



UNIVERSITÄTS-  
BIBLIOTHEK  
PADERBORN

# **Joh. Müller's Lehrbuch der kosmischen Physik**

**Müller, Johann Heinrich Jacob**

**Braunschweig, 1894**

Erstes Capitel. Das Licht der Himmelskörper und seine Verbreitung im  
Weltraume.

---

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

Erstes Capitel.

Das Licht der Himmelskörper und seine Verbreitung  
im Weltraume.

**Sonnenflecken.** Wenn man die Sonne durch ein Fernrohr 124  
betrachtet, wobei man aber ihres starken Glanzes wegen ein sehr dunkel-  
farbiges Glas (Blendglas, Sonnenglas) vor das Ocular bringen muss,  
so bemerkt man auf ihrer Oberfläche bald mehr,  
bald weniger dunkle Flecken, ungefähr in der  
Art, wie es Fig. 183 und Tab. XXVI des Atlas  
zeigt.



Die Rotation der Sonne um ihre Axe, von der bereits im dritten Capitel des ersten Bandes die Rede war, scheint zuerst von Fabricius im Jahre 1610 und bald darauf von Scheiner im Jahre 1611 bemerkt zu sein. Beide bemerkten nämlich eine Bewegung der Sonnenflecken in der Richtung von Ost nach West, woraus folgt, dass die Drehung der Sonne in derselben Richtung wie die der Erde stattfindet. Scheiner suchte aus der Bewegung der Sonnenflecken die Rotationszeit der Sonne abzuleiten, er fand indessen, dass sich dieselbe verschieden ergab, je nach der heliocentrischen Breite der Flecken, welche er zu der Bestimmung benutzte. Neuere Beobachtungen haben diese Erscheinung bestätigt, durch die es schwierig wird, die wahre Rotationszeit der Sonne zu ermitteln. Nämlich die Sonnenflecken, welche sich in der Nähe des Sonnenäquators befinden, ergeben eine Rotationszeit von 25,1 Tagen, dagegen solche in  $30^{\circ}$  Breite eine von 26,5 Tagen. Die Ermittlung wird noch dadurch sehr erschwert, dass manche Flecken eine sehr merkliche Eigenbewegung haben. Aus diesem Allen geht hervor, dass auf der Sonnenoberfläche starke Strömungen stattfinden, und wir können eigentlich nur sagen, dass die Sonne sich in einer Zeit um ihre Axe bewegt, welche zwischen 25 und 27 Tagen beträgt.

Die Zahl der Sonnenflecken wechselt sehr bedeutend. In manchen Jahren giebt es sehr viele, in anderen äusserst wenige, und genaue Untersuchungen, welche namentlich von R. Wolf in Zürich mit grosser Ausdauer ausgeführt sind, haben gezeigt, dass eine deutliche Periodicität von ungefähr 11 Jahren stattfindet, deren Ursache allerdings noch nicht bekannt ist.

Man hat vermuthet, dass die grössere oder geringere Häufigkeit der Sonnenflecken einen Einfluss auf unsere Witterungsverhältnisse ausüben müsse, dass fleckenreichere Jahre kühler sein müssten; die Erfahrung scheint eine solche Annahme nicht zu bestätigen, dagegen findet ein auffallender Zusammenhang zwischen den Sonnenflecken und den magnetischen Variationen statt, indem sich die magnetischen Variationen am stärksten zeigen, wenn zahlreiche Sonnenflecken vorhanden sind, während das Minimum der Sonnenflecken auch mit dem Minimum der magnetischen Variationen zusammenfällt.

Die Sonnenflecken wurden zum ersten Male von Johann Fabricius im Jahre 1610 beobachtet; Galilei entdeckte sie im Jahre 1612. Scheiner wandte zu ihrer Beobachtung zuerst die bereits von Apian empfohlenen Blendgläser an, deren Nichtgebrauch wohl vorzugsweise Galilei's Erblindung veranlasste.

**125 Die physische Beschaffenheit der Sonnenflecken.** Bei genauerer Betrachtung der Sonnenflecken erkennt man, dass der dunkle Kern derselben gleichsam mit einem Halbschatten umgeben ist, welcher den Namen der *Penumbra* führt.

Die Contouren des Kerns sowohl wie der *Penumbra* sind unregelmässig gestaltet und meist liegen mehrere Kerne in einer gemeinschaftlichen *Penumbra*, wie Fig. 184 zeigt, welche eine getreue Darstellung wirklich beobachteter Sonnenflecken ist. Die Kerne sind übrigens keineswegs ganz dunkel, sie erscheinen nur so in Folge des Contrastes. Langley hat durch photometrische Untersuchungen gefunden, dass ein Kernfleck doch immer noch 500 mal so viel Licht ausstrahlt, als eine gleich grosse Fläche des Vollmondes.

Die *Penumbra* der Sonnenflecken kann man bereits mit einem kleineren Fernrohre erkennen; ferner sieht man mit einem solchen die sogenannten Sonnenfackeln, d. h. besonders hell leuchtende Flecken und Ädern, welche sich vielfach in der Nähe der Sonnenflecken und besonders am Rande der Sonne befinden. Im Uebrigen erscheint die Oberfläche der Sonne von gleichförmigem Aussehen.

Richten wir aber ein kräftiges Fernrohr auf die Sonne, so finden wir, dass dieses gleichförmige Aussehen in Wirklichkeit nicht vorhanden, sondern dass die ganze Oberfläche in eigenthümlicher Weise granulirt ist. Man hat diese Granulation mit Reiskörnern verglichen, welche in einer Flüssigkeit schwimmen. Die einzelnen Knötchen oder Körner zeigen sich bei genauer Betrachtung noch wieder zusammengesetzt aus

vielen kleinen Lichtpunkten, deren Durchmesser etwa  $\frac{1}{3}$ " beträgt, was einer räumlichen Ausdehnung im Betrage von 200 km nahezu gleichkommt. In manchen Gegenden der Sonnenoberfläche tritt diese Granulation mit grosser Schärfe, in anderen mehr verwaschen auf, auch kommen vielfache und rasche Aenderungen in der Form und Grösse vor.

In dem Hofe der Flecken macht diese Granulation den Eindruck, als wären (nach Nasmyth's Vergleich) leuchtende Weidenblätter ausgestreut, wie man dies in Fig. 185 und Fig. 186 (a. f. S.) erkennt, welche nach Secchi's Zeichnungen Sonnenflecken darstellen, welche er

Fig. 184.



sorgfältig beobachtet hat. Bisweilen ist das Innere der Flecken mit einem rosenrothen Schleier durchzogen, wie Fig. 187 und Fig. 188 (a. S. 335) zeigen. Bisweilen zeigen die grösseren Flecken in ihrem Inneren eine drehende oder wirbelnde Bewegung, wie dies z. B. bei einem am 5. Mai 1854 von Secchi beobachteten Fleck, Fig. 189 (a. S. 336), der Fall war, dessen spiralförmige Windungen nach zwei Stunden vollständig verschwanden.

Wilson hat zuerst die Beobachtung gemacht, dass die Penumbra der Sonnenflecken beim Fortrücken gegen den westlichen Sonnenrand auf der Ostseite des Fleckens rascher verschwindet, dass hier der Kern schärfer begrenzt erscheint, als auf der Westseite, wie dies durch Fig. 190 (a. S. 336) erläutert wird, welche die scheinbaren Veränderungen darstellt,

Fig. 185.

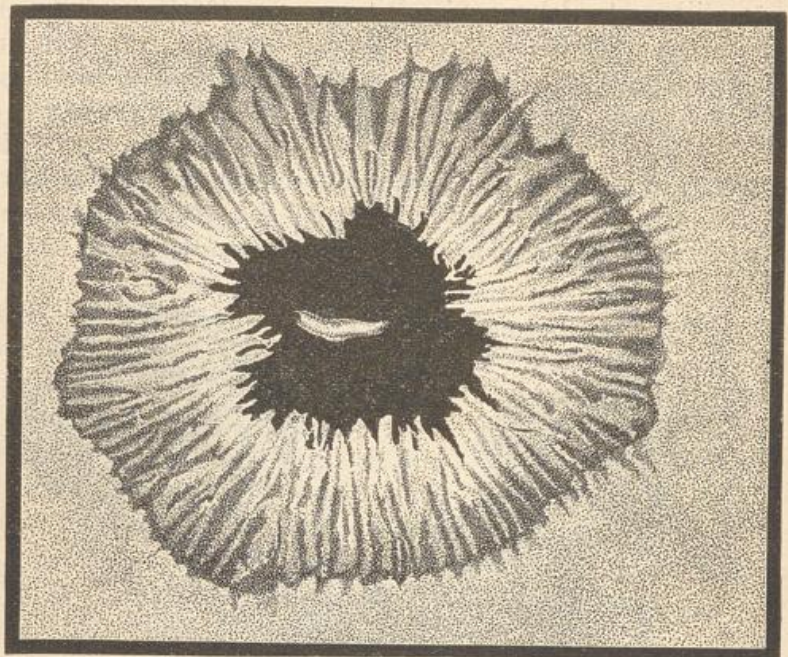


Fig. 186.



welche ein Sonnenfleck durch sein Vorrücken gegen den Westrand der Sonne erleidet, bei 3 und 4 ist bereits der Ostrand der Penumbra, bei 5 ist der Kern des Fleckes selbst verschwunden. Auf diese Erscheinung

Fig. 187.

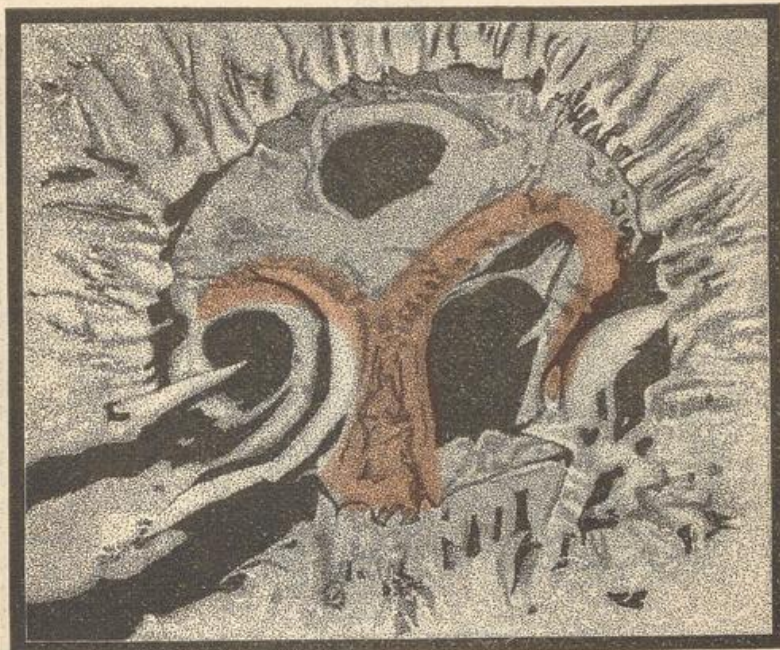


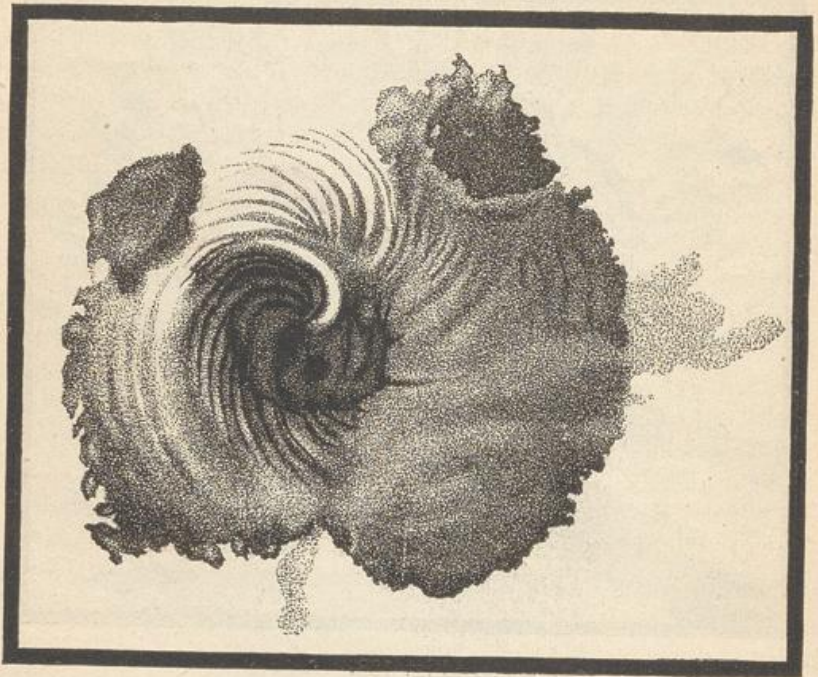
Fig. 188.



gründete Herschel die folgende, auch von Arago vertretene Hypothese über die Constitution der Sonne.

Der eigentliche Kern der Sonne sei eine dunkle Kugel, welche ringsum von einer Gasatmosphäre umgeben ist. In dieser Atmosphäre

Fig. 189.



schweben nun zwei wolkenartige Schichten, von denen die äussere, stark leuchtende die Photosphäre genannt wird. Die innere Wolkenschicht dagegen ist entweder nur schwach leuchtend oder vielleicht auch nur durch die äussere erleuchtet.

Fig. 190.



Es erscheinen nun Sonnenflecken, so oft die Photosphäre und die untere Wolkenschicht durch irgend eine unbekannte Ursache durchbrochen werden und man durch eine grössere Oeffnung in der Photosphäre und eine kleinere der unteren Wolkenschicht auf den dunklen Kern der Sonne hinabsehen kann.

Diese Vorstellung von der Beschaffenheit der Sonne steht aber im Widerspruch mit anerkannten Gesetzen der Physik und Geologie.

Wenn irgend ein glühendflüssiger Körper durch Ausstrahlen erkaltet, so kann die Erkaltung nur von aussen nach innen fortschreiten; die äussere Hülle wird zuerst erkalten und erstarren, während der von ihr eingeschlossene Kern sich noch lange in feurigflüssigem Zustande befinden kann.

Es ist demnach nicht wohl möglich, dass der innere Kern der Sonne schon zu einer dunklen Masse erkaltet sein soll, während er von einer glühenden Atmosphäre umgeben ist. Ja, nehmen wir sogar an, dass ein solcher Zustand wirklich stattfände, so könnte er kein dauernder sein, weil der dunkle, kalte Kern, fortwährend Wärmestrahlen von der Photosphäre erhaltend, ohne sie nach irgend einer Seite hin frei ausstrahlen zu können, sich rasch erwärmen würde, während die Photosphäre, nach beiden Seiten Wärme ausstrahlend, bald erkalten müsste. Kurz, ein solcher Zustand könnte nur ein vorübergehender sein, während doch die Sonne schon Jahrtausende hindurch als glühender Körper ihre Strahlen in den Himmelsraum aussendet. Eine solche Beständigkeit ist nur durch die Annahme einer weissglühenden Masse von den enormen Dimensionen des gesammten Sonnenkörpers erklärlich. Eine glühende Photosphäre würde bei ihrer geringen Masse bald ihre gesammte Wärme an den ungeheuren kalten Kern abgeben müssen.

Die ohnehin schon höchst unwahrscheinliche Herschel-Arago'sche Hypothese eines dunklen Sonnenkörpers mit glühender Photosphäre ist aber durch die Spectraluntersuchungen Kirchhoff's vollkommen unhaltbar geworden.

Ein weissglühender fester oder flüssiger Körper liefert ein vollkommen continuirliches Spectrum, während ein im Gaszustande glühender Stoff, abgesehen von einer weiter unten (§. 127) zu erwähnenden Ausnahme, ein aus isolirten hellen Linien bestehendes Spectrum liefert. So besteht z. B. das Spectrum des glühenden Natriumdampfes aus zwei einzelnen gelben, das Spectrum des glühenden Strontiumdampfes aus mehreren rothen, einer orangefarbenen und einer blauen Linie u. s. w. Das in Dampfform glühende Eisen liefert ein aus über 100 hellen Linien fast aller Farben bestehendes Spectrum.

Nun hat Kirchhoff die wichtige Entdeckung gemacht, dass die prismatische Zerlegung des Lichtes, welches, von einem stark weissglühenden Körper ausgehend, durch einen im Gaszustande glühenden Stoff hindurchgegangen ist, ein Spectrum liefert, welches gerade an der Stelle durch dunkle Linien unterbrochen ist, an welcher das glühende Gas für sich selbst helle Linien liefert. So liefert z. B. das Drummond'sche Kalklicht ein continuirliches Spectrum; wenn man es aber durch eine mittelst Kochsalz intensiv gefärbte (für sich selbst farblose und schwach leuchtende) Gasflamme gehen lässt, so zeigt sich eine dunkle Linie gerade da, wo die Natriumflamme für sich allein, d. h. ohne den weissglühenden Hintergrund, eine helle, gelbe Linie erzeugt hätte.

Kurz, alle hellen Spectrallinien, welche durch gasförmig glühende Stoffe erzeugt werden, werden in dunkle Linien verwandelt, wenn sich

hinter dem gasförmig glühenden Stoffe ein weissglühender Körper befindet, dessen continuirliches Spectrum dann durch jene dunklen Linien unterbrochen erscheint.

Nun aber liefert uns die prismatische Zerlegung des Sonnenlichtes keineswegs ein continuirliches Spectrum, sondern es erscheint uns von zahlreichen dunklen Linien durchschnitten, welche unter dem Namen der Fraunhofer'schen Linien bekannt sind. Sehr viele dieser Fraunhofer'schen Linien fallen nun aber genau mit den hellen Linien zusammen, aus denen das Spectrum verschieden gefärbter Flammen besteht.

So fällt z. B. die Fraunhofer'sche Linie *D* genau mit der hellen, gelben Linie zusammen, welche das Spectrum einer durch Kochsalz gefärbten Flamme bildet. Sämmtliche helle Linien des Eisenspectrums fallen genau mit der gleichen Anzahl dunkler Linien des Sonnenspectrums zusammen u. s. w.

Nach diesen Thatsachen liegt es nahe, die Fraunhofer'schen Linien aus einer Umkehrung der Flammenspectren zu erklären, wie dies Kirchhoff in der That gethan hat. Die Fraunhofer'schen Linien zu erklären, kann man annehmen, dass der Kern der Sonne, in festem oder flüssigem Zustande befindlich, weissglühend, dass aber dieser weissglühende Kern von einer gleichfalls glühenden Gasatmosphäre umgeben sei, in welcher verschiedene Stoffe in gasförmigem Zustande verbreitet sind. Wir müssen alle Stoffe als gasförmig in der Sonnenatmosphäre vorhanden annehmen, deren Flammenspectra aus hellen Linien bestehen, welche genau mit Fraunhofer'schen Linien zusammenfallen, wie dies, wie wir gesehen haben, für das Natrium und für das Eisen der Fall ist. In gleicher Weise ergiebt sich, dass die Sonnenatmosphäre ausser Natrium und Eisen auch noch Magnesium, Calcium, Chrom, Nickel, Kobalt, Mangan, Titanium u. s. w. enthält, während die Existenz von Silicium, Thallium, Chlor, Brom, Jod u. s. w. in der Sonnenatmosphäre nicht nachgewiesen ist, weil die diesen Stoffen entsprechenden dunklen Linien im Sonnenspectrum nicht vorkommen. (Das Sonnenspectrum mit den wichtigsten Fraunhofer'schen Linien s. Tab. 10, Fig. 1.)

Es bleibt nun noch übrig, das Wilson'sche Phänomen, welches die Aufstellung der Hypothese vom dunklen Sonnenkern veranlasst hat, auch nach der Annahme eines glühenden Sonnenkörpers zu erklären. Schon Galilei erklärte die Sonnenflecken für Wolken, welche in der gasförmigen Atmosphäre der Sonne schweben und als dunkle Flecken auf dem glänzenden Sonnenkörper erscheinen. Er sagt: „Wenn die Erde ein selbstleuchtender Körper wäre, so würde sie, von fern gesehen, dieselben Erscheinungen darbieten wie die Sonne. Je nachdem die eine oder die andere Gegend sich hinter einer Wolke befände, würde man bald an der einen, bald an der anderen Stelle der scheinbaren Erdscheibe Flecken wahrnehmen; dabei würde die grössere oder geringere Undurchsichtigkeit der Wolken eine grössere oder geringere Schwächung des Erdlichtes

herbeiführen. Zu gewissen Zeiten würde es wenig Flecken geben, zu anderen würde eine grosse Zahl sichtbar sein; einige würden sich zusammenziehen, andere dagegen sich weiter ausdehnen u. s. w.“

Galilei's Ansicht über das Wesen der Sonnenflecken bedarf nur einiger Modificationen, um das Wilson'sche Phänomen vollständiger und ungezwungener zu erklären, als es durch die Herschel-Arago'sche Hypothese vom dunklen Sonnenkörper geschieht. Kirchhoff giebt diese Erklärung in folgender Weise:

„In der Atmosphäre der Sonne müssen ähnliche Vorgänge stattfinden, wie in der unserigen; locale Temperaturerniedrigungen müssen dort wie hier die Veranlassung zur Bildung von Wolken geben; nur werden die Sonnenwolken ihrer chemischen Beschaffenheit nach von den unserigen verschieden sein. Wenn eine Wolke dort sich gebildet hat, so werden alle über derselben liegenden Theile der Atmosphäre abgekühlt werden, weil ihnen ein Theil der Wärmestrahlen, welche der glühende Körper der Sonne ihnen zusendet, durch die Wolken entzogen wird. Diese Abkühlung wird um so bedeutender sein, je dichter und grösser die Wolke ist, und dabei erheblicher für diejenigen Punkte, welche nahe über der Wolke liegen als für die höheren. Eine Folge davon muss sein, dass die Wolke mit beschleunigter Geschwindigkeit von oben her anwächst und kälter wird. Ihre Temperatur sinkt unter die Glühhitze, sie wird undurchsichtig und bildet den Kern eines Sonnenfleckens. Aber auch noch in beträchtlicher Höhe über dieser Wolke findet Temperaturerniedrigung statt; sind hier irgendwo durch die Tiefe der schon herrschenden Temperatur oder durch das Zusammentreffen zweier Luftströme die Dämpfe ihrem Condensationspunkte nahe gebracht, so wird diese Temperaturerniedrigung die Bildung einer zweiten Wolke bewirken, die weniger dicht ist als jene, weil in der Höhe der geringeren Temperatur wegen die Dichte der vorhandenen Dämpfe kleiner ist als in der Tiefe, und die, theilweise durchsichtig, den Halbschatten bildet, wenn sie eine hinreichende Ausdehnung gewonnen hat. — — —

Jene beiden Wolkenschichten spielen bei der Theorie der Sonnenflecken, die ich vertheidige, dieselbe Rolle, wie die beiden Oeffnungen der wolkigen Atmosphäre und der Photosphäre bei derjenigen, welche ich angreife. Denkt man sich die beiden Wolken von denselben Dimensionen und an denselben Orten als die beiden Oeffnungen, so erklärt sich das Wilson'sche Phänomen nach beiden Theorien in genau gleicher Weise.“

Uebrigens ist noch zu bemerken, dass das Wilson'sche Phänomen keineswegs bei allen Sonnenflecken auftritt.

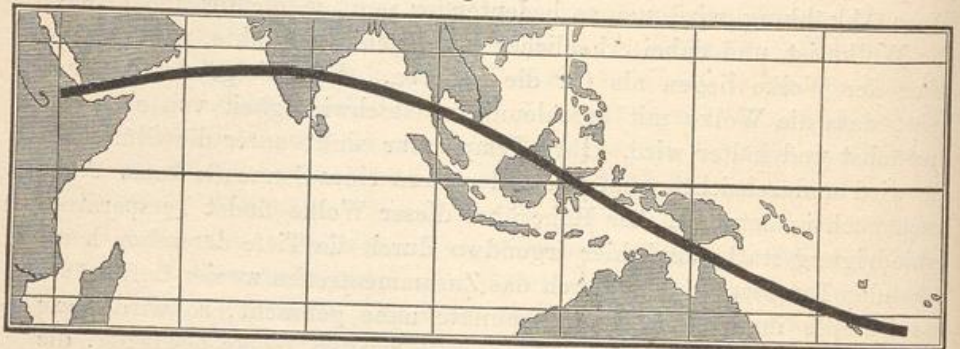
Nach Zöllner sind die Sonnenflecken ungeheure Schlackenmassen, welche auf der feurigflüssigen Sonnenoberfläche schwimmen. In den über der Schlackenmasse befindlichen Theilen der Sonnenatmosphäre müssen sich aber wegen der geringeren Strahlung an dieser Stelle wolkenartige Condensationsproducte bilden, durch welche hindurch die

Schlackeninsel als Kernfleck erscheint, während die Wolkenwände die Penumbra bilden.

126 **Protuberanzen und Corona.** Schon seit sehr langer Zeit hat man bemerkt, dass die Sonnenoberfläche bei totalen Sonnenfinsternissen noch ganz besondere Erscheinungen zeigt, die man aber früher wenig genau untersuchen konnte, weil die Totalität der Finsternisse immer nur wenige Minuten dauert, und es dabei von Interesse ist, auf mehr als eine Erscheinung zu achten. Zweierlei Phänomene sind dabei besonders hervortretend, nämlich 1) die Protuberanzen, und 2) die Corona.

Die Protuberanzen erscheinen als rothe flammen- oder wolkenartige Gebilde von höchst verschiedenen Formen. Sie sind namentlich seit dem Jahre 1851 mit grosser Aufmerksamkeit beobachtet, doch gelang es erst im Jahre 1868 mit Hilfe der Spectralanalyse, ihre physische Beschaffenheit festzustellen. Bis zum Jahre 1860 war man sogar im Zweifel, ob

Fig. 191.



die Protuberanzen der Sonne oder dem Monde angehörten; bei der in diesem Jahre stattfindenden Finsterniss fand man aber durch fortgesetzte Messungen ihrer Höhe, dass sie zur Sonne gehörten.

Im Jahre 1868 war das Spectroskop schon in allgemeiner Anwendung, und zur Beobachtung der in diesem Jahre am 18. August im südlichen Theile von Asien stattfindenden Sonnenfinsterniss wurden viele Beobachter, unter Anderen auch von Deutschland, ausgesickt.

