f durch die Kugel h auf die Seite gezogen wird, während die Kraft, mit welcher die Kugel f durch die gesammte Erde angezogen wird, gleich m ist. Denken wir uns nun die Masse M der Kugel h , sowie die Masse Q der ganzen Erde in den entsprechenden Mittelpunkten vereinigt, so haben wir zur Berechnung der Masse Q die Gleichung:

$$m : k = \frac{Q}{R^2} : \frac{M}{E^2}$$

und daraus:

$$Q = \frac{m \cdot M \cdot R^2}{E^2 k} \dots \dots \dots 6)$$

oder wenn man für k seinen oben bei 5) angegebenen Werth setzt:

$$Q = \frac{m \cdot M \cdot R^2 \mu l t^2}{E^2 \cdot Br(m + m')}$$

Setzen wir aber in Gleichung 6) für k , m , M , R und E die früher angegebenen Zahlenwerthe, so finden wir für die Masse der Erde den Werth:

$$Q = 5\,914\,500\,000\,000\,000\,000\,000\,000 \text{ g}$$

oder:

118 000 Trillionen Centner.

Die mittlere Dichtigkeit der Erde findet man, wenn man die Masse Q durch das Volumen der Erde, also durch $\frac{4}{3} \pi R^3$ dividirt; man findet alsdann:

$$D = \frac{3 Q}{4 \pi R^3} = \frac{3 M \cdot \mu l}{4 \pi R \cdot r} \cdot \frac{m}{m + m'} \cdot \frac{t^2}{E^2 B} \dots \dots \dots 7)$$

und wenn man für die Buchstaben ihre Zahlenwerthe substituirt:

$$D = 5,476.$$

Aus einer grossen Reihe von Versuchen, welche Reich im Jahre 1837 anstellte, fand er als Mittel, mit Berücksichtigung aller nothwendigen Correctionen den Werth:

$$D = 5,44.$$

(F. Reich, Versuche über die mittlere Dichtigkeit der Erde mittelst der Drehwage. Freiberg 1838.)

Im Jahre 1843 publicirte Baily in London die Resultate einer grossen Reihe von Versuchen, welche er im Auftrage der Royal Astronomical Society nach der Methode von Cavendish angestellt hatte.

Er fand die mittlere Dichtigkeit der Erde:

$$D = 5,66.$$

Nach dem Bekanntwerden dieses Resultates wiederholte auch Reich seine Versuche, nachdem er einige Verbesserungen in seinem Apparate angebracht hatte, und fand:

$$D = 5,58.$$

(Abhandlungen der mathematisch-physikalischen Classe der königl. sächs. Gesellschaft der Wissenschaften. Erster Band, 1852, S. 385.)

Im Jahre 1878 wurden neue Versuche mit der Drehwage von Cornu und Baille angestellt und ergaben für die mittlere Dichtigkeit der Erde:

$$D = 5,56.$$

Eine andere Methode zur Bestimmung dieser Grösse wurde im Jahre 1824 von Carlini angewandt, der die Länge des einfachen Secundenpendels auf dem Mont Cenis bestimmte, und durch Vergleichung mit Beobachtungen, welche Biot in Bordeaux angestellt hatte, die Grösse der Anziehung des Berges und daraus die mittlere Dichtigkeit der Erde ermittelte, für die er den Werth 4,39 fand, der aber von Schmidt nach einer Revision der Rechnungen zu

$$D = 4,84$$

festgestellt wurde.

Andere Pendelbeobachtungen wurden in grossen Tiefen angestellt; auf diese Weise fand Drobisch 1826

$$D = 5,43,$$

und Airy 1856 nach der Berechnung von Haughton:

$$D = 5,48.$$

Eine wesentlich andere Methode wurde vor einigen Jahren von Jolly angewandt. Derselbe befestigte an der unteren Seite der Schalen einer empfindlichen Wage Drähte von 21 m Länge, welche durch Oeffnungen in der Tischplatte, auf welcher die Wage stand, hindurchgingen, und an deren unteren Enden ebenfalls Schalen befestigt waren. Die Wage hatte also jetzt vier Schalen, von denen zwei dem Mittelpunkte der Erde um 21 m näher waren als die beiden anderen. Es zeigte sich deutlich, dass ein Gewicht, welches auf eine der unteren Schalen gesetzt wurde, von der Erde stärker angezogen wurde, als wenn man es auf die gerade darüber befindliche Schale setzte. Wurde nun noch unter die unteren Schalen eine Bleikugel von 1 m Durchmesser gebracht, so zeigte sich der Unterschied noch grösser. Aus diesen Versuchen ergab sich der Unterschied zwischen der Anziehung der Erde und derjenigen der Bleikugel, und hieraus konnte die mittlere Dichtigkeit der Erde ebenfalls abgeleitet werden. Dieselbe ergab sich zu

$$D = 5,692.$$

Aehnliche Versuche von Poynting aus dem Jahre 1878 haben fast genau dasselbe Resultat ergeben.

Eine Modification der von Jolly angewandten Methode ist von König und Richarz vorgeschlagen, indessen sind die von ihnen ange-
stellten Versuche, durch welche die Anziehungskraft einer parallelepipedischen Bleimasse von 2000 Centner Gewicht ermittelt werden soll, noch nicht bis zur Ableitung eines definitiven Resultates gediehen.

Die neueste Bestimmung der mittleren Dichtigkeit der Erde ist auf dem astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam von Wilsing ausgeführt. Der Apparat bestand aus einem Pendel, dessen Schneide sich sehr nahe bei dem Schwerpunkte befand, wodurch die Schwingungszeit sehr langsam wurde. Als anziehende Massen wurden zwei Cylinder von Gusseisen im Gewichte von je 325 kg benutzt, und es ergab sich als Resultat der sehr sorgfältig ausgeführten Untersuchungen:

$$D = 5,579.$$

(Publicationen des astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam, VI. Band, Potsdam 1889.)

- 110 **Dichtigkeit der Weltkörper verglichen mit der des Wassers.** Aus den im vorigen Paragraphen besprochenen Resultaten ergibt sich, dass die mittlere Dichtigkeit der Erde etwa 5,6 mal so gross ist als die des Wassers. Da nun das spezifische Gewicht der Felsmassen, welche die feste Erdrinde bilden, kaum halb so gross ist, so müssen wir schliessen, dass das Innere der Erde aus Körpern von grösserem spezifischen Gewichte bestehe, als die uns zugängliche äussere Kruste.

Verglichen mit Wasser, ist das spezifische Gewicht

der Sonne	1,42
des Mercur	6,57
der Venus	4,52
der Erde	5,60
des Mars	3,98
des Jupiter	1,36
des Saturn	0,72
des Uranus	1,09
des Neptun	1,68

Die mittlere Dichtigkeit der Sonne und des Jupiter ist also ungefähr die des Ebenholzes, während Saturn und Uranus in ihrer Dichtigkeit dem Rothbuchen- und Weissbuchenholz nahe stehen.

Unter allen Planeten ist also Mercur der dichteste, nach ihm die Erde. Die geringste Dichtigkeit unter allen Planeten hat der Saturn.

- 111 **Grösse der Schwerkraft auf der Oberfläche der Sonne und der Planeten.** Nach §. 106 ist $V = f \frac{m}{\rho^2}$ das Maass für die

Schwerkraft auf der Oberfläche eines Weltkörpers, wenn ϱ den Halbmesser und m die Masse desselben bezeichnet.

Setzen wir die Schwerkraft auf der Oberfläche der Erde gleich 1; nehmen wir ferner die Masse der Erde zur Masseneinheit, den Radius derselben zur Längeneinheit, so wird auch f gleich 1, und wir haben alsdann für die Schwerkraft auf der Oberfläche irgend eines anderen Weltkörpers

$$V = \frac{m}{\varrho^2},$$

wenn m und ϱ in den eben bezeichneten Einheiten ausgedrückt wird. So ist der Radius des Jupiter 11,06 mal so gross als der Erdhalbmesser, und die Masse des Jupiter ist 309 mal so gross als die Masse der Erde; folglich ist für Jupiter

$$V = \frac{309}{11,06^2} = 2,53.$$

In Folge der Abplattung der Planeten und der durch ihre Rotation entstehenden Fliehkraft müssen die auf obigem Wege gefundenen Zahlen noch etwas modificirt werden. So finden sich für die Sonne, den Mond und die Planeten folgende Werthe für die Schwerkraft auf ihrer Oberfläche im Aequator:

Namen der Himmelskörper	Schwere auf dem Aequator
Sonne	27,62
Mercur	0,44
Venus	0,80
Erde	1,00
Mars	0,38
Jupiter	2,25
Saturn	0,89
Uranus	0,75
Neptun	1,56
Mond	0,18

Dieselbe Masse, welche auf der Erdoberfläche 1 Centner wiegt, würde, auf die Oberfläche der Sonne gebracht, auf ihre Unterlage einen Druck ausüben, welcher gleich ist dem Druck von 27,6 Centnern auf der Erdoberfläche, während dagegen auf dem Monde die gleiche Masse nahezu sechsmal weniger stark auf ihre Unterlage drückt als auf der Erde. Es würde ungefähr gleiche Anstrengung erfordern, um auf der Erde einen Block von 2 cbdm Eisen, auf dem Jupiter einen solchen von 1 cbdm oder auf dem Monde einen solchen von 12 cbdm Rauminhalt zu tragen.

112 **Die Störungen.** Nach dem Newton'schen Gravitationsgesetz ist die Sonne, wie dies bereits angedeutet wurde, nicht mehr ein absolut fester Punkt, und wäre ausser der Sonne nur noch ein einziger Planet vorhanden, so würde der Planet sowohl wie die Sonne um ihren gemeinschaftlichen Schwerpunkt eine Ellipse beschreiben. Dieser gemeinschaftliche Schwerpunkt wird dem Mittelpunkte der Sonne um so näher liegen, je kleiner die Masse des Planeten im Vergleich zu dem der Sonne ist, so dass also die Ellipse, welche der Mittelpunkt der Sonne zu beschreiben hätte, sehr klein wäre im Vergleich zu der vom Planeten beschriebenen. Mag man aber die Bewegung des Planeten nun auf den gemeinschaftlichen Schwerpunkt oder auf den Mittelpunkt der Sonne beziehen, so würde seine Bahn eine rein elliptische sein, so lange nur ein einziger Planet die Sonne umkreiste.

So verhält sich aber die Sache nicht. Die Sonne wird von vielen Planeten umkreist, und jeder dieser Planeten wird nicht allein von der Sonne, sondern zugleich von allen übrigen angezogen. Daraus folgt nun, dass die Bewegung eines jeden Körpers im Planetensysteme weit verwickelter ist, als wir bisher angenommen haben. Weil aber die Masse der Sonne die Masse der Planeten so bedeutend übertrifft, so ist die wahre Bahn jedes Planeten doch nur sehr wenig von der rein elliptischen abweichend.

Die Kepler'schen Gesetze sind demnach nur als Annäherungsgesetze zu betrachten, welche nahezu die wahre Bewegung der Planeten darstellen, aber doch noch Differenzen von derselben zeigen, welche glücklicherweise nicht gross genug waren, um Kepler an der Auffindung seiner einfachen Gesetze zu hindern.

Die Anziehungen, welche ein Planet von Seiten aller übrigen erfährt, werden ihn also nur sehr wenig von der elliptischen Bahn entfernen, welche er ohnedies verfolgen würde; die Modificationen, welche auf diese Weise in der Planetenbewegung hervorgebracht werden, nennt man Störungen (Perturbationen).

Um die Untersuchung dieser verwickelten Bewegung zu erleichtern, stellt man sich einen Planeten vor, welcher sich in einer elliptischen Bahn bewegt, deren Elemente eine allmähliche Aenderung erleiden, während dann der wahre Planet bald auf der einen, bald auf der anderen Seite dieses fictiven Planeten oscillirt, ohne sich zu weit von demselben zu entfernen.

Die allmählichen Veränderungen in den Elementen der elliptischen Bewegung des fictiven Planeten nennt man säculare Störungen, die Oscillationen des wahren Planeten aber auf die eine oder andere Seite des fictiven werden periodische Störungen genannt. Die allmähliche Aenderung der Schiefe der Ekliptik, das langsame Fortrücken des Periheliums der Planeten sind solche säculare Störungen, welche die Beobachtung nachgewiesen hat und von welchen die Theorie der allgemeinen Schwere Rechenschaft giebt.

Eines der merkwürdigsten Resultate, zu denen man geführt wurde, indem man die Störungen der Planetenbahnen zu berechnen suchte, ist das, dass die grossen Axen der elliptischen Bahnen, auf welchen sich die fictiven Planeten bewegen, stets dieselben Werthe beibehalten. Die säcularen Störungen afficiren alle Elemente der elliptischen Bewegung mit Ausnahme der grossen Axe, welche stets dieselbe bleibt. Da die Umlaufszeit eines Planeten durch das dritte Kepler'sche Gesetz mit der Länge der grossen Axe verknüpft ist, so hat die Unveränderlichkeit der grossen Axe auch die Unveränderlichkeit der Umlaufszeit zur Folge.

Die Excentricität und die Neigung der Planetenbahnen erleiden allmählich fortschreitende Veränderungen. Obgleich nun aber diese Aenderungen Jahrhunderte hindurch in demselben Sinne vor sich gehen, so sind sie dennoch periodisch, wenngleich diese Perioden von sehr langer Dauer sind, so dass weder die Excentricitäten noch die Neigungen der Planetenbahnen über gewisse ziemlich enge Grenzen hinaus ab- oder zunehmen.

In der Gesamtheit der eben angedeuteten Resultate in Betreff der grossen Axen, der Excentricitäten und der Neigungen der Planetenbahnen besteht das, was man die Stabilität des Weltsystems nennt.

Die Störungen, welche ein Planet auf die übrigen und namentlich auf diejenigen ausübt, deren Bahnen der seinigen zunächst liegen, sind natürlich von seiner Masse abhängig, und so kommt es, dass man aus den durch einen Planeten erzeugten Störungen auf seine Masse schliessen kann. Dies ist nun auch der einzige Weg, auf welchem sich die Masse derjenigen Planeten ermitteln lässt, welche nicht von Trabanten umkreist sind. Es ist begreiflich, dass die aus den Störungen abgeleiteten Werthe der Massen der Planeten nicht den Grad der Genauigkeit haben wie diejenigen, welche man aus Vergleichung ihrer Trabanten berechnet.

