



UNIVERSITÄTS-
BIBLIOTHEK
PADERBORN

Joh. Müller's Lehrbuch der kosmischen Physik

Müller, Johann Heinrich Jacob

Braunschweig, 1894

Viertes Capitel. Die Planeten.

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

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 blosssem 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 10¹/₂ 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

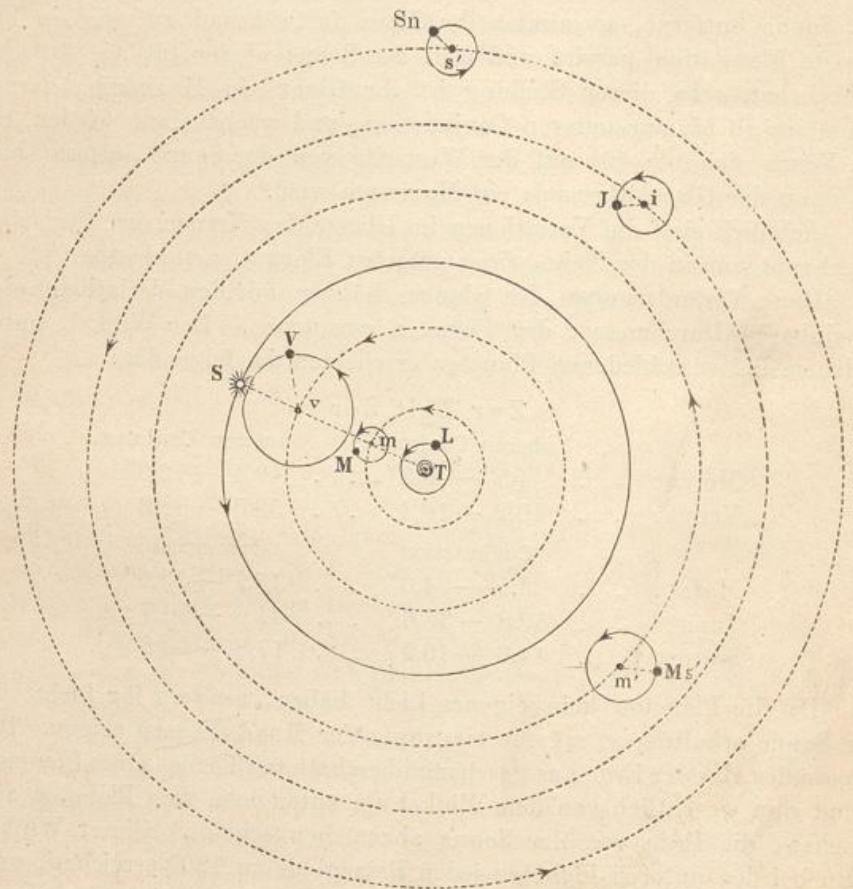
Phasen wie der Mond. In der Nähe der oberen Conjunction erscheint die Venus als volle Scheibe, zur Zeit der grössten Elongation ist sie ungefähr halb voll, und je mehr sie sich der unteren Conjunction nähert, desto mehr wird sie sichelförmig, während zugleich ihr Durchmesser wächst, wie dies Fig. 2 auf 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.

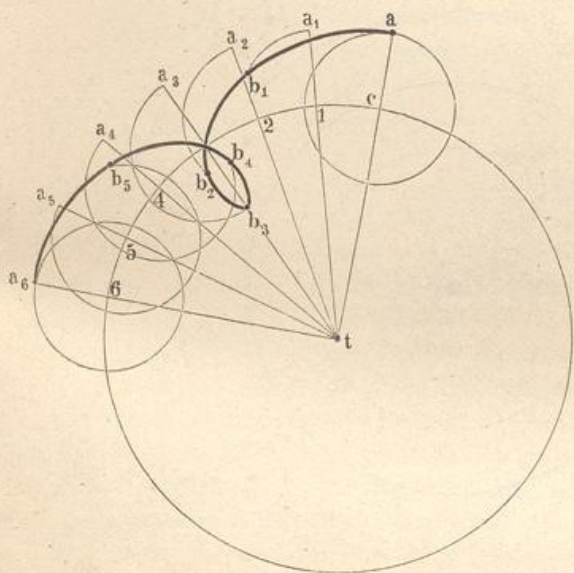
Diese erste Ungleichheit suchte man, wie bei der Sonne, durch die Annahme des excentrischen Kreises zu erklären.

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.