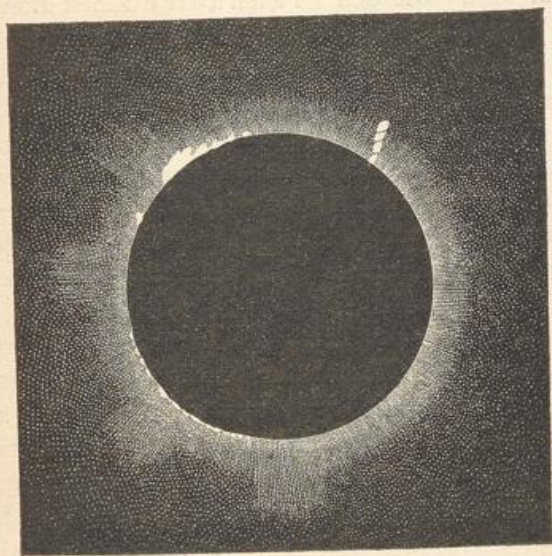
Zur Zeit dieser Finsterniss befand sich die Sonne fast in ihrer Erdferne, der Mond aber in seiner Erdnähe und in Folge dessen war die Dauer der totalen Verfinsterung ungewöhnlich gross. Während die totale Verfinsterung im Jahre 1860 nur  $2\frac{1}{2}$  Minuten gedauert hatte, betrug die Dauer der totalen Verfinsterung im Jahre 1868 auf der Westküste von Vorderindien  $5^m 10^s$ , an der Ostküste  $5^m 45^s$  und erreichte im Golf von Siam ihr Maximum von  $6^m 50^s$ . Das Kärtchen Fig. 191 zeigt die Zone der Totalität, welche bei einer Breite von 30 geographischen Meilen eine Länge von 2000 Meilen hatte.

Eine norddeutsche Expedition beobachtete zu Mulvar an der Westküste von Vorderindien, während die norddeutsche photo-

graphische Expedition ihre Aufstellung in der Nähe von Aden an der Südspitze von Arabien genommen hatte. In der Nähe von Aden beobachteten auch die Mitglieder der österreichischen Expedition. Englische Beobachter waren an der West- und an der Ostküste von Vorderindien placirt. An der Ostküste von Vorderindien stellte auch der französische Physiker Janssen seine ergebnissreichen Beobachtungen an, während eine andere französische Expedition ihren Standpunkt auf der Halbinsel Malacca gewählt hatte.

Leider ist die Beobachtung dieser vielversprechenden Finsterniss nicht von der Witterung begünstigt gewesen. An der Westküste von

Fig. 192.



Indien, wo die Finsterniss 5 Minuten dauerte, herrschte so trübes Wetter, dass die deutsche Expedition die Sonne nur 5 Secunden lang durch eine Wolkenlücke beobachten konnte, eine Zeit, welche jedoch hinreichte, um die Lage und Dimensionen einiger Protuberanzen zu bestimmen. Auf der Ostküste Vorderindiens klärte sich der Himmel auf und gestattete umfanglichere Beobachtungen. In Aden, wo die Finsterniss um 6<sup>h</sup> 20<sup>m</sup>

Morgens begann, herrschte zwar auch trübes Wetter, es wurde jedoch möglich, die Sonne durch die Wolken zu beobachten und mehrere gute Photographien zu erhalten.

Fig. 192 stellt eine Totalansicht der Finsterniss dar; man erkennt in der Corona deutlich mehrere Protuberanzen, von denen die oben rechts besonders merkwürdig ist. Sie erscheint auf den zu Aden aufgenommenen Photographien und wurde nicht allein 32 Minuten später zu Mulvar, also ungefähr 350 Meilen von Aden entfernt, von der deutschen, sondern auch noch in Hinterindien von der französischen Expedition nahezu in derselben Lage und Gestalt beobachtet, woraus unzweifelhaft hervorging, dass diese Gebilde dem Sonnenkörper selbst angehören. Die scheinbare Höhe dieser Protuberanz ist von Engländern und Franzosen gemessen und gleich drei Minuten gefunden worden, wonach die wahre Höhe dieses Gebildes gegen 20 000 geographische Meilen betragen muss. Weiss (österr. Exped.) beobachtete diese grosse, während der Totalität der Finsterniss selbst mit blossem Auge sichtbare, in lebhaftem Carmin

glänzende Protuberanz noch eine Minute lang nach dem Hervorbrechen der Sonne, bis eine Wolke sie verdeckte.

Die Spectralanalyse der Protuberanzen, welche theils an der Ostküste von Vorderindien, theils auf der Halbinsel Malacca von Rayet, A. Herschel, Tennant, Janssen und Anderen ausgeführt wurden, lieferten den unumstösslichen Beweis, dass diese Gebilde gasförmiger Natur sind. Bei Anwendung des mit Fernrohren verbundenen geradsichtigen Spectroskops (spectroscope à vision directe) ergab sich nämlich, dass das Spectrum der Protuberanzen aus einigen isolirten hellen Linien besteht. Einige Beobachter zählten deren neun, andere fünf oder nur drei. Die den Fraunhofer'schen Linien *C* und *F* entsprechenden hellen Linien wurden von allen Beobachtern wahrgenommen und somit ist also glühendes Wasserstoffgas der wesentlichste Bestandtheil der Protuberanzen; ausser diesen beiden Hauptlinien wurden aber auch von einzelnen Beobachtern eine Linie nahe bei *D* (gewöhnlich mit  $D_3$  bezeichnet), eine Linie nahe bei *G* und mehrere andere gesehen, die mit irdischen Stoffen nicht haben in Uebereinstimmung gebracht werden können. Die sehr auffällige Linie  $D_3$ , welche sich auch im Spectrum der Chromosphäre findet, schreibt man einem Stoffe zu, den man Helium genannt hat.

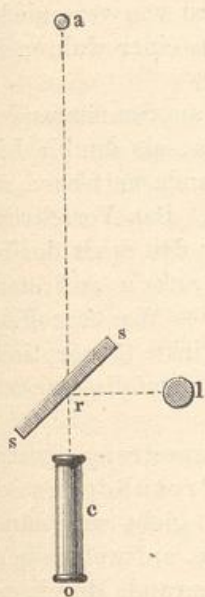
Die grosse Helligkeit der Linien des Protuberanzspectrum erregte bei Janssen die Hoffnung, dieselben auch ausser der Zeit einer totalen Sonnenfinsterniss, also jederzeit mit dem Spectroskop beobachten zu können, wenn nur überhaupt die Sonne am Himmel steht. Der gleich am 19. August, dem Tage nach der totalen Finsterniss, von ihm gemachte Versuch bestätigte seine Hoffnung auf das Vollständigste. Er richtete den Spalt des an einem grossen Fernrohre angebrachten Spectroskops radial auf den Rand der Sonnenscheibe, und zwar nach Stellen, an welchen er Tags zuvor leuchtende Protuberanzen beobachtet hatte. Es zeigten sich zwei Spectra, nämlich das des Sonnenrandes mit den dunklen Linien und das aus hellen Linien bestehende Spectrum der Protuberanzregion. Um den störenden Glanz des Sonnenspectrum zu vermeiden, wurde das Instrument so gestellt, dass das Gelb, Grün und Blau ausserhalb des Gesichtsfeldes fiel und nur das Roth übrig blieb; es zeigte sich jetzt die dunkle Linie *C* im Spectrum des Sonnenrandes und in der Verlängerung desselben eine hellglänzende, rothe Linie. Es zeigte sich ferner ein aus nur wenigen hellen Linien gebildetes Spectrum, wenn der Spalt von dem Sonnenrande ganz entfernt wurde, so dass er nur auf die Protuberanzen gerichtet war.

Der Grund, weshalb die Protuberanzen nicht unter den gewöhnlichen Verhältnissen bei Ablendung des intensiven Sonnenbildes sichtbar sind, liegt einfach in den das Bild der Protuberanz überdeckenden, stark beleuchteten Theilchen unserer Atmosphäre. Bei einer totalen Sonnenfinsterniss wird dieses superponirte Licht so bedeutend abge-

schwächt, dass die intensiv leuchtenden Protuberanzen sammt der Corona sichtbar werden.

Die Möglichkeit, die Protuberanzen bei vollem Tageslicht sichtbar zu machen, beruht nun darauf, dass das Licht der Protuberanzen nur aus drei homogenen Lichtarten besteht, bei prismatischer Zerlegung also drei lichtstarke, isolirte Bilder liefert, während das weisse, superponirte Licht der Atmosphäre zu einem vollständigen Spectrum von verhältnissmässig geringer Lichtstärke ausgebreitet, also an den einzelnen Stellen

Fig. 193.



des Spectrums so abgeschwächt wird, dass es die hier auftretenden lichtstarken Protuberanzbilder nicht mehr unsichtbar machen kann.

Von der Anwendbarkeit dieses Princips kann man sich leicht auf folgende Weise überzeugen. Es sei *a*, Fig. 193, die durch Kochsalz gelb gefärbte Flamme eines Bunsen'schen Brenners, welchen man durch ein 3 bis 4 m von *a* aufgestelltes (in einem der folgenden Paragraphen näher zu besprechendes) geradliniges Spectroskop *c* betrachten kann, dessen Spalt gerade so weit geöffnet wird, dass die Flamme *a* ihrer ganzen Breite nach sichtbar ist. Zwischen *a* und *c* wird nun eine unbelegte Platte von geschliffenem Spiegelglas unter einem Winkel von  $45^\circ$  gegen *ac* aufgestellt, welche das Licht einer seitlich bei *l* aufgestellten, hell leuchtenden Argand'schen Lampe in einer Richtung *ro* reflectirt, welche mit *ao* zusammenfällt. Sieht man von *o* aus ohne Spectroskop nach *a* hin, so ist der Glanz des Spiegelbildes von *l* so stark, dass die Natriumflamme bei

*a* vollkommen unsichtbar wird; sieht man aber durch das bei *c* aufgestellte Spectroskop, so erscheint nun die gelbe Flamme *a* hellglänzend auf dem lichtschwachen Spectrum, zu welchem das Bild von *l* ausgebreitet wird.

Durch einen solchen, nur etwas anders arrangirten Versuch hat Zöllner die Richtigkeit dieses Princips erläutert.

Schon im Jahre 1866 hatte Lockyer versucht, auf diesem Wege das Spectrum der Protuberanzen zu beobachten, es gelang ihm aber nicht, weil sein Prismenapparat nicht die hinlängliche zerstreuernde Kraft hatte. Janssen wandte ein stärker zerstreuerndes Prismensystem an, durch welches das Spectrum der hell erleuchteten Luft mehr ausgebreitet und abgeschwächt wurde, während die homogenen Linien des Protuberanzspectrumes keine weitere Ausbreitung und Abschwächung erfuhren.

Mit dem besten Erfolge wurden nun nach Janssen's Vorgang die Spectra der Protuberanzen auch in Europa beobachtet, namentlich von Lockyer, Secchi, Tietjen u. s. w. Secchi constatirte im Spectrum

der Protuberanzen ausser den Wasserstofflinien noch das Vorkommen einer hellen Linie nahe bei *B* und einer solchen nahe bei *D* (nicht *B* und *D* selbst), einer hellen Linie zwischen den hellen Magnesiumlinien *b* und einiger Eisenlinien. (Die drei Hauptlinien der Protuberanzen siehe Tab. 10, Fig. 6.)

Die ferneren Beobachtungen des Sonnenrandes mittelst des Spectroskops zeigten alsbald, dass die ganze Sonne rings von einer Hülle desselben Gases umgeben ist, welches die Protuberanzen bildet, so dass also die Protuberanzen nur als locale Anhäufungen dieses Gases erscheinen. Die scheinbare Höhe dieser mit dem Namen der Chromosphäre bezeichneten glühenden Wasserstoffhülle wird von verschiedenen Beobachtern übereinstimmend zu 15'' angegeben, was einer wahren Höhe von 1660 geographischen Meilen entspricht.

Secchi hat ferner bemerkt, dass unmittelbar am Sonnenrande die Wasserstofflinien, und zwar namentlich *C*, aufhören, als dunkle Linien zu erscheinen, dass man sich aber erst etwas vom Rande entfernen muss, wenn man sie als helle Linien wahrnehmen will. Das Verschwinden der dunklen Linie *C* beobachtete Secchi auch, als er den Spalt des Spectroskops auf die in der Umgebung von Sonnenflecken auftretenden Fackeln richtete, ein Beweis, dass hier das Licht des Wasserstoffs hinlänglich intensiv war, um die durch denselben bewirkte Absorption zu compensiren. An der Stelle der Fackeln findet also ebenfalls eine mächtige Anhäufung des glühenden Wasserstoffs statt.

Die sorgfältige Beobachtung des Protuberanzspectrums gestattet aber auch annähernd wenigstens, die Gestalt der Protuberanz selbst zu ermitteln. Die Länge der hellen Spectrallinien giebt uns nämlich Auskunft über die Höhe der Protuberanz an der Stelle, auf welche gerade der Spalt gerichtet ist; zeigt sich eine von dem Sonnenrande durch einen dunklen Zwischenraum getrennte helle Linie, so kann man daraus schliessen, dass man es mit einer isolirt über der Sonne schwebenden Wasserstoffwolke zu thun habe. Man braucht nur den Spalt des Spectroskops nach und nach auf die verschiedenen Partien einer Protuberanz zu richten, überall Länge und Lage der hellen Spectrallinien zu notiren, um alsdann aus der Zusammenstellung dieser Data die Gestalt der ganzen Protuberanz zu construiren, wie dies Janssen in der That mit Erfolg gethan hat.

Die vollkommenste Methode zur Beobachtung der Protuberanzen hat aber Zöllner ausgemittelt; sie besteht einfach darin, dass man den Spalt des am Fernrohr angebrachten und auf die Protuberanz gerichteten Spectroskops weit genug öffnet, um die ganze Protuberanz übersehen zu können, so dass statt der getrennten hellen Spectrallinien ungetrennte farbige Bilder der ganzen Protuberanz im Gesichtsfelde erscheinen, und zwar beobachtete Zöllner deren drei, ein rothes (*C*) und ein blaues (*F*), und zwischen ihnen ein gelbes, welches sich aber von den beiden anderen dadurch unterscheidet, dass es nur für die unteren Partien der Protuberanz sichtbar ist. Es rührt das gelbe Bild also offenbar von

einem schweren glühenden Gase her, welches nicht bis zu der Höhe des glühenden Wasserstoffgases aufsteigt.

Tab. XXX und XXXI des Atlas stellt eine Reihe der von Zöllner beobachteten Protuberanzen dar. Bei einem Theil der hier dargestellten Protuberanzen ist die scheinbare Höhe beigeschrieben. Die 120'' hohe Protuberanz, Fig. 2, zeigte eine züngelnde Bewegung, und zwar betrug die Zeit, welche eine solche Flammenwelle brauchte, um sich von der Basis bis zur Spitze des Gebildes fortzupflanzen, 2 bis 3 Secunden. Trotz eifrigen und andauernden Suchens ist es Zöllner nicht gelungen, eine ähnliche Erscheinung wieder zu beobachten.

Von der grossen Schnelligkeit jedoch, mit welcher sich die Protuberanzen ihrer Form und Intensität nach verändern, geben die übrigen Abbildungen der Tab. XXX interessante Beispiele. Fig. 3 stellt sechs rasch auf einander folgende Phasen einer und derselben, am 1. Juli beobachteten Protuberanz dar, wie sie zu den unten beigesetzten Zeiten erschien. Tab. XXXI stellt eine von Zöllner und Tab. XXXII stellt einige von Secchi beobachtete Protuberanzen in grösserem Maassstabe dar.

Man unterscheidet zweierlei Arten von Protuberanzen, nämlich die wolkenförmigen und die eruptiven. Die ersteren haben eine grosse Aehnlichkeit mit unseren irdischen Wolken oder mit den Rauchmassen, wie sie sich über den feuerspeienden Bergen zur Zeit der Ausbrüche bilden. Sie bestehen, wie das Spectroskop zeigt, hauptsächlich aus Wasserstoffgas und dem bereits genannten Helium, und verändern ihre Form verhältnissmässig langsam. Die eruptiven Protuberanzen brechen an Stellen, die vorher nichts Auffallendes zeigten, plötzlich in Säulenform, wie der Wasserstrahl eines Springbrunnens, zu ungeheuren Höhen empor, die zum Theil die Hälfte der Entfernung des Mondes von der Erde erreichen, und mit einer Geschwindigkeit, welche bisweilen über 40 geographische Meilen in der Secunde beträgt. Hier finden sich ausser dem Wasserstoff und dem Helium noch manche andere Stoffe, wie Eisen, Magnesium, Natrium, Baryum und Titan, die wohl durch die Gewalt der Eruption aus grösseren Tiefen emporgeschleudert werden.

Weit räthselhafter als die Protuberanzen ist die sogenannte Corona, ein bei totalen Sonnenfinsternissen auftretender weisslicher Hof um die Sonne von häufig sehr unregelmässiger Form, die zum Theil einem raschen Wechsel unterworfen ist. Die Ausdehnung dieses Hofes ist zum Theil überaus gross, weit grösser als der Durchmesser der Sonne. Bei Gelegenheit mehrerer Sonnenfinsternisse, namentlich denjenigen der Jahre 1878 und 1889, welche in Nordamerika sichtbar waren, wurde die Corona genau untersucht und von vielen Stationen aus gezeichnet, doch zeigen die Zeichnungen theilweise sehr wesentliche Unterschiede. Die spectroscopische Untersuchung zeigte, dass die Corona ein schwaches continuirliches Spectrum ergiebt mit einer hellen, grünen Linie (1474 der Kirchhoff'schen Scala), die sich auch im Spectrum der Protuberanzen findet, dagegen nicht in dem Spectrum der Sonne selbst, auch hat sie mit keiner

Linie eines irdischen Stoffes bisher identificirt werden können. Ausser dieser Linie, welche man die Coronalinie nennt, haben einige Beobachter noch andere Linien gesehen, z. B. die bereits erwähnte Linie  $D_3$  des Helium.

Es ist nun die Vermuthung ausgesprochen worden, dass das Wasserstoffgas möglicherweise in der Sonnenatmosphäre theilweise dissociirt vorkommt, und dass es ein zusammengesetztes Gas ist, dessen einzelne Bestandtheile die Linie  $D_3$  und die Coronalinie ergeben. Einzelne Beobachter wollen ausser diesen hellen Linien noch dunkle Linien gesehen haben, und es würde dies ein Zeichen davon sein, dass das Licht der Corona theilweise reflectirtes Sonnenlicht ist. Hierüber müssen fortgesetzte Untersuchungen Aufklärung geben. Leider kann man die Corona nur zur Zeit der totalen Sonnenfinsternisse wahrnehmen. Der Engländer Huggins war zwar eine Zeit lang der Ansicht, dass die Strahlen der Corona auch zu anderen Zeiten chemisch wirksam sind und sich auf Photographien zeigen, indessen hat sich diese Vermuthung nicht bestätigt.

Wie bei der Frequenz der Sonnenflecken, so hat man auch bezüglich der Ausdehnung und Form der Corona eine elfjährige Periode vermuthet, indessen ist hier das Beobachtungsmaterial so spärlich, dass es wohl zu früh erscheint, eine derartige Hypothese aufzustellen.

127 **Physische Constitution der Sonne.** Frankland hat die interessante Entdeckung gemacht, dass eine Wasserstoffflamme, in Sauerstoff von hohem Druck brennend, mit hellem Lichte leuchtet und ein ganz continuirliches Spectrum liefert, wie glühende feste oder flüssige Körper. Dies veranlasste Wüllner (Pogg. Ann. CXXXVII), das Licht des Inductionsfunken spectroscopisch zu untersuchen, wenn derselbe nicht durch verdünnte, sondern durch verdichtete Gase hindurchgeht.

Wüllner hat gefunden, dass das Wasserstoffspectrum ein continuirliches wird, wenn das Gas in der Spectralröhre eine grosse Dichtigkeit hat und man dasselbe durch einen grossen Ruhmkorff'schen Apparat mit eingeschalteter Leydener Flasche ins Glühen bringt.

Geht der Funke, welchen der Apparat bei eingeschalteter Flasche liefert, durch eine Röhre, in welcher das Wasserstoffgas nur dem Druck einer Quecksilbersäule von 23 mm Höhe ausgesetzt ist, so besteht das Spectrum noch aus den bekannten drei hellen Linien  $H_\alpha$ ,  $H_\beta$  und  $H_\gamma$ , von denen die blaue und violette schon verwaschen sind. Der Hintergrund ist noch dunkel und nur zwischen  $D$  und  $F$  schwach erleuchtet.

Bei zunehmendem Druck dehnen sich  $H_\beta$  und  $H_\gamma$  immer mehr aus, so dass sie bald nur noch als Helligkeitsmaxima auf einem immer heller werdenden, continuirlich erleuchteten Grunde erscheinen; gleichzeitig wird allmählich auch  $H_\alpha$  weniger scharf und verbreitert sich, so dass diese rothe Linie bei einem Druck von 300 mm als ein breites, rothes Band erscheint, welches von dem in Orange beginnenden continuirlichen Spectrum nicht

mehr durch einen ganz dunklen, sondern nur durch einen mit schwächerem Lichte leuchtenden Raum getrennt ist.

Bei steigendem Druck nimmt die Helligkeit des continuirlichen Spectrums an allen Stellen zu, so dass bei einem Druck von 1000 mm das Spectrum zwischen dem etwas verbreiterten  $H_\alpha$  bis  $H_\gamma$  ganz continuirlich ist, wie das Spectrum eines weissglühenden, festen Körpers, nur mit etwas anders vertheilter Helligkeit. Bei 1230 mm Druck war das ganze Spectrum wahrhaft blendend; es zeigte in Folge des bei der hohen Temperatur aus dem Glase verdampften Natriums die Natriumlinie als schöne dunkle Linien. — Zur Erzeugung Fraunhofer'scher Linien ist also das Licht eines glühenden festen oder flüssigen Körpers nicht absolut nöthig.

Demzufolge ist es nun nach Zöllner wahrscheinlich, dass die sichtbare Oberfläche der Sonnenscheibe durch diejenige Schicht der Wasserstoffatmosphäre gebildet wird, für welche durch gesteigerten Druck das Spectrum continuirlich geworden ist. Die glühendflüssige Oberfläche der Sonnenkugel aber liegt unterhalb dieser hell leuchtenden Schicht von Wasserstoffgas.

Betrachtet man die Sonnenflecken als schlackenartige locale Abkühlungsproducte auf der glühendflüssigen Oberfläche und die Penumbra als Condensationswolken, welche in einer gewissen Höhe die Küsten jener Schlackeninseln umkränzen, so liegen also die Kerne der Sonnenflecken wirklich tiefer als die sichtbare Sonnenoberfläche, und das Wilson'sche Phänomen findet so seine einfache ungezwungene Erklärung.

Die Tiefe der Sonnenflecken unter der leuchtenden Oberfläche beträgt, verschiedenen Beobachtungen zufolge, ungefähr 8 Secunden. Bezeichnen wir mit  $R$  den beobachteten Sonnenhalbmesser, mit  $r$  den Radius der glühendflüssigen Sonnenkugel, so ist also

$$r = R - 8''$$

oder  $R$  in mittlerer Entfernung der Sonne zu 16' angenommen,

$$r = 15' 52''.$$

Nimmt man die mittlere Parallaxe der Sonne nach Hansen zu 8,915'' an, so ergibt sich für den mittleren Abstand der Sonne von der Erde

$$8'' = 5722500 \text{ m und}$$

$$r = 680930000 \text{ m.}$$

Die bei den Ausbrüchen der sogenannten eruptiven Protuberanzen hervorbrechenden Wasserstoffmassen rühren, wie es Zöllner wahrscheinlich gemacht hat (Pogg. Ann. CXXI), von localen Ansammlungen her, welche sich in den unterhalb der flüssigen Oberfläche gelegenen Schichten bilden und ihre äussere Begrenzung durch die wachsende Spannung des eingeschlossenen Gases durchbrechen.

Zöllner hat oft derartige Protuberanzen beobachtet, welche in 10 bis 12 Minuten bis zu einer scheinbaren Höhe von 1,5 bis 3 Bogenminuten, also bis zu einer wahren Höhe von 64 bis 128 Millionen Meter aufstiegen.

Es sei nun  $v$  die Geschwindigkeit, mit welcher die Gasmasse  $m$  aus der in der flüssigen Oberfläche gebildeten Oeffnung hervorströmt, so ist ihre lebendige Kraft  $m \frac{v^2}{2g}$ , wenn  $g$  die beschleunigende Kraft der Schwere auf der Oberfläche der Sonne bezeichnet. Die dieser lebendigen Kraft entsprechende Wärmemenge ist

$$W = A \frac{v^2}{2g} \cdot m,$$

wenn  $A$  das Wärmeäquivalent der Arbeitseinheit ist.

Nehmen wir an, dass der Wasserstoff unter einem constanten Druck aus dem Inneren durch die Oeffnung ausströmt, so ist die Wärmemenge, welche beim Ausströmen der Gasmenge  $m$  verschwindet, indem sich dieselbe von der Temperatur  $t_i$  (der Temperatur im Inneren) bis zur Temperatur  $t_a$  (Temperatur an der oberen Grenze der Mündung) abkühlt,

$$W' = m \cdot c (t_i - t_a),$$

wenn  $c$  die specifische Wärme des Wasserstoffs bei constantem Druck bezeichnet.

Diese Wärmemenge ist es aber, von welcher die lebendige Kraft des ausströmenden Gases herrührt, wir haben also  $W = W'$  und daraus

$$A \frac{v^2}{2g} = c (t_i - t_a) \dots \dots \dots 1)$$

Bezeichnet man mit  $H$  die Höhe, bis zu welcher ein mit der Anfangsgeschwindigkeit  $v$  in die Höhe geschleuderter Körper über die Sonnenoberfläche aufsteigen wird, so haben wir (wenn die Abnahme der Schwerkraft, welche der wachsenden Entfernung vom Sonnenmittelpunkte entspricht, unberücksichtigt bleibt):

$$H = \frac{v^2}{2g} \dots \dots \dots 2)$$

folglich nach Gleichung 1):

$$t_i - t_a = \frac{AH}{c} \dots \dots \dots 3)$$

Setzen wir in diese Gleichung für  $A, H$  und  $c$  ihre Zahlenwerthe, nämlich  $A = \frac{1}{424}$ ,  $H = 64\,000\,000$  und  $c = 3,409$ , so ergibt sich

$$t_i - t_a = 44\,270^{\circ},$$

d. h. die absolute Temperatur der eingeschlossenen Gasmasse ist um  $44\,270^{\circ} \text{C.}$  höher, als die Temperatur der Sonnenatmosphäre unmittelbar über der glühendflüssigen Oberfläche der Sonne.