Entdeckung des Neptun. Bouvard fand 1821, dass die von 113 Herschel gemachten Beobachtungen des Uranus sich nicht mit denjenigen Bahnelementen in Uebereinstimmung bringen liessen, welche sich aus den Beobachtungen von 1781 und 1820 ergaben; aber auch später wich Uranus wieder merklich von der Bahn ab, welche er nach den von Bouvard berechneten Tafeln hätte durchlaufen sollen. Aus den Beobachtungen von 1833 bis 1834 hat Airy nachgewiesen, dass der Radius Vector für diese Jahre von den Tafeln um eine Grösse abweiche, welche die Entfernung des Mondes von der Erde übertrifft.

Daraus ergiebt sich nun, dass die Bahnelemente des Uranus verschieden ausfallen, je nachdem man sie aus verschiedenen Beobachtungsperioden ableitet.

Schon Bouvard zeigte, dass sich diese Abweichungen nicht auf die von Jupiter und Saturn herrührenden Störungen zurückführen liessen, und dass man zu ihrer Erklärung einen noch jenseits des Uranus um die Sonne kreisenden Planeten annehmen müsse.

In einem Vortrage, den Bessel am 28. Februar 1840 in der physikalisch-ökonomischen Gesellschaft zu Königsberg hielt, sprach er ebenfalls über die Abweichung der Bewegung des Uranus von seiner berechneten Bahn, und fügte hinzu:

„Man muss nicht etwa glauben, dass dieser merkwürdige Fall gegen die Anziehungslehre selbst stritte Wahrscheinlich wird gerade die Lehre von der Anziehung den hier berührten Fall endlich erklären, indem sie zugleich eine Entdeckung im Sonnensysteme ergeben wird. Fernere Versuche der Erklärung werden nämlich die Absicht verfolgen, einem unbekanntem Planeten jenseits des Uranus, der vielleicht wegen zu grosser Lichtschwäche nicht sichtbar ist, eine Bahn und eine Masse anzuweisen, welche so beschaffen sind, dass daraus Störungen des Uranus hervorgehen, welche die jetzt nicht vorhandene Uebereinstimmung seiner Beobachtungen herstellen.“

In der That war Bessel ernstlich mit der Untersuchung der auf die Bewegung des Uranus wirkenden, störenden Kräfte beschäftigt, als eine unheilbare Krankheit allen seinen ferneren Arbeiten ein Ende machte.

Nachdem sich darauf Leverrier von Neuem überzeugt hatte, dass man durch die bekannten Planeten die Störungen des Uranus nicht erklären könne, unternahm er es, den Ort und die Masse des noch unbekanntem Planeten zu berechnen, welcher die fraglichen Abweichungen veranlasse.

Adams in Cambridge bearbeitete gleichzeitig denselben Gegenstand, ohne dass Einer von den Bestrebungen des Anderen Kenntniss hatte. Beide Gelehrte gelangten ganz unabhängig von einander zu demselben Ziele, indem sie den Ort am Fixsternhimmel bestimmten, wo der neue Planet zu suchen sei. Ihre Resultate stimmen fast ganz genau überein.

Leverrier publicirte indess seine Arbeit früher als Adams. Am 23. September 1846 erhielt Galle in Berlin die Nachricht von dem Resultat der Leverrier'schen Rechnungen, und es gelang ihm in der That, indem er das Fernrohr nach der bezeichneten Stelle des Himmels richtete, den gesuchten Planeten aufzufinden, welcher später den Namen Neptun erhielt.

Eigenthümliche Abweichungen haben sich ferner nach Leverrier's Untersuchungen in der Bewegung des Mercur gezeigt, dessen Perihel sich um 40 Bogensekunden während eines Jahrhunderts schneller bewegt, als die Berechnung der durch die anderen Planeten bewirkten Störungen ergiebt. Leverrier vermuthete daher einen oder eine Anzahl von Planeten innerhalb der Mercurbahn, es haben sich aber solche weder jemals vor der Sonne noch bei totalen Sonnenfinsternissen mit Sicherheit nachweisen lassen, im Gegentheil ist es höchst wahrscheinlich, dass vermeintliche Beobachtungen intramercurieller Planeten auf Irrthümern beruhten. Welches die wirkliche Ursache der Anomalien in der Mercurbewegung ist, lässt sich demnach noch nicht mit einiger Sicherheit angeben.

Störungen der Kometen. Die Kometen erleiden, wenn sie in 114 die Nähe von Planeten kommen, so grosse Störungen, dass ihre Umlaufzeit dadurch bedeutend vergrössert oder verkleinert, ja dass ihre Bahn so verändert wird, dass sie mit ihrer vorherigen Gestalt gar keine Aehnlichkeit mehr hat.

Ein merkwürdiges Beispiel der Art liefert uns der Lexell'sche Komet von 1770. Er hatte sich der Erde bis auf 360 000 Meilen genähert, und die beobachteten Orte wichen so sehr von einer parabolischen Bahn ab, dass man für ihn eine elliptische Bahn zu berechnen suchte. In der That genügte den Beobachtungen eine Ellipse, deren grosse Axe 3,14 Erdweiten betrug, bei einer Umlaufzeit von 5 Jahren 209 Tagen.

Wenn man für die erwähnte elliptische Bahn rückwärts rechnet, so ergibt sich, dass der Komet im Mai 1767 dem Jupiter so nahe war, dass die Wirkung dieses Planeten momentan stärker als die der Sonne sein musste; erst durch diese Einwirkung wurde der Komet in die Bahn gebracht, in welcher man ihn 1770 beobachtete, während er bis dahin eine ganz andere Bahn verfolgt hatte. In seiner neuen Bahn kam der Komet im Jahre 1776 abermals ins Perihelium, konnte aber nicht beobachtet werden, weil zu dieser Zeit die Sonne gerade zwischen den Kometen und die Erde zu stehen kam.

In der aus den Beobachtungen von 1770 berechneten Ellipse fortlaufend, musste aber dieser Komet im August 1779 dem Jupiter abermals sehr nahe, und zwar so nahe kommen, dass er zwischen dem Planeten und dem vierten Satelliten hindurchging. In dieser Nähe musste er vom Jupiter eine 24 mal stärkere Wirkung erfahren als von der Sonne, und dadurch wurde er wieder vollständig aus der Bahn gebracht, die er seit 1767 verfolgt hatte, weshalb er denn auch im Jahre 1781 nicht wieder beobachtet wurde, wo man eine sichtbare Wiederkehr desselben hätte erwarten können, wenn er nicht durch jene Störungen aus der Bahn von 1770 wäre abgelenkt worden.

Am 6. Juli 1889 entdeckte Brooks in Geneva (N. Y.) einen schwachen Kometen, dessen Bahn sich bald als elliptisch herausstellte. Es zeigte sich ferner nach einer Untersuchung, welche Chandler in Cambridge (Mass.) anstellte, dass der Komet sich im Mai 1886 innerhalb des Satellitensystems des Jupiter befunden hat, und dass in dieser Zeit die Anziehung des Jupiter diejenige der Sonne gegen den Kometen derartig überwog, dass der letztere eine hyperbolische Bahn um den Jupiter beschrieb. Es zeigte sich aber ferner, dass auch schon im Jahre 1779 eine starke Annäherung desselben Kometen an den Jupiter stattgefunden habe, und dass die Bahnelemente des Brooks'schen Kometen vor 1886 und die des Lexell'schen Kometen nach 1779 eine grosse Aehnlichkeit zeigen. Es ist daher nicht unwahrscheinlich, dass im Jahre 1889 eine erneute Erscheinung des Lexell'schen Kometen beobachtet worden ist, doch sind die Untersuchungen hierüber noch nicht definitiv abgeschlossen.

Nach den früher bestimmten Bahnelementen sollte die Rückkehr des Halley'schen Kometen gegen Anfang des Jahres 1758 stattfinden. Nach Clairaut's Rechnungen hatte er aber seit seinem letzten Erscheinen bedeutende Störungen erlitten, und nach denselben war seine Rückkehr durch den Jupiter ungefähr um 518, durch Saturn um 100 Tage verzögert worden, so dass sie erst in der Mitte des April 1759 zu erwarten war. In Wirklichkeit ging der Halley'sche Komet am 12. März 1759 durch das Perihelium.

Während also einerseits die Kometen sehr bedeutende Störungen durch die Planeten erfahren, hat man bis jetzt noch keine Störungen nachweisen können, welche die Planeten durch Kometen erlitten hätten, woraus sich ergibt, dass die Masse der Kometen sehr klein im Vergleich zu der Masse der Planeten sein muss.

Wäre z. B. der Komet von 1770 an Masse der Erde gleich, so müsste er in seiner Erdnähe solche Störungen hervorgebracht haben, dass das Erdjahr dadurch um fast drei Stunden verlängert worden wäre. Es ist aber nicht die mindeste Verlängerung der Jahresdauer bemerkt worden, während eine Verlängerung von zwei Secunden der Beobachtung nicht hätte entgehen können, woraus dann folgt, dass die Masse des Kometen von 1770 gewiss noch nicht $\frac{1}{5000}$ der Erdmasse sein kann.

115 Störungen der Mondbahn. Die raschen Aenderungen, welchen die Elemente der Mondbahn unterworfen sind (§. 70, S. 183), sind die Folge bedeutender störender Kräfte. Für den Mond ist die Erde der Centrankörper, und wenn sie nebst dem Monde allein im Raume sich befände, so würde der Mond eine Ellipse beschreiben, deren einen Brennpunkt die Erde einnimmt und deren Gestalt ebenso unveränderlich sein würde wie ihre Lage im Raume. Nun aber wirkt die Sonne auf den Mond als störender Körper, und in Folge ihrer so bedeutenden Masse sind auch die Störungen, welche sie im Mondlaufe hervorbringt, sehr bedeutend.

Die Erde wird ebenso wie der Mond beständig von der Sonne angezogen, und indem sie ihre Bahnen durchlaufen, fallen sie gewissermaassen stets gegen diesen Centrankörper hin. Wenn nun die Anziehungen der Sonne auf den Mond und auf die Erde immer gleich wären, so würde der Fall beider Weltkörper gegen die Sonne hin ganz derselbe sein; ihre gegenseitige Stellung würde also dadurch nicht alterirt werden, der Mond würde ganz so um die Erde kreisen, als ob die Sonne gar nicht vorhanden wäre.

So verhält es sich aber nicht. Die Anziehung, welche die Sonne auf den Mond ausübt, ist bald grösser, bald kleiner, als die Kraft, mit welcher die Erde von der Sonne angezogen wird, und daraus gehen dann Störungen hervor, deren vorzüglichste Wirkungen wir schon früher kennen lernten.

Zur Zeit des Neumondes ist der Mond der Sonne näher als die Erde, also wird zu dieser Zeit der Mond stärker von der Sonne angezogen als die Erde, der Mond gravitirt schneller gegen die Sonne hin als die Erde, der störende Einfluss der Sonne wirkt also jetzt dahin, den Abstand des Mondes und der Erde zu vergrössern.

Zur Zeit des Vollmondes ist die Erde der Sonne näher, die Erde gravitirt also zu dieser Zeit stärker gegen die Sonne hin als der Mond, also auch jetzt wirkt die störende Kraft der Sonne dahin, die Entfernung der beiden Körper zu vergrössern.

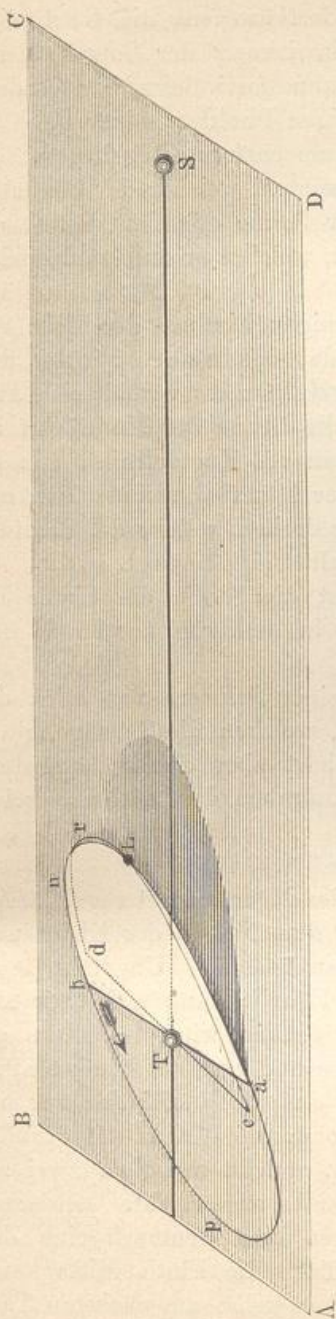
Diese störende Wirkung der Sonne ist aber offenbar grösser, wenn sich die Erde in der Sonnennähe, kleiner, wenn sie sich in der Sonnenferne befindet, die Mondbahn muss sich deshalb etwas zusammenziehen, während die Erde sich vom Perihelium zum Aphelium bewegt, um sich dann wieder etwas auszudehnen, während die Erde den Bogen vom Aphelium bis zum Perihelium durchläuft.

Nach dem dritten Kepler'schen Gesetz muss aber diese Erweiterung und Zusammenziehung der Mondbahn auch ein periodisches Ab- und Zunehmen der Umlaufszeit des Mondes zur Folge haben; die Umlaufszeit des Mondes muss also ungefähr zur Zeit des Wintersolstitiums etwas grösser sein, als zur Zeit des Sommersolstitiums.

Diese periodische Aenderung in der Umlaufszeit des Mondes, welche den Namen der jährlichen Gleichung führt, war bereits von Tycho Brahe beobachtet worden. In der That ist die siderische Umlaufszeit des Mondes zu Anfang des Jahres ungefähr um $\frac{1}{4}$ Stunde grösser als in der Mitte des Jahres.

Wir wollen nun noch versuchen, so weit es auf elementarem Wege möglich ist, verständlich zu machen, wie durch den störenden Einfluss der Sonne der Rückgang der Knoten der Mondbahn bewirkt wird.

Fig. 168.



Es stelle $ABCD$, Fig. 168 (a. v. S.), ein Stück der Ebene der Erdbahn dar; S sei die Sonne, T die Erde, $aLbp$ die Mondbahn, welche die Ekliptik in der Knotenlinie ab schneidet. Ohne die Einwirkung der Sonne würde der Mond stets in derselben Ebene sich fortbewegen, die Knotenlinie würde also unverändert bleiben. Die Einwirkung der Sonne äussert aber ein Bestreben, die Ebene seiner Bahn fortwährend zu ändern, namentlich wenn der Mond sich in denjenigen Punkten seiner Bahn befindet, welche der Sonne am nächsten und am entferntesten liegen.