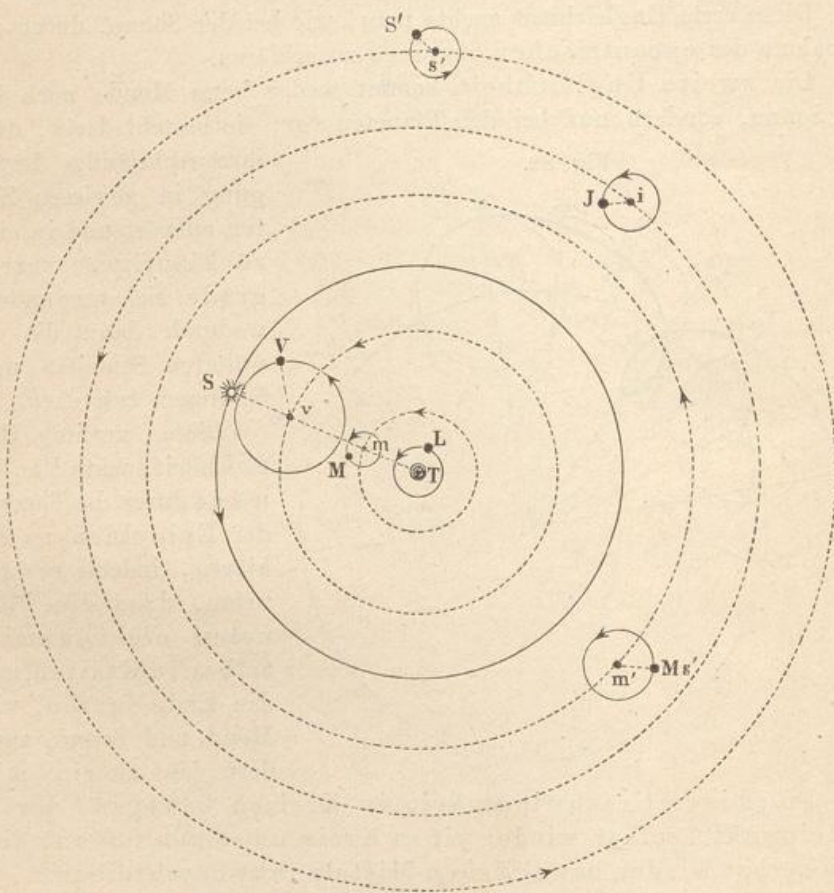
Diese in der That ganz sinnreiche Theorie erklärt der Art nach alle die sonderbaren Unregelmässigkeiten, welche wir bereits kennen lernten. Die Fig. 82 soll das Wesen dieser epicyklischen Bewegung anschaulich machen. Der Körper a bewege sich in einem Kreise, dessen Radius ca ist und dessen Mittelpunkt 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.



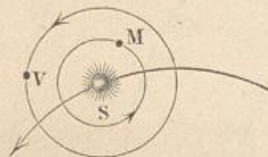
Man sieht wohl ein, dass sich auf diese Weise nicht allein der Stillstand und die rückläufige Bewegung der Planeten im Allgemeinen, sondern auch die eigenthümliche Gestalt der scheinbaren Planetenbahnen recht gut erklären lassen, wenn man bedenkt, dass man die Epicykloide von einem Standpunkte aus betrachtet, 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

mit gleichförmiger Geschwindigkeit in den entsprechenden punktirten Kreisen fortschreiten.

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.