Setzen wir in Gleichung 2) für  $H$  seinen Werth  $64\,000\,000 \text{ m.}$  für  $g$  aber seinen Werth  $274 \text{ m.}$  so ergibt sich

$$v = 187\,250 \text{ m.}$$

d. h. eine Geschwindigkeit von 25 geographischen oder 123 englischen Meilen.

Auf die Principien der mechanischen Wärmetheorie sich stützend, berechnete Zöllner nach Formeln, auf deren Entwicklung hier nicht eingegangen werden kann, für die mittlere Temperatur der Sonnenatmosphäre den Werth

$$t = 27\,000^{\circ}\text{C.},$$

eine Temperatur, welche so hoch ist, dass das Eisen in der Sonnenatmosphäre dauernd in gasförmigem Zustande existiren muss.

Die Temperatur im Inneren der Sonne betrüge danach ungefähr  $70\,000^{\circ}\text{C.}$

Zöllner berechnet ferner, dass der Druck an der Stelle, an welcher das Wasserstoffspectrum continuirlich zu werden beginnt, ungefähr  $\frac{1}{4}$  des irdischen Atmosphärendrucks beträgt. Danach aber ergibt sich der Druck auf der Oberfläche der flüssigen Trennungsschicht gleich dem von

184 000 Atmosphären,

im Inneren der Räume aber, aus welchen die Protuberanzen hervorbrechen, wäre demnach der Druck

4 070 000 Atmosphären,

also ein so enormer Druck, dass selbst bei der hohen Temperatur, welche hier herrscht, die permanenten Gase, also auch der Wasserstoff, nur im glühendflüssigen Zustande existiren können.

Die Quelle der Sonnenwärme mag vorläufig noch in Frage gestellt bleiben.

**Das Zodiacallicht.** Um die Zeit der Frühlings-Tag- und Nacht-128 gleiche erscheint manchmal an sternhellen Abenden, wenn die letzte Spur der Dämmerung verschwunden ist, am westlichen Horizonte ein schwacher Lichtstreifen, meist noch matter als das Licht der Milchstrasse, welcher die Form einer schief auf dem Horizont stehenden Pyramide hat.

Die Basis dieses unten breiter werdenden Lichtkegels erscheint ungefähr da, wo die Sonne untergegangen ist; die Axe desselben ist gegen die Stelle hin gerichtet, an welcher sich eben die schon untergegangene Sonne befindet; sie fällt immer ziemlich genau mit der Ekliptik zusammen, daher der Name Zodiacallicht.

In unseren Gegenden bildet in der genannten Jahreszeit die Axe des Lichtkegels des Abends einen Winkel von ungefähr  $64^{\circ}$  mit dem Horizont.

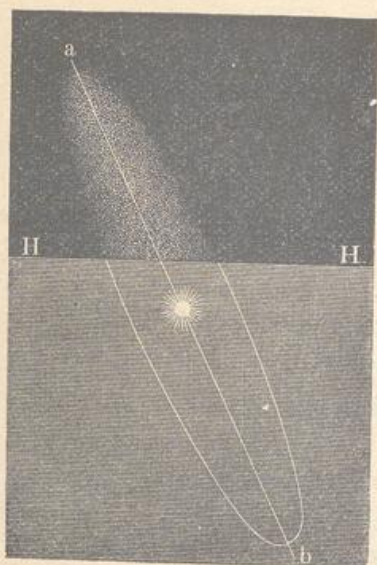
Am östlichen Himmel erscheint das Zodiacallicht wohl auch und zwar des Morgens vor Sonnenaufgang zur Zeit des Herbstäquinoctiums, aber doch nie so lichtstark, wie zur Zeit des Frühlingsäquinoctiums am Abendhimmel.

Dass das Zodiacallicht selbst im Frühjahr selten wahrgenommen wird, beruht nur darauf, dass gerade im Februar und März der Himmel

Abends selten so rein ist, wie es zur Wahrnehmung einer so zarten Lichterscheinung nothwendig ist.

Von der beschriebenen Erscheinung, welche das Zodiacallicht darbietet, kann man sich am besten Rechenschaft geben, wenn man sich

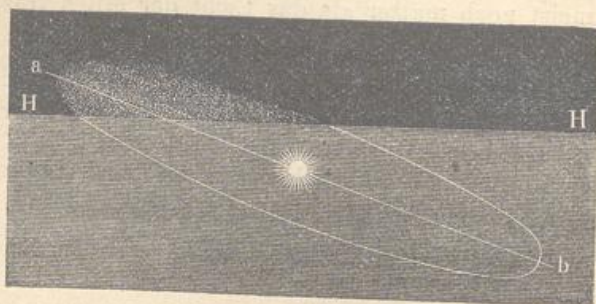
Fig. 194.



vorstellt, dass die Sonne von einer ungeheurenlinsenförmig abgeplatteten Atmosphäre umgeben sei, in deren Mittelpunkt sie steht und deren grösste Ausdehnung in die Ebene der Ekliptik fällt. Eine solche Atmosphäre würde sich von der Erde aus gesehen ungefähr so darstellen, wie Fig. 194 und Fig. 195 zeigt; da sie aber nur ein äusserst schwaches Licht ausstrahlt, so kann sie nicht wahrgenommen werden, so lange die Sonne selbst noch über dem Horizont steht, sondern entweder nur vor Sonnenaufgang oder nach Sonnenuntergang.

Ferner ist die Sichtbarkeit des Zodiacallichtes an die Bedingung geknüpft, dass der Punkt  $a$  der fingirten Sonnenatmosphäre möglichst spät nach der Sonne untergeht, dass also die grosse Axe  $ab$  dieser Sonnenatmosphäre einen möglichst grossen Winkel mit dem Horizont  $HH$  macht. Da nun aber diese grosse Axe nahezu mit der Ekliptik zusammenfällt, so wird das Zodiacallicht vorzugsweise dann sichtbar sein, wenn in den Morgen- oder Abendstunden die Ekliptik möglichst steil aufgerichtet er-

Fig. 195.



scheint. Für die nördliche Erdhälfte erscheint aber die Ekliptik am steilsten aufgerichtet, wenn der Frühlingspunkt im westlichen, der Herbstpunkt im östlichen Horizont steht, der Sommersolstitialpunkt aber culminirt. In den Abendstunden ist dies nun im Frühjahr, in den Morgenstunden ist es im Herbst der Fall, und daraus erklärt sich, warum das Zodiacallicht bei uns vorzugsweise in den oben bezeichneten Zeiten gesehen wird.

Den kleinsten Winkel macht die Ekliptik mit dem Horizont, wenn der Herbstpunkt eben unter-, der Frühlingspunkt eben aufgeht und der Wintersolstitialpunkt culminirt. Im mittleren Deutschland macht alsdann die Axe des Zodiacallichtes nur einen Winkel von ungefähr  $17^{\circ}$  mit dem Horizont, wie dies Fig. 195 angedeutet ist. Diese Lage hat das Zodiacallicht in den Morgenstunden des Frühjahres und in den Abendstunden des Herbstes; es sind dies für die Sichtbarkeit des Zodiacallichtes die

Fig. 196.



ungünstigsten Zeiten, wie man nach den obigen Auseinandersetzungen leicht sieht.

Je mehr man sich auf der Erde dem Nordpol nähert, desto mehr nimmt der Winkel ab, welchen die Ekliptik mit dem Horizont macht, desto ungünstiger werden also die Verhältnisse zur Beobachtung des Zodiacallichtes. Umgekehrt werden dieselben immer günstiger, wenn man sich der Aequatorialzone nähert, einmal, weil alsdann der Winkel, welchen die Axe des Zodiacallichtes mit dem Horizont macht, immer mehr wächst, und dann auch, weil in den Tropen der Himmel ungleich reiner ist als in höherer Breite. Deshalb ist denn auch zwischen den Wendekreisen die Erscheinung des Zodiacallichtes nicht allein weit brillanter, sondern auch weit häufiger, so dass Humboldt dasselbe einen beständigen Schmuck der Tropennächte nennt.

Auf der südlichen Hemisphäre ist die Zeit des Herbstäquinocciums die günstigste Periode zur Beobachtung des Zodiacallichtes am Abendhimmel.

Während bei uns die Spitze des Zodiacallichtes stets nach Süden gerichtet ist, erscheint auf der südlichen Erdhälfte die Lichtpyramide des Zodiacallichtes nach Norden geneigt, so dass am Abendhimmel der Scheitel des Lichtkegels rechts von der Basis erscheint, wie man dies nach Fig. 196 (a. v. S.) sieht, welche das Zodiacallicht darstellt, wie es nach einer Zeichnung von Ludwig Becker am 11. October 1858 zu Melbourne in Australien beobachtet wurde. Ueber dem Gipfel des Zodiacallichtes erblickte man an jenem Abend in der Nähe der Mondichel Venus und Antares, während in einiger Entfernung nach Norden hin (rechts von dem Zodiacallicht unserer Figur) der Donati'sche Komet stand, welcher am 11. October zu Melbourne zum ersten Male sichtbar war.

In sehr klaren Nächten, wenn das Zodiacallicht mit besonders grosser Deutlichkeit sichtbar ist, zeigt es eine besondere Erscheinung, welche noch nicht hat genügend erklärt werden können. Man sieht dann nämlich an der der Sonne gegenüberliegenden Stelle des Himmels ebenfalls einen blassen Schein, den sogenannten Gegenschein des Zodiacallichtes, von ähnlicher Gestalt, wie das letztere selbst, aber von weit geringerer Grösse und Lichtintensität. Bisweilen bildet sich sogar eine vollständige Verbindung zwischen beiden Lichtkegeln durch eine matte Lichtzone. Die Beobachtungen Schiaparelli's haben gezeigt, dass zu Zeiten ein förmlicher Lichttring sich über den ganzen Thierkreis erstreckt, mit einem Maximum der Intensität, welches mit dem Orte der Sonne zusammenzufallen scheint, einem zweiten Maximum, welches der Sonne gerade gegenübersteht; ferner zwei Minimis an zwei Punkten, die ungefähr  $130^\circ$  von der Sonne entfernt liegen.

Die plausibelste Erklärung für das Zodiacallicht ist wohl diejenige, nach welcher es durch eine sehr dünne, die Sonne in ring- oder linsenförmiger Gestalt umgebende Substanz hervorgebracht wird, welche sich noch etwas über die Erdbahn hinaus erstreckt. Sendete uns diese Materie nur reflectirtes Sonnenlicht zu, so liessen sich die beiden oben erwähnten Maxima der Lichtintensität nicht erklären, und selbst wenn wir die Hypothese zu Hülfe nehmen, dass ausser dem reflectirten noch eigenes Licht vorhanden ist, so bleibt in der Erscheinung des Zodiacallichtes Manches räthselhaft. Spectroskopische Untersuchungen des Lichtes haben ein deutliches continuirliches Spectrum erkennen lassen. Bisweilen hat sich auch eine helle, grüne Linie im Spectrum gezeigt, die mit einer Linie des Nordlichtspectrums zusammenfällt, die aber anscheinend nur zu solchen Zeiten sichtbar war, wenn wenigstens Spuren eines Nordlichtes am Himmel vorhanden waren. Durch das Polariskop erscheint das Zodiacallicht in der durch die Sonne gehenden Ebene theilweise polarisirt.

## Photometrische Vergleichung der Fixsterne. Die Fix- 129

sterne werden, wie bereits im ersten Capitel des ersten Buches angeführt wurde, in verschiedene Grössenklassen eingetheilt. Da nun die Fixsterne selbst bei der stärksten Vergrößerung keinen wirklichen, messbaren Durchmesser zeigen, da also von einer Grösse eigentlich bei ihnen keine Rede sein kann, so bezieht sich jene Eintheilung nicht sowohl auf die Grösse, als vielmehr auf den Glanz der Fixsterne.

Die Eintheilung in Sterne erster, zweiter, dritter u. s. w. Grösse ist übrigens ursprünglich eine ganz willkürliche und conventionelle; es liegen ihr durchaus keine vergleichenden Messungen der Lichtstärke der Fixsterne zu Grunde. Der Erste, welcher eine solche Vergleichung versuchte, war der ältere Herschel, welcher folgende Methode in Anwendung brachte:

Zwei siebenfüssige, vollkommen gleiche Teleskope, welche also denselben Stern mit gleicher Helligkeit zeigten, wurden so neben einander gestellt, dass der Beobachter sich ungefähr in einer Secunde von dem Ocular des einen an das des anderen begeben konnte. Vor dasjenige Fernrohr nun, welches auf den helleren Stern gerichtet war, wurden Schirme vorgeschoben, welche der Reihe nach immer kleinere und kleinere centrale kreisförmige Oeffnungen hatten, bis man endlich bei einer Grösse der Oeffnung ankam, durch welche der hellere Stern gerade ebenso erschien, wie der andere durch das zweite Teleskop, dessen Oeffnung ganz frei war.

War z. B. das eine Fernrohr auf den Arcturus ( $\alpha$  Bootis), das zweite auf  $\gamma$  des grossen Bären gerichtet, so zeigten sich beide Sterne gleich hell, wenn vor das erste Fernrohr ein Schirm gesetzt war, dessen Oeffnung einen viermal kleineren Flächeninhalt hatte, als die freie Oeffnung des zweiten Fernrohres, und daraus geht hervor, dass uns  $\alpha$  Bootis viermal so viel Licht zusendet als  $\gamma$  Ursae majoris.

Die eben besprochene Methode, die Lichtstärke verschiedener Sterne zu vergleichen, leidet besonders an dem Uebelstande, dass man die beiden Sterne nicht gleichzeitig neben einander sieht. Diesem Uebelstande hat man auf verschiedene Weise durch Spiegelvorrichtungen abzuhelpen gesucht.

Seidel hat nach einer von Steinheil herrührenden Methode eine Reihe photometrischer Fixsternvergleichen angestellt. Nimmt man die Helligkeit der Wega zur Einheit, so ist nach diesen Messungen Folgendes die Lichtstärke der bei uns hinlänglich deutlich erscheinenden Sterne erster Grösse:

Sirius . . . .	4,29	Procyon . . . .	0,70	Deneb . . . .	0,31
Wega . . . .	1,00	Atair . . . .	0,49	$\varepsilon$ Canis majoris .	0,31
Rigel . . . .	0,99	Spica . . . .	0,49	Aldebaran . . . .	0,30
Capella . . . .	0,82	Fomalhaut . . . .	0,34	Antares . . . .	0,29
Arcturus . . . .	0,79	Regulus . . . .	0,33	Pollux . . . .	0,29

$\alpha$  Orionis fehlt hier, weil er veränderlich ist.

Die hellsten Sterne der südlichen Halbkugel haben nach Herschel's Messungen, in demselben Maasse ausgedrückt, folgende Lichtstärke:

Canopus . . .	2,72	$\alpha$ Eridani . . .	0,59	$\alpha$ Crucis . . .	0,52
$\alpha$ Centauri . . .	1,33	$\beta$ Centauri . . .	0,53	$\beta$ Crucis . . .	0,34

Nach Seidel's Messungen haben die verschiedenen Grössenclassen der Sterne folgende Helligkeiten (Helligkeit der Wega = 1):

Grösse:	Helligkeit:
2	0,17
3	0,05
4	0,015
5	0,0045
6	0,0013

d. h. die Helligkeit einer jeden Grössenklasse ist genähert =  $\frac{1}{3}$  der Helligkeit der vorhergehenden Classe. Danach würde die Helligkeit der Sterne erster Grösse = 0,51 sein; da man aber alle Sterne, welche heller als Wega sind, bis zum Sirius mit der Helligkeit 4,29 in die erste Grössenklasse rechnet, so wird die mittlere Helligkeit der Sterne erster Grösse erheblich grösser.

Da ein Stern sechster Grösse ungefähr 770mal lichtschwächer ist als Wega, so würden also erst 3300 Sterne sechster Grösse zusammen die Helligkeit des Sirius erzeugen.

Durch Vergleichung der Wega mit Mars und Jupiter fand Seidel die Lichtstärke dieser beiden Planeten zur Zeit der Opposition gleich 6,8 und 8,5.

Wollaston verglich sowohl den durch Sonnenlicht als auch den durch Mondlicht bewirkten Schatten mit dem Schatten eines Kerzenlichtes, und fand so, dass die Sonne 800 000mal lichtstärker sei als der Vollmond. Später fand Bond das Verhältniss der Lichtstärken des Vollmondes und der Sonne wie 1:471 000, und Zöllner wie 1:619 000; der letztere Werth wird wohl der zuverlässigste sein. Ferner fand Zöllner das Licht der Sonne 56 000 Millionen mal heller als das des Sternes erster Grösse Capella, und da das Licht des Sirius fünfmal so hell ist wie das der Capella, so würde das Licht des Sirius sich zu dem der Sonne wie 1:11 000 Millionen verhalten. Nehmen wir nun die Parallaxe des Sirius zu 0,39'' an, so überträfe die absolute Lichtstärke des Sirius die der Sonne 25mal.

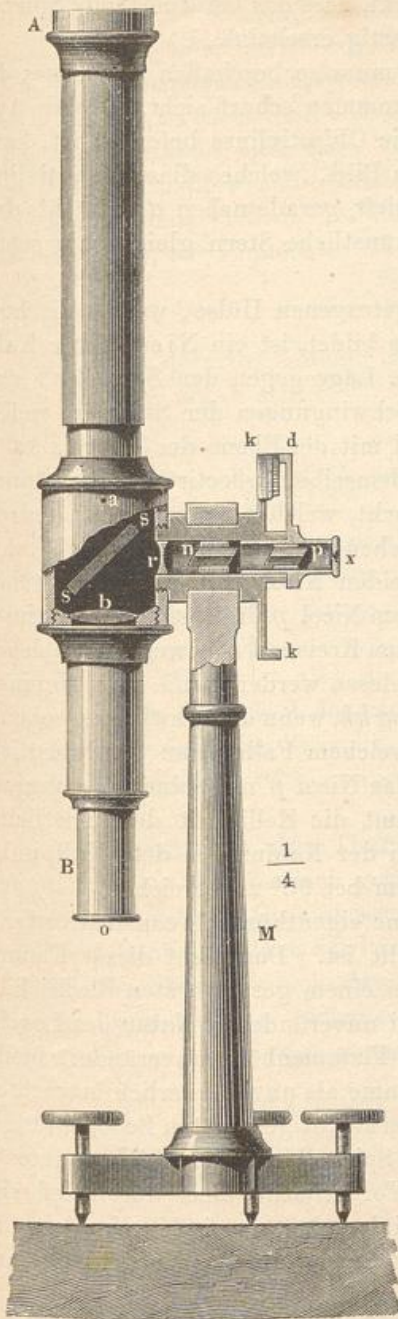
Wenn also unsere Sonne in derselben Entfernung von uns sich befände, wie Sirius, so würde sie 25mal lichtschwächer sein als dieser, sechsmal lichtschwächer als Wega; sie würde uns also etwa als ein Stern zweiter Grösse erscheinen.

Auf der im Herbst 1858 zu Karlsruhe gehaltenen Naturforscherversammlung machte Schwerd Mittheilung über ein von ihm zur photometrischen Vergleichung der Sterne construirtes Instrument, welches an Genauigkeit und Sicherheit alles übertraf, was in dieser Beziehung bis dahin geleistet worden war.

Das Instrument besteht im Wesentlichen aus zwei nach allen Richtungen beweglichen Fernrohren, welche auf die zu vergleichenden Sterne

gerichtet werden, deren Bilder aber mittelst äusserst sinnreicher, hier nicht näher zu beschreibender Vorrichtungen gleichzeitig und unmittelbar neben einander stehend gesehen werden.

Fig. 197.



Unter dem Titel „Grundzüge einer allgemeinen Photometrie des Himmels“ hat Zöllner im Jahre 1861 eine umfangreiche Arbeit über den genannten Gegenstand publicirt, in welchem er ein von ihm construirtes, zur Helligkeitsmessung der Gestirne dienendes Instrument beschreibt, welches vor den meisten anderen den grossen Vorzug hat, dass es mit verhältnissmässig geringen Mitteln hergestellt werden kann. Mittelst dieses Instrumentes werden die Sterne des Himmels mit einem künstlichen Sterne verglichen, dessen Helligkeit durch eine Polarisationsvorrichtung beliebig abgeschwächt werden kann, bis er an Helligkeit dem zu beobachtenden Himmelsstern gleich ist. Da hier zur Abschwächung des künstlichen Sternes eine Polarisationsvorrichtung angewendet wird, so nennt Zöllner sein Instrument Polarisations-Astrophotometer.

Fig. 197 mag dazu dienen, das Wesentlichste der Einrichtung dieses Photometers verständlich zu machen. *AB* stellt ein Fernrohr dar, dessen Einrichtung etwas von der gewöhnlichen abweicht. Das Ocular ist unveränderlich bei *b* befestigt, während das bei *A* befindliche Objectiv in der Richtung der Axe des Rohres verschoben werden kann. Bei *s* ist eine planparallele Glasplatte so befestigt, dass sie einen Winkel von  $45^\circ$  mit der Axe des Rohres macht. Diesem durchsichtigen Spiegel gegen-

über ist das Rohr seitlich durchbrochen, so dass ein Auge bei *o* das Spiegelbild einer bei *x* befindlichen, durch eine constante Lichtquelle er-

leuchteten feinen Oeffnung in der Axe des Fernrohres erblickt. Damit das Spiegelbild der kleinen (2 bis 4 mm weiten) Oeffnung  $x$  nicht gar zu weit hinter den Spiegel falle, ist bei  $r$  eine Hohllinse von kurzer Zerstreuungswerte angebracht, welche zugleich bewirkt, dass das bei  $a$  liegende Spiegelbild der Oeffnung  $x$  vollkommen sternartig erscheint.

Die Brennweite der Ocularlinse  $b$  muss so beschaffen sein, dass das Auge bei  $o$  das Spiegelbild bei  $a$  vollkommen scharf sieht. Durch Ausziehen der Röhre, an deren Ende  $A$  die Objectivlinse befestigt ist, kann man es leicht dahin bringen, dass das Bild, welches diese Objectivlinse von dem zu beobachtenden Sterne entwirft, gerade neben  $a$  entsteht, dass also der Stern des Himmels und der künstliche Stern gleichzeitig scharf gesehen werden.

In der von der Messingsäule  $M$  getragenen Hülse, welche die horizontale Umdrehungsaxe des Fernrohres bildet, ist ein Nicol'sches Kalkspathprisma  $n$  so eingesetzt, dass seine Lage gegen den Spiegel  $ss$  stets ungeändert bleibt, und zwar sind die Schwingungen der Strahlen, welche durch das Nicol gegangen sind, parallel mit der Ebene des Spiegels  $ss$ , so dass sie also möglichst vollständig von demselben reflectirt werden können.

Bei  $p$  ist ein zweites Nicol angebracht, welches um seine Axe gedreht werden kann, während  $n$  unverändert stehen bleibt, so dass also der Winkel, welchen die Schwingungsebenen der beiden Nicols mit einander machen, beliebig geändert werden kann. Mit dem Nicol  $p$  dreht sich der Nonius  $d$ , welcher sich längs des in  $360^\circ$  getheilten Kreises  $kk$  bewegt, an welchem demnach die Drehung des Nicols  $p$  abgelesen werden kann. Der Nonius  $d$  zeigt auf den Nullpunkt der Kreistheilung  $kk$ , wenn die Schwingungsebenen der beiden Nicols gekreuzt sind, in welchem Falle dann der künstliche Stern ganz verschwindet. Wird nun das Nicol  $p$  mit seiner Fassung aus dieser Stellung herausgedreht, so nimmt die Helligkeit des künstlichen Sternes um so mehr zu, je weiter sich der Nonius von dem Nullpunkte der Theilung entfernt, um ihr Maximum bei  $90^\circ$  zu erreichen.

Als constante Lichtquelle dient eine eigenthümlich construirte Gaslampe, deren Flamme vor  $x$  aufgestellt ist. Das Licht dieser Flamme kann nur durch eine kleine Oeffnung in einem geschwärzten Blechschirm auf die Oeffnung  $x$  fallen. So lange bei unveränderter Natur des Leuchtgases der Gaszuffluss constant und die Flammenhöhe unverändert bleibt, kann man auch die Lichtstärke der Flamme als unveränderlich betrachten. Jedenfalls ist dies für alle in der gleichen Nacht gemachten Beobachtungen der Fall. Eigentlich sieht man zwei Spiegelbilder des Lichtpunktes  $x$ , nämlich eines durch Reflexion auf der Vorderfläche, eines durch Reflexion auf der Hinterfläche des Spiegels  $ss$ . Bei der photometrischen Vergleichung der Sterne wird nur von dem durch Reflexion auf der Vorderfläche entstandenen Bilde Gebrauch gemacht.

Wenn nun die Helligkeit zweier Sterne mit einander verglichen werden soll, so wird das Fernrohr zunächst auf den einen,  $\alpha$ , gerichtet, und dann das Nicol  $p$  sammt seiner Fassung und dem Nonius  $d$  so weit

gedreht, bis der künstliche Stern dem zu beobachtenden an Helligkeit gerade gleich ist; alsdann wird der Nonius abgelesen, wodurch man erfährt, wie gross der Winkel  $v$  ist, um welchen man das Nicol  $p$  aus seiner Anfangsposition gedreht hat.

Hierauf wird dieselbe Beobachtung an einem zweiten Stern,  $\beta$ , gemacht. Wir wollen mit  $v'$  den Winkel bezeichnen, um welchen man das Nicol  $p$  aus seiner Anfangsposition drehen musste, um den künstlichen Stern diesem zweiten Sterne  $\beta$  gleich zu machen. Nach diesen beiden Ablesungen ergibt sich nun, dass die Helligkeit der beiden Sterne  $\alpha$  und  $\beta$  sich verhält wie die Quadrate der Sinus von  $v$  und  $v'$ .

Nimmt man also die Helligkeit eines der beiden Sterne, etwa die des Sternes  $\alpha$ , zur Einheit, so ist also die Helligkeit des Sternes  $\beta$  gleich

$$\frac{(\sin v')^2}{(\sin v)^2}.$$

Bei einer derartigen Messung ergab sich z. B. für  $\delta$  Coronae  $v = 11,3^\circ$ , für  $\alpha$  Coronae ergab sich  $v' = 30,9^\circ$ ; demnach ist die Helligkeit von  $\alpha$  Coronae gleich

$$\frac{(\sin 30,9)^2}{(\sin 11,3)^2} = \frac{0,5135^2}{0,1959^2} = 6,871.$$

Bei einer zweiten Vergleichung derselben Sterne ergab sich für  $\delta$  Coronae  $v = 11,1^\circ$  und für  $\alpha$  Coronae  $v' = 31^\circ$ , was für die Helligkeit von  $\alpha$  Coronae den Werth

7,199

ergiebt. Im Mittel ist also die Helligkeit von  $\alpha$  Coronae gleich 7,035, wenn man die Helligkeit des Sternes  $\delta$  Coronae gleich 1 setzt.