In dem Punkte L seiner Bahn angekommen, welcher der Sonne am nächsten liegt, strebt die Einwirkung der Sonne offenbar dahin, den Mond aus der durch T und das Bogenstück, welches er zuletzt durchlief, gelegten Ebene herauszubringen.

Statt dass der Mond unter dem alleinigen Einfluss der Erde nun den Bogen Lnb zurückgelegt haben würde, beschreibt er unter dem störenden Einfluss der Sonne den Bogen Lrd , kurz, es verhält sich Alles so, als ob unter dem Einfluss der Sonne die Ebene der Mondbahn um die Linie LT gedreht würde, wodurch dann die Knotenlinie ab in die Lage cd gebracht wird; die Knotenlinie der Mondbahn muss sich also in der Ebene der Ekliptik in einer Richtung drehen, welche der Richtung entgegengesetzt ist, in welcher der Mond selbst sich bewegt.

Ganz in der gleichen Richtung strebt die Sonne die Ebene der Mondbahn zu drehen, wenn sich derselbe in dem von der Sonne entferntesten Theile seiner Bahn befindet.

So giebt denn das Gesetz der allgemeinen Schwere von allen den verschiedenen Ungleichheiten Rechenschaft, welchen die Bewegung des Mondes unterworfen ist; ohne Zweifel gehört aber dieser Gegenstand zu den schwierigsten und verwickeltesten Aufgaben der mathematischen Analysis.

116 Ebbe und Fluth. Die Oberfläche des Meeres zeigt regelmässige und periodische Oscillationen, welche unter dem Namen der Ebbe und Fluth oder der Gezeiten (Tiden) bekannt sind. Ungefähr sechs Stunden lang steigt das Meer, das ist die Fluth; dann fällt es wieder in den nächsten sechs Stunden, und dieses Sinken wird die Ebbe genannt. An jedem Tage findet zweimal Ebbe und zweimal Fluth statt.

Der Zeitraum, innerhalb dessen diese doppelte Oscillation vor sich geht, ist jedoch nicht genau 24 Stunden, sondern im Mittel 24 Stunden 50 Minuten 28 Secunden, gerade die Zeit, welche zwischen zwei auf einander folgenden Culminationen des Mondes verstreicht. Zwischen einem Maximum der Fluth bis zum anderen liegt demnach eine Zeit von $12^h 25^m 14^s$. Wenn also an einem Tage die Fluth Mittags um 12 Uhr ihre grösste Höhe erreicht, so wird dasselbe am nächsten Tage um $12^h 50^m$, am zweiten um $1^h 41^m$, am dritten um $2^h 31^m$ u. s. w. stattfinden, und zwischen zwei Nachmittags- oder Abendfluthen wird dann immer eine Morgenfluth in der Mitte liegen.

Die Höhe der Fluth, d. h. der Unterschied zwischen dem Niveau des Meeres zur Zeit seines höchsten und seines darauf folgenden tiefsten Standes ist selbst für einen und denselben Ort nicht unveränderlich, sondern erleidet theils periodische, theils zufällige Schwankungen. Die letzteren werden vorzugsweise durch Winde und Stürme bedingt, welche je nach Umständen das Steigen der Fluth bald begünstigen, bald hemmen. Die periodischen Schwankungen, welchen die Höhe der Fluth unterworfen ist, sind aber in ihrem grössten Theile von den Phasen des Mondes abhängig. Die Höhe der Fluthen wird am grössten zur Zeit des Neumondes und des Vollmondes (Springfluth), sie ist am kleinsten zur Zeit der Quadraturen.

Aus alledem ersieht man, dass Ebbe und Fluth eine vorzugsweise vom Mond abhängige Erscheinung ist, und in der That tritt auch das Maximum der Fluth stets um eine bestimmte Zeit, nach dem Durchgange des Mondes durch den Meridian, ein. Die Uhrzeit des Hochwassers an den Tagen des Vollmondes und Neumondes nennt man die Hafenzzeit (engl. Establishment); dieselbe ist von einem Orte zum anderen in Folge localer Ursachen verschieden.

So beträgt die Hafenzzeit in

Plymouth	5 ^h 37 ^m	Cuxhaven	0 ^h 49 ^m
Dublin	11 12	Hamburg	5 10
Stromness (Orkney-I.)	9 0	Wilhelmshaven	0 50
Aberdeen	1 0	Boulogne	11 0
Newcastle	3 46	Cherbourg	7 49
London	1 58	St. Malo	9 51
List	2 0	Brest	3 47
Helgoland	11 33	Lissabon	2 30

Ebenso ist die Fluthhöhe sehr von localen Verhältnissen abhängig; im Mittelländischen Meere ist die Ebbe und Fluth kaum merklich, dagegen ist sie an den Küsten von Frankreich und England sehr bedeutend. So ist z. B. die Fluthhöhe bei Springfluthen über dem mittleren Niedrigwasser in

Plymouth	4,7 m	Hamburg	1,9 m
Dublin	3,7	Wilhelmshaven	3,5
Aberdeen	3,7	Boulogne	7,7
London	6,3	St. Malo	10,7
Helgoland	2,1	Brest	5,8
Cuxhaven	2,8		

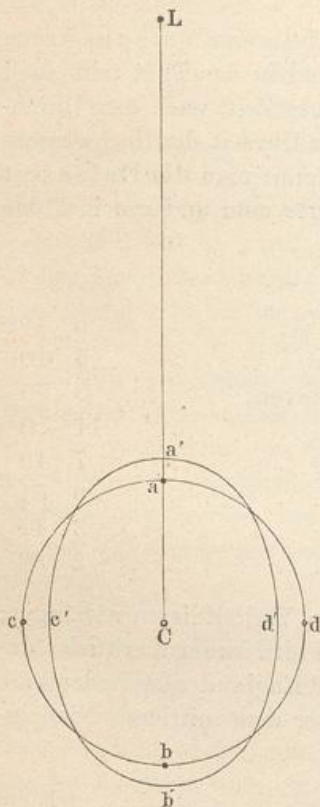
Bei Newport am Bristol-Canal erreicht die Springfluth die Höhe von 11,6 m. Die höchsten Fluthen auf der ganzen Erde hat wohl die Fundybai, an der südöstlichen Küste des britischen Nordamerika, aufzuweisen. Im Hintergrunde dieser Bai steigen die Springfluthen bis zu einer Höhe von 20 bis 23 m.

An kleinen mitten im Ocean liegenden Inseln ist die Fluth nicht bedeutend; so beträgt die Fluthhöhe auf St. Helena nur 0,3, auf den Inseln der Südsee nur 0,2 m.

Unter sonst gleichen Umständen nimmt die Fluthhöhe von dem Aequator nach den Polen hin ab; an der nördlichen Küste von Norwegen ist sie sehr unbedeutend.

117 **Mechanische Erklärung der Ebbe und Fluth.** Da alle Wirkungen im Planetensystem gegenseitig sind, so gravitirt nicht allein

Fig. 169.



der Mond gegen die Erde, sondern auch die Erde gegen den Mond. Da aber nicht alle Punkte der Erdkugel in gleichem Abstände von dem Monde stehen, so sind sie auch ungleichen Anziehungskräften unterworfen und daraus eben entspringt die Ebbe und Fluth.

Wir wollen zunächst die Wirkung der anziehenden Kraft des Mondes auf das Meer unter der Voraussetzung betrachten, dass die Oberfläche des Wassers in jedem Augenblicke diejenige Form annimmt, welche durch die gemeinsame Anziehung des Mondes und der Erde bedingt wird; wir sehen also ab von allen Hindernissen, die sich der freien Bewegung des Wassers entgegenstellen können.

Es sei C der Mittelpunkt der Erde (Fig. 169), L der Mond, so wird der Punkt a der Erdoberfläche stärker vom Monde angezogen werden als C , und wenn a nicht fest mit C verbunden ist, so wird a mit grösserer Beschleunigung gegen L gravitiren als C , es wird sich ein Streben zeigen, a von C zu entfernen. Wenn sich also auf der dem Monde zugewandten Seite der Erde gerade ein grosser Ocean befindet, so wird hier das Niveau des Meeres steigen.

Ganz das Gleiche findet an der von dem Monde entferntesten Stelle b der Erdoberfläche statt. Hier in b wirkt die anziehende Kraft des Mondes geringer als in C , der Mittelpunkt der Erde gravitirt stärker gegen den Mond als b , und so wird sich auch bei den in der Nähe von b gelegenen Massen das Streben geltend machen, sich von dem Erdmittelpunkte zu entfernen.

Wäre die Erde ganz mit Wasser bedeckt, so würde die sonst kugelförmige Oberfläche derselben die Gestalt $a'c'b'd'$ annehmen; denn indem das Wasser bei a und b steigt, muss es nothwendig bei c und d sinken. Es würde also Fluth sein an den Orten, für welche der Mond im Meridian

steht, sei es nun in oberer oder unterer Culmination, Ebbe aber an den Orten, für welche der Mond gerade auf- oder untergeht.

Bezeichnen wir mit d den Abstand des Erdmittelpunktes von dem Mittelpunkte des Mondes, so ist die Kraft, mit welcher die Masseneinheit in C vom Monde angezogen wird, $\frac{fm}{d^2}$, wenn m die Masse des Mondes ist. Die Kraft, mit welcher die Einheit der Masse in a vom Monde angezogen wird, ist aber $\frac{fm}{(d-r)^2}$, wenn r den Halbmesser der Erde bezeichnet; folglich ist die Differenz der Kräfte, welche in C und a wirken:

$$D = \frac{fm}{(d-r)^2} - \frac{fm}{d^2}.$$

Entwickelt man den ersten Theil dieses Werthes, indem man die Division von fm durch $(d-r)^2$ (also durch $d^2 - 2dr + r^2$) ausführt, so kommt:

$$\frac{fm}{(d-r)^2} = \frac{fm}{d^2} + \frac{2fmr}{d^3} + \frac{3fmr^2}{d^4} + \text{etc.},$$

und wenn man davon $\frac{fm}{d^2}$ abzieht, so bleibt:

$$D = \frac{2fmr}{d^3} + \frac{3fmr^2}{d^4} + \text{etc.}$$

Da der Werth von d sehr gross ist im Vergleich gegen r , so kann man ohne Weiteres alle Glieder dieser Reihe vernachlässigen, welche d^4 und höhere Potenzen von d im Divisor haben; es bleibt also:

$$D = \frac{2fmr}{d^3}.$$

Nun aber bewirkt die Sonne in ganz ähnlicher Weise Ebbe und Fluth, wie der Mond, nur sind die Sonnenfluthen wegen der grösseren Entfernung der Sonne weniger hoch als die Mondfluthen. Bezeichnen wir mit m' die Masse der Sonne, mit d' ihre Entfernung von der Erde, so haben wir also für die Kraft, welche die Sonnenfluth veranlasst:

$$D' = \frac{2fm'r}{d'^3}.$$

Nun aber ist $d' = 387d$ und $m' = 324439.81.m$ (da die Masse des Mondes $\frac{1}{81}$ von der Erde beträgt) und danach ergibt sich dann:

$$D' = \frac{2fr \cdot m \cdot 324439.81}{d^3 387^3} = 0,411 D;$$

die Höhe der Sonnenfluthen ist also nahe $\frac{2}{5}$ so gross, als die Höhe der Mondfluthen. Da sich nun zur Zeit des Neu- und Vollmondes die Sonnen- und Mondfluthen summiren, so ist die Kraft, welche die Gesamttfluth veranlasst:

$$1.4 D.$$

Zur Zeit der Quadraturen aber fällt die Mondfluth mit der Sonnenebbe zusammen, die Gesamttfluth erreicht alsdann die Höhe

$$D - 0,4 D = 0,6 D,$$

zur Zeit der Syzygien erreicht also die Fluth eine mehr als zweimal grössere Höhe, als zur Zeit des ersten und letzten Mondviertels. Diejenigen Fluthen, bei welchen die Wirkung der Sonne und des Mondes sich vollständig addiren, nennt man Springfluthen, diejenigen dagegen, bei welchen sich die Wirkungen am meisten gegenseitig aufheben, Nippfluthen oder taube Fluthen.

Wäre die ganze Erdoberfläche mit Wasser bedeckt, wäre ferner die Tiefe des Meeres überall gleich und fände die Bewegung des Wassers keinen Widerstand am Grunde des Meeres, so würde der Verlauf der Ebbe und Fluth ein sehr einfacher sein. Alle Punkte, welche auf demselben Meridian liegen, müssten zu gleicher Zeit Hochwasser haben; die Fluthwellen würden, von Nord nach Süd sich erstreckend, in der Richtung von Osten nach Westen fortschreiten, und zwar würde eine solche Fluthwelle den Weg um die ganze Erde in 24 Stunden zurücklegen, am Aequator also mit einer Geschwindigkeit von 225 geographischen Meilen in der Stunde fortschreiten müssen. — Ihre grösste Höhe müsste eine Fluthwelle an derjenigen Stelle eines Meridians erreichen, an welcher der Mond durch das Zenith geht.

In Folge der ungleichen Vertheilung von Wasser und Land, sowie des Widerstandes, welchen die Bewegung der Wellen durch den Meeresboden erfährt, wird das Phänomen der Ebbe und Fluth nicht unwesentlich verändert. Die Beobachtungen ergeben nämlich, dass das Hochwasser nicht zu der Zeit der Culmination des Mondes stattfindet, sondern später, und dass die Springfluthen sich zum Theil um mehrere Tage gegen den Eintritt des Neu- oder Vollmondes verspäten. So tritt z. B. bei Brest das höchste Wasser $1\frac{1}{2}$ Tage nach den Syzygien ein, und in der Nordsee ist die Verspätung eine noch weit grössere. Es ist dies eine Folge davon, dass die Geschwindigkeit der Wellen auf der Meeresoberfläche, welche durch die Anziehung des Mondes und der Sonne entstehen, von der Tiefe des Meeres und der Configuration der Festländer bedeutend beeinflusst wird.