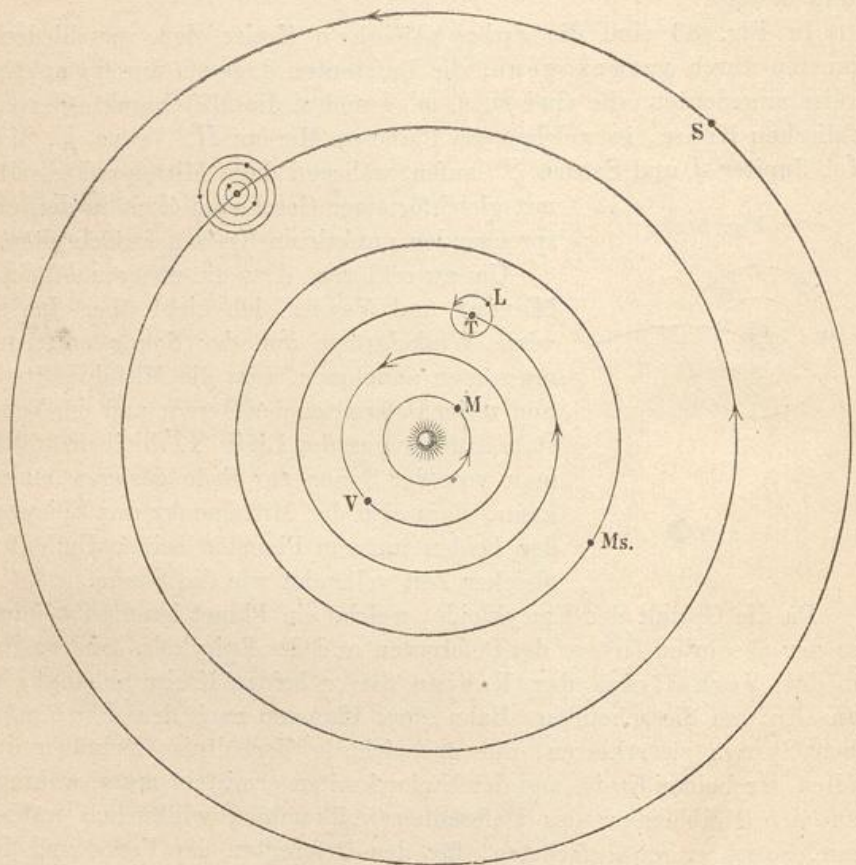
Da die Gestalt der Epicykloide, welche ein Planet beschreibt, nicht von der absoluten Grösse des Deferenten und des Epicykels, sondern nur von dem Verhältniss der Radien dieser beiden Kreise abhängt, da man also, um die scheinbare Bahn eines Planeten nach dem Ptolemäischen System zu erklären, nur das richtige Verhältniss zwischen den Radien der beiden Kreise und den Umlaufszeiten 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.

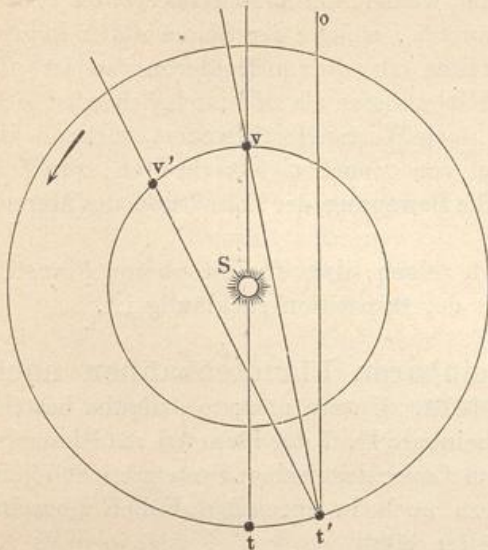
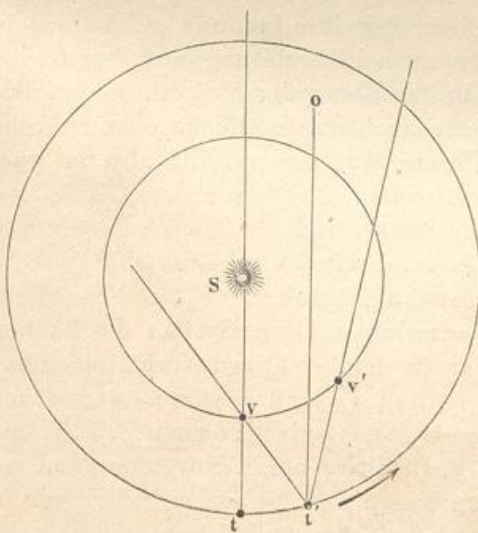


Fig. 87.



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 projectirt 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 ^o
„ 5. September	196 ^o
„ 7. October	187 ^o
„ 8. November	185 ^o
„ 2. December	203 ^o

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 ergibt 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 ergibt 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 ergibt sich in der That der scheinbare Lauf der Venus im angegebenen Zeitraum so, wie er Tab. 4 verzeichnet ist.

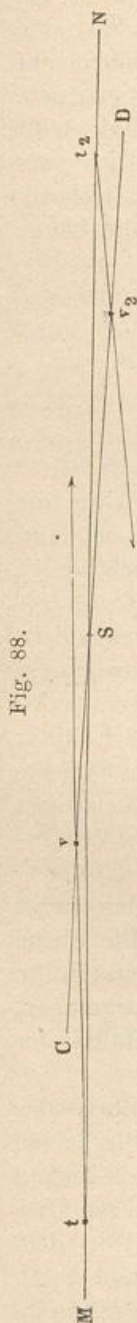


Fig. 88.

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

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 Umlaufzeit;
- 3) die Neigung der Bahn;
- 4) die Länge des aufsteigenden Knotens;
- 5) die heliocentrische Länge des Planeten zu einer bestimmten Epoche.