Eine wesentliche Vervollkommnung hat das Zöllner'sche Photometer durch die Verbindung mit dem §. 133 erwähnten Colorimeter erhalten.

### Bestimmung des Durchmessers der kleinen Planeten. 130

Stamper hat den Versuch gemacht, aus der Helligkeit der kleinen Planeten ihren wahren Durchmesser abzuleiten. Er benutzte hierzu photometrische Beobachtungen Steinheil's, nach welchen sich die Lichtmengen, welche die Sterne verschiedener Grössenklassen zur Erde senden, im Durchschnitt wie folgt verhalten:

Sterne sechster Grösse	10
„ fünfter	28
„ vierter	80
„ dritter	227
„ zweiter	642
„ erster	1819,

wonach also die Lichtmenge, welche uns ein Stern irgend einer Grössenklasse zusendet, im Durchschnitt  $\frac{1}{2,83}$  mal geringer wäre als die Lichtmenge, welche von einem Stern der nächst höheren Classe zu uns gelangt.

Dieses Resultat, welches etwas von dem früher §. 129 erwähnten abweicht, ist aus der Beobachtung von 26 Sternen erster bis fünfter Grösse abgeleitet. Aus Gründen, die wir hier nicht erläutern können, reducirt Stampfer den obigen Factor, welchen wir kurz mit  $\frac{1}{a}$  bezeichnen wollen, noch auf  $\frac{1}{2,519}$ . Bezeichnen wir also die Lichtstärke eines mittleren Sternes erster Grösse mit 1, so wäre danach die Lichtstärke der Sterne

$$\text{gleich } \begin{matrix} \text{2ter} & \text{3ter} & \text{4ter} & \text{5ter} & \dots & \text{nter Grösse.} \\ \frac{1}{2,519} & \frac{1}{(2,519)^2} & \frac{1}{(2,519)^3} & \frac{1}{(2,519)^4} & \dots & \frac{1}{(2,519)^{n-1}} \end{matrix}$$

Olbers schätzte im Jahre 1803 die Lichtstärke des Saturn, dessen Ring damals gerade verschwunden war, zur Zeit der Opposition gleich der von *a Canis minoris*, eines Sternes, welcher unter den Sternen erster Grösse nahezu die mittlere Helligkeit hat.

Sind *r* und *q* die Entfernungen eines Planeten von der Sonne und von der Erde zur Zeit der Opposition, *d* sein wirklicher Durchmesser, so wird seine Lichtstärke oder seine Helligkeit *H* ausgedrückt durch

$$H = A \frac{d^2}{r^2 q^2} \dots \dots \dots 1)$$

wo *A* ein constanter Factor ist, welcher von der Fähigkeit des Planeten, die Sonnenstrahlen zu reflectiren, abhängt.

Aus einer Vergleichung der Lichtstärke und des scheinbaren Durchmessers der Planeten Jupiter, Saturn und Uranus hat sich ergeben, dass dieselben nahezu gleiches Vermögen besitzen, die Sonnenstrahlen zu reflectiren oder mit anderen Worten, dass der Factor *A* für diese drei Planeten nahezu gleichen Werth hat. Für den Mars ist der Werth von *A* kleiner.

Nehmen wir nun an, dass das Reflexionsvermögen der kleinen Planeten dem des Jupiter und Saturn gleich ist, dass also der Factor *A* für sie denselben Werth habe wie für Saturn, so haben wir für einen solchen kleinen Planeten

$$H_1 = A \frac{d_1^2}{r_1^2 q_1^2} \dots \dots \dots 2)$$

wenn *H*<sub>1</sub> die Helligkeit eines der kleinen Planeten, *d*<sub>1</sub> seinen Durchmesser, *r*<sub>1</sub> seinen mittleren Abstand von der Sonne und *q*<sub>1</sub> seine Entfernung von der Erde zur Zeit seiner Opposition bezeichnet.

Nehmen wir die Lichtstärke des Saturn zur Zeit der Opposition zur Einheit, so geht Gleichung 1) über in

$$1 = A \frac{d^2}{r^2 q^2} \dots \dots \dots 3)$$

Wenn einer der kleinen Planeten zur Zeit der Opposition als ein Stern *n*ter Grösse erscheint, so ist für ihn

$$\frac{1}{a^{n-1}} = A \frac{d_1^2}{r_1^2 \varrho_1^2} \dots \dots \dots 4)$$

aus der Combination der Gleichungen 3) und 4) ergibt sich aber

$$d_1 = \frac{d \cdot r_1 \cdot \varrho_1}{r \cdot \varrho \cdot \sqrt{a^{n-1}}} \dots \dots \dots 5)$$

Sind nun, wie es wirklich der Fall ist, alle übrigen Grössen dieser Gleichung bekannt, so lässt sich nach derselben  $d_1$ , d. h. der Durchmesser des kleinen Planeten, berechnen.

Für Saturn ist

$$\begin{aligned} d &= 16\,305 \text{ geographische Meilen,} \\ r &= 9,393 \text{ Erdweiten,} \\ \varrho &= 8,393 \text{ „} \end{aligned}$$

Für die kleinen Planeten ist im Mittel

$$\begin{aligned} r_1 &= 2,54 \text{ Erdweiten,} \\ \varrho_1 &= 1,54 \text{ „} \end{aligned}$$

Der Werth von  $a$  ist, wie oben erwähnt wurde, gleich 2,519. Setzt man diese Zahlenwerthe in Gleichung 5), so ergibt sich für einen kleinen Planeten, welcher zur Zeit der Opposition als ein Stern siebenter Grösse erscheint,

$$d_1 = \frac{16\,305 \cdot 2,54 \cdot 1,54}{9,393 \cdot 8,393 \sqrt{2,519^6}} = 47,5 \text{ geogr. Meilen.}$$

In gleicher Weise ergeben sich für Asteroiden, welche zur Zeit der Opposition als Sterne der Grössenklasse erscheinen, welche in der ersten Verticalreihe der folgenden Tabelle eingetragen ist, die nebenbei stehenden Werthe des wahren Durchmessers

Grössen- classse	Wahrer Durchmesser	Scheinbarer Durchmesser
7	47,5 geogr. Meilen	0,308 Secunden
8	29,7 „ „	0,192 „
9	18,5 „ „	0,120 „
10	11,6 „ „	0,075 „
11	7,2 „ „	0,047 „
12	4,5 „ „	0,030 „

Bei Berechnung dieser Tabelle ist der mittlere Abstand der kleinen Planeten von der Sonne für alle als gleich angenommen, was nur für eine erste rohe Annäherung angenommen werden kann. Wenn es sich um irgend einen bestimmten handelt, so sind die ihm entsprechenden Werthe von  $r_1$  und  $\varrho_1$  in Rechnung zu bringen. Für Ceres, welche zur Oppositionszeit als ein Stern achter Grösse erscheint, z. B. ist  $r_1 = 2,77$ ,  $\varrho_1 = 1,77$ , woraus sich ergibt

$$\frac{16\,000 \cdot 2,77 \cdot 1,77}{9,393 \cdot 8,393 \sqrt{2,519^7}} = 39 \text{ geogr. Meilen.}$$

Für Pallas ergibt sich auf diese Weise ein Durchmesser von 30 geographischen Meilen.

Victoria erscheint als ein Stern zehnter Grösse; für sie ist  $r_1 = 2,33$ ,  $q_1 = 1,33$ , und danach ergibt sich für dieselbe

$$d_1 = 9,8 \text{ geographische Meilen.}$$

Uranus erscheint zur Zeit der Opposition als ein Stern von gut sechster Grösse, wir können für ihn also  $n = 5,8$  setzen; ferner ist für ihn  $r_1 = 19,18$ ,  $q_1 = 18,18$ , wonach sich nach Gleichung 5) ergibt

$$d_1 = 5688 \text{ geogr. Meilen,}$$

während sich aus der Messung des scheinbaren Durchmessers (4,12 Sekunden) ein Durchmesser von 7396 geographischen Meilen für Uranus ergibt.

Uebrigens ist die von Stampfer gemachte Voraussetzung über das gleiche Reflexionsvermögen der Planeten keineswegs zutreffend. Die kleinen Planeten zeigen nämlich vielfach einen deutlich ausgeprägten Lichtwechsel, welcher schon früh zu der Annahme geführt hat, dass sie entweder mit dunklen Flecken versehen sind, oder zum Theil unregelmässige Gestalten haben, die von der Kugelgestalt stark abweichen. Genaue photometrische Untersuchungen, welche G. Müller in Potsdam ausgeführt hat, haben gezeigt, dass die Helligkeitsänderungen der kleinen Planeten im Zusammenhange mit ihren Phasen stehen, dass aber der Einfluss der Phase nicht bei allen kleinen Planeten der gleiche ist, dass auch auf die Helligkeitsänderungen das Lambert'sche Phasengesetz nicht anwendbar ist. Lambert hat nämlich schon in der Mitte des vorigen Jahrhunderts eine Formel für die von einer theilweise erleuchteten Kugel reflectirte Lichtmenge abgeleitet, welche das von der Venus ausgestrahlte Licht gut darstellt, dagegen beim Monde, dem Mars und überhaupt wohl bei allen Körpern mit sehr rauher Oberfläche nicht zutrifft. Die kleinen Planeten verhalten sich in dieser Beziehung verschieden, woraus geschlossen werden kann, dass die Beschaffenheit ihrer Oberfläche nicht die gleiche ist.

**131 Veränderliche Sterne.** Der erste Stern, an welchem ein regelmässiger Wechsel der Lichtstärke beobachtet wurde, ist  $\alpha$  Ceti. David Fabricius hatte ihn am 12. August 1596 als einen Stern zweiter Grösse beobachtet und im October desselben Jahres verschwinden sehen; die periodische Veränderlichkeit dieses Sternes entdeckte aber Holwarda, Professor zu Franeker, im Jahre 1639.

Der fragliche Stern, welcher dieser merkwürdigen Erscheinung wegen auch Mira Ceti genannt wurde, erreicht im Maximum den Glanz eines Sternes zweiter Grösse; seine Helligkeit nimmt aber dann wieder so ab, dass er für das blosse Auge vollständig verschwindet. Mit Fernrohren ist er zur Zeit seines Lichtminimums schon als ein Stern elfter bis zwölfter Grösse beobachtet worden, so dass es nicht ganz ausgemacht

ist, ob er immer ganz verschwindet. Das Maximum seines Lichtglanzes erreicht ebenfalls nicht immer dieselbe Grösse; während er manchmal, wie bereits bemerkt wurde, die Helligkeit eines Sternes zweiter Grösse erreicht, wird er bisweilen auch zur Zeit seines Maximums nur noch einem Sterne fünfter Grösse gleich.

Die Periode, in welcher Mira Ceti den ganzen Cyclus der erwähnten Veränderungen durchläuft, dauert 331 Tage. Im Mittel dauert die Zeit der Lichtzunahme von der sechsten Grösse bis zum Maximum 50 Tage, die der Lichtabnahme vom Maximum bis zur sechsten Grösse 69 Tage, so dass der Stern ungefähr vier Monate mit blossen Augen sichtbar bleibt. Zuweilen hat diese Sichtbarkeit sich auf fünf Monate gesteigert, während sie zu anderen Zeiten nur drei Monate gewesen ist. Ebenso ist auch die Dauer der Zu- und Abnahme des Lichtes grossen Schwankungen unterworfen.

Im Jahre 1669 erkannte Montanari die Veränderlichkeit des Sternes  $\beta$  Persei (Algol am Medusenhaupt), der unter den veränderlichen Sternen eine der kürzesten Perioden zeigt; denn diese beträgt nur 2 Tage 20 Stunden 49 Minuten, also nahezu 69 Stunden. 62 Stunden dieser Periode ist er Stern zweiter Grösse, etwa  $3\frac{1}{2}$  Stunden braucht er, um zur vierten Grösse abzunehmen und ungefähr ebenso viel Zeit, um seinen gewöhnlichen Glanz wieder zu erlangen.

Diese eigenthümliche Art des Lichtwechsels lässt kaum eine andere Erklärung zu, als dass durch irgend eine undurchsichtige Masse das Licht theilweise verdeckt wird, seien es nun dunkle Flecken auf dem Sterne, die bei der Rotation desselben um seine Axe uns periodisch zugekehrt werden, sei es ein dunkler Körper, der um den Stern rotirt. Von dem Amerikaner Pickering ist diese letzte Ansicht vertreten worden, und er hat auch einen Versuch gemacht, die Elemente des Satelliten zu ermitteln.

Wenn nämlich ein kugelförmiger, dunkler Körper vor einen hellen tritt, so sind, wie bei den Sonnenfinsternissen, drei Arten der Bedeckungen möglich. Erstens kann die Bedeckung, entsprechend einer totalen Finsterniss, derartig sein, dass das Licht des hellen Körpers, wenigstens für kurze Zeit, ganz verschwindet. Dies ist nun thatsächlich bei Algol nicht der Fall. Zweitens kann die Finsterniss eine ringförmige sein, dann wird die Helligkeit bis zu einem gewissen Minimum abnehmen, darauf eine Zeit lang constant sein und schliesslich wieder zunehmen. Drittens kann aber die Bedeckung eine partiale sein; in diesem Falle wird das Licht verdunkelt bis zu einem Minimum, und dann sofort heller werden. Aus den sehr vielen Beobachtungen des Algol geht nun hervor, dass der dritte Fall hier zutrifft. Pickering hat nun versucht, das Verhältniss der Durchmesser der beiden Körper zu ermitteln. Es ist ziemlich festgestellt, dass bei der grössten Dunkelheit die Lichtstärke des Algol 0,416 der normalen Helligkeit ist; es muss also der Begleiter 0,584 der Helligkeit auffangen. Wir können nun leicht bestimmen, wie

gross mindestens der Durchmesser des Begleiters im Verhältniss zu dem des Hauptsternes ist. Wenn nämlich eine innere Berührung der Ränder stattfindet (Fig. 198), und gleichzeitig der dunkle Stern 0,584 der Helligkeit des Hauptsternes auffängt, dann verhalten sich die Durchmesser der beiden Sterne wie  $1 : \sqrt{0,584} = 1 : 0,764$ . Kleiner als 0,764 kann demnach der Durchmesser des Satelliten nicht sein, wohl aber könnte er erheblich grösser sein (Fig. 199). Nun wird aber die Schnelligkeit der Ab- und Zunahme des Lichtes von der relativen Grösse der Durchmesser abhängen, und mit Berücksichtigung hiervon fand Pickering, dass

Fig. 200.

Fig. 198.

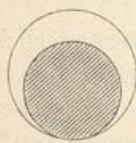
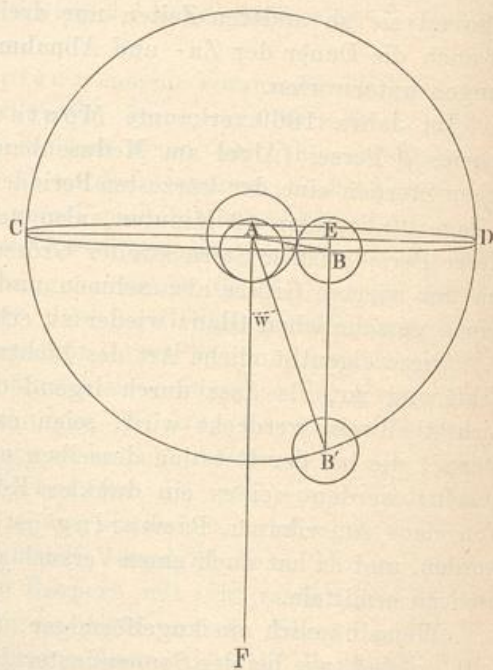
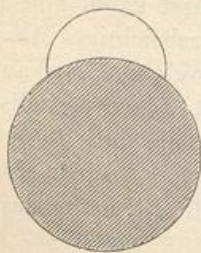


Fig. 199.



nahezu eine innere Berührung, wie sie in Fig. 198 angedeutet ist, stattfinden müsse.

Ist das Verhältniss der Durchmesser aber bekannt, so lassen sich auch andere Elemente finden. Zunächst ergiebt sich die Umlaufszeit direct aus der Periode; dieselbe scheint allerdings nicht ganz gleichmässig zu sein, ist aber im Mittel nahezu 2 Tage 20 Stunden 48,9 Minuten.

Es sei nun  $A$  (Fig. 200) der Mittelpunkt des Hauptsternes,  $B$  der des Begleiters in dem Moment, wo die Verdunkelung des Lichtes beginnt,  $CDB$  die Bahn des Begleiters, wie sie für einen Beobachter auf der Erde sich an der Himmelskugel projicirt. Die wahre Bahn wollen wir der Einfachheit wegen als kreisförmig annehmen. Wir denken uns von  $B$  aus auf die grosse Axe  $CD$  der scheinbaren Bahn ein Loth  $BE$  gefällt, und setzen  $AE = x$ ,  $EB = y$ . Jetzt wollen wir uns die wahre

Bahn soweit um die Linie  $CD$  gedreht denken, dass sie mit der Ebene des Papiers zusammenfällt und durch den Kreis  $CDB'$  dargestellt wird; dann wird  $B$  nach  $B'$  kommen, so dass  $EB'$  senkrecht auf  $CD$  steht.

Es werde nun die Richtung von dem Hauptstern nach dem Begleiter in der wahren Bahn mit  $w$  bezeichnet, und von derjenigen Richtung aus gerechnet, in welcher sich der Begleiter zu der Zeit befindet, wenn das Minimum des Lichtes stattfindet. Diese letztere Richtung würde in unserer Figur der Richtung der Linie  $AF$  entsprechen, wo  $AF \perp CD$  ist, und es ist demnach der Winkel  $FAB' = w$ ; ferner wollen wir die halbe grosse Axe  $AD$  der scheinbaren Bahn mit  $a$  und ihre halbe kleine Axe mit  $b$  bezeichnen. Wir haben dann

$$\begin{aligned} AE &= x = AB' \cos (90^\circ - w) \\ &= a \sin w. \end{aligned}$$

Ferner ist

$$\begin{aligned} EB' &= AB' \sin (90^\circ - w) \\ &= a \cos w. \end{aligned}$$

Nach einem bekannten Satze verhält sich aber  $EB'$  zu  $EB$  wie  $a$  zu  $b$ , also ist

$$a \cos w : y = a : b,$$

und

$$y = b \cos w.$$

Wir verbinden nun  $A$  mit  $B$  und setzen  $AB = D$ , dann ist  $D^2 = x^2 + y^2$ . Es ist aber auch  $D$  gleich der Summe der Halbmesser der beiden Gestirne, und setzen wir den Halbmesser des Hauptsternes  $= 1$ , so ist, wie oben gezeigt, der Halbmesser des Begleiters  $= 0,764$ , folglich wird

$$\begin{aligned} (1,764)^2 &= x^2 + y^2 \\ &= a^2 \sin^2 w + b^2 \cos^2 w \quad \dots (1) \end{aligned}$$

$w$  ist aber der Bogen, den der Begleiter in seiner Bahn während der Zeit beschreibt, welche zwischen der ersten Abnahme des Lichtes und der grössten Verdunkelung verfliesst; diese Zeit hat sich aus den Beobachtungen zu 4 Stunden und 35 Minuten ergeben. Die Zeit eines ganzen Umlaufes ist durch die Periode des Lichtwechsels gegeben, und diese beträgt, wie oben erwähnt, 2 Tage 20 Stunden 48,9 Minuten. Wir haben also das Verhältniss:

$$360^\circ : w = 2^t 20^h 48,9^m : 4^h 35^m,$$

oder:

$$\begin{aligned} w &= \frac{360 \times 4^h 35^m}{68^h 48,9^m} \\ &= 24,0^\circ. \end{aligned}$$

Danach geht die Gleichung (1) in folgende über:

$$(1,764)^2 = 3,112 = 0,165 a^2 + 0,835 b^2.$$

Die Grösse  $b$ , oder die halbe kleine Axe der scheinbaren Bahn können wir aber leicht bestimmen; sie ist nämlich gleich der Entfernung

der Mittelpunkte der beiden Gestirne zur Zeit ihrer scheinbaren inneren Berührung, oder

$$\begin{aligned} &= 1 - 0,764 \\ &= 0,236. \end{aligned}$$

Also erhalten wir die Gleichung:

$$\begin{aligned} 3,112 &= 0,165 a^2 + 0,835 (0,236)^2 \\ &= 0,165 a^2 + 0,047 \\ a^2 &= \frac{3,065}{0,165} \\ a &= 4,310, \end{aligned}$$

während wir fanden:

$$b = 0,236.$$

Die Einheit ist hier also der Halbmesser des Hauptsternes. Als weiteres Element lässt sich noch die Neigung der Bahnebene gegen eine auf der Gesichtslinie senkrechte Ebene ermitteln. Denn denken wir uns die wahre Bahn  $CDB'$  (Fig. 194) wieder um die Axe  $CD$  und zwar um einen Winkel  $J$  gedreht, so wird in der auf die ursprüngliche Ebene projicirten Bahn  $CDB$  der Abstand eines jeden Punktes von der Axe  $CD$  im Verhältniss des Cosinus des Winkels  $J$  verkürzt erscheinen. So ist z. B.  $EB = EB' \cos J$  und also auch die halbe kleine Axe  $b = a \cdot \cos J$ . Daher erhalten wir:

$$\cos J = \frac{b}{a},$$

und da  $b$  und  $a$  gegeben sind, so lässt sich hieraus  $J$  finden. Wir erhalten in unserem Beispiele also:

$$\cos J = \frac{0,236}{4,310},$$

und daraus:

$$J = 86^\circ 52'.$$

Gegen die Annahme einer kreisförmigen Bahn scheint der Umstand zu sprechen, dass die Dauer der Zunahme des Lichtes der Dauer der Abnahme nicht völlig gleich ist, woraus man auf eine ungleichförmige Bewegung des Satelliten in seiner Bahn schliessen könnte, indessen haben Versuche von Pickering, eine elliptische Bahn zu ermitteln, die den Beobachtungen besser genügt, zu keinem besonders günstigen Resultate geführt. In der That lässt sich die beobachtete Ungleichförmigkeit auch auf andere Weise erklären, z. B. durch die Annahme, dass der Satellit keine kugelförmige, sondern eine unregelmässige Gestalt hat.

Wir dürfen nun nicht annehmen, dass der Hauptstern im Raume unbeweglich ist und der Begleiter um ihn eine Bahn beschreibt, sondern beide Gestirne müssen Bahnen um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt beschreiben. In der obigen Rechnung konnten wir allerdings alle Be-

wegungen des Sternsystemes auf den Hauptstern beziehen, den wir dabei als unbeweglich annehmen; wir erhielten dadurch die relative Bewegung des Begleiters gegen den Hauptstern und eine Bahn, welche der wahren Bahn eines jeden der Componenten ähnlich und nur an Grösse von ihr verschieden ist. So wird also auch der sichtbare Hauptstern in  $2^{\text{h}} 20^{\text{m}} 49^{\text{s}}$  eine Kreisbahn um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt beschreiben, und man könnte fragen, ob diese Bewegung nicht durch genaue Messinstrumente nachzuweisen ist?

Versuche, welche in dieser Richtung gemacht sind, haben zu keinem Ziele geführt, und es lässt sich auch zeigen, dass wahrscheinlich die scheinbare Bewegung des Sternes zu klein ist, als dass sie gemessen werden könnte. Nehmen wir an, dass der scheinbare Durchmesser Algols zu klein ist, um im Fernrohr wahrnehmbar zu sein, dass Algol dieselbe Leuchtkraft habe, wie ein Theil der Sonne von der gleichen scheinbaren Oberfläche, so finden wir, dass der Durchmesser Algols nur  $0,006''$  beträgt, woraus sich die halbe grosse Axe der scheinbaren Bahn zu  $0,026''$  ergibt. Nehmen wir nun ferner an, dass der Hauptstern und der Begleiter die gleiche Dichtigkeit haben, so werden sich ihre Massen verhalten wie die Volumina oder wie die Cuben der Halbmesser. Letztere verhalten sich aber wie  $1:0,764$ , also verhalten sich die Massen wie  $1:(0,764)^3$  oder wie  $1:0,446$ . Daraus ergibt sich die Entfernung des Hauptsternes vom Schwerpunkte zu  $0,008''$ , und die des Begleiters zu  $0,018''$ . Der sichtbare Stern beschreibt demnach eine Kreisbahn von  $0,008''$  Radius, und eine so geringe Bewegung, die innerhalb weniger Stunden eintritt, lässt sich nicht mit Sicherheit nachweisen. Von einer anderen Methode, die Bewegung des Sternes zu messen, welche mehr Sicherheit bietet, wird weiter unten die Rede sein.

Sterne von der Art des Lichtwechsels von Algol sind bis jetzt folgende neun bekannt:

Stern	Rectasc.	Decl.	Periode	Grösse	
	1900,0			Max.	Min.
U Ophiuchis . . . . .	17 <sup>h</sup> 11,5 <sup>m</sup>	+ 1 <sup>o</sup> 19'	0 <sup>t</sup> 20 <sup>h</sup> 7 <sup>m</sup> 42 <sup>s</sup>	6,0	6,7
R Can. maj. . . . .	7 14,9	— 16 12	1 3 15 55	5,9	6,7
Y Cygni . . . . .	20 48,0	+ 34 17	1 11 56 48	7,1	7,9
♂ Librae . . . . .	14 55,6	— 8 7	2 7 51 23	5,0	6,2
U Cephei . . . . .	0 53,4	+ 81 20	2 11 49 45	7,1	9,2
β Persei . . . . .	3 1,6	+ 40 34	2 20 48 55	2,3	3,5
U Coronae . . . . .	15 14,1	+ 32 1	3 10 51 9	7,5	8,9
λ Tauri . . . . .	3 55,1	+ 12 12	3 22 52 12	3,4	4,2
S Cancri . . . . .	8 38,2	+ 19 24	9 11 37 45	8,2	9,8

Von anderen Veränderlichen mögen folgende erwähnt werden:

$\chi$  Cygni, zuerst im Jahre 1686 von Kirch als veränderlich erkannt, mit einer Periode von im Mittel 406 Tagen, die aber starken Schwankungen unterworfen ist. Die Helligkeit schwankt zwischen der vierten und dreizehnten Grösse; die Farbe des Sternes ist sehr intensiv roth, und sein Lichtwechsel wird am einfachsten durch dunkle Flecken, etwa Schlackenbildungen, von unregelmässiger und wechselnder Gestalt erklärt, verbunden mit einer Rotation des Sternes um seine Axe.