Newton war der Erste, welcher das Phänomen der Gezeiten durch die Attraction des Mondes und der Sonne erklärte. Er machte die Voraussetzung, dass die ganze Erde vom Wasser bedeckt sei, dass die Erde dieselbe Dichtigkeit habe wie das Wasser, und dass die Oberfläche des Meeres in jedem Augenblicke diejenige Gestalt annähme, bei welcher es sich unter der anziehenden Kraft des Mondes, der Sonne und der Erde im Gleichgewicht befände. Dabei fand sich, was wir ebenfalls oben gefunden haben, dass die Kraft, mit welcher eine Masseneinheit des Wassers durch die Anziehung eines Gestirns vom Erdmittelpunkte entfernt wird, direct proportional der Masse des anziehenden Körpers und umgekehrt

proportional dem Würfel seiner Entfernung vom Erdmittelpunkte ist. Da aber diese Entfernung sowohl bei der Sonne als auch beim Monde periodisch veränderlich ist, so ist auch die Fluthhöhe veränderlich und hat zwei Perioden, deren eine einen Mondmonat und die andere ein Jahr umfasst. Wir fanden für die Kraft, mit welcher der Mond den Punkt a (Fig. 169) vom Mittelpunkte C der Erde zu entfernen strebt,

$$D = \frac{2fmr}{d^3}. \text{ In der Entfernung } d \text{ zieht aber der Mond den Mittel-}$$

punkt der Erde mit einer Kraft \mathcal{A} zu sich, welche $= \frac{fm}{d^2}$ ist, und es ist

$$\text{demnach } \frac{D}{\mathcal{A}} = \frac{2r}{d}, \text{ d. h. es verhält sich die flutherzeugende Kraft des}$$

Mondes zu der Anziehung des Mondes gegen den Mittelpunkt der Erde, wie der Durchmesser der Erde zu der Entfernung des Mondes von der Erde. Ganz ebenso verhält sich die flutherzeugende Kraft der Sonne zu der Kraft, mit welcher die Erde von der Sonne angezogen wird, wie der Durchmesser der Erde zu der Entfernung der Erde von der Sonne. Da nun die Entfernung des Mondes von der Erde 30 mal und die der Sonne von der Erde 12 000 mal so gross ist, wie der Durchmesser der Erde, so ergibt sich, dass der 30. Theil der Anziehung des Mondes, und der 12 000. Theil der Anziehung der Sonne auf die Bildung der Fluth wirkt. Da ferner die anziehende Kraft der Sonne gegen die Erde 160 mal so gross ist wie die des Mondes, so verhält sich die fluthbildende Kraft des Mondes zu derjenigen der Sonne wie 12 000 : 160 . 30 oder wie 10 : 4, sowie wir auch oben gefunden haben.

Im Verhältniss zu der Kraft, mit welcher ein Punkt auf der Oberfläche der Erde von der Erde selbst angezogen wird, ist die flutherzeugende Kraft des Mondes und der Sonne äusserst gering. Wird die Masse der Erde mit μ bezeichnet, so ist die Kraft, mit welcher ein Punkt a der Erdoberfläche (Fig. 169) nach dem Mittelpunkte der Erde gezogen wird, $\delta = \frac{f\mu}{r^2}$. Die Kraft, mit welcher der Mond den Punkt a

vom Mittelpunkte der Erde zu entfernen strebt, war dagegen $D = \frac{2fmr}{d^3}$,

und es ist also $\frac{D}{\delta} = \frac{2r^3m}{\mu d^3}$. Nun ist die Masse des Mondes $\frac{1}{80}$ der Masse der Erde, und seine Entfernung $d = 60r$, also haben wir:

$$\frac{D}{\delta} = \frac{2}{60^3 \cdot 80} = \frac{1}{8,6 \text{ Millionen}}$$

Für die Sonne findet sich der entsprechende Werth $\frac{D'}{\delta} = \frac{2}{5} \cdot \frac{D}{\delta} = \frac{1}{21,5 \text{ Millionen}}$. Befindet sich demnach der Mond im Zenith des

Punktes a , so wird das Gewicht irgend eines in a befindlichen Gegen-

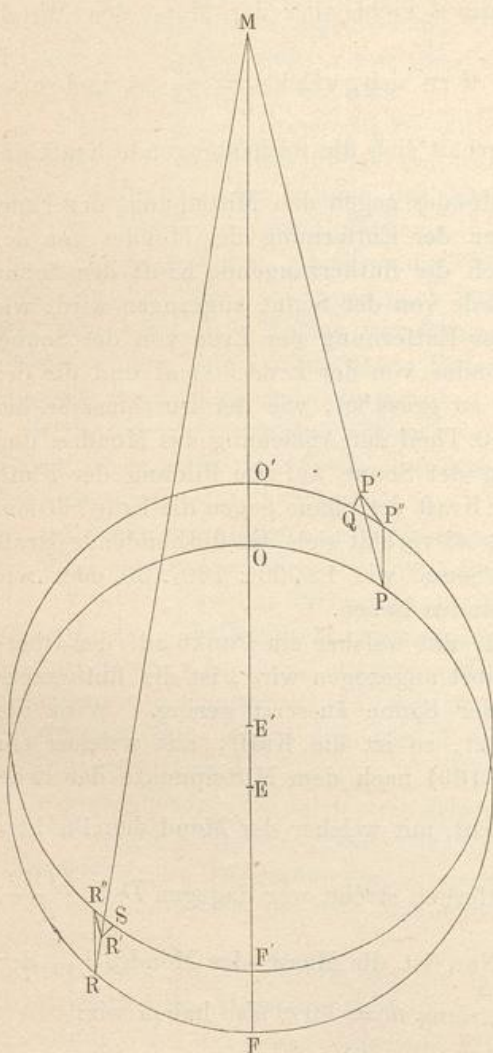
standes durch die Einwirkung des Mondes um seinen neunmillionten Theil verringert; es ist dieses eine Gewichtsveränderung, welche selbst mit den schärfsten Instrumenten nicht direct nachgewiesen werden kann.

Wenn diese geringe flutherzeugende Kraft trotzdem im Meere Niveauunterschiede von sehr merkbarem Betrage hervorrufen kann, so liegt dies daran, dass wir hier die Gesamtwirkung auf eine sehr grosse Anzahl von Wassertheilen beobachten.

Es sei in E (Fig. 170) der Mittelpunkt der Erde, in M der Mittelpunkt des Mondes. In irgend einer Zeiteinheit wird E sich durch die Anziehung des Mondes nach E' bewegen. Ein Punkt P auf der Oberfläche des Meeres wird in derselben Zeiteinheit ebenfalls in der Richtung nach M fallen, und möge nach P' kommen, so dass $PP' > EE'$ ist. Wäre die Erde eine starre Masse, so würde P sich in derselben Zeit nicht nach P' , sondern nach P'' bewegt haben, so dass PP'' gleich und parallel EE' wäre. Das Wassertheilchen P hat also das Bestreben, ausser der Bewegung, welche es in Folge der Bewegung des Erdmittelpunktes annimmt, sich noch von P'' nach P' zu bewegen. Die Kraft, welche das Theilchen zu bewegen strebt, wollen wir ihrer Grösse und Richtung nach durch die Linie $P'P''$ darstellen. Wir können

uns dieselbe noch wieder in zwei Kräfte $P'Q$ und $P''Q$ zerlegt denken, von denen die eine $P'Q$ normal gegen die Oberfläche des Meeres wirkt, und bestrebt ist, das Gewicht des Wassertheilchens zu verringern, während die andere ($P''Q$) tangential gegen die Erdoberfläche wirkt, und dem Wassertheilchen eine seitliche Bewegung in der Richtung nach dem Punkte O' ertheilt, in welchem der Mond sich im Zenith befindet. Es lässt

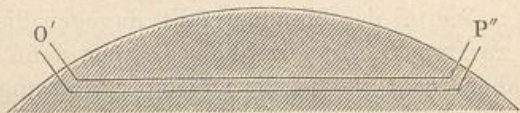
Fig. 170.



sich nun leicht zeigen, dass durch jede dieser beiden Kräfte eine Erhöhung der Wasserfläche entstehen muss, welche in O' ihr Maximum hat.

Denken wir uns eine Röhre, welche in O' und P'' (Fig. 170 und 171) aufwärts gebogen ist, deren übriger Theil sich aber unter der Wasseroberfläche befindet. Wir wollen zunächst annehmen, dass das Wasser in der Röhre unter dem alleinigen Einflusse der Erdanziehung im Gleichgewichte ist. Tritt dann eine Anziehung des Mondes M ein, den wir uns im Zenith von O' vorstellen, so wird diese Anziehung in O' stärker wirken als in P'' , es wird also derselbe Fall eintreten, als wenn der nach O' gelegene Theil der Röhre mit einer leichteren Flüssigkeit gefüllt wäre, als der nach P'' gelegene. Das Wasser in der Röhre muss also bei O' höher steigen als bei P'' , und zwar wird der Unterschied um so grösser sein, je länger die Röhre ist, d. h. je weiter O' von P'' entfernt ist, und sein Maximum dann erreichen, wenn für P'' der Mond im Horizont steht. Es hat aber, wie vorhin gezeigt ist, auch jedes Wassertheilchen in der Röhre das Bestreben, sich in der Richtung nach O' fortzubewegen; hierdurch wird ein Druck auf alle weiter vorn befindlichen Wassertheilchen ausgeübt, und in Folge dessen wird ebenfalls ein Steigen des Wassers in O'

Fig. 171.



und ein Fallen in P'' bewirkt. Man kann sich aber die um O' befindliche Wasserfläche als aus einer grossen Anzahl einzelner Röhren zusammengesetzt denken, und es folgt daraus, dass durch den Einfluss des Mondes das Wasser in O' um so höher steigen muss, je grösser die um O' befindliche Wasserfläche ist.

Dass auf der vom Monde abgekehrten Seite der Erde ähnliche Verhältnisse stattfinden, lässt sich gleichfalls leicht zeigen.

In der Zeit, während welcher der Erdmittelpunkt durch die Anziehung des Mondes von E nach E' fällt, würde, wenn die Erde starr wäre, ein Punkt R auf der Erdoberfläche sich nach R'' bewegen, so dass RR'' gleich und parallel EE' ist. Dagegen hat der Punkt R das Bestreben, sich während derselben Zeit in der Richtung RM nach dem Monde M zu bewegen, und zwar nach einem Punkte R' hin, der wegen der grösseren Entfernung von M näher bei R liegt, als E' von E . Ausser der Bewegung, welche der Punkt R in Folge des Fallens der Erde gegen den Mond erhält und welche ihn nach R'' bringen würde, hat er demnach noch das Bestreben, sich von R'' nach R' zu bewegen. Die Kraft, welche ihn dorthin zu bewegen strebt, können wir wieder in zwei Kräfte zerlegen, von denen die eine, die wir mit $R''S$ bezeichnen wollen, den Punkt nach F'' hin bewegt, wo der Mond sich im Nadir befindet, während der andere ihn von dem Mittelpunkte E' der Erde zu entfernen

strebt. Beide Wirkungen werden sich wieder vereinigen, um die Oberfläche des Wassers in der Nähe von F' zu erhöhen, und zwar um so mehr, je ausgebreiteter die um F' befindliche Wassermasse ist.

Wäre die Erdoberfläche ganz vom Wasser bedeckt, und nähme sie in jedem Augenblicke die Gestalt an, welche die Anziehung der Erde selbst, sowie der Sonne und des Mondes ihr mitzuthellen streben, so würde die grösste Fluthhöhe im Meere den Betrag von nicht ganz einem Meter haben. In einem eingeschlossenen Meeresbecken von Dimensionen, welche gegen die Oberfläche der Erde sehr klein sind, würde aber die Fluthhöhe sehr viel geringer sein, und die Folge davon ist, dass man in solchen Meeresbecken, wie z. B. dem Caspischen, Schwarzen und selbst im Mittelländischen Meere, nur sehr geringe Spuren der Ebbe und Fluth wahrnimmt.

Es habe nun an irgend einem Punkte der Meeresoberfläche die Fluth, soweit sie von der Sonne allein hervorgebracht wird, eine Höhe von 20 cm, so wird die durch den Mond hervorgebrachte Fluth, da seine flutherzeugende Kraft, wie oben gezeigt, $2\frac{1}{2}$ mal so gross ist, als die der Sonne, eine Höhe von 50 cm haben. Zur Zeit der Syzygien (Neu- und Vollmond) werden die beiden genannten Fluthen zusammenfallen, ihre Gesammthöhe wird also 70 cm betragen. Zur Zeit der Quadraturen (erstes und letztes Viertel des Mondes) fällt dagegen die Mondfluth mit der Sonnenebbe zusammen, die Fluthhöhe beträgt dann also nur 30 cm. Der Mond hat aber nicht immer die gleiche Entfernung von der Erde, sondern dieselbe kann sich gegen ihren mittleren Betrag um ihren 18. Theil vergrössern oder verkleinern. Es ist aber oben gezeigt, dass die flutherzeugende Kraft umgekehrt proportional dem Cubus der Entfernung ist; setzen wir demnach die flutherzeugende Kraft des Mondes in seiner mittleren Entfernung $A = V$, in der Entfernung $A \pm \frac{1}{18}A = V'$, so ist

$$\begin{aligned} \frac{V}{V'} &= \left(A \pm \frac{1}{18} A \right)^3 : A^3 \\ &= \left\{ A \left(1 \pm \frac{1}{18} \right) \right\}^3 : A^3 \\ &= A^3 \left(1 \pm \frac{1}{6} + \frac{3}{18^2} \pm \frac{1}{18^3} \right) : A^3 \end{aligned}$$

oder sehr nahe

$$= A^3 \left(1 \pm \frac{1}{6} \right) : A^3,$$

also

$$V = V' \left(1 \pm \frac{1}{6} \right).$$

Es kann sich demnach die flutherzeugende Kraft des Mondes gegen ihren mittleren Betrag um ihren sechsten Theil vergrössern oder verringern, und da wir sie in unserem Beispiele im Mittel zu 50 cm annehmen, so kann sie zwischen 42 und 58 cm variiren. Die höchste Fluth würde hiernach den Betrag 78, die niedrigste 22 cm betragen.

Ebenfalls hat die verschiedene Entfernung der Sonne einen Einfluss auf die Fluthhöhe; da sie sich aber nur um ihren 60. Theil gegen den mittleren Betrag vergrössern oder verringern kann, so kann die flutherzeugende Kraft der Sonne sich nur um ihren 20. Theil verändern. Da wir die mittlere Sonnenfluth zu 20 cm annahmen, so kann demnach die höchste Springfluth bis auf 79, die niedrigste Nippfluth bis auf 21 cm kommen.