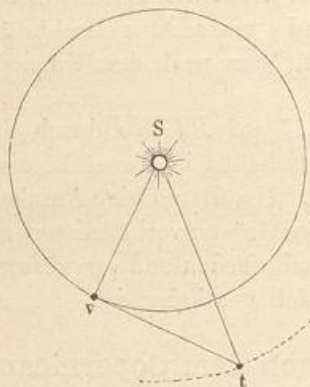
Diese fünf Elemente sind für die sechs älteren Planeten folgende:

	Mittlerer Abstand von der Sonne	Siderische Umlaufzeit	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.

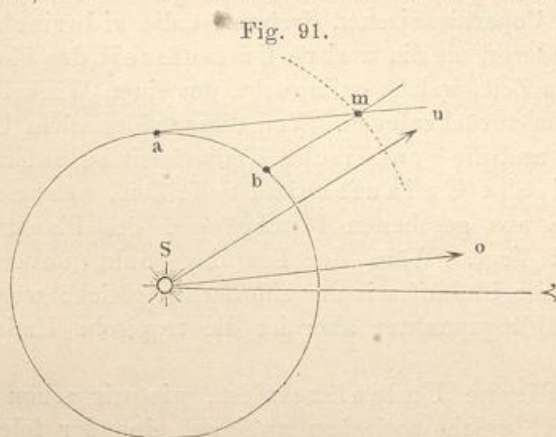
In Fig. 90 sei *S* die Sonne, der ganze ausgezogene Kreis die Bahn der Venus, der punktirte Bogen ein Stück der Erdbahn. Für die Zeit nun, in welcher uns der Winkelabstand der Venus von der Sonne ein Maximum wird, ist eine von der Erde zur Venus gezogene Linie *tv* eine Tangente der Venusbahn, es steht 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



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 epicyklischen 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

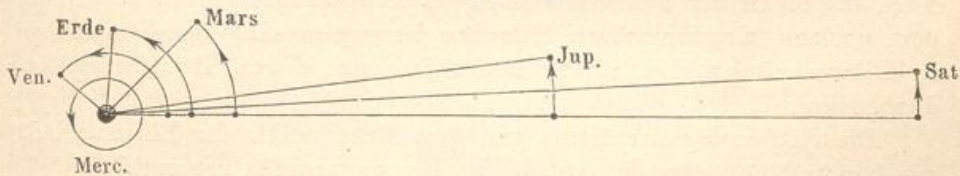
	die Umlaufszeit	
	siderische	synodische
Mercur	0,24 Jahre	0,31 Jahre
Venus	0,61 „	1,60 „
Mars	1,88 „	2,13 „
Jupiter	11,87 „	1,09 „
Saturn	29,47 „	1,03 „

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 blossem 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 Hilfe 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 $\frac{1}{5\ 310\ 000}$, der-

selbe 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 45³/₄ 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.

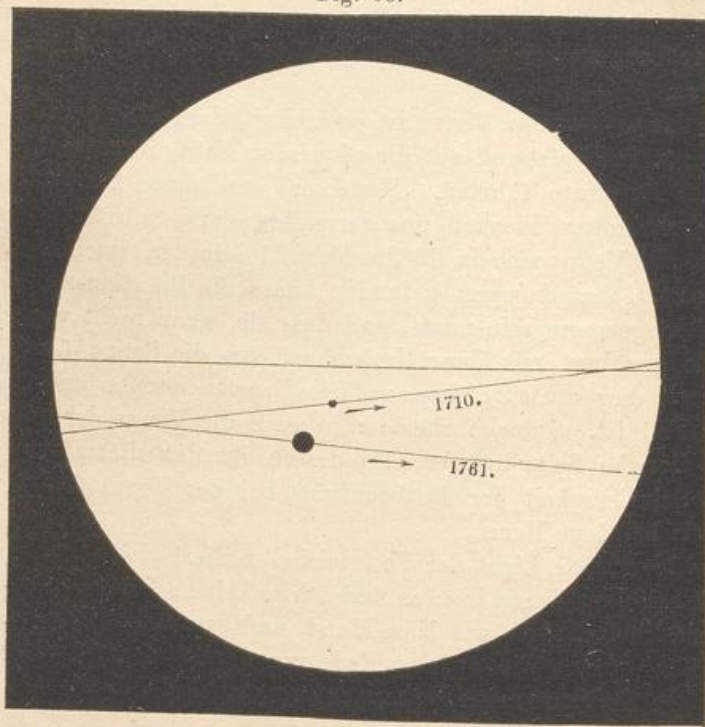
Der scheinbare Durchmesser der Venus beträgt zur Zeit ihrer unteren Conjunction ungefähr $64''$.