R Hydrae, von Hevel 1662 wahrscheinlich als sechster Grösse, von Montanari 1670 als vierter Grösse beobachtet, und 1704 von Maraldi als veränderlich erkannt. Die Helligkeit beträgt im Maximum  $4\frac{1}{2}$  bis  $5\frac{1}{2}$  Grösse, im Minimum etwa zehnte Grösse. Seine Periode ist ziemlich unregelmässig und nimmt deutlich ab. Sie betrug:

1708 . . . . .	500 Tage,
1785 . . . . .	487 "
1825 . . . . .	461 "
1870 . . . . .	437 "

Unter den anderen im vorigen Jahrhundert als veränderlich erkannten Sternen ist einer der merkwürdigsten  $\beta$  Lyrae. Dieser Stern hat in seiner Periode von 12 Tagen und 22 Stunden zwei deutliche Maxima und zwei Minima. In dem einen Minimum hat er die Helligkeit 4,5, dann folgt ein Maximum von 3,4. Grösse nach 3 Tagen 2 Stunden, dann folgt wieder ein Minimum von der 3,9. Grösse nach 3 Tagen 8 Stunden, und diesem wieder ein Maximum der 3,4. Grösse nach 3 Tagen 3 Stunden. Die Perioden sind übrigens etwas veränderlich.

Einer der merkwürdigsten Veränderlichen ist der auf der südlichen Halbkugel befindliche Stern  $\eta$  Argus. Halley hatte diesen Stern im Jahre 1677 vierter Grösse geschätzt. Lacaille schätzte ihn 1751 zweiter Grösse, und Burchell 1811 bis 1815 wieder vierter Grösse. In den Jahren 1822 bis 1826 wurde er von Fallows und Brisbane (Astronomen am Cap) wieder zweiter Grösse geschätzt, und im Februar 1827 von Burchell erster Grösse, gleich dem Sterne  $\alpha$  im südlichen Kreuz. Ein Jahr später, im Februar 1828, war er zweiter Grösse und blieb so etwa bis 1833. Zwischen 1834 und 1837 wurde er von Herschel zwischen der zweiten und ersten Grösse taxirt. Am 16. December 1837 sah Herschel den Stern plötzlich sehr viel heller, und an Helligkeit alle Sterne erster Grösse, ausser Sirius und Canopus, übertraffend; sehr nahe dem Sterne  $\alpha$  Centauri. Er nahm noch etwas an Helligkeit zu, bis er am 2. Januar 1838 das Maximum erreichte; dann nahm er fünf Jahre lang sehr langsam an Helligkeit ab, blieb aber immer erster Grösse. Im April 1843 wurde er wieder viel heller, übertraf den Canopus und wurde dem Sirius nahezu gleich. In dieser Helligkeit blieb er sieben Jahre hindurch; dann nahm die Helligkeit beträchtlich ab, 1863 war er fünfter Grösse, jetzt ist er siebenter Grösse.

Man hat in neuerer Zeit die veränderlichen Sterne in fünf Classen eingetheilt, und zwar:

1. Sterne vom Typus des Algol.
2. Sterne wie  $\alpha$  Ceti,  $\eta$  Argus u. a., mit Perioden zwischen sechs Monaten bis zu mehreren Jahren, deren Helligkeit in den verschiedenen Perioden häufig sehr ungleich ist, und bei denen zu Zeiten die Helligkeit einige hundertmal grösser ist als zu anderen.
3. Sterne von schwachem Lichtwechsel ohne erkennbare Periode. Zu diesen gehören  $\alpha$  Orionis und  $\alpha$  Cassiopejæ, ausserdem sehr viele, vielleicht die meisten Sterne.
4. Sterne von raschem Lichtwechsel, welche mehr als ein Maximum und Minimum haben ( $\beta$  Lyrae).
5. Temporäre Sterne, von denen das folgende Capitel handeln wird.

**Temporäre Sterne.** Manchmal erscheinen plötzlich neue Sterne 132  
am Himmel, welche kurze Zeit glänzen, um alsbald wieder zu verschwinden.

So berichtet Plinius, dass Hipparch das Aufleuchten eines hellen Sternes beobachtet habe und hierdurch veranlasst worden sei, einen Sternkatalog anzufertigen, damit ähnliche Erscheinungen in Zukunft leichter bemerkt würden. Nach den Chinesischen Annalen sind in früheren Zeiten öfter Sterne aufgeleuchtet, so einer im Jahre 134 v. Chr. (vielleicht mit dem Hipparch'schen identisch) im Sternbilde des Skorpion, ein anderer im Jahre 123 n. Chr. zwischen  $\alpha$  Herculis und  $\alpha$  Ophiuchi, ferner 173 n. Chr. im Centauren, 369 und 386 im Schützen, 393 und 1203 im Skorpion, 1230 zwischen dem Ophiuchus und der Schlange.

Ferner haben wir folgende Nachrichten über neu erschienene Sterne:

Im Jahre 389 erschien nach dem Zeugnis des Cuspinianus ein neuer Stern nahe bei  $\alpha$  Aquilæ, welcher mit der Helligkeit der Venus aufloderte und nach drei Wochen spurlos verschwand.

Einer der merkwürdigsten unter den temporären Sternen ist der vom Jahre 1572, welchen Tycho Brahe sorgfältig beobachtet hat. Er erschien im November im Sternbilde der Cassiopeja, und erreichte in der ersten Zeit die Helligkeit der Venus in ihrem grössten Glanze, so dass er selbst um Mittag bei klarer Luft gesehen werden konnte. Im December 1572 begann sein Glanz abzunehmen und er verschwand endlich im März 1574, 16 Monate nach seinem ersten Erscheinen. Anfangs blendend weiss, wurde er im März 1573 röthlich und im Januar 1574 wieder weiss.

Ein böhmischer Astronom, Cyprianus Leovitius, versichert, in einer handschriftlichen Chronik die Nachricht gefunden zu haben, dass im Jahre 945 sowohl als auch im Jahre 1264 zwischen den Constellationen des Cepheus und der Cassiopeja ganz nahe der Milchstrasse ein glänzender Stern erschienen sei; darauf gründete sich nun die Ansicht einiger Astronomen, dass der schöne Stern ein periodischer sei und

dass seine Periode 313 Jahre betrage. Wäre diese Ansicht richtig gewesen, so hätte der Stern etwa im Jahre 1886 wieder erscheinen müssen. Aber abgesehen von der geringen Zuverlässigkeit der Nachricht des Leovitius ist es sehr unwahrscheinlich, dass ein Stern eine so grosse und dabei regelmässige Periode seines Lichtwechsels hat.

Im Jahre 1604 erschien ein neuer Stern im Ophiuchus, welcher den Jupiter an Helligkeit übertraf, aber dem Sterne von 1572 nicht ganz gleich kam und auch nicht bei Tage gesehen werden konnte. Dieser Stern wurde besonders von Kepler beobachtet. Er erschien im September oder October 1604. Zu Anfang des Januar 1605 war er noch heller als Antares, aber weniger hell als Arcturus; im März dieses Jahres war er nur noch dritter Grösse. Vier Monate lang konnte er wegen der Nähe der Sonne nicht beobachtet werden. Im März 1606 verschwand er spurlos.

Im Jahre 1848 beobachtete Hind einen neuen Stern sechster Grösse gleichfalls im Ophiuchus. Im Jahre 1850 war er nur noch 11. Grösse und wahrscheinlich dem Verschwinden nahe; jetzt hat er nur noch die 13. Grösse.

Im Mai 1866 erschien im Sternbilde der nördlichen Krone plötzlich ein Stern zweiter Grösse, dessen Helligkeit sehr rasch abnahm, so dass er bereits nach acht Tagen nicht mehr mit freiem Auge wahrgenommen werden konnte. Er ist identisch mit einem bereits früher beobachteten Sterne der  $9\frac{1}{2}$ . Grösse, und seine Helligkeit ist allmählich wieder auf diesen Betrag zurückgegangen.

Eine ähnliche Erscheinung fand im November 1876 im Sternbilde des Schwans statt. Dort wurde plötzlich ein Stern dritter Grösse bemerkt an einer Stelle, wo früher kein Stern heller als von der neunten Grösse gewesen war. Auch dieser Stern wurde rasch schwächer und hat jetzt nur noch die  $13\frac{1}{2}$ . Grösse.

Ausser den erwähnten haben noch einige weniger glänzende Erscheinungen neuer Sterne stattgefunden, die aber alle einen ähnlichen Charakter, rasches Aufleuchten und allmähliche Abnahme des Lichtes, zeigen. Im Ganzen gehört aber das Aufleuchten der temporären Sterne zu den selteneren Ereignissen, und in den letzten 2000 Jahren können deren kaum mehr als 30 mit einiger Sicherheit aufgeführt werden.

**133 Farbige Sterne.** Ptolemäus führt in seinem Fixsternkatalog sechs röthliche Sterne an, nämlich Arcturus, Aldebaran, Pollux, Antares, Beteigeuze und Sirius. Von diesen haben fünf noch jetzt ein röthliches Licht, während Sirius gegenwärtig vollkommen weiss ist.

Entschieden weiss sind, ausser Sirius, unter den helleren Sternen gegenwärtig Wega, Deneb, Regulus und Spica. Gelbliches Licht haben Procyon, Atair, der Polarstern und besonders  $\beta$  Ursae minoris.

Unter den teleskopischen Sternen finden sich viele rothe. Von ihnen ist besonders zu erwähnen der veränderliche Herschel'sche

Garnet star (Granatstern),  $\mu$  Cephei (Rect.  $11^h 40,4^m$ , Decl.  $+ 58^\circ 19'$ ), ferner der ebenfalls veränderliche Crimson star (Carmoisinstern) Hind's, R. Leporis (Rect.  $4^h 55,0^m$ , Decl.  $- 14^\circ 57'$ ), sowie ein Stern des südlichen Himmels nahe bei  $\beta$  Crucis, den Herschel mit einem Blutstropfen verglich. Ueberhaupt herrscht unter den veränderlichen Sternen die rothe Farbe sehr vor, woraus man schliessen kann, dass in sehr vielen Fällen die Veränderlichkeit durch fortgeschrittene Abkühlung der Oberfläche des Sternes und damit im Zusammenhange stehende Schlackenbildung bewirkt wird. Schjellerup veröffentlichte zuerst ein Verzeichniss rother Sterne, welches allmählich vervollständigt ist; ein sehr vollständiger Katalog rother Sterne ist von Birmingham zusammengestellt.

Auch unter den Doppelsternen findet man viele farbige, und zwar sind bald die beiden Sterne gleichfarbig, bald haben sie verschiedene Farben.

So sind z. B. die beiden Sterne von  $\gamma$  Virginis ( $3^m$  und  $3^m$ ) gelblich, von  $\rho$  Herculis ( $4^m$  und  $5^m$ ) grünlich, von  $\xi$  Ursae majoris ( $2^m$  und  $4^m$ ) mattgrün u. s. w.

Bei vielen anderen Doppelsternen zeigt sich dagegen eine merkliche Verschiedenheit der Farbe. So ist z. B. bei  $\alpha$  Ursae minoris der Hauptstern gelb, der Begleiter weiss; bei  $\alpha$  Piscium der grössere ( $3^m$ ) grünlich, der kleinere ( $4^m$ ) blau; bei  $\xi$  Orionis der Hauptstern ( $2^m$ ) gelb, der Nebensterne ( $6^m$ ) rothgelb; bei  $\gamma$  Leonis ist der Hauptstern ( $2^m$ ) goldgelb, der kleinere ( $3,5^m$ ) röthlich; bei  $\epsilon$  Bootis ist der Hauptstern ( $3^m$ ) roth, der Begleiter ( $6^m$ ) blau u. s. w.

Ein schöner dreifacher Stern ist  $\gamma$  Andromedae; der Hauptstern ( $3^m$ ) ist goldgelb, die beiden kaum  $\frac{1}{2}$  Secunde von einander entfernten Begleiter sind bläulichviolett.

In vielen Fällen zeigen sich die Componenten der Doppelsterne in complementären Farben, und mag dies wohl häufig nur eine subjective Erscheinung sein, die auf einer Contrastwirkung beruht.

Zöllner hat an seinem bereits auf S. 355 besprochenen Astrophotometer noch eine weitere Vorrichtung angebracht, welche dazu dient, den künstlichen Stern beliebig gefärbt erscheinen zu lassen, so dass er auch in Beziehung seiner Farbe dem zu beobachtenden natürlichen Sterne vollkommen gleich gemacht werden kann. Diese Vorrichtung, welche Zöllner Colorimeter nennt, ist in unserer Figur ganz weggelassen, wie denn überhaupt die ganze Partie zwischen  $r$  und  $x$ , der Kleinheit des Maassstabes wegen nur schematisch dargestellt, keineswegs die Constructions- und Verbindungsweise der einzelnen Theile so wieder giebt, wie sie an dem Zöllner'schen Instrumente ausgeführt sind.

Das Colorimeter wird durch die Combination des Nicols  $p$  mit einer senkrecht zur Axe geschnittenen Bergkrystallplatte und einem dritten Nicol gebildet. Die senkrecht zur Axe geschnittene, 5 mm dicke Quarzplatte ist zunächst rechts von  $p$  angebracht und zwar so, dass ihre

Stellung gegen  $p$  unverändert bleibt; rechts von dieser Quarzplatte befindet sich dann das dritte Nicol. (Natürlich muss der Abstand von  $p$  bis  $x$  grösser sein als in unserer Figur, damit die Quarzplatte und das dritte Nicol zwischen  $p$  und  $x$  noch Platz finden.)

Wenn das dritte Nicol um seine Axe gedreht wird, während  $p$  seine Stellung beibehält, so ändert sich die Farbe der Quarzplatte, welche man durch entsprechende Drehung der des natürlichen Sternes gleichmachen kann. Die Drehung des dritten Nicols gegen das Nicol  $p$  kann an einem besonderen Theilkreise abgelesen werden. Wir müssen uns hier begnügen, Zweck und Construction des Colorimeters nur anzudeuten.

134 **Ansehen der Sterne mit blossem Auge und mit dem Fernrohre betrachtet.** Wenn man die Sterne mit unbewaffnetem Auge betrachtet, so erscheinen sie nicht als einfache helle Punkte, sondern mit divergirenden Strahlen versehen, wodurch das Bild des Sternes eine ziemliche Ausdehnung erhält. Diese Strahlen sind es, welche verhindern, dass man neben Jupiter dessen vier hellere Trabanten noch unterscheiden kann, welche gross und hell genug sind, um als isolirt stehende Sterne ohne Fernrohre sichtbar zu sein.

Dieser Umstand, dass das Bild der Sterne mit blossem Auge betrachtet durch divergirende Strahlen vergrössert erscheint, hat ohne Zweifel seine Quelle im Auge des Beobachters; sphärische Aberration, Diffraction an den Rändern der Pupille oder an den Wimpern, die Ausbreitung des Lichteindrucks auf der Netzhaut von dem unmittelbar gereizten Punkte aus wirken hier zusammen, um die besprochene Erscheinung hervorzubringen. Dass dieselbe subjectiver Natur ist, geht daraus hervor, dass sie bei verschiedenen Personen oft sehr ungleich ist. In Folge der Sternstrahlung schrieben Kepler und Tycho dem Sirius einen Durchmesser von  $4'$  und  $2' 20''$  zu.

Durch Fernrohre wird das Bild der Fixsterne weit reiner, aber immer bleibt ihnen, selbst bei den besten Instrumenten, ein falscher und zwar zu grosser Durchmesser. Dass dieser Durchmesser nicht der wahre Winkeldurchmesser ist, unter welchem uns das Fernrohr den Stern zeigen sollte, geht daraus hervor, dass er bei wachsender Vergrösserung nicht zunimmt, wie der Durchmesser der Planeten. Wenn man einen Doppelstern durch Fernrohre betrachtet, so rücken die beiden Sterne um so weiter von einander weg, je stärker die angewandte Vergrösserung ist, während die Durchmesser der Sterne selbst bei wachsender Vergrösserung eher kleiner werden.

Dass durch Fernrohre Sterne sichtbar werden, welche man mit blossem Auge nicht sehen kann, ist demnach nicht sowohl eine Folge der Vergrösserung, als vielmehr des Umstandes, dass bei grosser Oeffnung des Objectivs eine weit grössere Menge von Lichtstrahlen von dem Sterne ins Auge gelangt, als ohne das Fernrohr durch die Pupillenöffnung eingedrungen sein würde. Die raumdurchdringende Kraft der

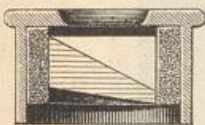
Fernrohre, vermöge deren man gewissermaassen weiter in die Himmelsräume vordringen und Sterne erblicken kann, die ohne Fernrohr unsichtbar bleiben, ist also vorzugsweise durch die Grösse der Objectivöffnung bedingt.

Mit einem Fernrohre kann man hellere Fixsterne auch bei Tage sehen; es kommt dies daher, weil durch die Vergrösserung der Himmels-hintergrund weniger hell wird, während die Sterne als Punkte nicht vergrössert und also auch nicht lichtschwächer werden. Daher kommt es wesentlich darauf an, um Sterne bei Tage zu sehen, nicht zu schwache Vergrösserungen anzuwenden. Man sieht mit einem kleinen Fernrohre und starker Vergrösserung am Tage die Sterne leichter, als mit einem grossen und lichtstarken Fernrohre, aber schwacher Vergrösserung.

### Anwendung des Polariskops zur Prüfung des Lichtes 135 der Gestirne.

Um zu prüfen, ob das Licht des im Jahre 1819 erschienenen Kometen polarisirt sei oder nicht, wandte Arago ein achromatisirtes Kalkspathprisma, Fig. 201, an. Wenn man einen Fixstern durch dasselbe betrachtet, so sind die beiden Bilder stets vollkommen gleich, wie man das Prisma auch um seine Axe drehen mag; ein Beweis also, dass das Licht der Fixsterne nicht polarisirt ist. Schaut man dagegen durch das Prisma nach einem Körper, welcher polarisirtes Licht aussendet, so findet man,

Fig. 201.



das Prisma um seine Axe drehend, bald eine Stellung, bei welcher das eine Bild hell, das andere dunkel ist.

Später verbesserte Arago die Vorrichtung dahin, dass er mit dem doppelbrechenden Prisma ein dünnes Gypsblättchen verband, welches an der dem Auge abgewandten Seite des Prisma so befestigt wird, dass die Schwingungsebenen des Gypsblättchens einen Winkel von  $45^\circ$  mit den Schwingungsebenen des Prisma machen. Schaut man nun durch das Prisma und das dünne Gypsblättchen nach einem Körper, welcher polarisirtes Licht aussendet, so erblickt man die beiden Bilder bei gehöriger Stellung des Prisma complementär gefärbt, also je nach der Dicke des Blättchens roth und grün oder blau und gelb u. s. w.

Das so verbesserte Instrument nannte Arago Polariskop.

Nach Arago's Beobachtungen mit dem Polariskop war das Licht des Halley'schen Kometen im Jahre 1835 schwach polarisirt.

Auch das Licht des Donati'schen Kometen (Herbst 1858) soll nach der Behauptung mehrerer Beobachter polarisirt gewesen sein; andere Beobachter haben indessen keine Polarisation bemerken können.

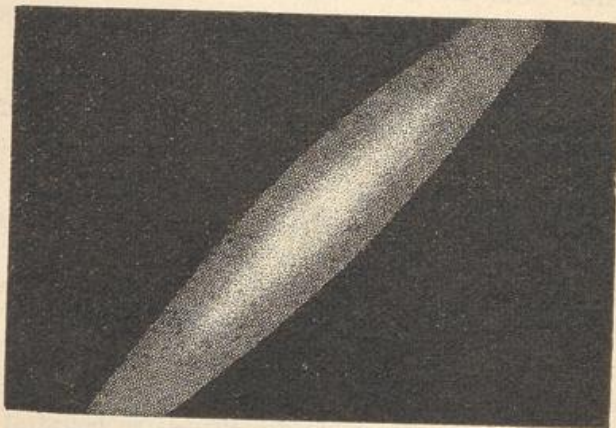
Savart hat das Polariskop dadurch noch verbessert und empfindlicher gemacht, dass er zwei unter einem Winkel von  $45^\circ$  gegen die Axe geschliffene und gekreuzte Quarzplatten an die Stelle des Gypsblättchens setzte. Durch diese Vorrichtung nach irgend einer Lichtquelle hinschauend, beobachtet man für den Fall, dass das Licht polarisirt ist,

eine Reihe geradliniger Farbenstreifen, welche um so brillanter erscheinen, je vollständiger die einfallenden Strahlen polarisirt sind; je unvollständiger dagegen die Polarisation ist, desto matter und schwächer erscheinen die fraglichen Streifen.

Wenn man den Vollmond mit dem Polariskop untersucht, so findet man keine Polarisation des Lichtes, was bei der Richtung, in welcher für diesen Fall das von der Sonne kommende Licht vom Monde reflectirt wird, nicht anders zu erwarten ist; dagegen soll sich das Mondlicht, zur Zeit des ersten oder des letzten Viertels mit dem Polariskop untersucht, als polarisirt erweisen. Jedenfalls ist diese Polarisation eine äusserst geringe.

136 **Milchstrasse, Nebelflecken und Sternhaufen.** Wenn man bei vollkommen durchsichtiger Luft in einer mondfreien Nacht den Himmel betrachtet, so erblickt man auf dem schwarzblauen, mit Sternen

Fig. 202.



übersäeten Hintergrunde einen zarten, weissen Nebelstreifen, welcher bei unregelmässiger Begrenzung mit wechselnder Breite durch eine ganze Reihe von Sternbildern hindurchzieht. Man kann seinen Lauf auf den Sternkarten Tab. III und Tab. IV verfolgen. Er zieht östlich vom Sirius vorüber, geht zwischen dem kleinen Hunde und Orion hindurch nach den Sternbildern des Schwans, des Adlers, des Ophiuchus und des Scorpions, um endlich nach der Stelle wieder zurückzukehren, an welcher wir ihn zuerst betrachtet haben.

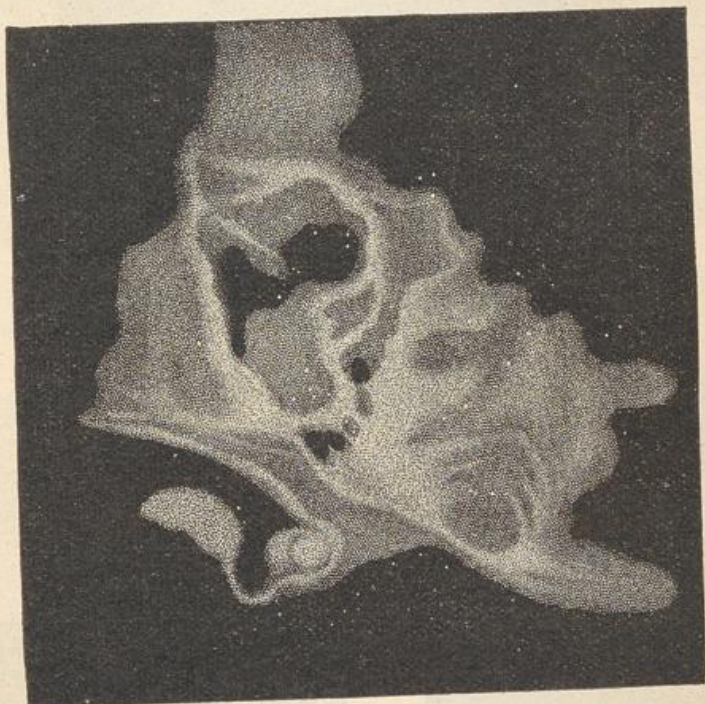
Dieser neblige Streifen, welcher den Namen der Milchstrasse führt, bildet also einen zusammenhängenden Ring, welcher das ganze Himmelsgewölbe in zwei nicht ganz gleiche Theile scheidet. Vom Schwan bis über den Schwanz des Scorpions hinaus theilt sich die Milchstrasse in zwei neben einander herlaufende Streifen, welche einen dunklen, nebelfreien Raum inselartig einschliessen.

Ausser dieser in günstigen Nächten leicht aufzufindenden und zu verfolgenden Milchstrasse zeigt sich aber am Himmelsgewölbe noch eine grosse Anzahl kleiner, nebliger Flecken, von denen aber nur wenige, wie

z. B. der Nebelfleck in der Andromeda, durch sehr gute Augen ohne Fernrohr wahrgenommen werden können, weshalb sie denn auch im Alterthume der Beobachtung ganz entgingen.

Simon Marius entdeckte im Jahre 1612 einen Nebelfleck, nämlich den nahe bei dem Sterne  $\nu$  der Andromeda stehenden, welcher Fig. 202 und Tab. XXV des Atlas abgebildet ist und dessen Länge ungefähr  $\frac{1}{2}$  Grad beträgt; derselbe ist übrigens schon in dem Sternverzeichnisse des im 10. Jahrhundert lebenden Persers Al-Sufi erwähnt. Cysat entdeckte im Jahre 1619 den sehr unregelmässig gestalteten Nebel, Fig. 203 und Tab. XXIV des Atlas, in der Nähe des Sternes  $\vartheta$

Fig. 203.



im Wehrgehänge des Orion, welchen ein gutes Auge gleichfalls ohne Fernrohr unterscheiden kann. Halley kannte im Jahre 1716 in Allem nur sechs Nebelflecken; durch die Arbeiten von Lacaille und Messier wurden gegen 120 bekannt, während W. Herschel allein mit Hülfe seiner mächtigen Teleskope deren 2500 entdeckte.

Viele dieser Nebel haben eine durchaus unregelmässige Gestalt, andere dagegen zeigen eine regelmässige Anordnung, wie z. B. der von Messier entdeckte Nebel in den Jagdhunden, Fig. 204 (a. f. S.). Ein anderer ringförmiger Nebel, welcher Fig. 205 (a. f. S.) abgebildet ist, befindet sich zwischen den Sternen  $\beta$  und  $\gamma$  der Leier.