Wir haben bisher noch nicht untersucht, wie sich die Höhe einer Zenithfluth zu derjenigen der gleichzeitigen Nadirfluth verhält. Die flutherzeugende Kraft des Mondes in a (Fig. 169) fanden wir zu

$$\frac{2fmr}{d^3} + \frac{3fmr^2}{d^4} + \dots$$

Wir wollen diese Kraft jetzt mit $D_{(a)}$ bezeichnen. Die flutherzeugende Kraft in b würde sich dagegen folgendermaassen ergeben:

$$D_{(b)} = \frac{2fmr}{d^3} - \frac{3fmr^2}{d^4} + \dots$$

Es ergibt sich also die Differenz zwischen den flutherzeugenden Kräften in a und b , wenn wir von höheren Potenzen von $\frac{1}{d}$ absehen,

$$D_{(a)} - D_{(b)} = 6 \frac{fmr^2}{d^4}.$$

Nun war aber $D_{(a)}$ genähert $= \frac{2fmr}{d^3}$, und demnach, für unseren Zweck mit hinreichender Genauigkeit,

$$D_{(a)} - D_{(b)} = 3 \frac{r}{d} \cdot D_{(a)}.$$

Für den Mond ist $\frac{r}{d} = \frac{1}{60}$, und da wir in unserem Beispiele $D_{(a)} = 50$ cm annahmen, so wird $D_{(a)} - D_{(b)} = 2,5$ cm, und also $D_{(b)} = 47,5$ cm.

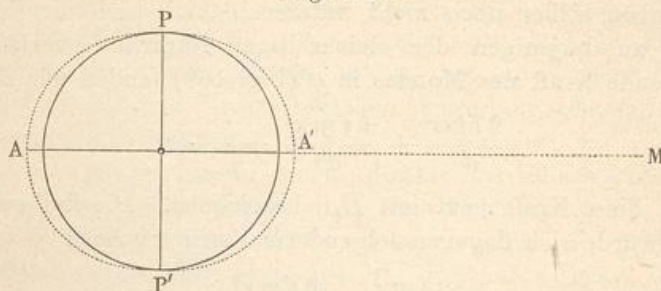
Mit Rücksicht hierauf kann demnach die niedrigste Nippfluth den Betrag von 18,5 cm haben. Bei der Sonne ist der Unterschied zwischen Zenith- und Nadirfluth völlig bedeutungslos, weil hier $\frac{r}{d}$ nur den Betrag von $\frac{1}{23000}$ hat, woraus sich in unserem Beispiel $D_{(a)} - D_{(b)}$ zu $\frac{1}{40}$ mm ergibt.

Es lässt sich übrigens leicht sehen, dass für einen bestimmten Beobachtungsort die Höhe der Fluth auch von der geographischen Breite und der Declination des Mondes und der Sonne abhängig ist.

Nehmen wir zunächst an, dass sich das anziehende Gestirn M (Fig. 172, a. f. S.) in der Ebene des Aequators befindet, dann wird offenbar die höchste

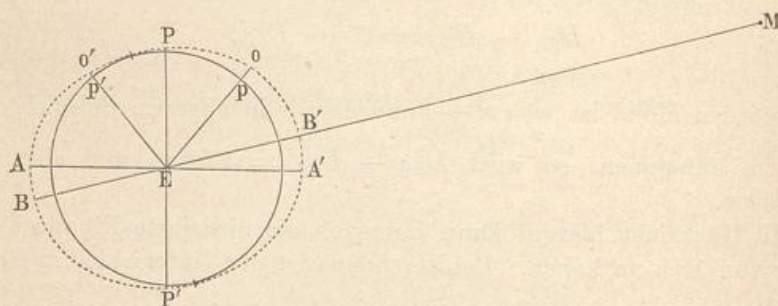
Fluth an denjenigen Punkten der Erdoberfläche stattfinden, welche sich auf dem Erdäquator AA' befinden; in höheren Breiten wird dagegen die Höhe der Fluth successive geringer und an den Polen P und P' wird sie völlig verschwinden. Es geht hieraus also hervor, dass die Fluthhöhe eine Function der geographischen Breite ist. Wenn aber der Mond sich nördlich oder südlich vom Aequator befindet (Fig. 173), so

Fig. 172.



wird die höchste Fluth nicht mehr unter dem Aequator AA' , sondern in jedem Augenblicke an zwei Punkten B und B' stattfinden, von denen der eine den Mond im Zenith und der andere im Nadir hat; auch an den Polen P und P' wird jetzt ein kleiner Fluthwechsel stattfinden. In diesem Falle wird aber für jeden Ort, welcher sich nicht gerade auf dem Aequator oder einem der Pole befindet, die Höhe der Fluth eine verschiedene sein, je nachdem der Mond sich in der oberen oder unteren Culmination befindet. Es sei z. B. o (Fig. 173) ein Punkt der Meeres-

Fig. 173.

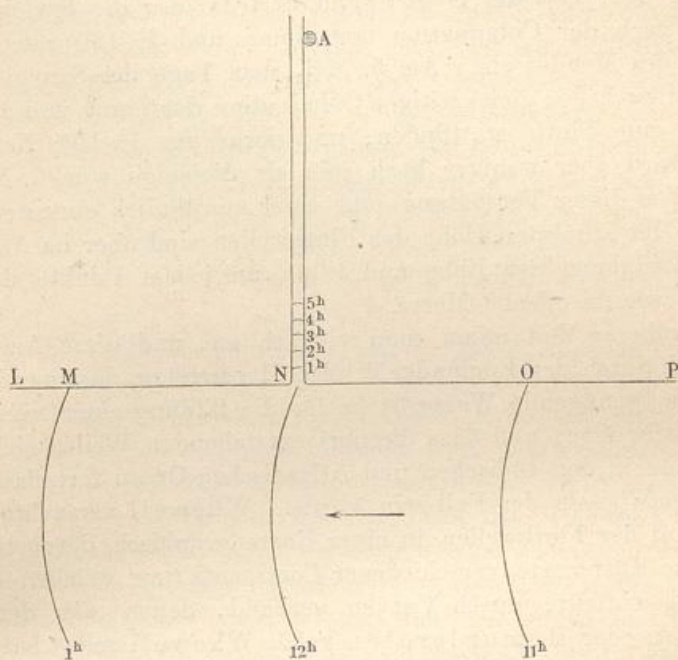


oberfläche, für den der Mond in oberer Culmination ist, so würde op den Betrag der Fluth bezeichnen. Nach 12 Stunden ist aber der Punkt, welcher vorher in o war, nach o' gekommen, wo der Mond in unterer Culmination ist, und es wird dann, wie die Figur sofort ergiebt, der Betrag $o'p'$ der Fluth geringer sein als op . Hierdurch entsteht die sogenannte tägliche Ungleichheit der Fluthhöhe, deren Betrag von der geographischen Breite des Beobachtungsortes und der Declination des anziehenden Gestirnes abhängig, übrigens immer sehr unbedeutend ist.

Bei Festhaltung der Zahlen unseres Beispiels beträgt der Unterschied zwischen den halbtäglichen Fluthen höchstens 2 bis 3 cm.

Wir haben bisher vorausgesetzt, dass die ganze Erdoberfläche in gleichmässiger Tiefe vom Meere bedeckt ist, und dass die Meeresoberfläche in jedem Augenblicke sofort die Gestalt annimmt, welche allein durch die anziehenden Kräfte bedingt wird. In Wirklichkeit liegen die Verhältnisse aber sehr verschieden von unserer Annahme, da nur zwei Drittheile der Erdoberfläche vom Wasser, und zwar in sehr verschiedener Tiefe bedeckt sind. Es ist ferner Rücksicht darauf zu nehmen, dass jede vorübergehende Erhöhung der Meeresfläche Wellenbewegungen hervorruft, und dass diese Bewegungen sowohl in ihrer Richtung als

Fig. 174.



auch in ihrer Grösse abhängig sind von der Tiefe der Wasserbecken, über welche sie hinstreichen, und von den Configurationen der Begrenzungen dieser Becken.

Es sei LP (Fig. 175) ein in der Richtung von Westen nach Osten sich erstreckendes Meeresufer, südlich davon sei Wasser, nördlich Land. Durch das Land erstrecke sich nach Norden hin ein Canal NA , in A sei ein Beobachtungsort für die Gezeiten, also ein Pegel, der regelmässig abgelesen wird. Wir wollen voraussetzen, dass an einem bestimmten Tage, z. B. dem 5. Mai, genau 12 Uhr Mittags, Neumond sei, und die Sonne und der Mond um dieselbe Zeit am Orte N culminiren. Nach unserer bisherigen Annahme, dass der Bewegung der Fluthwellen kein Hinderniss entgegenstehe, würde also das Hochwasser an diesem Tage

bei *N* genau um 12^h Mittags stattfinden, während die Fluthwelle sich um 11^h bei *O* und um 1^h bei *M* befinden würde.

In dem Canal wird nun ebenfalls die Wellenbewegung fortschreiten, indessen wegen der Reibung, welche das Wasser an den Ufern erfährt, mit sehr verringerter Geschwindigkeit. Für jeden einzelnen Punkt des Canals, z. B. *A*, wird ebenso, wie im offenen Meere, täglich zweimal eine Fluth eintreten müssen, eine aufmerksame Beobachtung der Fluthhöhen wird aber zeigen, dass die Springfluthen später als die Syzygien eintreten. Wenn z. B. die Fluthwellen 51 Stunden gebrauchen, um von *N* nach *A* zu gelangen, so wird in unserem oben angenommenen Falle die Springfluth bei *N* am 5. Mai 12 Uhr Mittags, dagegen bei *A* erst am 7. Mai 3 Uhr Nachmittags stattfinden. An diesem Tage culminirt der Mond aber erst um 1^h 41^m, und es tritt also die Springfluth drei Stunden nach der Culmination der Sonne und 1^h 19^m nach der Culmination des Mondes ein. Am 5. Mai, dem Tage des Syzygiums, wird zwar bald nach der gleichzeitigen Culmination der Sonne und des Mondes ebenfalls eine Fluth stattfinden, und zwar um 1^h 19^m Nachmittags, dieselbe wird aber weniger hoch sein als diejenige vom 7. Mai. Abgesehen von dieser Verspätung und einer gewöhnlich eintretenden Veränderung der absoluten Höhe der Fluthwellen sind aber im Allgemeinen die Erscheinungen der Ebbe und Fluth an jedem Punkte des Canals dieselben, wie im offenen Meere.

In früherer Zeit nahm man vielfach an, und diese Annahme ist namentlich durch den Engländer Whewell vertreten, dass nur der Grosse Ocean eine genügende Wasserfläche für die Bildung einer selbständigen Fluthwelle besäße, und dass die dort entstehenden Wellen sich in ähnlicher Weise in den Indischen und Atlantischen Ocean fortpflanzten, wie es in einem Canale der Fall sein würde. Whewell versuchte es auch, den Verlauf der Fluthwellen in einer Karte graphisch darzustellen, indem er die Küstenorte verschiedener Continente, an welchen die Fluth gleichzeitig eintritt, durch Curven verband, denen man den Namen Isorachien oder Homopleroten gab. Whewell selbst hat indessen später eingesehen, dass über den Verlauf der Fluthwellen im offenen Meere, da hier keine Fluthbeobachtungen angestellt werden können, eine völlige Ungewissheit herrscht, und dass daher die von ihm früher gezeichneten Isorachien keine reelle Bedeutung haben. In der That ist aber auch die Voraussetzung, von welcher Whewell ausging, wonach nur im Grossen Ocean sich eine selbständige Fluthwelle bilden könne, eine irrige. In kleineren eingeschlossenen Seen, wie z. B. dem Michigansee, ist deutlich ein Fluthwechsel, wenngleich von geringer Höhe, erkennbar, um so mehr muss sich in ausgebreiteten Meeren, wie dem Atlantischen Ocean, ein solcher ausbilden.

Sehr eigenthümliche Erscheinungen können eintreten, wenn die Wellen verschiedener Fluthsysteme zusammentreffen. Es können dann Interferenzerscheinungen entstehen, in Folge deren die Gezeiten ganz

oder theilweise verschwinden, anderentheils aber können sich die Wirkungen der Gezeiten summiren, wodurch sie bedeutend vergrössert werden. Die grössten Höhen erreicht aber die Fluth in Buchten, in denen das Wasser sich staut und die eindringende Fluthwelle mit dem aus der Bucht zurückfliessenden Wasser zusammentrifft. Auf diese Weise entstehen die grössten Fluthen, welche auf der ganzen Erde beobachtet werden, wie z. B. in St. Malo, dem Bristol Canal und namentlich der Fundybai.

Einen wie grossen Einfluss die Tiefe und Weite der Meere auf die Geschwindigkeit der Fluthwellen hat, zeigt sich besonders deutlich an den Küsten Grossbritanniens. Eine vom Atlantischen Meere sich ostwärts bewegende Fluthwelle trennt sich südlich von Irland in drei Wellen, deren eine sich durch den Canal, die zweite durch die Irische See und die dritte westlich von Irland nach Norden bewegt. Nach sieben Stunden ist die erste bis Dover, die zweite bis zur Insel Man gelangt, während die dritte sich mit grosser Geschwindigkeit an der Nordspitze von Schottland vorbei bis östlich von den Orkney-Inseln fortbewegt hat. Diese letztere schreitet dann in der Richtung nach Süden mit abnehmender Geschwindigkeit durch die Nordsee vor, und gelangt nach weiteren 12 Stunden in die Gegend von Dover, wo sie mit einer Welle zusammentrifft, welche sieben Stunden vorher westlich in den Canal eingedrungen war.