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,

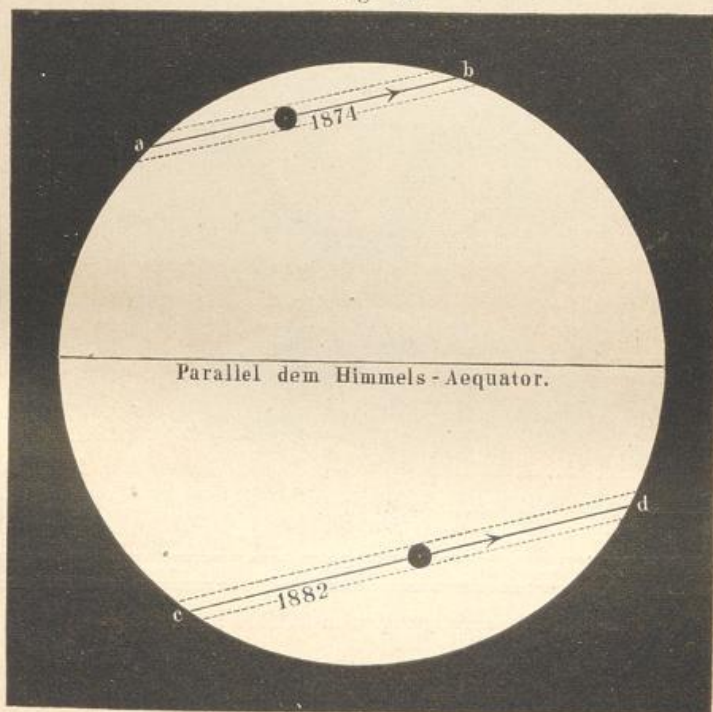
scharf begrenzten runden Fleck von mehr als 1' Durchmesser vor der Sonnenscheibe vorübergehen. Fig. 93 stellt den Venusdurchgang von 1761 und den Mercursdurchgang von 1710 dar.

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:

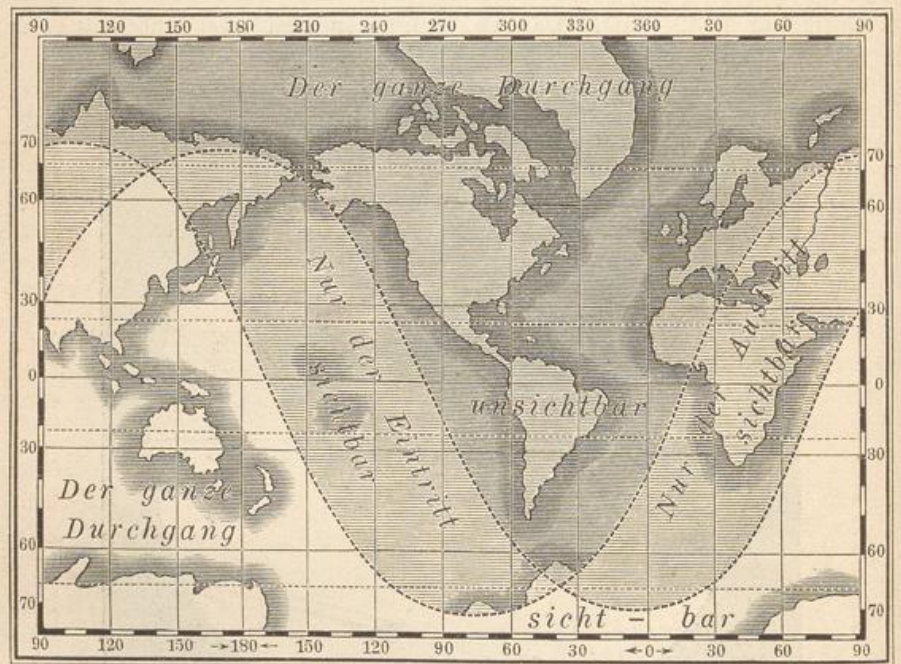
Am	7. Juni	2004,
„	5. Juni	2012,
„	10. December	2117,
„	8. December	2125.

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.