Eine grosse Anzahl von Nebeln, welche Herschel entdeckte, sind rund oder oval und zeigen, Fig. 206 (a. f. S.), bei fast gleichförmiger

Helligkeit eine ziemlich scharfe Begrenzung; wegen ihrer Aehnlichkeit mit dem Ansehen der durch starke Fernrohre betrachteten Planeten wurden sie von ihren Entdeckern planetarische Nebel genannt.

Fig. 204.

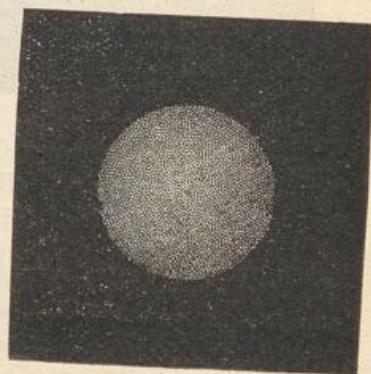


Andere Nebel von gleicher äusserer Gestalt zeigen gegen ihre Mitte hin eine grössere Lichtstärke, und bei einigen ist die Concentration des Lichtes der Art, dass in der Mitte des Nebels ein heller Punkt, einem

Fig. 205.



Fig. 206.



verschleierten blassen oder selbst einem helleren Sterne ähnlich, erscheint, wie Fig. 207, weshalb sie Nebelsterne genannt werden.

Manche Nebel enthalten zwei oder drei solcher heller Punkte, wie z. B. die Nebel Fig. 208 und 209, von denen sich der erstere im

Sternbilde des Schützen, der letztere im Sternbilde des Fuhrmanns befindet.

Fig. 210 stellt einen Doppelnebel dar, welcher sich ungefähr auf der Grenze zwischen dem grossen Bären und dem Haar der Berenice befindet.

Die Plejaden (Fig. 211, a. f. S.) erscheinen einem nicht ganz guten Auge nur als ein Nebel, während ein scharfes Auge hier sechs oder

Fig. 207.

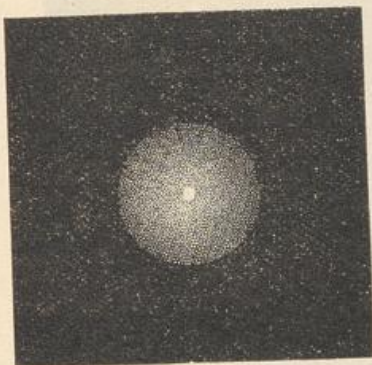


Fig. 208.



sieben einzelne Sterne unterscheidet und man mit einem Fernrohre ihrer 50 bis 60 zählen kann. Ebenso sieht man oft durch stärkere Teleskope

Fig. 209.

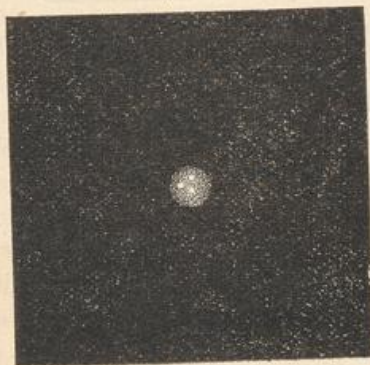


Fig. 210.



dicht zusammengedrückte Sternhaufen, wo man durch schwächere Fernrohre nur einen Nebel wahrnehmen kann.

Die Vergrösserung, welche man zur Auflösung verschiedener Nebel in einzelne Sterne nöthig hat, ist nicht immer die gleiche. Einige Nebel lassen sich schon durch geringere, andere nur durch die stärksten Vergrösserungen und die besten Instrumente auflösen. Fig. 212 (a. f. S.) und Tab. XXV des Atlas stellt einen auflösbaren Nebel im Hercules dar, wie er durch sehr gute und stark vergrössernde Fernrohre gesehen wird.

Die Milchstrasse gehört zu den auflösbaren Nebeln; denn sie erscheint, durch gute Fernrohre betrachtet, aus zahllosen kleinen, dichtgedrängten Sternchen zusammengesetzt.

Die Art, wie uns die Milchstrasse erscheint, lässt sich durch die Annahme erklären, dass die Sterne, aus welchen sie besteht, einen Ring

Fig. 211.



bilden, welcher dem in Fig. 204 abgebildeten ähnlich ist, und dass sich die Sonne sammt ihren Planeten nahezu in der Mitte dieses Ringes befindet.

Ogleich durch Anwendung stets besserer Instrumente immer mehr Nebel aufgelöst wurden, so war doch nicht anzunehmen, dass alle Nebel

Fig. 212.



aus einzelnen Sternen zusammengesetzt sind; sondern es schien wahrscheinlicher, dass viele der unauflösbaren Nebel wirklich aus einem diffusen nebelartigen Stoffe bestehen, so dass diese Nebel von ähnlicher Natur sind wie die Kometen.

Für diese Ansicht, welche, wie wir später noch sehen werden, durch die Spectralanalyse auf das Vollständigste bestätigt wird, spricht namentlich der Umstand, dass es Nebel giebt, welche eine Reihe von Zwischenstufen zwischen den planetarischen Nebeln und den Nebel-

sternen bilden, d. h. Nebel, welche der Reihe nach immer stärkere Concentration des Lichtes in der Mitte zeigen, wodurch Herschel auf die Idee geführt wurde, dass der diffuse Stoff, aus welchem diese Nebel bestehen, sich nach und nach verdichtet und dass in Folge dieser Verdichtung Sterne entstehen.

Indem Laplace die Ideen Herschel's über die progressive Verdichtung der Nebel und ihre Umwandlung in Sterne adoptirte, und dieselben auf unser Planetensystem anwandte, gelang es ihm, die Bildung desselben auf eine sehr befriedigende Weise zu erklären.

Laplace nimmt an, dass ursprünglich die Sonne und alle Körper, welche gegenwärtig um dieselbe rotiren, eine einzige, sich noch über die Bahn des äussersten Planeten hinaus erstreckende Nebelmasse bildete. In Folge der fortschreitenden Erkaltung sind nun aber nach und nach immer wachsende Quantitäten dieser Nebelmasse in ihrem Centrum condensirt worden, so dass sich ein Kern bildete, dessen Masse allmählich wuchs.

War nun aber etwa ursprünglich die Winkelgeschwindigkeit für alle um dieselbe Axe rotirenden Nebelpartien die gleiche, so musste die absolute Geschwindigkeit für die entfernteren Nebelmassen grösser sein, als für die der Axe näher liegenden; wenn also eine von der Axe entferntere Nebelmasse in Folge der Abkühlung und Zusammenziehung des ganzen Systems sich dem bereits gebildeten Centralkörper nähert, so bringt sie ihre grössere absolute Geschwindigkeit mit und bewirkt auf diese Weise, dass der Centralkörper nach und nach rascher rotirt, als die übrige Nebelmasse. Die gegenseitige Reibung der einzelnen Partien der Nebelmasse wird nun aber die Bewegung derjenigen beschleunigen, welche weniger schnell rotiren, dagegen eine Verzögerung der schneller rotirenden bewirken, nach einer gewissen Zeit wird aber die Winkelgeschwindigkeit der gesammten Masse jedenfalls grösser sein müssen, als sie ursprünglich war.

In Folge der mit zunehmender Condensation immer zunehmenden Rotationsgeschwindigkeit kann aber endlich ein Moment eintreten, in welchem die Centrifugalkraft der Nebeltheilchen, welche sich in der Nähe des Aequators der rotirenden Nebelmasse befinden, grösser wird als die Kraft, mit welcher sie gegen den Mittelpunkt der Nebelmasse gravitiren, sie werden sich von der übrigen Nebelmasse trennen, und einen abgesonderten Nebelring bilden, welcher nach derselben Richtung und mit derselben Geschwindigkeit um den Mittelpunkt rotirt, welche er im Moment der Abtrennung hatte.

So lösen sich denn nach und nach mehrere Nebelringe von der Centralmasse ab, welche, im Mittelpunkte des ganzen Systems condensirt, die Sonne bildet, während aus der Condensation der Nebelringe die Planeten hervorgehen.

Aus der Laplace'schen Hypothese über die Bildung unseres Planetensystems erklärt sich nun auch, dass alle Planeten in der gleichen Richtung um die Sonne laufen. Ein in und mit unserem Planetensystem gebildeter Körper kann unmöglich eine rückläufige Bewegung haben. Da nun aber viele Kometen sowohl wie auch Meteorite rückläufig sind, so ist klar, dass dieselben ursprünglich unserem Planetensysteme fremd, von aussen her in dasselbe eingedrungen sind.

Schiaparelli spricht sich über die Art, wie er sich die Bildung meteorischer Wolken denkt, welche in das Sonnensystem eingedrungen und mit der Erde zusammentreffend als Sternschnuppen erscheinen, ungefähr in folgender Weise aus: „Eine glühende Gasmasse von sehr bedeutenden Dimensionen und sphärisch abgerundeter Gestalt wird, wie wir eben gesehen haben, bei ihrer allmählichen Abkühlung und Condensation einen Fixstern bilden, welcher etwa, wie unsere Sonne, noch von einem Planetensysteme umgeben sein kann. Eine solche Gasmasse aber, von geringeren Dimensionen und unregelmässig verzweigter Form, wird an ihren hervorragenden und vom Mittelpunkte entfernten Partien eine raschere Abkühlung erfahren, wobei sich dann viele, ja unzählige isolirte kleine Concentrationskerne bilden. Tritt eine solche Concentration auf der Oberfläche ein, während der Centalkörper sich noch in Gasform befindet, so wird ein solches System, von der Sonne angezogen, einen Kometen liefern, welcher von einem Meteorstrome begleitet ist; erfolgt aber die Condensation in gleicher Weise durch die ganze Masse hindurch, so bildet sich eine kosmische Wolke, welche einen Sternschnuppenstrom ohne Kometen erzeugt.

Wenn nun eine solche, aus unzählig vielen kleinen Körperchen bestehende kosmische Wolke in die Anziehungssphäre der Sonne gelangt, so wird sie in eine parabolische Strömung verwandelt, die Jahre, Jahrhunderte, Jahrtausende brauchen kann, um, einen Strom von verhältnissmässig geringer Breite bildend, Stück für Stück durch das Perihel zu gehen. Von den zahlreichen Meteorschwärmen, welche auf diese Weise in unser Sonnensystem gelangen, werden uns nur diejenigen sichtbar, welche auf ihrer Bahn mit der Erde zusammenstossen.

Die in parabolischer Bahn sich bewegendenden Meteorite kehren nach ihrem Durchgange durch das Perihel in den Weltraum zurück. Unter Umständen kann aber ein Theil eines in parabolischer Bahn laufenden Meteoritenstromes durch den störenden Einfluss eines Planeten von bedeutender Masse in eine elliptische Bahn geworfen werden, wie dies nach Leverrier's Ansicht für den Novemberschwarm durch den Uranus geschah, dessen Bahn dem Aphel und dem aufsteigenden Knoten der Leonidenbahn sehr nahe liegt (vergl. Fig. 161, S. 269).

### 137 Die Spectra der Fixsterne und der Nebelflecken.

Fraunhofer, der Entdecker der dunklen Linien im Sonnenspectrum, hat auch bereits die Spectra einiger Planeten und Fixsterne untersucht. Bei dem ersten der hierher gehörigen Versuche (Gilb. Ann. LVI, 308) fiel das vom Spiegel des Heliostats reflectirte Sternlicht auf das vor dem Theodolit-Fernrohr aufgestellte Prisma, ohne erst durch eine enge Oeffnung gegangen zu sein. Um dem Sternspectrum einige Breite zu geben, wie sie zur Beobachtung der dunklen Linien nöthig ist, setzte Fraunhofer vor das Objectiv des Fernrohrs (13''' Durchmesser) noch

eine Cylinderlinse von grosser Brennweite, deren Axe rechtwinkelig zur brechenden Kante des Prismas gestellt war.

Mit dieser Vorrichtung erkannte Fraunhofer im Spectrum der Venus die Linien *D*, *E*, *b* und *F*. Im Spectrum des Sirius beobachtete er drei dunkle Streifen im Grün und Blau, welche mit denen des Sonnenlichtes keine Aehnlichkeit zu haben schienen.

Später (Gilb. Ann. LXXIV, 375) wandte Fraunhofer zur Beobachtung der Sternspectra ein grösseres Fernrohr an, dessen Objectiv vier Zoll Oeffnung hatte. Vor diesem Objectiv wurde ein Flintglasprisma angebracht, dessen Flächen noch grösser waren, als die Oberfläche des Objectivs. Der brechende Winkel dieses Prismas betrug  $37^{\circ} 40'$  und es brachte als Minimum eine Ablenkung von ungefähr  $26^{\circ}$  hervor. Es wurde nun ein zweites kleines Fernrohr mit dem grossen in der Weise fest verbunden, dass die Axen beider Fernrohre einen Winkel von  $26^{\circ}$  mit einander machten, und dass, wenn das kleine Fernrohr direct auf einen zu beobachtenden Stern gerichtet war, im grossen Fernrohr das durch das Prisma erzeugte Spectrum desselben beobachtet werden konnte. Mit dieser Vorrichtung wurden im Wesentlichen die schon früher gemachten Beobachtungen bestätigt.

Durch Kirchhoff's Entdeckung in Betreff des Ursprungs der Fraunhofer'schen Linien im Sonnenspectrum haben nun auch die Spectra der Fixsterne ein erhöhtes Interesse gewonnen, und in Folge dessen sind sie der Gegenstand neuerer und eingehender Untersuchungen geworden. Bei den neueren Apparaten, welche zur Beobachtung der Fixsternspectra angewandt wurden, sind die analysirenden Prismen in der Regel nicht vor dem Objectiv des Fernrohres, sondern am Ocularende desselben angebracht.

Das von Huggins bei seinen ersten Untersuchungen benutzte Spectroskop war an einem Fernrohre von acht Zoll Objectivöffnung angebracht, welches parallaktisch aufgestellt und mit einem Uhrwerk versehen war. An das Ocularende desselben ist ein Rohr *C*, Fig. 213 (a. f. S.), angeschraubt, in welchem das einerseits durch die Cylinderlinse *a* geschlossene Rohr *B* etwas hin- und hergeschoben werden kann. Die Cylinderlinse *a* hat 14 Zoll Brennweite und ihre Axe steht rechtwinkelig zu den brechenden Kanten der analysirenden Prismen.

Etwas hinter *a* befindet sich das Rohr *D*. Sein vorderes, gegen zwei Zoll von *a* entferntes Ende ist bis auf einen engen, mit der brechenden Kante der Prismen parallelen Spalt geschlossen, welcher sich im Brennpunkte der das andere Ende des Rohres *D* schliessenden Collimatorlinse *g* ( $4,7''$  Brennweite) befindet.

Die vom Spalt aus divergirenden, durch die Linse *g* parallel gemachten Strahlen werden endlich, nachdem sie noch die Flintglasprismen *s* und *s'* ( $60^{\circ}$  brechender Winkel) durchlaufen haben, durch das kleine Fernrohr *F* (von 5,7 facher Vergrösserung) beobachtet.

Das Fernrohr *F* ist übrigens nicht fest, wie es der Einfachheit halber in Fig. 213 gezeichnet ist, sondern es kann in einer zur brechen-



einer Mondatmosphäre wahrnehmen können. Das Jupiter-Spectrum zeigt Absorptionsstreifen, welche zum Theil mit denen der Erdatmosphäre zusammenfallen, zum Theil aber auch der Erdatmosphäre ganz fremd sind, welche also anzeigen, dass in der Atmosphäre des Jupiter Gase und Dämpfe vorkommen, welche in der Erdatmosphäre fehlen. Das schwache Spectrum des Saturn ist dem des Jupiter ähnlich.

In dem Spectrum des Uranus waren bis vor kurzer Zeit die Fraunhofer'schen Linien des Sonnenspectrums nicht wahrgenommen, sondern nur abwechselnd hellere und dunklere Streifen von grosser Breite. Lockyer hat daher die Vermuthung aufgestellt, dass das Licht des Uranus im Wesentlichen selbstleuchtend, also völlig verschieden von dem der innerhalb seiner Bahn befindlichen Planeten sei, indessen haben neuere Untersuchungen von Keeler und Huggins diese Ansicht nicht bestätigt. Es haben sich im Gegentheil die hauptsächlichsten Linien des Sonnenspectrums im Spectrum des Uranus nachweisen lassen, nur sind sie zum Theil stark verbreitert, was auf eine sehr dichte Atmosphäre des Uranus schliessen lässt. Das Spectrum des Neptun ist dem des Uranus sehr ähnlich.

In dem Spectrum des Mars finden sich zahlreiche Linien des Sonnenspectrums, ausserdem sind aber in dem weniger brechbaren Theile des Spectrums Streifen vorhanden, die mit dem Absorptionsspectrum der Erdatmosphäre ziemlich übereinstimmen, und aus denen Vogel gefolgert hat, dass Mars von einer wasserdampfreichen Atmosphäre umgeben ist, die in ihrer Zusammensetzung derjenigen der Erde ähnlich ist. In dem Spectrum der Venus und des Mercur sind mit Sicherheit keine Linien ausser den Fraunhofer'schen des Sonnenspectrums und denjenigen unserer irdischen Atmosphäre nachgewiesen. Da Mercur nur in geringer Höhe beobachtet werden kann, so müssen sich in seinem Spectrum Absorptionslinien zeigen, welche unserer Atmosphäre angehören, doch ist Vogel der Ansicht, dass dieselben etwas stärker hervortreten, als nach der Höhe des Gestirns über dem Horizonte zu erwarten ist, woraus zu schliessen wäre, dass Mercur eine Atmosphäre besitzt, die von der unserigen nicht wesentlich verschieden ist. Auch in dem Spectrum der Venus zeigt sich eine Verstärkung der atmosphärischen Linien, jedoch nur in so geringem Maasse, dass man annehmen muss, die Atmosphäre der Venus sei entweder sehr dünn, oder sie sei mit Wolken angefüllt, welche schon in den oberen Theilen der Atmosphäre das Sonnenlicht stark reflectiren.

Die Fixsterne geben uns, obgleich sie entfernter und von geringerem Glanze sind, als der Mond und die Planeten, doch vollständigere Anzeichen ihrer innersten Natur, weil sie selbstleuchtende Körper sind. Die Vergleichung der Fixsternspectra mit den Spectren verschiedener metallischer Elemente macht es nun möglich, zu ermitteln, welche Stoffe in dampfförmigem Zustande in ihrer Atmosphäre enthalten sind.

Secchi in Rom wandte zur Untersuchung der Sternspectra Geradschau-Spectroskope an, welche in §. 139 näher besprochen werden sollen.

Er hat seine Beobachtungen auf mehrere hundert Fixsterne, und zwar bis zu solchen siebenter Grösse ausgedehnt. Die beobachteten Spectra mit einander vergleichend, fand er, dass sie sich in vier Hauptgruppen oder mit anderen Worten, dass sie sich in vier Haupttypen zurückführen lassen, und dass man häufig in derselben Gegend des Himmels auch Sterne desselben Typus findet.

Zu dem ersten Typus rechnet man gewöhnlich die meisten der weissen Sterne, wie Sirius, Wega, Atair, Regulus, Spica und andere. In dem Spectrum tritt der blaue und violette Theil stark hervor, es finden sich darin meist viele feine, ausserdem aber einige auffallend breite Linien, welche letztere darauf hinzudeuten scheinen, dass die Sterne von einer sehr hohen und dichten Atmosphäre umgeben sind (s. Tab. 10, Fig. 4, Spectrum des Sirius). In dem Spectrum der Wega coincidiren einige Linien genau mit solchen des Wasserstoffes, ferner ist es sehr wahrscheinlich, dass die Atmosphäre des Sternes Natrium, Magnesium, Eisen und Wasserstoff enthält. Das Spectrum des Sirius ist mit dem der Wega beinahe identisch, doch fehlen einige Linien, die wahrscheinlich zum Wasserstoff gehören. Seine Atmosphäre enthält jedenfalls auch Wasserstoff, Eisen, Magnesium und Natrium. Sehr ähnlich diesen Spectren sind die der Sterne  $\eta$  Ursae majoris, Spica, Atair,  $\alpha$  Cygni und vieler anderen Sterne.

Zum zweiten Typus gehören die gelblichen Sterne, unter ihnen die Sonne, ferner Aldebaran, Arcturus, Capella, Pollux, Procyon u. a. Bei der Sonne ist die Zahl der Linien überaus gross, und es sind durchaus noch nicht alle mit den Spectren bekannter chemischer Elemente in Uebereinstimmung gebracht (s. Tab. 10, Fig. 1, Spectrum der Sonne). Das Spectrum der Sterne des zweiten Typus fällt durch seine Aehnlichkeit mit dem Sonnenspectrum sofort auf, nur sind natürlich, entsprechend der geringeren Helligkeit, viele der schwachen Linien nicht zu sehen. Die grösste Menge von dunklen und breiten Linien befindet sich im Blau und Violett, dagegen sehr wenige im Gelb, und daher ist es erklärlich, dass bei diesen Gestirnen die gelbliche Farbe vorherrscht. In dem Spectrum des Aldebaran sind zahlreiche auf der Erde vorkommende Elemente gefunden, z. B. Wasserstoff, Natrium, Magnesium, Calcium, Eisen, Wismuth, Tellur, Antimon und Quecksilber, im Arctur Wasserstoff, Natrium, Calcium, Magnesium, Eisen und Chrom, vermuthet sind Baryum, Mangan und Silber.

Zu dem dritten Typus rechnen wir die Sterne mit röthlichem Lichte und viele veränderliche Sterne, z. B.  $\alpha$  Orionis,  $\alpha$  Herculis,  $\sigma$  Ceti,  $\beta$  Pegasi, Antares u. a. Das Spectrum dieser Sterne hat eine besondere Eigenthümlichkeit, auf welche zuerst Secchi aufmerksam gemacht hat. Es erscheint nämlich wie eine Reihe von der Seite beleuchteter Säulen, vermuthlich in Folge grosser Zusammenhäufungen feiner Linien an einzelnen Stellen, die dann den Anschein von Schattirungen erwecken. Zu diesen Sternen gehört  $\alpha$  Orionis (s. dessen Spectrum auf Tab. 10) und

$\alpha$  Herculis. In dem ersteren Stern hat Huggins wiederum Natrium, Magnesium, Calcium, Eisen und Wismuth gefunden; Vogel fand ausserdem noch mit einiger Wahrscheinlichkeit Silber, Mangan, Thallium und Zinn; zweifelhaft sind Wasserstoff, Cadmium, Antimon und Quecksilber. Bei  $\alpha$  Herculis fand Vogel Magnesium, Natrium und Eisen, mit einiger Wahrscheinlichkeit auch Calcium und Zinn.

Manche der Linien in dem Spectrum der Sterne sind sehr ausgebreitet, wie z. B. die Natriumlinie in dem Spectrum von  $\alpha$  Herculis. Etwas Aehnliches findet sich bei den Linien im Sonnenspectrum, welche durch unsere Atmosphäre verursacht werden, und die sich bei sehr tiefem Stande der Sonne zeigen. Es scheint dies darauf hinzudeuten, dass auch diese rothen Sterne von dichten Atmosphären umgeben sind.

Der Anblick des Spectrums des dritten Typus hat das Charakteristische, dass die dunklen Bänder auf einer Seite ziemlich scharf begrenzt sind, und nach der anderen Seite allmählich verlaufen. Die scharf begrenzten Partien finden sich bei fast allen Sternen dieses Typus an derselben Stelle, und manche fallen mit den Linien bekannter irdischer Stoffe zusammen, wie z. B. Magnesium, Natrium und Eisen. Bei diesen Sternen tritt zwar der Wasserstoff nicht deutlich hervor, doch wird er wahrscheinlich nicht ganz fehlen, sondern vielfach ein helles Spectrum bilden, welches auf dem ebenfalls hellen Hintergrunde nicht deutlich hervortritt. Etwas Aehnliches haben wir bei dem Spectrum der Sonnenflecken, auch bei diesen ist das Spectrum des Wasserstoffes hell; überhaupt hat das Spectrum der Sterne des dritten Typus viel Aehnlichkeit mit dem der Sonnenflecken, und es liegt daher die Vermuthung nahe, dass sich auf ihnen Flecken von grosser Ausdehnung befinden. Hiermit stimmt die Thatsache überein, dass eine grosse Anzahl der röthlichen Sterne veränderliches Licht hat, und dass überhaupt fast alle veränderlichen Sterne von röthlicher Farbe sind.

Während zu dem ersten Typus beiläufig die Hälfte aller Sterne gehört, gehört  $\frac{1}{3}$  zu dem zweiten Typus; zu dem dritten Typus gehören etwa 100 der helleren Sterne.

Zu dem vierten Typus, den übrigens Vogel nur als eine Unterabtheilung des dritten Typus anzusehen wünscht, gehören nur schwächere Sterne; die hellsten unter ihnen sind sechster Grösse. Das Spectrum scheint aus hellen Bändern zu bestehen, zuweilen durchzogen von deutlichen hellen Linien. Es unterscheidet sich in charakteristischer Weise von dem Spectrum der Sterne des dritten Typus, indem bei diesem die hellsten Theile der Bänder in der Richtung nach dem violetten, bei den Sternen des vierten Typus dagegen nach dem rothen Ende liegen.

Einige wenige Sterne hat man zu einem fünften Typus zusammengefasst. Diese zeichnen sich dadurch aus, dass sie das directe, d. h. aus hellen Linien bestehende Spectrum des Wasserstoffes geben. Sie haben mehrere helle Linien, welche mit den Linien dieses Gases zusammenfallen, und ausserdem noch eine Linie, welche dieselbe Lage wie die Linie  $D_3$

der Sonnenprotuberanzen hat, von welcher in §. 126 die Rede war. Zu diesen Sternen gehört  $\gamma$  Cassiopeiae,  $\beta$  Lyrae, der Stern  $\eta$  Argus der südlichen Halbkugel und einige andere.