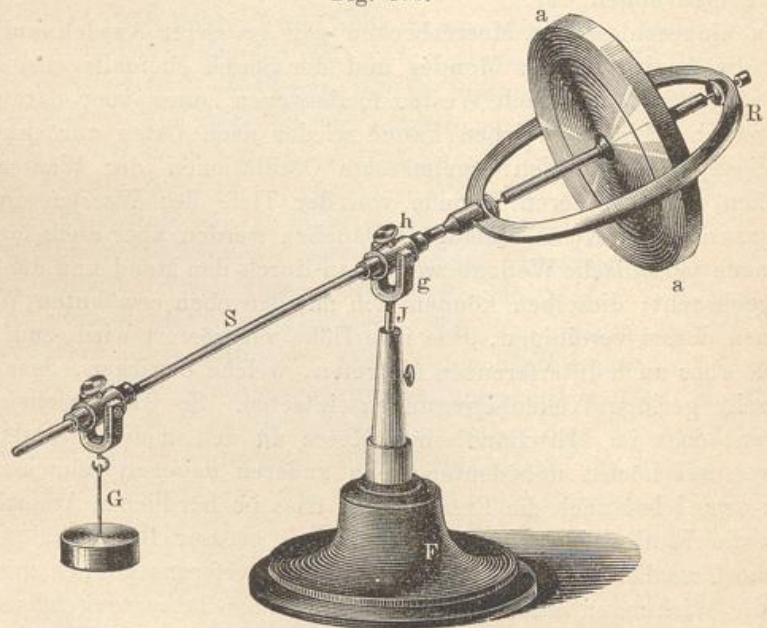
In eingeschlossenen Meeresbecken von grösserer Ausdehnung wird durch die Anziehung des Mondes und der Sonne ebenfalls eine Fluthwelle sich von Osten nach Westen fortbewegen, muss aber darauf, da sie westlich nicht entweichen kann, wieder nach Osten zurückkehren. Auf diese Weise werden regelmässige Oscillationen der Wasseroberfläche entstehen müssen, deren Periode von der Tiefe des Wassers und der Configuration der Küste abhängt. Daneben werden aber auch fortwährend neue periodische Wellenbewegungen durch den Mond und die Sonne hervorgebracht; dieselben können sich mit den eben erwähnten Wellensystemen derart vereinigen, dass ihre Höhe vergrössert wird, zum Theil können aber auch Interferenzen eintreten, welche bewirken, dass keine oder sehr geringe Wellenbewegungen eintreten. So ist es vielleicht zu erklären, dass im Mittelländischen Meere an den meisten Stellen der Fluthwechsel höchst unbedeutend, an anderen dagegen sehr merklich ist. Ferrel hat auch die Erscheinung, dass im nördlichen Atlantischen Ocean die Fluthwellen von ganz besonders grosser Höhe sind, durch ähnliche Ursachen erklären wollen. Durch Interferenz können mitunter auch die Wirkungen einzelner Componenten der fluthzeugenden Kraft aufgehoben werden. So ist z. B. bei Tahiti die Sonnenfluth grösser als die Mondfluth, wodurch bewirkt wird, dass der Fluthwechsel immer nahe zu denselben Tageszeiten eintritt; dieselbe Erscheinung findet sich bei Courtown an der östlichen Küste von Irland, und bei Tonkin findet täglich nur eine einmalige Fluth statt.

Bei Neu Guinea ist vorwiegend eine Sonnenfluth bemerkbar, welche eine sehr starke tägliche Ungleichheit hat, so dass zur Zeit der Springfluthen fast nur ein Hochwasser täglich bemerkbar wird. Die Mondfluth mit halbmonatlicher und ebenfalls starker täglicher Ungleichheit bewirkt eine kleine Veränderlichkeit in der Zeit und Höhe der Hauptfluth.

Aus Obigem geht hervor, dass das Phänomen der Gezeiten ein höchst complicirtes ist, und es wird wohl schwerlich jemals gelingen, eine nach allen Richtungen befriedigende Theorie über die Flutherscheinungen aufzustellen. Entgegen der Voraussetzung von Laplace, welcher in seinen grundlegenden Untersuchungen über die Bewegung der Fluthwellen die Annahme machte, dass die ganze Oberfläche der Erde vom Wasser bedeckt sei, hat Airy in seinen die Gezeiten behandelnden Arbeiten die Erscheinung der Ebbe und Fluth als eine Wellenbewegung in einem, die Erde in einem grössten Kreise umgebenden, verhältnissmässig engen Canal betrachtet. Weder diese noch die Voraussetzung, welche Laplace machte, entspricht im Allgemeinen der Wirklichkeit, und so ist es noch nicht gelungen, für irgend einen Ort die Hafenzzeit theoretisch ohne Zuhülfenahme von Beobachtungen zu berechnen.

118 **Erklärung der Präcession.** Die Erscheinung der Präcession selbst haben wir bereits in §. 35 kennen gelernt; die mechanische Er-

Fig. 175.

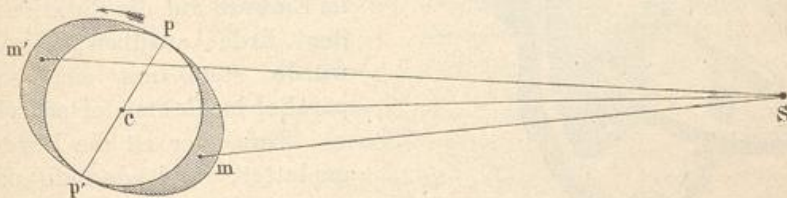


klärung derselben ergibt sich aus den Erscheinungen, welche in §. 74 des ersten Bandes des Lehrbuches der Physik (9. Aufl., S. 326) besprochen wurden. Zur Erläuterung der Präcessionserscheinung wollen wir aber zunächst noch ein Gyroskop von etwas veränderter Construction be-

trachten, wie solches in Fig. 175 dargestellt ist. Der Ring R , innerhalb dessen die metallene Scheibe a rotirt, ist an einem Stabe S befestigt, welcher mittelst eines horizontalen Stiftes in der Gabel g befestigt ist. Die Gabel g sitzt am Ende eines Stahlstäbchens J , dessen untere Hälfte in einer vertical stehenden Hülse steckt, so dass die ganze obere Vorrichtung um die verticale Axe J und um den horizontalen Stift in g drehbar ist.

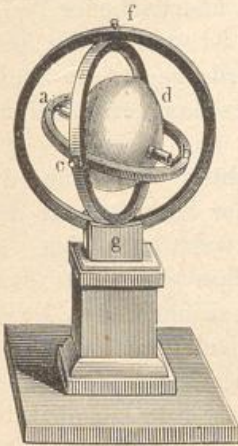
An dem Stäbchen S ist eine Hülse verschiebbar, an welche das Gewicht G angehängt werden kann. Denken wir uns dasselbe vor der Hand noch weg und die Metallscheibe a in Rotation versetzt, so erfolgt die Drehung des Apparates um die verticale Axe J ganz so, wie wir sie bei dem Gyroskop, Fig. 313, des Lehrbuches der Physik kennen gelernt haben. Wird ein Gewicht G angehängt, welches dem Uebergewicht der Scheibe a nur theilweise das Gleichgewicht hält, so findet die Rotation

Fig. 176.



um die Axe J in unveränderter Richtung, aber mit verringerter Geschwindigkeit statt. Hat das Gewicht G eine solche Grösse, dass es dem Uebergewichte der rotirenden Scheibe gerade das Gleichgewicht hält, dass also keine Kraft mehr vorhanden ist, welche den Winkel, welchen das Stäbchen S mit der Verticalen macht, zu verändern strebt, so hört

Fig. 177.



die Drehung des Apparates um die verticale Axe J ganz auf, wenn auch die Scheibe a in Rotation ist. Ist endlich das Uebergewicht auf der Seite des angehängten Gewichtes G , so erfolgt die Drehung des Apparates um die Axe J in einer Richtung, welche der zuerst besprochenen entgegengesetzt ist.

Wenn das Gewicht G so gestellt ist, dass keine Drehung um die verticale Axe J stattfindet, so wird, wenn man den ganzen Apparat frei im Zimmer herumträgt (wobei jedoch die Axe J stets vertical gehalten werden muss), die Richtung des Stäbchens S und der Rotationsaxe der Scheibe a doch ganz unverändert bleiben, oder mit anderen Worten, das Stäbchen S sowohl wie

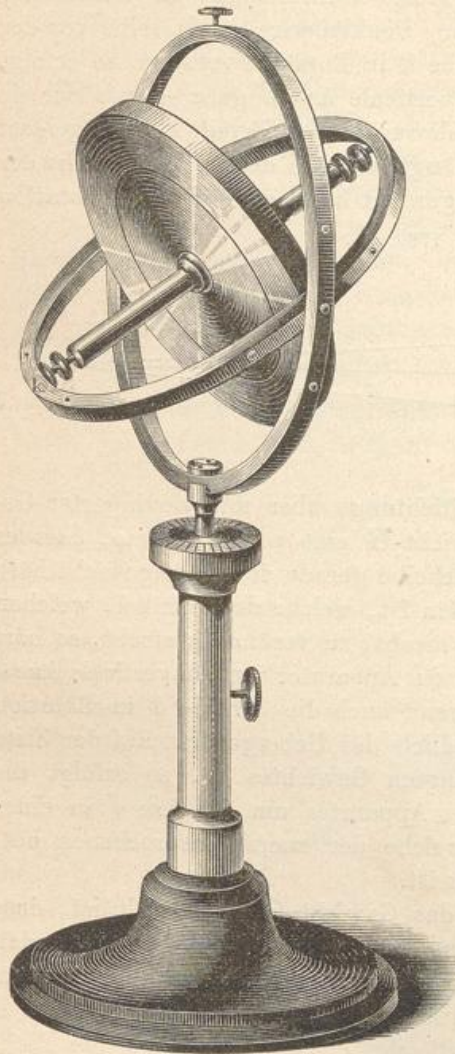
auch die Umdrehungsaxe der Scheibe a werden parallel mit sich selbst verschoben.

Aehnliche Verhältnisse]kommen[nun auch bei der Erde vor; sie rotirt um eine Axe, welche einen bestimmten Winkel mit der Ebene der

Ekliptik macht, während Kräfte auf sie wirken, welche dahin streben, die Umdrehungsaxe der Erde rechtwinkelig zur Ekliptik zu stellen.

Die Kraft, welche die Erdaxe rechtwinkelig auf die Ebene der Ekliptik zu stellen strebt, rührt von der Anziehung her, welche die Sonne und der Mond auf die Erde ausüben. Wenn die Erde eine voll-

Fig. 178.



kommene Kugel und ihre Masse gleichförmig um ihren Mittelpunkt vertheilt wäre, so würde die Resultirende aller Wirkungen, welche die Sonne und der Mond auf die einzelnen Theile der Erde ausüben, durch ihren Mittelpunkt gehen. Diese Resultirende könnte also keinerlei Einfluss auf die Rotationsaxe der Erde ausüben, dieselbe würde stets mit sich selbst parallel im Raume fortschreiten.

Nun aber ist die Erde abgeplattet, und deshalb kann man sie als eine Kugel betrachten, deren Radius dem halben Polardurchmesser gleich, und welche noch mit einem Wulst bedeckt ist, welcher, am Aequator am dicksten, nach den Polen zu abnimmt, wie dies Fig. 176 (a. v. S.) in übertriebener Weise angedeutet ist, welche die Stellung der Erde gegen die Sonne zur Zeit des Sommersolstitiums darstellt.

Betrachten wir nun die Wirkung der Sonne S auf den Aequatorialwulst für sich, so ist klar, dass die Kraft, mit welcher die Einheit der Masse bei m von der Sonne angezogen wird, grösser ist als die Anziehung,

welche die Sonne auf eine gleich grosse Masse bei m' ausübt; die Wirkung der Sonne auf den fraglichen Wulst strebt also dahin, die Erde in der Richtung des Pfeiles um eine Axe zu drehen, welche in der Ebene der Ekliptik liegt und senkrecht auf SC steht. Wir haben also hier in der That ein ganz ähnliches Verhältniss, wie wir es beim Kreisel und der Fessel'schen Rotationsmaschine, Fig. 175, kennen lernten.

Zur Zeit des Wintersolstitiums, wenn die Erde auf der entgegengesetzten Seite der Sonne steht, ist der Südpol p' der Sonne zugekehrt; es wird alsdann m' stärker von der Sonne angezogen als m , so dass also auch zu dieser Zeit die Sonne ein Streben äussert, die Erde in der Richtung des Pfeiles zu drehen, also die Erdaxe aufzurichten. Zur Zeit der Aequinoctien, wo die Erdaxe rechtwinkelig auf SC steht, ist die Kraft, welche die Erdaxe zu drehen strebt, gleich Null, wir sehen also, dass die Kraft, welche die Schiefe der Ekliptik zu verkleinern strebt, zur Zeit der Solstitien ein Maximum wird und von da bis zu den Aequinoctien abnimmt. Eine ähnliche, aber noch bedeutendere Wirkung als die Sonne hat der Mond auf den Rückgang der Aequinoctialpunkte.

Zur Erläuterung des Rückganges der Aequinoctialpunkte hat Bohnenberger einen Apparat construirt, welcher nach ihm den Namen des „Bohnenberger'schen Maschinchens“ führt. Eine Kugel oder ein Sphäroid von Elfenbein oder noch besser von Metall ist um eine Axe ab drehbar, die in Spitzen läuft, welche in einem messingenen Ringe befestigt sind, Fig. 177 (a. S. 315). Dieser innerste Ring ist wieder um eine horizontale Axe cd (der Endpunkt d ist in unserer Figur verdeckt) innerhalb eines zweiten Ringes drehbar, welcher selbst wieder um eine verticale Axe fg innerhalb des äussersten auf einem Postamentchen befestigten Ringes gedreht werden kann. Auf diese Weise ist die Kugel sowohl wie ihre Umdrehungsaxe vollkommen frei beweglich.

Ist das Gleichgewicht der Kugel und des innersten Ringes so hergestellt, dass ihr Schwerpunkt auf die Axe cd fällt, dass also keine Kraft vorhanden ist, welche eine Drehung um die Axe cd zu bewirken strebt, so wird die Axe ab ihre Stellung im Raume unverändert beibehalten, wenn man die Kugel in rasche Rotation um diese Axe versetzt hat, wie man auch den ganzen Apparat, am Fussgestell haltend, herumtragen und drehen mag. Sobald aber ein kleines Uebergewicht bei b angebracht wird, ist jetzt eine Kraft vorhanden, welche den innersten Ring sammt der Kugel um die Axe cd zu drehen strebt, und zwar so, dass die Axe ab aufgerichtet und a dem Punkte f , b dem Punkte g genähert werden würde, wenn die Kugel nicht rotirte. Ist aber die Rotation der Kugel hinlänglich rasch, so bleibt trotz des Uebergewichtes bei b die Neigung der Axe ab gegen fg unverändert, während dagegen eine Drehung der Kugel sammt ihrer Rotationsaxe um die Axe fg stattfindet.

Es treten also hier ganz dieselben Verhältnisse ein, wie bei der Rotation der Erdaxe, nur mit dem Unterschiede, dass die Kraft, welche die Axe ab aufzurichten strebt, beim Bohnenberger'schen Apparate stets gleich stark wirkt.