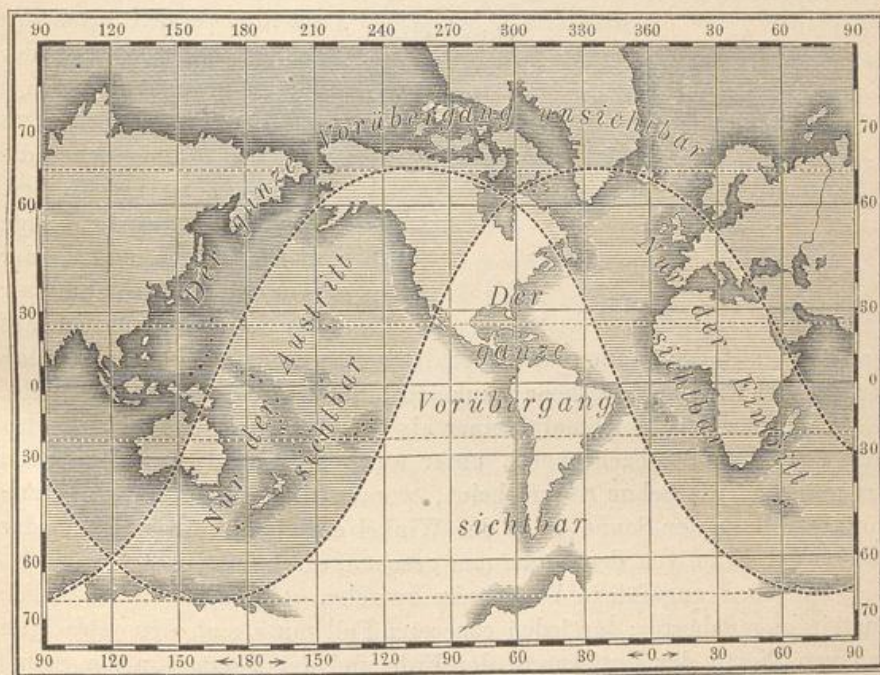
Der Venusdurchgang vom Jahre 1882 war in seinem ganzen Verlaufe in dem östlichen Theile von Nordamerika, sowie ganz Central- und Südamerika sichtbar. Der Eintritt konnte ferner in dem westlichen Theile von Europa, ganz Afrika und dem südlichen Grönland, und der

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

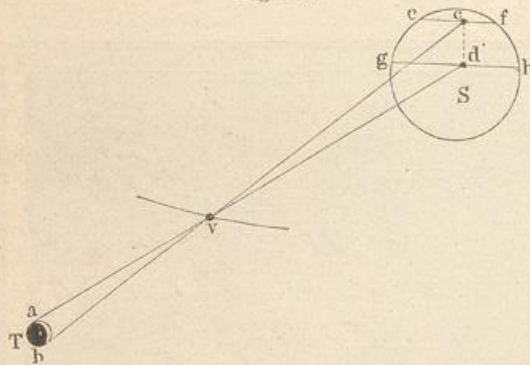
der Abstand der Venus von der Erde zur Zeit der unteren Conjunction 0,277; wir haben also:

$$ab : cd = 0,277 : 0,723, \text{ und daraus ergibt sich:} \\ cd = 2,6 ab.$$

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 blossen 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.

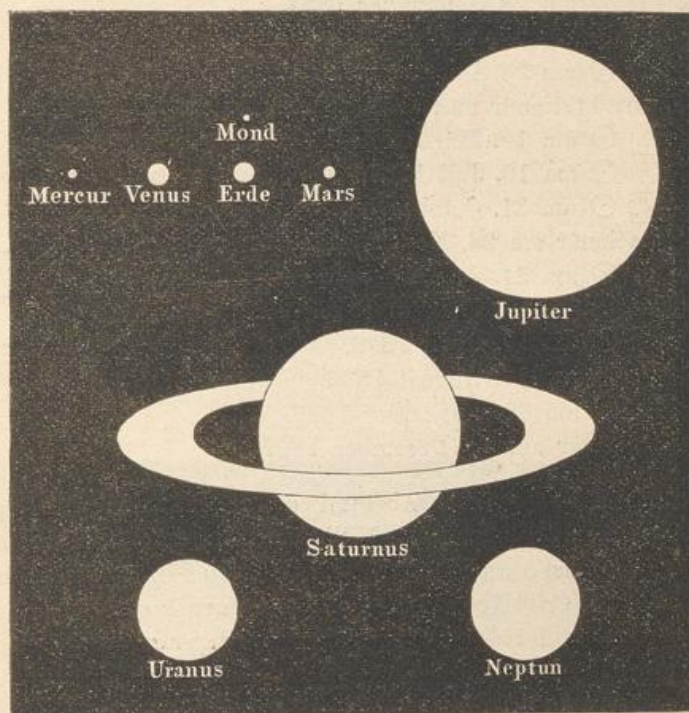
Jupiter ist unter allen Planeten der grösste; sein Grössenverhältniss zur Sonne ist bereits durch Fig. 77 auf Seite 125 anschaulich gemacht worden; in gleicher Weise dient Fig. 98 dazu, das Grössenverhältniss des Jupiter zu den übrigen Planeten zu versinnlichen. Man sieht aus dieser Figur, dass der Grösse 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 $4 \square \odot$; 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 blossen Auge ist diese merkwürdige Erscheinung nicht wahrnehmbar, und die ersten Astronomen, welche den Saturn durch Fernrohre

Fig. 99.