Die sogenannten temporären Sterne sind ebenfalls in einigen Fällen bezüglich ihres Spectrums untersucht. Das Spectrum des im Jahre 1866 in dem Sternbilde der nördlichen Krone erschienenen Sternes zeigte sich anscheinend als aus zwei Spectren zusammengesetzt. Das eine derselben war dem Sonnenspectrum ähnlich; es war ein continuirliches Spectrum, durchzogen von dunklen Linien. Ausserdem aber fanden sich noch vier sehr helle Linien. Das erste Spectrum deutet darauf hin, dass der Stern einen glühenden festen oder flüssigen Kern hatte, und von einer Atmosphäre umgeben war, in welcher die Stoffe, welche die dunklen Linien hervorbringen, sich in dampfförmigem Zustande befanden. Das zweite, aus hellen Linien bestehende Spectrum beweist aber, dass noch eine zweite Lichtquelle vorhanden war, und zwar ein leuchtendes Gas. Wir können ausserdem aus der Lage der vier hellen Linien ersehen, dass dieses Gas wenigstens theilweise aus Wasserstoff bestand. Bedenkt man nun die Plötzlichkeit des Aufleuchtens des Gestirns, so liegt die Vermuthung nahe, dass ein Ausbruch glühender Gase aus dem Inneren des Sternes stattgefunden hat, in weit grösserem Maasse, als je bei der Sonne

Fig. 214.



beobachtet ist. Hatten sich nun vorher in Folge der fortgeschrittenen Abkühlung der Oberfläche auf derselben chemische

Verbindungen gebildet, so konnten diese durch den Ausbruch des glühenden Inneren wieder zersetzt werden; es konnte dabei ein Verbrennungsprocess stattfinden, der mit einer starken Lichtentwicklung verbunden war. Dass auch das continuirliche Spectrum sehr hell geworden war, spricht dafür, dass durch die starke Gasverbrennung auch der bereits feste Theil des Sternes in lebhaftes Glühen gekommen war. Die rasche Abnahme des Lichtes würde sich dadurch erklären lassen, dass das Gas rasch verbrannte, und darauf das Glühen allmählich abnahm.

Das Spectrum des im November 1876 im Sternbilde des Schwanen plötzlich erschienenen Sternes war dem des Jahres 1866 sehr ähnlich. Auch bei ihm fand man ein continuirliches Spectrum mit zahlreichen dunklen Linien, daneben aber auch mehrere helle, unter ihnen einige Linien des Wasserstoffes.

Ein höchst überraschendes Resultat ergab sich, als Huggins im August 1864 das Spectrum eines kleinen, aber verhältnissmässig glänzenden Nebelfleckes (37 H IV im Drachen) beobachtete. Er fand es nicht etwa dem Spectrum der Fixsterne, sondern dem glühenden Gase ähnlich aus drei hellen Linien bestehend, Fig. 214, von denen die hellste (in unserer Figur die Linie rechts) mit der intensivsten aus der Gruppe der für Stickstoff charakteristischen Linien, die schwächste aber (die Linie

links) mit der Linie  $F$  des Wasserstoffspectrums zusammenfällt. Die mittlere der drei hellen Linien, welche das Spectrum dieses Nebelflecks bilden, hat keine entsprechende unter den hellen Linien der 30 irdischen Elemente, welche damit verglichen wurden.

Diese Beobachtung beweist, dass der genannte Nebelfleck nicht etwa ein Haufen gesonderter Sterne, sondern dass er ein wirklicher Nebel ist. Ein derartiges Spectrum kann nicht von einem glühenden festen oder flüssigen, sondern nur von einem in gasförmigem Zustande glühenden Körper herrühren.

Ausser diesen hellen Linien sah man noch ein ausserordentlich schwaches continuirliches Spectrum, welches keine merkliche Ausdehnung in die Breite hatte, und welches auf die Existenz eines kleinen leuchtenden, aber nicht gasförmigen Kernes hinweist.

Es ist klar, dass die Beobachtung solcher Objecte mit dem Prisma wegen ihrer Lichtschwäche äusserst schwierig ist. Sie ist nur bei ganz klarem Himmel und bei Abwesenheit des Mondes möglich.

In den Jahren 1865 und 1866 hat Huggins 60 Nebelflecke und Sternhaufen untersucht; ungefähr  $\frac{1}{3}$  derselben gaben ein dem oben besprochenen ähnliches Spectrum, mit einer oder mit zwei oder mit drei hellen Linien. Zu den letzteren gehört auch der Nebel im Schwertgriff des Orion. Das Spectrum eines Nebelflecks (18 H IV) zeigt vier helle Linien.

Alle wirklichen Sternhaufen, welche durch das Teleskop in getrennte glänzende Punkte aufgelöst werden, geben ein Spectrum von continuirlichem Ansehen, und man ist berechtigt, anzunehmen, dass alle bis jetzt noch nicht aufgelösten Nebel, welche gleichfalls ein continuirliches Spectrum zeigen, wie z. B. der grosse Nebel der Andromeda, gleichfalls Sternhaufen sind.

**Das Spectrum der Kometen.** Zum ersten Male wurde die Spectralanalyse auf die Untersuchung von Kometen im Jahre 1864 von Donati angewandt, der bemerkte, dass das Licht eines Kometen dieses Jahres ein continuirliches, von drei hellen Streifen durchzogenes Spectrum ergab. Später hat sich gezeigt, dass alle spectralanalytisch untersuchten Kometen ein ähnliches Spectrum zeigten, und dass dasselbe eine grosse Aehnlichkeit mit demjenigen des Kohlenwasserstoffes hat. Nach einer Zusammenstellung von Scheiner<sup>1)</sup> waren die Wellenlängen dieser drei Streifen bei acht Kometen der Jahre 1874 bis 1884 folgende:

<sup>1)</sup> Die Spectralanalyse der Gestirne. Leipzig 1890.

Komet	Bänder im Kometenspectrum			Beobachter
	I	II	III	
{1874 III	563,1 $\mu\mu$	516,6 $\mu\mu$	471,2 $\mu\mu$	Bredichin
{1874 III	562,6	515,2	471,7	Vogel
1877 II	—	516,8	472,3	Sternwarte Dunecht
1880 d	—	517,0	473,8	Young
{1881 b	563,1	516,4	473,5	Maunder
{1881 b	563,0	517,4	469,9	Vogel
{1881 c	563,0	516,5	—	Maunder
{1881 c	563,4	516,5	471,0	Vogel
1882 II	—	517,6	—	Hasselberg
1883 b	—	516,1	—	Maunder
1884 I	—	516,5	—	Hasselberg
Mittel:	563,0	516,6	471,9	

Dagegen sind die Wellenlängen für drei Streifen des Kohlenwasserstoffspectrums resp. 563,5, 516,5 und 473,8  $\mu\mu$ , also fast genau identisch mit den obigen. Die Bezeichnung  $\mu\mu$  bezeichnet milliontel Millimeter.

Das Spectrum der Kohlenwasserstoffe unterscheidet sich nun allerdings von dem Spectrum der Kometen darin, dass in dem ersteren sich ausser den genannten noch drei dicht gedrängte Gruppen von Linien, eine im rothen und die andere im violetten Theile des Spectrums befinden, welche sich in dem Kometenspectrum nicht finden. Indessen erklärt sich dieser Umstand ohne Schwierigkeit durch die geringe Helligkeit des Kometenspectrums, sowie dadurch, dass die beiden genannten Gruppen von Linien in dem Spectrum des Kohlenwasserstoffes besonders schwach erscheinen. Auch hat Vogel bei dem Kometen Wells des Jahres 1882 (I) einen Streifen im rothen Theile des Spectrums beobachtet, welcher wahrscheinlich mit der rothen Gruppe des Kohlenwasserstoffes zusammenfällt.

Das Spectrum dieses Kometen zeigte überdies noch andere besondere Eigenthümlichkeiten. Gleich anfangs fiel es dadurch auf, dass der continuirliche Theil ungewöhnlich hell erschien, während die Streifen des Kohlenwasserstoffes nur in unmittelbarer Nähe des Kometenkernes sichtbar wurden. Die Helligkeit des continuirlichen Spectrums nahm überdies mit der grösseren Annäherung des Kometen an die Sonne fortwährend zu. Als aber der Komet sich der Sonne so weit näherte, dass seine Entfernung von ihr nur noch 0,4 der Entfernung der Erde von der Sonne betrug, zeigte sich plötzlich in seinem Spectrum die gelbe Linie des Natriums, und nahm an Helligkeit fortwährend zu, bis der Komet seine grösste Annäherung (0,06 der Erdentfernung) an die Sonne erreichte.

Auch der grosse Septembekomet des Jahres 1882 (II) zeigte die Natriumlinie in seinem Spectrum, so lange er sich in der Nähe der Sonne befand, und bei beiden Kometen wurden die Bänder des Kohlenwasserstoffes um so schwächer, je heller sich die Linie des Natriums zeigte. Ueberdies erschienen in dem Spectrum des Kometen II 1882 während seiner grössten Annäherung an die Sonnenoberfläche, die kurze Zeit nur wenige Tausend Meilen betrug, einige Linien, die mit den helleren Linien des Eisens identisch waren. In dem Spectrum des Kometen II 1881 fand Huggins Linien, welche mit solchen des Cyangases in Uebereinstimmung waren.

Dass die Kometen in ihrem Spectrum helle Bänder und Linien zeigen, beweist, dass sie wenigstens theilweise eigenes Licht ausstrahlen, und zwar ist es in hohem Grade wahrscheinlich, dass dieses Licht elektrischer Natur ist, wie denn auch die Koma- und Schweifbildung auf starke elektrische Vorgänge innerhalb der Kometen schliessen lässt.

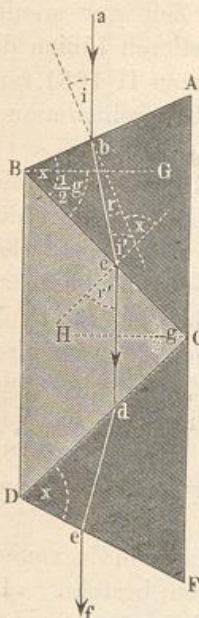
Dass die Kometen aber auch theilweise das Sonnenlicht reflectiren, geht daraus hervor, dass das Licht einiger Kometen sich schwach polarisirt zeigte, und überdies hat Huggins auf photographischem Wege gefunden, dass in dem continuirlichen Spectrum der Kometen II 1881 und I 1882 Fraunhofer'sche Linien des Sonnenspectrums zu erkennen waren.

Es ist schon früher (§. 102) darauf hingewiesen, dass ein Zusammenhang zwischen den Kometen und den Sternschnuppen besteht. Das Spectrum der letzteren lässt sich nicht mit Genauigkeit beobachten, weil die Zeit ihres Leuchtens zu kurz ist, doch scheinen sich in demselben bisweilen die Linien des Magnesiums und Natriums zu finden. Von grossem Interesse sind aber spectralanalytische Untersuchungen gewesen, welche Vogel an kleinen, künstlich stark erhitzten Bruchstücken von Meteorsteinen ausgeführt hat. Die denselben entströmenden Gase zeigten beim Durchgange elektrischer Inductionsfunken das Spectrum des Kohlenoxydes mit Bändern des Kohlenwasserstoffes, und dasselbe hatte grosse Aehnlichkeit mit dem Spectrum der Kometen.

**Spectralapparate ohne Ablenkung.** Der Umstand, dass in 139  
den gewöhnlichen Spectralapparaten die Lichtstrahlen durch die Prismen von ihrer ursprünglichen Richtung abgelenkt werden, erschwert in manchen Fällen allerdings die Einstellung, weshalb man darauf dachte, Prismenapparate zu construiren, welche die prismatische Farbenzerstreuung ohne Ablenkung der mittleren (etwa der gelben) Strahlen hervorbringen. Die hier zu lösende Aufgabe ist also die umgekehrte des Achromatismus, welche bekanntlich darin besteht, durch Combination zweier Prismen von verschiedenem Zerstreungsvermögen die Farbenzerstreuung aufzuheben, während eine Ablenkung übrig bleibt. Der Erste, welcher diese Idee auszuführen suchte, ist Amici, welcher bereits 1860 einen solchen Apparat, ein *spectroscope à vision directe*,

wie es die Franzosen nennen, construirte. An ein gleichschenkliges Flintglasprisma  $BCD$ , Fig. 215, dessen brechender Winkel bei  $C$  mit  $g$  bezeichnet werden mag (bei dem Amici'schen Apparat war  $g = 90^\circ$ ), sind auf beiden Seiten zwei einander gleiche Crownglasprismen  $ABC$  und  $CDF$  aufgekittet, deren brechender Winkel  $x$  so zu bestimmen ist, dass für Licht von mittlerer Brechbarkeit der eintretende Strahl  $ab$  ebenso wie der austretende  $ef$  dem das Flintglasprisma symmetrisch durchlaufenden Strahl  $cd$  parallel sind.

Fig. 215.



Zur Berechnung von  $x$  haben wir zunächst folgende Gleichungen:

$$\sin i = n \cdot \sin r \dots\dots 1)$$

und

$$n \cdot \sin i' = m \cdot \sin r'$$

oder

$$n \cdot \sin i' = m \cdot \sin \frac{g}{2} \dots\dots 2)$$

da  $r'$  offenbar gleich  $\frac{g}{2}$  ist. In diesen Gleichungen

bezeichnet  $n$  den Brechungsindex des Crown-glases,  $m$  den des Flintglases für die fragliche Strahlenart. Da  $ab$  mit  $cd$  parallel sein und der letztere Strahl das Flintglasprisma symmetrisch durchlaufen soll, so stehen  $ab$  und  $cd$  rechtwinklig auf der Linie

$HC$ , welche den brechenden Winkel bei  $C$  halbiert und rechtwinklig auf der mit ihr parallelen  $BG$ ; daraus folgt aber

$$i = x - \frac{1}{2} g;$$

ferner ist aber auch

$$i' = x - r \dots\dots 3)$$

Setzt man in Gleichung 2) für  $\frac{g}{2}$  seinen Zahlenwerth, so kann man den entsprechenden Zahlenwerth von  $i'$  berechnen. Da die Winkel  $i$  und  $r$  jedenfalls klein genug sind, so kann man ohne merklichen Fehler statt der Gleichung 1) setzen

$$i = nr$$

und wenn man für  $i$  seinen obigen Werth setzt

$$x - \frac{g}{2} = nr \dots\dots 4)$$

combinirt man endlich die Gleichungen 3) und 4), so kommt

$$x = \frac{2ni' - g}{n - 1} \dots\dots 5)$$

Für  $g = 90^\circ$ ,  $m = 1,63$  und  $n = 1,53$  (Brechungsindex für die Linie  $D$ ) ergibt sich aus Gleichung 2)

$$\sin i' = 0,75317,$$

also

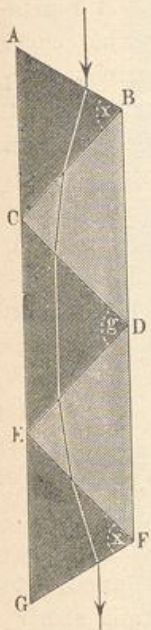
$$i' = 48^\circ 52' = 48,866^\circ$$

und endlich, wenn man diesen Werth von  $i'$  mit  $g = 90^\circ$  und  $n = 1,53$  in Gleichung 5) setzt,

$$x = 55,9^\circ = 55^\circ 54'.$$

Die nach diesen Daten ausgeführte Prismencombination wird also die gelben Strahlen ohne Ablenkung durchlassen, während die rothen nach der einen, die blauen nach der anderen Seite der gelben hin abgelenkt werden, kurz, der Apparat giebt ein Spectrum ohne Ablenkung der gelben Strahlen.

Fig. 216.



Es versteht sich von selbst, dass bei gleichem Werthe von  $g$  der Winkel  $x$  doch ein anderer werden muss, wenn man andere Glassorten anwendet, als diejenigen, auf welche sich die obige Berechnung bezieht.

Um ein breiteres Spectrum zu erzielen, combinirte Janssen zwei Flintglasprismen mit drei Crownglasprismen in der durch Fig. 216 erläuterten Weise, so dass ein Crownglasprisma  $CDE$  in die Mitte des ganzen Systems zu stehen kam. Während die brechenden Winkel bei  $C$ ,  $D$  und  $E$  gleich  $90^\circ$  waren, betrug jeder der Winkel  $x$  (natürlich für bestimmte Glassorten)  $81^\circ$ . Secchi bediente sich bei seinen Untersuchungen über das Licht der Gestirne einer solchen Combination, für welche die Winkeldistanz der Fraunhofer'schen Linien  $B$  und  $H$   $6^\circ 51'$ , also fast doppelt so viel betrug, als für ein gewöhnliches Flintglasprisma, dessen brechender Winkel  $60^\circ$  beträgt.

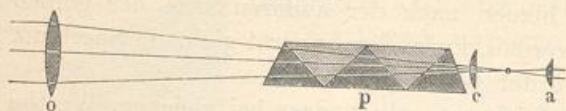
Um Sternspectra mittelst solchen Prismensystems zu untersuchen, werden dieselben entweder einfach zwischen dem Objectiv  $o$  des Fernrohres und dem Collectivglas  $c$  desselben eingesetzt, wie Fig. 217 (a. f. S.) erläutert ( $a$  ist die Ocularlinse des Fernrohres); es kann hier das Collectivglas  $c$  durch eine Cylinderlinse ersetzt werden, deren Axe rechtwinklig auf der Kante der Prismen steht, oder man bedient sich des zusammengesetzteren Arrangements, bei welchem die von dem Fernrohrobjectiv  $o$ , Fig. 218 (a. f. S.), kommenden Strahlen zunächst auf die Cylinderlinse  $c$  fallen, welche den Brennpunkt  $f$  des Objectivs in eine der Kante der Prismen parallele Brennlinie verwandelt. Die von  $f$  aus divergirenden Strahlen werden durch die Collimatorlinse  $d$  parallel gemacht, und nach ihrem Durchgang durch das Prismensystem  $p$  durch ein kleines Fernrohr beobachtet, dessen Objectiv  $h$  und dessen Ocular  $a$  ist.

Simmler hat die Farbenzerstreuung ohne Ablenkung dadurch hervorgebracht, dass er die aus dem zerstreuen Flintglasprisma austretenden Strahlen durch Reflexion wieder in die Einfallsrichtung zurückführt, und zwar wendet er zu diesem Zweck die totale Reflexion auf der Hypotenusenfläche eines rechtwinkligen Glasprismas an (Pogg.

Ann. CXX, 1863). Nach diesem Princip construiren Herrmann und Pfister in Bern Spectroskope ohne Ablenkung mit zwei zerstreuenden Flintglas- und zwei reflectirenden Crownglasprismen.

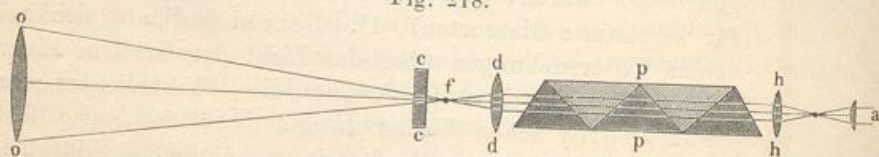
Fig. 219 stellt in  $\frac{1}{3}$  der natürlichen Grösse die spectroscopische Vorrichtung dar, deren sich Zöllner zu der in §. 126 besprochenen Beobachtung der Sonnen-Protuberanzen bediente, und welche mittelst des Schraubengewindes  $bb$  an den Refractor angeschraubt wird.  $s$  ist

Fig. 217.



der Spalt, welcher durch eine in der Figur weggelassene, von aussen her in die Röhre  $AA$  hineingehende Schraube enger und weiter gestellt werden kann. Das Rohr, an dessen Ende der Spalt  $s$  angebracht ist, kann durch eine gleichfalls in der Zeichnung weggelassene Schraube in der Richtung seiner Axe vor- und rückwärts geschoben werden, um es genau in den Brennpunkt der Collimatorlinse  $L$  (12 cm Brennweite) zu bringen. Die parallel aus der Collimatorlinse austretenden Strahlen werden, nachdem sie das Prismsystem durchlaufen haben, durch die Ocularröhre  $F$  beobachtet, deren vordere Linse  $L'$  gleichfalls 12 cm Brennweite

Fig. 218.



hat. Um verschiedene Partien des Spectrums einstellen zu können, ist das Ocularrohr  $F$  um den Zapfen  $z$  drehbar, so dass die Richtung seiner Axe mittelst der Schraube  $h$  fein verstellt werden kann.

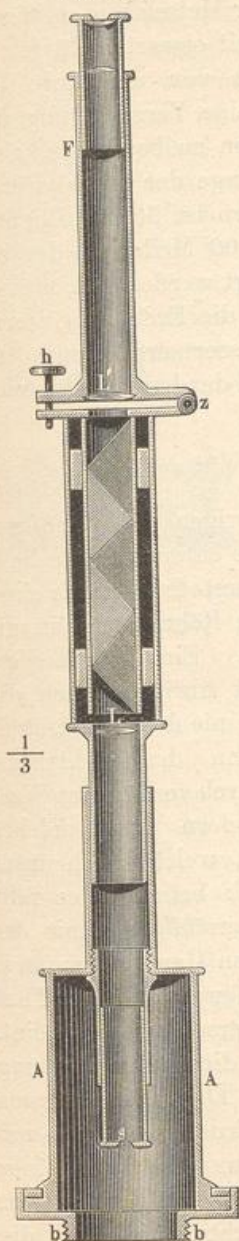
Das ganze Spectroskop lässt sich um seine Axe drehen, während die mit dem Gewinde  $bb$  verbundenen Theile in unveränderter Lage zum Refractor bleiben.

140 **Einfluss der räumlichen Bewegung der Sterne auf ihr Spectrum.** Wenn man sich irgend einer Tonquelle sehr rasch nähert, so wird das Ohr von den Schallwellen, welche der tönende Körper aussendet, in rascherer Aufeinanderfolge getroffen werden, als wenn die Entfernung zwischen Tonquelle und Beobachter unverändert bliebe, der Ton muss also durch die rasche Annäherung für unser Ohr erhöht werden. Umgekehrt muss der Ton erniedrigt werden, wenn die Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle rasch zunimmt.

Diese von Doppler entwickelte Consequenz ist durch Versuche auf Eisenbahnen, und zwar zuerst von Buys-Ballot auf das Vollständigste bestätigt worden.

Das eben angedeutete Princip ist aber für Lichtwellen ebenso richtig, wie für Schallwellen, der Versuch Doppler's aber, daraus die Farben mancher Sterne zu erklären, beruht auf einer irrigen Voraus-

Fig. 219.



setzung. Doppler meinte nämlich, dass ein an und für sich weisser Stern bei rascher Annäherung gegen die Erde bläulich, bei rascher Entfernung dagegen röthlich erscheinen müsste.

Aber selbst wenn die gegenseitige Annäherung oder Entfernung zwischen einem Fixstern und der Erde von hinlänglicher Geschwindigkeit wäre, so liesse sich dadurch wohl eine Farbenveränderung monochromatischer, aber durchaus nicht eine Farbenveränderung weisser Lichtquellen erklären. Nehmen wir z. B. an, die Geschwindigkeit eines Sternes, welcher weisses Licht aussendet, sei gross genug, um sein Roth für uns in Orange, sein Orange in Gelb u. s. w., sein Violett in das unserem Gesichtssinne nicht wahrnehmbare Ultraviolett zu verwandeln, so würde das verschwundene Roth durch die Bewegung aus dem Ultraroth wieder hergestellt werden, das verwandelte Spectrum würde also wieder aus denselben Farben bestehen, wie das ursprüngliche, wir würden also ohne Prisma nach wie vor den Anblick eines weissen Sternes haben.

Wenn überhaupt eine relative Bewegung der Erde und der Fixsterne irgend einen Einfluss auf die Lichterscheinung der letzteren hat, so kann darüber nur die Spectralanalyse Aufschluss geben. Wenn bei hinreichend rascher Annäherung etwa das Gelb bei der Linie *D* in Grün verwandelt würde, so würde nun die Doppellinie *D* im Grün statt im Gelb zum Vorschein kommen, es müssten also alle dunklen Linien des Spectrums gegen das violette Ende hin verschoben werden. Die ursprüngliche Lage dieser Linien, wie sie der Geschwindigkeit Null entspricht, wird aber durch ein gleichzeitig beobachtetes irdisches Spectrum, z. B. durch das einer Natronflamme, gegeben.

Huggins hat nun mit einem weit stärkeren als dem oben beschriebenen Apparate eine praktische Ausführung dieser Idee versucht, und allerdings Andeutungen einer solchen Verschiebung, wenn auch noch keineswegs ein vollkommen sicheres Resultat erhalten. Es kann dies nicht auffallen, wenn man bedenkt,

dass die Geschwindigkeit der Annäherung oder Entfernung zwischen der Erde und einem Fixstern 43 geographische Meilen in der Secunde betragen muss (die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn beträgt nicht ganz fünf Meilen), um die Fraunhofer'schen Linien nur um den Abstand der beiden *D*-Linien zu verschieben. Bei der Mehrzahl der Sterne wird man aber höchstens  $\frac{1}{10}$  dieser Geschwindigkeit erwarten dürfen.

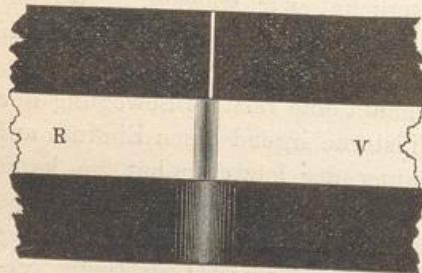
Dass wirklich die Entfernung eines Sternes von der Erde um 43 Meilen in der Secunde zunehmen müsste, um eine Verschiebung der Spectrallinien um den Abstand der beiden *D*-Linien zu bewirken, geht aus folgender Betrachtung hervor. — Die Wellenlänge der brechbareren *D*-Linie ist nach Angström 5889, die der anderen ist 5895 milliontel Millimeter. Die Geschwindigkeit des Lichtes, 42 000 Meilen in der Secunde, wie in einem der nächsten Paragraphen gezeigt werden soll, müsste nun durch die Geschwindigkeit  $x$ , mit welcher sich die Erde vom Sterne entfernt, im Verhältniss von 5889 zu 5895 vergrößert erscheinen, um eine Verschiebung der Spectrallinien um den Abstand der beiden *D*-Linien zu bewirken; wir haben also

$$5889 : 5895 = 42\,000 : 42\,000 + x,$$

woraus sich  $x = 43$  ergibt.

Das von Huggins erhaltene Resultat bestand übrigens in Folgendem: Die *F*-Linie des Siriuusspectrums erscheint gegen die entsprechende helle

Fig. 220.