Fig. 178 stellt eine veränderte Form des Bohnenberger'schen Apparates dar.

Achtes Capitel.

Ortsveränderungen der Fixsterne.

119 **Fortschreitende Bewegung einzelner Sterne am Fixsternhimmel.** Wir haben bisher den Fixsternhimmel als den unveränderlichen Hintergrund betrachtet, auf welchem wir die Bahnen der Sonne, des Mondes, der Planeten und Kometen projecirt erblicken. Zwar haben wir bereits gesehen, dass die Länge sämtlicher Gestirne in Folge des Rückganges der Aequinoctialpunkte fortwährend zunimmt, dass auch die Breite derselben in Folge der Nutation veränderlich ist; dass also weder die Erdaxe noch die Ebene der Erdbahn eine unveränderliche Lage im Weltraume haben. Bei alledem könnten aber doch wenigstens die Fixsterne unter sich eine absolut unveränderliche Stellung gegen einander haben; allein auch das ist nicht der Fall, obgleich die hierher gehörigen Verschiebungen so gering sind, dass sie erst nach Verlauf von Jahrhunderten eine namhafte Grösse erreichen, und in kürzeren Zeiträumen nur durch Beobachtungen von der äussersten Genauigkeit nachgewiesen werden können.

Halley suchte zuerst eine solche Ortsveränderung am Sirius, Arcturus und Aldebaran darzuthun, und in der That steht gegenwärtig Arcturus um $2\frac{1}{2}$ Vollmondbreiten von der Stelle entfernt, welche er zu Hipparch's Zeiten einnahm.

Seitdem man überhaupt die Sternörter genauer zu bestimmen im Stande ist, hat man eine solche langsam fortschreitende Ortsveränderung auch noch für andere Sterne nachgewiesen; zunächst geschah dieses von W. Herschel, welcher seine eigenen Beobachtungen mit denen Flamsteed's verglich, und namentlich durch Bessel's und Argelander's Vergleichung von Bradley's Sternpositionen für 1755 mit neueren Sternkatalogen.

Diejenigen Sterne, an welchen man bis jetzt die grösste eigene Bewegung beobachtet hat, sind:

	Größe	
Groombridge 1830	7	7,05'' jährlich
Lacaille 9352	7,8	6,96 "
61 Cygni	5,6	5,22 "
Lalande 21185	7	4,75 "
ϵ Indi	5,6	4,60 "
Lalande 21258	9	4,40 "
40 (0 ²) Eridani	5	4,09 "
μ Cassiopejæ	6	3,83 "
α Centauri	1	3,67 "

Nach 3000 Jahren werden ungefähr 56 Sterne sich um mehr als 1^0 von ihrer gegenwärtigen Stelle entfernt haben.

Jährliche Parallaxe der Fixsterne. Wenn die Lehre des Copernicus richtig ist, dass die Erde gleich den anderen Planeten die Sonne umkreise und dass die scheinbare Bewegung der Sonne am Himmelsgewölbe nur eine Folge der wahren Bewegung der Erde sei, so müssen auch die Fixsterne eine von der Ortsveränderung der Erde herrührende scheinbare Bewegung zeigen und dadurch ihre gegenseitigen Stellungen ändern. Diese scheinbaren Bewegungen der Fixsterne aber, welche ihrer Entstehung nach an eine jährliche Periode gebunden sein müssen, werden um so kleiner sein, je weiter die Fixsterne von uns entfernt sind.

Fig. 179.



Untersuchen wir nun zunächst, von welcher Art die scheinbare Bewegung der Fixsterne sein muss, welche durch die jährliche Bewegung der Erde erzeugt wird.

In Fig. 179 sei s ein Fixstern, $abcd$ die Erdbahn. Wenn sich die Erde gerade in a befindet, so sehen wir den Stern in a' an das Himmelsgewölbe projicirt; wenn die Erde nach b, c, d gelangt ist, so sind b', c', d' die Orte des Himmelsgewölbes, auf welche uns der Stern s projicirt erscheint.

Im Laufe eines Jahres beschreibt also der Fixstern in Folge der jährlichen Wanderung der Erde um die Sonne am Himmelsgewölbe scheinbar eine Ellipse $a'b'c'd'$, welche der Erdbahn, wie sie vom Stern s aus gesehen erscheint, vollkommen gleich ist.

Der Fixstern erreicht den nördlichsten Punkt seiner scheinbaren Bahn zur Zeit des Sommersolstitiums, den südlichsten zur Zeit des Winter-

solstitiums. Zur Zeit des Frühlingsäquinoctiums zeigt der Stern seine grösste östliche, zur Zeit des Herbstäquinoctiums seine grösste westliche Abweichung von dem mittleren Orte m , an welchem wir den Stern sehen würden, wenn wir uns auf der Sonne befänden.

Von einem Fixstern aus gesehen, erscheint die Erdbahn, die wir hier wegen ihrer geringen Excentricität als kreisförmig ansehen wollen, stets als eine Ellipse, welche um so mehr von der Kreisgestalt abweicht, je kleiner der Winkel ist, welchen eine von dem Fixstern zur Sonne gezogene Linie mit der Ebene der Erdbahn macht. Ist dieser Winkel ein rechter, steht also der fragliche Stern im Pol der Ekliptik, so wird die scheinbare Bahn, welche er im Laufe eines Jahres beschreibt, ein Kreis sein. Für jeden anderen Stern ist die scheinbare jährliche Bahn eine Ellipse, deren grosse Axe parallel mit der Ekliptik ist, und diese grosse Axe bleibt bei gleicher Entfernung des Fixsterns unverändert, wie weit er sich auch der Ebene der Ekliptik nähern mag, während die kleine Axe der Ellipse von dem Winkel abhängt, welchen die von dem Stern zur Sonne gezogene Linie mit der Ekliptik macht. Diese kleine Axe wird Null für alle Fixsterne, welche in der Ebene der Ekliptik selbst liegen.

Die halbe grosse Axe der eben besprochenen Ellipse nennt man die jährliche Parallaxe des Fixsterns. Es ist klar, dass die jährliche Parallaxe von der Entfernung der Gestirne abhängt, dass sie grösser sein muss für die näheren, kleiner für die entfernteren Fixsterne. Beträge die jährliche Parallaxe eines Fixsternes

1° ,	so wäre seine Entfernung =	57	Halbmessern der Erdbahn,
$1'$	" " " " "	=	3 438 " " "
$1''$	" " " " "	=	206 265 " " "

Als Copernicus mit seinem neuen Weltsystem auftrat, hatte man noch keine Spur einer jährlichen Parallaxe an Fixsternen wahrgenommen; ihre gegenseitige Stellung galt für absolut unveränderlich, und die Anhänger des alten Systems verfehlten nicht, diesen Umstand gegen Copernicus geltend zu machen, welcher diesen Einwürfen weiter nichts entgegenzusetzen konnte, als dass die Entfernung der Fixsterne so gross sei, dass die jährliche Parallaxe einen für den damals erreichbaren Grad der Genauigkeit astronomischer Messungen verschwindend kleinen Werth habe.

Von nun an war das eifrige Bestreben der Astronomen darauf gerichtet, die Genauigkeit der Beobachtung möglichst zu steigern, um die jährliche Parallaxe einzelner Fixsterne zu ermitteln und dadurch nicht allein die Richtigkeit des Copernicanischen Systems zu beweisen, sondern auch die Entfernung dieser Fixsterne zu bestimmen.

121 **Grösse der jährlichen Parallaxe und Entfernung der Fixsterne.** Tycho Brahe vervollkommnete die astronomischen Beobachtungsmethoden so weit, dass die von ihm gemachten Ortsbestimmungen der Fixsterne bis auf $1'$ genau sind, und doch war aus Tycho's Beobachtungen noch keine Parallaxe der Fixsterne nachzuweisen.

Der nächste Schritt in der Entwicklung astronomischer Messungen wurde nun durch die Combination von Kreistheilungen mit einem Fernrohre gemacht, welches mit einem Fadenkreuz versehen ist. Dadurch erreichten die Beobachtungen von Flamsteed und Römer eine Genauigkeit, bei welcher die Fehlergrenze auf $\frac{1}{6}$ derjenigen reducirt wurde, welche bei den Tycho'schen Beobachtungen noch vorkommen konnte.

In der That beobachtete nun Flamsteed Ortsveränderungen der Fixsterne, welche aber dem Gesetz der parallaktischen Bewegung nicht entsprachen, also von einer anderen Ursache als der jährlichen Parallaxe herrühren mussten.

Zunächst nahm dann Hooke (1669) diesen Gegenstand wieder auf. Um die geringsten Ortsveränderungen eines Fixsternes beobachten und messen zu können, stellte er ein mit einer Kreistheilung versehenes Fernrohr so auf, dass es nahezu nach dem Zenith gerichtet war und nur eine unbedeutende Drehung in der Meridianebene zuliess. Mit einer solchen Vorrichtung, deren Aufstellung unverändert blieb und welche zu keinem anderen Zwecke benutzt wurde, konnte man natürlich die Zenithdistanzen von Fixsternen, welche bei ihrer Culmination nahe durch das Zenith gehen, sehr genau beobachten und die geringsten Veränderungen in der Zenithdistanz eines und desselben Sternes wahrnehmen. So zweckmässig aber auch Hooke's Beobachtungsmethode war, so gelangte er damit doch zu keinem Resultate.

Im Jahre 1725 nahm Molyneux in Gemeinschaft mit Bradley die Hooke'sche Beobachtungsmethode mit ganz vortrefflichen Instrumenten wieder auf, mit welchen die Zenithdistanz eines Sternes bis auf 1" genau bestimmt werden konnte. Zunächst wurde der Stern γ im Kopfe des Drachen zum Gegenstande einer genauen Untersuchung gewählt.

Die Beobachtung wurde zur Zeit des Wintersolstitiums begonnen, wo der Stern der Theorie zufolge den südlichsten Punkt seiner jährlichen Bahn erreicht haben musste; statt aber nun still zu stehen und dann langsam nach Norden fortzuschreiten, ergab sich, dass der Stern noch weiter nach Süden fortschritt, und erst ein Vierteljahr später die südlichste Grenze seiner Bahn erreichte. Jetzt stand γ Draconis 20" südlicher als im Anfange der Beobachtungen; nach einem halben Jahre war die Zenithdistanz wieder dieselbe wie im December, und im September befand sich der Stern 39" nördlicher, als man ihn im März gefunden hatte.

Somit war eine bedeutende, an eine jährliche Periode gebundene Ortsveränderung des Sternes unwiderleglich nachgewiesen; allein es war nicht die gesuchte Parallaxe, sondern eine Folge der Aberration des Lichtes, welche im nächsten Buche besprochen werden soll. Durch die Aberration des Lichtes war nun, wie wir alsbald sehen werden, die Bewegung der Erde um die Sonne ebenso dargethan, wie es durch die Nachweisung der Parallaxe hätte geschehen können; allein ohne die Grösse der jährlichen Parallaxe selbst gemessen zu haben, blieb es doch unmöglich, die Entfernung der Fixsterne zu bestimmen.

Die Entdeckung der Aberration des Lichtes musste der Nachweisung einer jährlichen Parallaxe nothwendig vorausgehen; denn aus den Beobachtungen lässt sich die Parallaxe erst dann nachweisen, wenn man die Wirkungen der Aberration in Abzug bringt.

Von der Ansicht ausgehend, dass die hellsten Fixsterne uns wohl auch die nächsten sein möchten, suchte Piazzzi (1805) die Parallaxe der Wega, des Aldebaran, des Sirius und des Procyon zu ermitteln, und glaubte auch eine solche aufgefunden zu haben; doch fehlt seinen Resultaten die nöthige Sicherheit, weil die Parallaxe dieser Sterne zu klein ist, als dass sie bei der von Piazzzi angewandten Beobachtungsmethode hätte abgeleitet werden können.

Im Jahre 1838 gelang es endlich Bessel, die Parallaxe des Doppelsterne 61 Cygni, an welchem er bereits 1812 eine bedeutende eigene Bewegung nachgewiesen hatte, und von welchem sich eben deshalb vermuthen liess, dass er zu den uns näher liegenden Fixsternen gehöre, aussér Zweifel zu setzen. Bei einem wahrscheinlichen Fehler von $0,02''$ ist, nach Bessel's Messungen, die jährliche Parallaxe von 61 Cygni gleich $0,36$ Secunden.

Die Methode, durch welche Bessel zu diesem Resultate gelangte, ist von derjenigen abweichend, welche oben angedeutet wurde.

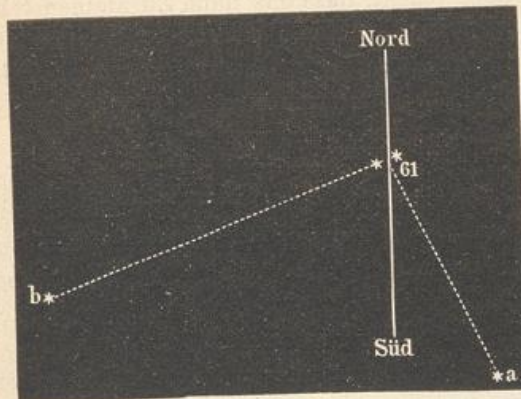
Sie bestand darin, zu verschiedenen Zeiten des Jahres den Abstand des zu prüfenden Sternes von benachbarten Sternen mit Hülfe des auf Seite 107 beschriebenen Heliometers zu messen, welche mit ihm gleichzeitig im Gesichtsfelde des Fernrohres erscheinen. Hierbei wird eine grosse Anzahl von Fehlerquellen, welche bei sogenannten absoluten Ortsbestimmungen das Resultat beeinträchtigen können, eliminirt, weil sie für beide Sterne so gut wie gleich sind. Man erhält auf diese Weise eigentlich nur die Differenz der jährlichen Parallaxe der beiden Sterne, deren Positionen man mit einander vergleicht, und nur, wenn man die Parallaxe des einen als verschwindend klein annehmen kann, die jährliche Parallaxe des anderen.

Fig. 180 stellt die gegenseitige Stellung des Doppelsterne 61 Cygni und zweier Sterne neunter bis zehnter Grösse dar, mit deren Lage Bessel die des Doppelsterne verglich. *a* ist im Mittel nur $7' 22''$, *b* nur $11' 46''$ von dem Punkte entfernt, welcher in der Mitte der beiden Sterne 61 Cygni liegt. Der Abstand dieser beiden Sterne ist in unserer Figur, der Deutlichkeit halber, doppelt so gross dargestellt, als es im Verhältniss der Entfernung der beiden Sterne *a* und *b* eigentlich sein sollte.