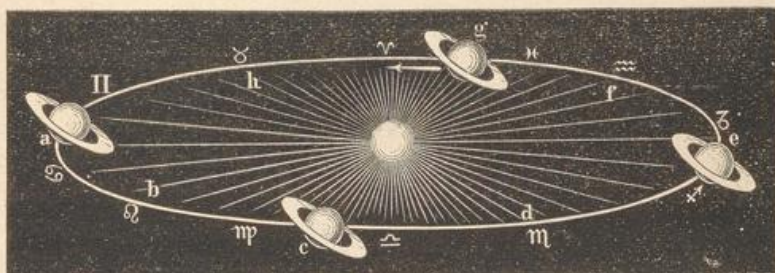


beobachteten, konnten über das wahre Wesen derselben noch nicht ins Reine kommen. Fig. 99 stellt die Abbildung dar, welche Galiläi vom Saturn gab und der ihn *tergeminum* oder *tricorporeum* nannte.

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.

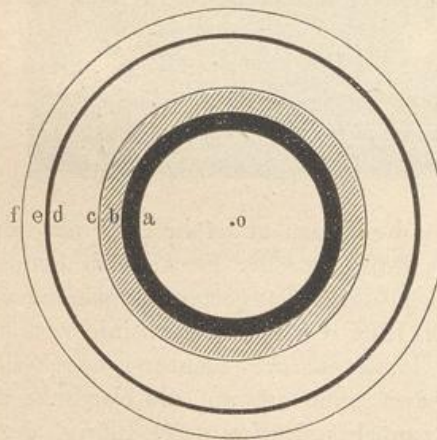
Die Erde steht der Sonne im Verhältniss zum Halbmesser der Saturnsbahn so nahe, dass von ihr aus der Saturnsring fast ebenso gesehen wird, wie er von der Sonne aus gesehen erscheint.

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

Fig. 101.



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.

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,
- ♄ 2 ☉ am 11. Juli,
- ♄ ☽ ☉ am 21. October,
- ♄ 1 ☉ am 21. Januar 1895,
- ♄ stationär am 15. Februar (R. A. $14^{\text{h}} 23^{\text{m}}$, Decl. $11^{\circ} 31' \text{ s}$),
- ♄ ☽ ☉ am 24. April,
- ♄ stationär am 5. Juli (R. A. $13^{\text{h}} 57^{\text{m}}$, Decl. $9^{\circ} 19' \text{ s}$),
- ♄ 2 ☉ am 24. Juli,
- ♄ ☽ ☉ am 2. November,
- ♄ 1 ☉ am 14. Februar 1896,
- ♄ stationär am 27. Februar (R. A. $15^{\text{h}} 9^{\text{m}}$, Decl. $15^{\circ} 11' \text{ s}$),
- ♄ ☽ ☉ am 5. Mai,
- ♄ stationär am 16. Juli (R. A. $14^{\text{h}} 43^{\text{m}}$, Decl. $13^{\circ} 21' \text{ s}$),
- ♄ 2 ☉ am 4. August,
- ♄ ☽ ☉ am 13. November.

Uranus. Wir haben bis jetzt nur diejenigen Planeten betrachtet, 64 welche mit blosserem 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 $43^{\circ} 17' 30''$.