Bessel hat seine Beobachtungen am 16. August 1837 angefangen und bis zum 2. October 1838 fortgesetzt. In dieser Zeit sind 85 Vergleichen des Sternes 61, d. h. des Punktes, welcher in der Mitte zwischen beiden Sternchen liegt, mit dem Sterne *a* und 98 mit dem Sterne *b* gelungen. Jede derselben ist das mittlere Resultat mehrerer, gewöhnlich 16 in derselben Nacht gemachter Wiederholungen der Messung.

Aus diesen Messungen hat sich nun in der That herausgestellt, dass, auf den Stern *a* bezogen, 61 Cygni im Laufe eines Jahres eine Ellipse beschreibt, deren halbe grosse Axe $0,36''$ ist, und dass, ganz wie es die Parallaxe fordert, die Entfernung zwischen *a* und 61 Cygni zu Anfange des Jahres am kleinsten, in der Mitte am grössten ist. Betrachtet man

Fig. 180.



nun die Parallaxe von *a* als 0, so ist demnach die jährliche Parallaxe von 61 Cygni gleich $0,36''$, wie bereits oben angeführt wurde. Nach späteren Bestimmungen dürfte sie etwas grösser, und zwar im Mittel etwa $\approx 0,40''$ sein.

Durch die Vergleichung unseres Doppelsternes mit *b* ergab sich die Differenz der Parallaxe beider Sterne gleich $0,26''$, woraus denn

hervorgeht, dass höchst wahrscheinlich *b* selbst eine merkliche Parallaxe hat.

Bis jetzt hat man bereits für ungefähr 50 Sterne die jährlichen Parallaxen bestimmt; sie ist am grössten für diejenigen fünf Sterne, welche sich in der folgenden kleinen Tabelle verzeichnet finden.

	Parallaxe	Entfernung
α Centauri	$0,75''$	256 000 Erdweiten
Lal. 21 185	$0,50$	416 000 "
61 Cygni	$0,40$	512 000 "
η Herculis	$0,40$	512 000 "
Sirius	$0,39$	500 000 "

Der schöne Doppelstern α Centauri, nach dem Sirius der hellste Stern des Firmamentes, aber bei uns nicht sichtbar, ist demnach unter allen Fixsternen, deren Entfernung bisher bestimmt ist, unserem Sonnensystem am nächsten. Seine Parallaxe ist durch die von Henderson im Jahre 1832, von Maclear im Jahre 1839 und neuerdings von Gill und Elkin am Cap der guten Hoffnung angestellten Beobachtungen bestimmt worden.

Doppelsterne. Als man dahin gekommen war, das Auge für 122 den Anblick des Himmels durch Fernrohre zu schärfen, bemerkte man

bald, dass an mehreren Stellen, wo das freie Auge nur einen einfachen Stern wahrgenommen hatte, zwei oder manchmal noch mehr Sterne neben einander standen. Man nannte solche durch Fernrohre trennbare Punkte Doppelsterne.

Bis zum Jahre 1783 hatte W. Herschel bereits 450 Doppelsterne beobachtet, deren Distanz kleiner war als 32".

Anfangs war Herschel der Ansicht, dass das nahe Zusammenstehen solcher Sterne nur zufällig sei; als aber die Anzahl der beobachteten Doppelsterne immer mehr zunahm, wurde es höchst unwahrscheinlich, dass diese Doppelsterne, von unserem Standpunkte aus gesehen, nur eben zufällig nahe bei einander zu stehen schienen, und er gelangte nun zu der Ueberzeugung, dass die Mehrzahl der Doppelsterne in der That nicht bloss optisch einander nahe, sondern dass sie auch physisch in näherer Beziehung zu einander stehen. Die fortgesetzte genaue Beobachtung der Doppelsterne hat nun diese Ansicht über allen Zweifel erhoben. Gegenwärtig kennt man bereits gegen 11000 Doppelsterne, auch gibt es eine grosse Anzahl dreifache und vielfache Sterne.

Gewöhnlich ist einer der beiden Sterne viel kleiner als der andere, z. B. beim Polarsterne, wo der eine ein Stern zweiter, der andere neunter Grösse ist. Bei anderen Doppelsternen dagegen sind beide einander an Grösse nahe gleich, wie z. B. bei γ Arietis, wo beide Sterne vierter Grösse sind. Castor besteht aus einem Stern zweiter und einem Stern dritter Grösse. Der Doppelstern γ Leonis wird durch einen Stern zweiter und einen Stern dritter Grösse gebildet; γ Virginis besteht aus zwei Sternen dritter Grösse u. s. w.

Die Doppelsterne sind ein gutes Prüfungsmittel für Fernrohre.

Den Stern Mizar, im Schweif des grossen Bären, kann ein scharfes Auge bei sehr reiner Luft schon ohne alle Bewaffnung als einen doppelten erkennen, d. h. dicht bei dem Hauptsterne erblickt man einen kleineren, welcher Alkor oder das Reiterchen genannt wird. Schon durch ein Theaterfernrohr erblickt man Mizar und Alkor ziemlich weit getrennt, während durch Fernrohre von 50- bis 70facher Vergrösserung beide Sterne schon so weit von einander getrennt erscheinen, dass man nicht mehr versucht ist, sie als zusammengehörig anzusehen. Durch ein solches Fernrohr erkennt man aber nun den Hauptstern Mizar selbst als einen wahren Doppelstern. Um den Doppelstern γ Andromedae oder α der Jagdhunde aufzulösen, ist schon ein gutes zweifüssiges Fernrohr von 50- bis 70facher Vergrösserung nöthig. Ein vierfüssiges Fernrohr von 100- bis 120facher Vergrösserung löst Castor und den Polarstern auf. Um aber die beiden Sterne von γ Virginis und β Orionis getrennt zu sehen, muss man schon sehr gute Instrumente in Anwendung bringen.

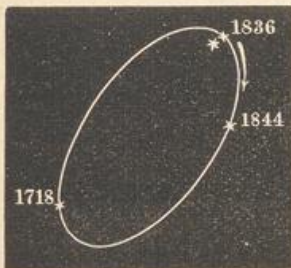
Wenn die Doppelsterne wirklich physische Doppelsterne sind, so werden sie auch eine gegenseitige Wirkung auf einander ausüben, sie werden ein System bilden und um einen gemeinschaftlichen Schwerpunkt kreisen; die Folge einer solchen Bewegung wird aber die sein,

dass nicht allein die Richtungslinie, welche die beiden Sterne verbindet, ihre Lage am Himmel ändert, sondern dass auch die scheinbare Entfernung derselben variirt. Bei vielen Doppelsternen hat man nun eine solche Stellungsveränderung mit voller Gewissheit nachgewiesen.

Castor wurde seit 1729 als Doppelstern beobachtet und seit jener Zeit hat der Begleiter bereits 100° in seiner scheinbaren Bahn um den Hauptstern zurückgelegt.

Bradley erkannte bereits im Jahre 1718 γ Virginis als Doppelstern; damals betrug der Abstand der beiden Sterne $7''$. Anfangs 1836 war

Fig. 181.



ihre Entfernung so klein, dass sie wie ein einfacher Stern erschienen; seitdem ist aber ihr Abstand wieder gewachsen; dabei drehte sich die Richtungslinie, welche die beiden Sterne verbindet, von Südwest durch West, Nord u. s. w. seit der ersten Beobachtung um mehr als 300° . Nimmt man den einen als fest an, so ist die Bahn, welche der andere um ihn beschreibt, eine Ellipse, wie es Fig. 181 darstellt. Es sind in dieser Figur auch die Stellen bezeichnet, welche der bei der ersten

Beobachtung südwestlich stehende Stern zu Anfang des Jahres 1836 und 1844 einnahm, wenn man den anderen zum Ausgangspunkte der Ortsbestimmung macht. Im Jahre 1838 war der Abstand der beiden Sterne bereits wieder $1''$. Da jetzt die Entfernung der beiden Sterne noch weiter gewachsen ist, so ist dieser Doppelstern auch wieder leichter aufzulösen als zu Anfang der 40er Jahre. Die Umlaufszeit dieses Doppelsternes beträgt 185 Jahre; im Jahre 1903 wird also die gegenseitige Stellung dieselbe sein, wie zu Bradley's Zeit.

Folgende Tabelle enthält einige bereits bestimmte Umlaufzeiten von Doppelsternen:

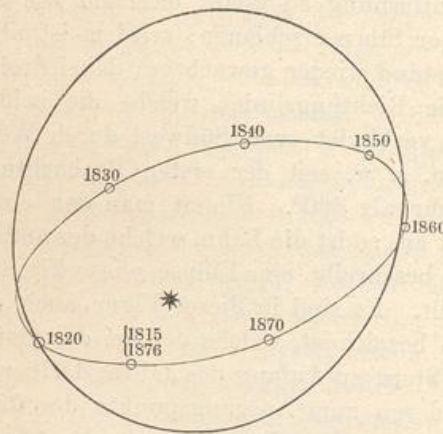
42 Com. Berenices	26 Jahre
ζ Herculis	34 "
η Coronae	42 "
Sirius	49 "
ξ Ursae majoris	61 "
α Centauri	88 "
γ Coronae	96 "
ξ Bootis	127 "
γ Virginis	185 "
δ Cygni	415 "
61 Cygni	783 "
Castor	1000 "

Die Bahnen der Doppelsterne würden uns dann in ihrer wahren Gestalt, also unverkürzt erscheinen, wenn die von ihnen zur Erde gezogene Linie rechtwinklig auf der Bahnebene stände; dies ist aber fast

nie der Fall, und deshalb sehen wir die Doppelsternbahnen fast immer verkürzt. So zeigt Fig. 182 die scheinbare, mehr excentrische und die aus derselben abgeleitete wahre, mehr kreisförmige Bahn des Doppelsternes ξ Ursae majoris, dessen Umlaufszeit 61 Jahre beträgt.

Die Zahl der Doppelsterne, deren Bahnelemente bis jetzt ermittelt worden sind, beträgt etwa 40. An vielen anderen hat man zwar gegenseitige Verrückungen wahrgenommen, doch reichen die Beobachtungen nicht hin, um mit einiger Sicherheit Umlaufszeit und Gestalt der Bahnen

Fig. 182.



daraus abzuleiten. Bei anderen hat man endlich noch gar keine Stellungsänderung bemerkt, und manche von diesen sind wahrscheinlich nur optische, nicht physische Doppelsterne.

Eine genauere Untersuchung der Doppelsternbahnen zeigt, dass sie vollkommen den beiden ersten Kepler'schen Gesetzen entsprechen, dass also in den entferntesten Himmelsräumen, so weit unsere Blicke nur mit Hülfe der besten Fernrohre vorzu-

dringen vermögen, die allgemeine Massenanziehung ganz in derselben Weise die Bewegungen der Himmelskörper beherrscht, wie dies in unserem Planetensystem der Fall ist.

Ohne Zweifel sind alle Fixsterne selbst leuchtende Weltkörper, wie unsere Sonne, und um sie kreisen wohl Planeten, welche von ihnen Licht und Wärme empfangen, wie wir von der Sonne. Auch die Doppelsterne bilden solche Systeme, welche sich aber von unserem Planetensysteme, in welchem sich nur ein Centrankörper von weitaus überwiegender Masse befindet, dadurch unterscheiden, dass sie zwei Sonnen enthalten, welche selbst um einen gemeinschaftlichen Schwerpunkt kreisen.

123 Fortschreiten unseres ganzen Planetensystems im Weltraume. Die eigenen Bewegungen der Fixsterne, welche im ersten Paragraphen dieses Capitel besprochen wurden, finden nach den verschiedensten Richtungen statt, aber doch zeigt sich, dass die Bewegung nach einer bestimmten Richtung hin entschieden vorherrschend ist, so dass sich die meisten Fixsterne, an denen man eine solche fortschreitende Bewegung wahrgenommen hat, scheinbar einem bestimmten Punkte des Himmels nähern; am wahrscheinlichsten ist es nun, dass diese den verschiedenen Fixsternen gemeinsame Bewegung von einer in entgegengesetzter Richtung stattfindenden Bewegung unserer Sonne herrührt. Nach W. Herschel's Bestimmungen liegt der Punkt, gegen welchen

sich unsere Sonne sammt allen sie umkreisenden Planeten und Kometen hinbewegt, nahe beim Sternbilde des Hercules ($260^{\circ} 44'$ Rectascension, $26^{\circ} 16'$ nördliche Declination), womit die Bestimmungen von Argelander, Gauss, Struve und Anderen nahezu übereinstimmen. Galloway versuchte es, den Punkt des Himmels, gegen welchen sich unser Sonnensystem hinbewegt, nur aus der eigenen Bewegung von Fixsternen der südlichen Hemisphäre abzuleiten, und gelangte ebenfalls zu einem Resultate, welches sehr nahe mit dem aus nördlichen Sternen berechneten übereinstimmt (260° Rectascension, $34^{\circ} 23'$ nördliche Declination).

Es ist nun nicht wahrscheinlich, dass die Sonne zu allen Zeiten in gerader Linie sich im Raume fortbewegt, wie es nach dem Gesetze der Trägheit der Fall sein müsste, wenn keine anziehenden Kräfte auf die Sonne wirkten. Wenngleich die Fixsterne sich in überaus grosser Entfernung von uns befinden, so wird ihre Anziehung auf das Sonnensystem doch nicht völlig gleich Null sein, und die Folge davon wird sein, dass die Bahn der Sonne eine krumme Linie ist, die sich allerdings, wenigstens so lange die Sonne sich nicht irgend welchen Fixsternen bedeutend mehr nähert, von der geraden Linie äusserst wenig unterscheidet. Die Gestalt dieser Linie kennen wir aber nicht, da uns die anziehenden Kräfte der Fixsterne ihrer Grösse nach nicht bekannt sind. Die Annahme, welche früher gemacht, und namentlich von Mädler verfochten wurde, dass die Sonnenbahn nahezu kreisförmig sei, ist eine völlig willkürliche und haltlose, und es ist seit langer Zeit nachgewiesen, dass die Mädler'sche Hypothese auf durchaus unstatthaften Voraussetzungen und Schlüssen beruhte. Vorläufig können wir nur sagen, dass keine Thatsachen bekannt sind, aus denen man für die jetzige Zeit auf eine Abweichung der Sonnenbahn von einer geraden Linie schliessen könnte.