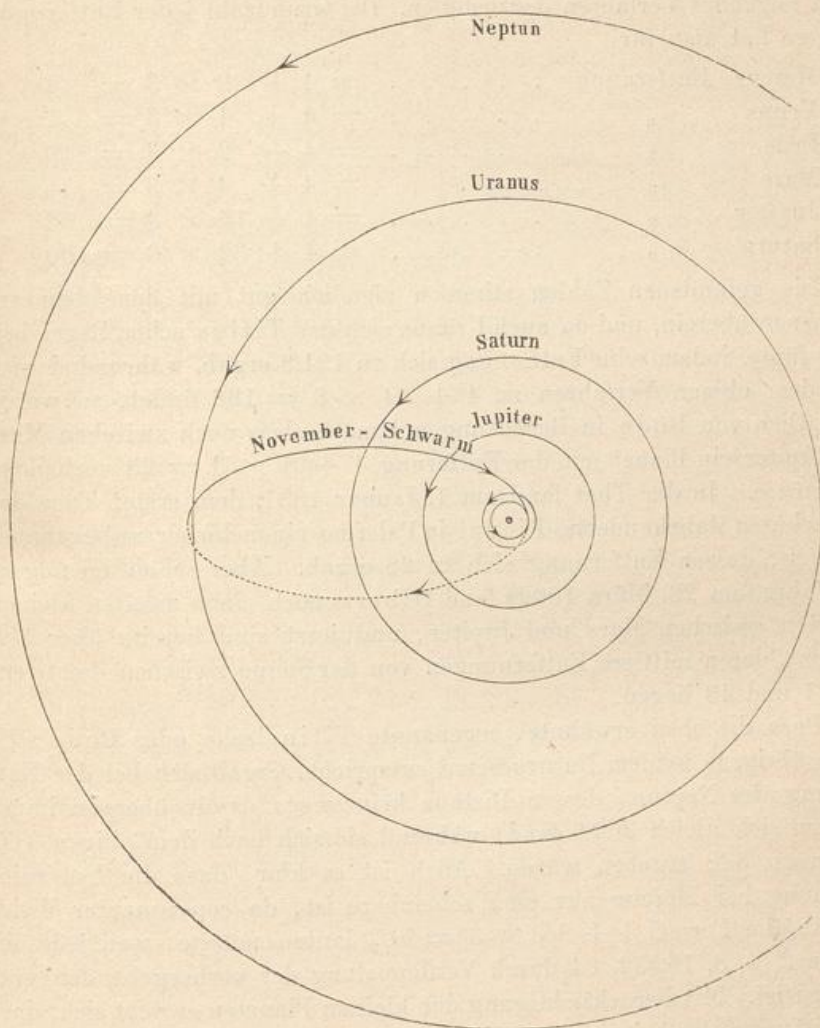
Neptun erscheint ungefähr wie ein Stern achter Grösse; in jedem Jahre rückt er am Himmel nicht ganz um 2° voran. Sein scheinbarer Durchmesser ist ungefähr 2,5''; demnach wäre sein wahrer Durchmesser ungefähr 62 000 Kilometer, während sein Abstand von der Sonne 4487 Millionen Kilometer beträgt. Seine 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 zehn, 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. Vibilia. | 188. Menippe. |
| 57. Mnemosyne. | 100. Hekate. | 145. Adeona. | 189. Phthia. |

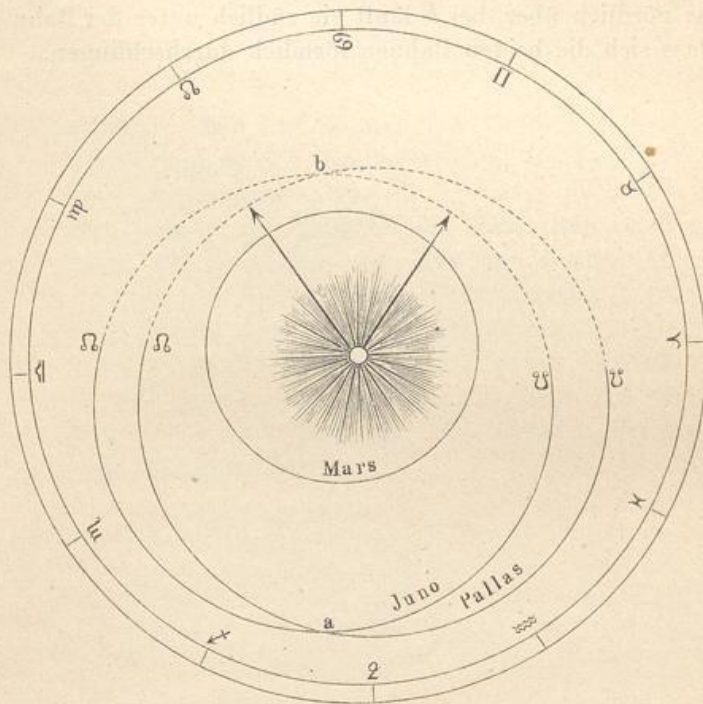
190. Ismene.	231. Vindobona.	272. Antonia.	313. Chaldaea.
191. Kolga.	232. Russia.	273. Atropos.	314. Rosalia.
192. Nausikaa.	233. Asterope.	274. Philagoria.	315. Constantia.
193. Ambrosia.	234. Barbara.	275. Sapiencia.	316. Goberta.
194. Prokne.	235. Carolina.	276. Adelheid.	317. Roxane.
195. Eurykleia.	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.