Linie des Wasserstoffspectrums einer Geissler'schen Röhre stark in die Breite gezogen. Eine solche Verbreiterung zeigt übrigens auch die fragliche helle Linie des Wasserstoffspectrums, wenn der elektrische Funken nicht durch verdünntes Wasserstoffgas, sondern durch solches hindurchschlägt, welches sich unter stärkerem Druck befindet; es fällt

aber die scharfe helle Linie des verdünnten Wasserstoffgases mit der Mitte des hellen Streifens im Spectrum des dichteren Gases zusammen. Nicht so bei der breiteren *F*-Linie des Siriuusspectrums, welche in der That etwas gegen das rothe Ende des Spectrums hin verschoben erscheint, wie man in Fig. 220 sieht. Huggins schätzte diese Verschiebung höchstens auf  $\frac{1}{4}$  bis  $\frac{1}{3}$  des Abstandes der beiden *D*-Linien, woraus zu schliessen wäre, dass die Entfernung zwischen Erde und Sirius um ungefähr 10 geographische Meilen in der Secunde zunehme, was einer Verlängerung der Wellenlänge um 0,15 milliontel Millimeter entspricht. Da aber zur Zeit, in welcher Huggins seine Beobachtung machte, die Erde in ihrer Bahn sich um drei Meilen in der Secunde vom Sirius weg bewegte, so bleibt noch eine Geschwindigkeit von ungefähr sieben Meilen in der Secunde übrig, mit welcher sich Sirius von unserem Sonnensystem entfernt.

Ein Apparat von grösserer Vollkommenheit, als der von Huggins benutzte, ist von Zöllner vorgeschlagen worden, und mit dem Namen des Reversionsspectroskopes bezeichnet.

Bei diesem Instrumente sind zwei Amici'sche Prismensysteme so zusammengestellt, wie Fig. 221 andeutet, dass also die Farben im Spectrum des einen in entgegengesetzter Richtung auf einander folgen, wie im Spectrum des anderen. Durch eine hier nicht näher zu beschreibende Vorrichtung kann nun bewirkt werden, dass das Spectrum, welches das eine Prismensystem von einer entfernten Lichtquelle entwirft, gerade über dem durch das andere System erzeugten Spectrum derselben Lichtquelle steht. Findet nun durch die oben besprochene kosmische Bewegung eine Verschiebung der Spectrallinien statt, so müsste dieselbe in dem einen Spectrum die entgegengesetzte Richtung haben wie im anderen und deshalb leichter bemerkbar und messbar sein. Hätte man z. B. das Instrument so gestellt, dass die *F*-Linie des Sonnenspectrums in einem Spectrum genau in die Verlängerung des anderen fällt, so müssten

Fig. 221.



bei Beobachtung eines Sternspectrums in Folge der kosmischen Bewegung die beiden *F*-Linien auseinander treten (Pogg. Ann. CXXXVIII).

Benutzt man aber zur vorherigen Einstellung der *F*-Linien das Sonnenspectrum selbst, so muss man den Apparat auf die Mitte der Sonne richten, da bei den Rändern schon Verschiebungen der Linien in Folge der Rotation der Sonne um ihre Axe eintreten können.

Bei Weitem die genaueste Methode zur Bestimmung der kosmischen Bewegung der Gestirne bietet die Anwendung der Photographie dar. Wenn nämlich das Spectrum von Gestirnen mit sehr vollkommenen Apparaten photographirt wird, so treten in dem Bilde bei genügend langer Expositionszeit sehr viele feine Linien hervor, deren Lage mit grosser Schärfe ermittelt werden kann, und welche bei directer Beobachtung nicht wahrgenommen werden können. So hat Scheiner z. B. im Spectrum des Sirius allein 43 Linien ihrer Lage nach genau messen können, welche sämmtlich dem Eisenspectrum angehören, und in dem Spectrum der Capella sind zwischen 412,4 und 463,8 milliontel Millimeter Wellenlänge 255 Linien mit Linien des Sonnenspectrums identificirt. Von Vogel und Scheiner sind auf diese Weise die Spectren sehr vieler Fixsterne untersucht, und die Geschwindigkeit ihrer Bewegung im Visionsradius abgeleitet. Die Methode hat das Eigenthümliche, dass sie ganz unabhängig ist von der grösseren oder geringeren Entfernung des beobachteten Gestirnes von der Erde, und demnach bei den entferntesten Gestirnen ebenso zuverlässige Resultate erzielt, wie bei näher befindlichen. Ein besonderes Interesse aber hat die Anwendung der Methode auf physische Doppelsterne, die sich um ein gemeinsames Gravitationscentrum bewegen, ja, es haben auf diesem Wege Sterne als Doppelsterne nachgewiesen werden können, die bei directer Beobachtung nur einfach er-

scheinen. Wenn nämlich ein Stern einen dunklen Begleiter hat, so werden diese beiden Sterne um ihren gemeinsamen Schwerpunkt eine Bahn beschreiben, und, falls nicht die Bahnebene gerade senkrecht gegen unsere Gesichtslinie liegt, sich abwechselnd von uns entfernen und sich uns nähern. In dem Spectrum des sichtbaren Sternes wird daher eine Verschiebung der dunklen Linien bald nach der einen und bald nach der anderen Seite erfolgen, und eine genaue Beobachtung dieser Verschiebungen wird die Umlaufszeit des Sternes in seiner Bahn ergeben. So hat sich aus photographischen Aufnahmen des Spectrums des veränderlichen Sternes Algol, die auf dem astrophysikalischen Observatorium zu Potsdam gemacht sind, ergeben, dass die von Pickering aufgestellte, in §. 131 erwähnte Ursache des Lichtwechsels dieses Sternes in der That der Wirklichkeit entspricht; die Beobachtungen von Vogel und Scheiner haben ergeben, dass Algol sich vor seiner Verfinsterung von uns entfernt, sich dagegen nach der Verfinsterung uns wieder nähert. Für den dunklen Begleiter findet natürlich die entgegengesetzte Bewegung statt. Die grösste Geschwindigkeit Algols in der Richtung des Visionsradius beträgt 5,7 geographische Meilen in der Secunde, und dies würde also, da die Ebene der Bahn gegen die Gesichtslinie nur äusserst wenig geneigt sein kann, durchweg seine Geschwindigkeit in der Bahnbewegung sein, wenn wir annehmen könnten, dass die Bahn ein Kreis ist. Unter dieser Voraussetzung können wir aber auch die Dimensionen der Bahn des Algol berechnen. Denn seine Umlaufszeit ist gleich der Periode des Lichtwechsels oder gleich 2 Tagen 20 Stunden 48,9 Minuten oder gleich 247 734 Secunden. Da aber der Stern in einer Secunde 5,7 Meilen durchläuft, so ist der Umfang seiner Bahn gleich  $5,7 \times 247\,734$  Meilen = 1 412 083,8 Meilen, woraus sich der Radius der Bahn zu 225 000 Meilen ergibt. Wir hatten ferner gefunden, dass der Radius des Begleiters = 0,764 des Radius des Algol betrüge; danach ergibt sich, beide Körper als kugelförmig vorausgesetzt, das Volumen des Begleiters ungefähr gleich der Hälfte des Volumens des Hauptsternes; und nehmen wir die Dichtigkeit beider Gestirne als gleich an, so würde dies auch das Verhältniss beider Massen sein. Dann muss aber der Begleiter doppelt so weit vom Schwerpunkte entfernt liegen als der Hauptstern, und wir bekommen die gegenseitige Entfernung beider Sterne zu 675 000 Meilen, oder ungefähr 5 Millionen Kilometern, während die Entfernung des der Sonne am nächsten befindlichen Planeten Mercur von der Sonne 58 Millionen Kilometer beträgt.

Ausserdem sind wir aber auch im Stande, die Summe der Massen der beiden Gestirne mit Hülfe der Gleichung (A), §. 105 zu berechnen.

Es sei die Masse des Algol =  $M$ , die seines Begleiters =  $m$ , die der Sonne =  $M'$  und die der Erde =  $m'$ ; ferner die Umlaufszeit des Algol =  $T$ , die der Erde =  $T'$ , die Entfernung des Algol von seinem Begleiter =  $R$  und die halbe grosse Axe der Erdbahn =  $R'$ , so haben wir in der Gleichung (A) zu setzen:

$$\begin{aligned}
 T &= 2,8673 \text{ Tagen,} \\
 T' &= 365,256 \text{ „} \\
 R &= 5 \text{ Millionen Kilometer,} \\
 R' &= 149 \text{ „} \quad \quad \quad \text{„}
 \end{aligned}$$

und erhalten

$$\frac{M + m}{M' + m'} = \frac{T'^2 R^3}{T^2 R'^3} = 0,613.$$

Da die Masse  $m'$  der Erde verschwindend klein gegen die der Sonne ist, so finden wir, dass die Summe der Massen der beiden Algol-Sterne etwa 0,6 der Sonnenmasse beträgt, und da die Masse des hellen Sternes von uns doppelt so gross angenommen wurde, wie die des dunklen Begleiters, so ergeben sich die Massen der beiden Sterne resp. zu 0,4 und 0,2 der Sonnenmasse.

Als Vogel im April 1889 zwei photographische Aufnahmen des Spectrums von  $\alpha$  Virginis (Spica) machte, fand er eine ungewöhnlich starke Verschiebung der Wasserstofflinien in der Richtung nach dem Violet. Eine dritte Aufnahme, welche zwei Tage später gemacht wurde, zeigte dagegen eine Verschiebung derselben Linien nach Roth. Weitere Untersuchungen haben ergeben, dass auch dieser Stern einen unsichtbaren Begleiter hat, und dass beide eine Bahn um ihren gemeinsamen Schwerpunkt beschreiben. Die Periode ergab sich hier zu 4 Tagen und 0,3 Stunden, und die grösste Geschwindigkeit im Visionsradius zu 12 geographischen Meilen. Unter der Voraussetzung, dass die Bahn kreisförmig und ihre Ebene nicht stark gegen die Gesichtslinie geneigt ist, ergibt sich auf ähnliche Weise, wie wir bei Algol gefunden haben, der Abstand des sichtbaren Sternes vom gemeinsamen Schwerpunkte zu 662 000 geographischen Meilen. Macht man die weitere Voraussetzung, dass der Begleiter die gleiche Masse wie der sichtbare Stern hat, so findet sich die Masse eines jeden der beiden Körper zu etwas mehr als der Sonnenmasse. Auch bei dem Sterne  $\beta$  Orionis haben sich periodische Bewegungserscheinungen ergeben, der Betrag derselben hat sich aber nicht mit Sicherheit ableiten lassen.

Die Duplicität dieser letztgenannten Sterne ist also aus den periodischen Verschiebungen der Spectrallinien erkannt worden, ohne dass die Sterne mit dem Fernrohr als doppelt gesehen werden können, weil die Begleiter eine zu geringe Lichtstärke haben. Es giebt aber bekanntlich viele Doppelsterne, die deutlich als solche erkannt werden können, und bei welchen jeder der Componenten ein deutlich wahrnehmbares Spectrum zeigte. Im Allgemeinen werden diese Spectren, wenn die Componenten sehr nahe zusammenstehen, nicht von einander zu trennen sein; wenn sie sich aber um ihren gemeinsamen Schwerpunkt bewegen, so wird, falls die Bahnebene nicht gerade senkrecht zu der Gesichtslinie steht, abwechselnd der eine der Sterne sich der Erde nähern, während der andere sich von ihr entfernt. Es werden also die Spectrallinien der beiden

Spectra Verschiebungen, aber nach verschiedenen Richtungen erfahren, und dies wird sich dadurch kenntlich machen, dass die Linien des gemeinsamen Spectrums sich zu Zeiten verdoppeln. Solche Verdoppelungen der Spectrallinien werden auch eintreten, wenn beide Componenten so nahe zusammenstehen, dass sie sich im Fernrohr nicht mehr trennen lassen, wenn nur jeder derselben so hell ist, dass er ein wahrnehmbares Spectrum ergiebt. In der That haben sich manche Sterne nur durch die zeitweilige Verdoppelung ihrer Spectrallinien als Doppelsterne erwiesen, während ihre Duplicität auf anderem Wege nicht erkannt werden konnte.

Die Spectra der sogenannten planetarischen Nebel bestehen aus einzelnen hellen Linien. Diese Spectra, sowie überhaupt diejenigen der

Fig. 222.



Gasnebel sind im Verhältniss zu der grossen Lichtschwäche dieser Nebel leicht zu sehen, weil sich das gesammte Licht hier auf wenige helle Linien concentrirt. So ist denn auch von Keeler bei mehreren planetarischen Nebeln eine Bewegung in der Gesichtslinie nachgewiesen worden.

Durch die Verschiebung der Fraunhofer'schen Linien hat Lockyer nun auch die Bewegung von Gasmassen in der Sonnenatmosphäre constatirt. Wurde nämlich das Telespectroskop auf Flecken in der Mitte der Sonnenscheibe gerichtet, so zeigte die Wasserstofflinie *F* grosse Unregelmässigkeiten. An einigen Stellen erschien sie dunkel auf hellem, an anderen Stellen dagegen hell auf dunklem Grunde. In den hellen Partien sowohl wie in den dunklen zeigte sie sich theilweise nicht nur breiter, sondern auch entweder nach der rothen oder nach der violetten Seite des Spectrums hin gebogen, wie dies Fig. 222 anschaulich machen soll. — Aehnliche Biegungen zeigte auch die rothe Wasserstofflinie *C*, an welcher dagegen die Veränderungen in der Breite kaum wahrzunehmen sind.

Aus der Grösse der Ausbiegung, wie sie in verschiedenen Fällen beobachtet wurde, ergab sich eine Geschwindigkeit von 8 bis 25 Meilen für den aufsteigenden oder niederstürzenden Gasstrom, ein Resultat, welches mit dem in §. 127 besprochenen Resultate der Zöllner'schen Rechnung sehr gut harmonirt.

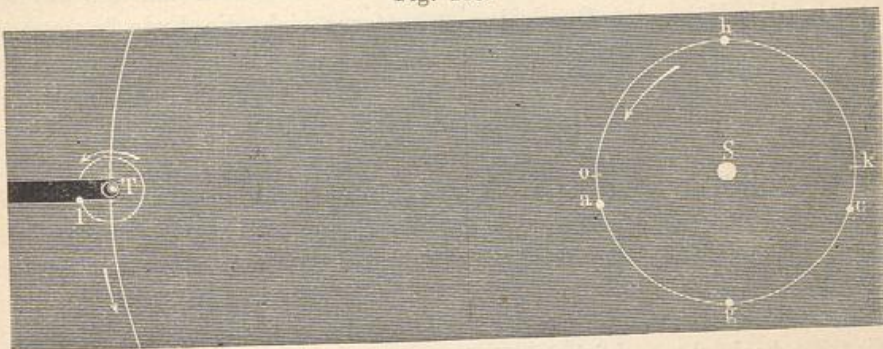
Während in der Mitte der Sonnenscheibe nur die vertical rasch aufsteigenden oder niederstürzenden Gasströme eine Verschiebung von Fraunhofer'schen Linien bewirken können, geschieht dies am Sonnenrande nur durch Strömungen, welche parallel der Sonnenoberfläche von der Erde weg oder gegen die Erde hin gerichtet sind. Solche Bewegungen in der Sonnenatmosphäre werden durch das Spectroskop dadurch merk-

lich gemacht, dass die hellen Linien der Chromosphäre nicht die geradlinigen Fortsetzungen der entsprechenden dunklen Fraunhofer'schen Linien des Sonnenrandes sind, sondern dass sie etwas nach der einen oder anderen Seite hin abgebogen erscheinen. Lockyer hat solche Verschiebungen beobachtet, welche einer Geschwindigkeit des Gasstromes von acht bis neun Meilen in der Secunde entsprechen.

Während das Spectroskop für eine bestimmte Stelle des Sonnenrandes einen sich der Erde nähernden Gasstrom anzeigte, ergab sich, dass an einer 340 Meilen davon entfernten Stelle des Sonnenrandes ein sich mit gleicher Geschwindigkeit von der Erde entfernender Gasstrom herrschte, man hatte es also hier offenbar mit einem gewaltigen Wirbelsturm (Cyklon) von 340 Meilen Durchmesser zu thun.

**Geschwindigkeit des Lichtes.** Vergeblich hatten die Mitglieder der florentinischen Akademie durch Versuche auf der Erde die Geschwindigkeit des Lichtes zu ermitteln versucht. Erst dem dänischen

Fig. 223.



Astronomen Römer gelang es durch seine fleissigen Beobachtungen der Jupitertrabanten, die er in den Jahren 1675 und 1676 mit Cassini dem Aelteren auf der Sternwarte zu Paris anstellte, dieselbe zu bestimmen.

In §. 84 sind bereits die Verfinsterungen der Jupitertrabanten besprochen worden. Die Geschwindigkeit, mit welcher sich das Licht im Weltraume fortpflanzt, ergibt sich in folgender Weise aus einer genauen Beobachtung der Momente des Eintritts oder des Austritts der Trabanten in oder aus dem Schatten des Jupiter.

In Fig. 223 stelle  $S$  die Sonne, der um  $S$  gezogene Kreis die Erdbahn und  $T$  den Jupiter mit der Bahn eines seiner Trabanten dar. Während sich die Erde von  $o$  bis  $k$  bewegt, also während der Zeit zwischen der Opposition des Jupiter und der nächsten Conjunction können wir von der Erde aus sehen, wie die Trabanten auf der Ostseite des Schattens aus demselben austreten; während der Zeit zwischen der Conjunction aber bis zur nächsten Opposition können wir die Eintritte des Trabanten in den Jupiterschatten beobachten; während dieser Zeit sehen wir den Trabanten westlich vom Jupiter verschwinden.

Ermittelt man die Zeit, welche zwischen zwei auf einander folgenden Austritten eines und desselben Trabanten, etwa des ersten, vergeht, so findet man sie in verschiedenen Perioden nicht gleich. Während der Oppositionsperiode, also wenn die Erde in der Nähe von  $o$  steht, oder während der Conjunctionsperiode, wenn also die Erde in der Nähe von  $k$  steht, ergiebt sich die Zeit, welche zwischen zwei auf einander folgenden Austritten oder zwei auf einander folgenden Eintrittten vergeht, kürzer, als zur Zeit der ersten Quadratur, wenn die Erde bei  $g$ , und länger, als zur Zeit der zweiten Quadratur, wenn die Erde in der Nähe von  $h$  steht.

Dies ist nun eine Folge davon, dass sich das Licht nicht momentan fortpflanzt, sondern dass es zur Durchlaufung grösserer Räume eine messbare Zeit gebraucht.

Zur Zeit der Opposition oder Conjunction bewegt sich die Erde in Beziehung auf den Jupiter in einer Weise, dass sie sich demselben weder merklich nähert, noch sich von demselben entfernt; in diesen Perioden ist also die zwischen zwei auf einander folgenden Ein- und Austritten vergehende Zeit nahezu die Umlaufszeit des Trabanten um den Jupiter.

In der Nähe der Quadratur  $g$  entfernt sich die Erde in gerader Linie von dem Jupiter und die zwischen zwei auf einander folgenden beobachteten Austritten vergehende Zeit ist also gleich der Umlaufszeit des Trabanten + der Zeit, welche das Licht zur Durchlaufung des Weges gebraucht, um welchen sich unterdessen die Erde vom Jupiter entfernt hat.

Zur Zeit derjenigen Quadratur, in welcher man die Eintritte der Trabanten in den Jupiterschatten sehen kann, also wenn sich die Erde ungefähr in  $h$  befindet, nähert sie sich fast in gerader Linie dem Jupiter, und demnach ist die Zeit, welche zwischen den beiden Momenten vergeht, in welchen man während dieser Periode zwei auf einander folgende Eintritte beobachtet, gleich der Umlaufszeit des Trabanten, minus der Zeit, welche das Licht zum Durchlaufen des Weges gebraucht, um welchen sich während dieses Umlaufes die Erde dem Jupiter genähert hat.

Ein Beispiel mag dies erläutern.

Im Jahre 1851 wurde alsbald nach der Opposition ein Austritt des ersten Trabanten beobachtet am 11. April  $15^h 6^m 36,3^s$ ; der nächste am 13. April  $9^h 35^m 3,0^s$ . Zieht man die erstere Zeit von der letzteren ab, so ergiebt sich für die Umlaufszeit des ersten Trabanten

42 Stunden  $28^m 26,7^s$ .

Zur Zeit der nächsten Quadratur wurde ein Austritt beobachtet am 14. Juli  $10^h 21^m 50,3^s$  und ein anderer, und zwar von diesem an gerechnet der neunte, am 30. Juli  $8^h 39^m 42^s$ . Zieht man die erstere Zeit von der letzteren ab und dividirt man durch 9, so ergiebt sich für die zwischen zwei auf einander folgenden Austritten liegende Zeit

42 Stunden  $28^m 39^s$ .

Zieht man davon die Umlaufszeit ab, wie sie aus den Aprilbeobachtungen abgeleitet wurde, so ergiebt sich 12,3 Secunden als die Zeit, welche das Licht gebraucht, um den Raum zu durchlaufen, um welchen sich in der

Periode der Quadratur die Erde von dem Jupiter entfernt, während der erste Trabant einen Umlauf vollendet.

In einer Secunde geht die Erde in ihrer Bahn um 4 geographische Meilen vorwärts; während  $42\frac{1}{2}$  Stunden, der Umlaufszeit des ersten Trabanten, durchläuft sie also einen Raum von 612 000 Meilen, und diesen Raum durchläuft das Licht in 12,3 Secunden, in 1 Secunde also einen Weg von 49 700 Meilen.

Dies Resultat ist jedoch nicht genau, wie sich denn überhaupt in der angegebenen Weise aus einzelnen Beobachtungen deshalb keine genaueren Resultate ziehen lassen, weil die Trabanten nicht immer genau durch die Mitte des Jupiterschatten gehen und deshalb die Aus- und Eintritte bald etwas früher, bald etwas später erfolgen, als wenn die Trabanten stets an derselben Stelle den Jupiterschatten passirten.

Die genaue Umlaufszeit des Trabanten kann nur aus einer grösseren Reihe von Beobachtungen mit Genauigkeit ermittelt werden. Sie ist für den ersten Trabanten 42 Stunden  $28^m 35^s$ .

Kennt man einmal die Umlaufszeit des Trabanten, kennt man ferner den Moment, in welchem kurz nach der Opposition, als sich etwa die Erde in *a* befand, ein Austritt desselben beobachtet wurde, so kann man berechnen, in welchem Momente, von dem erwähnten an gerechnet, der 100ste Austritt desselben Trabanten beobachtet werden müsste, vorausgesetzt, dass sich das Licht momentan fortpflanzte. (Bei dieser Berechnung darf aber natürlich die Fortbewegung des Jupiter und also auch die Veränderung in der Lage seines Schattens nicht unberücksichtigt bleiben.) Während dieser 100 Umläufe hat sich aber die Erde ungefähr bis *c* fortbewegt, und wenn man nun den Austritt beobachten will, so findet man, dass derselbe später, und zwar ungefähr um 15 Minuten nach dem berechneten Moment stattfindet. Die Zeit nun, welche zwischen dem berechneten Moment und dem Zeitpunkte vergeht, in welchem der Austritt wirklich beobachtet wird, ist die Zeit, welche das Licht nöthig hat, um die Entfernung zu durchlaufen, um welche die Erde jetzt, da sie sich in *c* befindet, weiter von dem Jupiter absteht, als da sie noch in *a* war.

Man findet nun die Geschwindigkeit des Lichtes, wenn man die Differenz der Entfernungen durch die beobachtete Verspätung dividirt. Es ergiebt sich auf diese Weise, dass das Licht in einer Secunde ungefähr einen Weg von 42 000 Meilen zurücklegt, und dass es, um von der Sonne zur Erde zu gelangen,  $8^m 13^s$  bedarf.

Auf der anderen Hälfte der Erdbahn, zwischen einer Conjunction und der nächsten Opposition werden die Eintritte vor den Momenten eintreten, welche man in obiger Weise von einem Eintritt unmittelbar nach der Conjunction ausgehend berechnet hat.

Bereits in §. 121 haben wir die Entfernung derjenigen Sterne kennen gelernt, welche uns am nächsten sind; da wir nun auch die Geschwindigkeit kennen, mit welcher sich das Licht im Weltraume fortpflanzt, so lässt sich leicht berechnen, welche Zeit das Licht gebraucht,

um von einem dieser uns zunächst gelegenen Fixsterne auf die Erde zu gelangen. Es ergibt sich für

$\alpha$ Centauri . . . . . 4	Jahre	$\eta$ Herculis . . . . . 8	Jahre
Lal. 21185 . . . . . 6,5	"	Sirius . . . . . 8	"
61 Cygni . . . . . 8	"		

Diejenige Entfernung, welche das Licht in einem Jahre durchläuft, pflegt man ein Lichtjahr zu nennen. Die Entfernung des Sirius von der Sonne beträgt also nach dieser Bezeichnung acht Lichtjahre.

Wenn also plötzlich das Licht des Sirius verlöschen würde, so würden wir ihn doch noch 8 Jahre nach diesem Ereigniss am Himmel glänzen sehen.

142 **Aberration des Lichtes.** In der Absicht, eine Parallaxe der Fixsterne aufzufinden, hatte Bradley im Jahre 1725 eine Reihe genauer Fixsternbeobachtungen begonnen. Vorzüglich war es der Stern  $\gamma$  im Kopfe des Drachen, den er mehrere Jahre hindurch mit grosser Aufmerksamkeit verfolgte. Er fand bald, dass weder die Länge noch die Breite dieses Sternes unverändert blieb. Im Juni, zur Zeit der Opposition mit der Sonne, war seine Länge stets am grössten, im December dagegen, also zur Zeit der Conjunction, war sie am kleinsten; die Differenz der grössten und kleinsten Länge betrug 40,5 Secunden; kurz, der Stern beschrieb während eines Jahres am Himmel eine kleine Ellipse, deren grosse Axe, mit der Ekliptik parallel, 40,5 Secunden betrug.

Eine ganz ähnliche, scheinbare Bewegung fand sich nun bei allen anderen Fixsternen. Für alle war die grosse Axe der Ellipse mit der Ekliptik parallel, und hatte stets die gleiche Grösse von 40,5 Secunden; für die Sterne, die in der Nähe des Poles der Ekliptik liegen, ist die Bewegung fast kreisförmig, während dagegen die kleine Axe der Ellipse um so kleiner wird, je näher die Sterne der Ekliptik stehen; sie wird endlich Null für die Sterne, die auf der Ekliptik selbst liegen; diese haben also bloss eine in der Ebene der Ekliptik hin- und hergehende Bewegung von 40,5<sup>s</sup>.

Bradley erkannte richtig als Ursache dieser Erscheinung, die er mit dem Namen der Aberration bezeichnete, das Zusammenwirken der Geschwindigkeiten des Lichtes und der Erde. Um die Sache anschaulich zu machen, wollen wir einen Stern betrachten, der ungefähr gleiche Länge mit  $\gamma$  Draconis hat, aber auf der Ekliptik selbst liegt, also den Punkt  $a$ , Fig. 224.

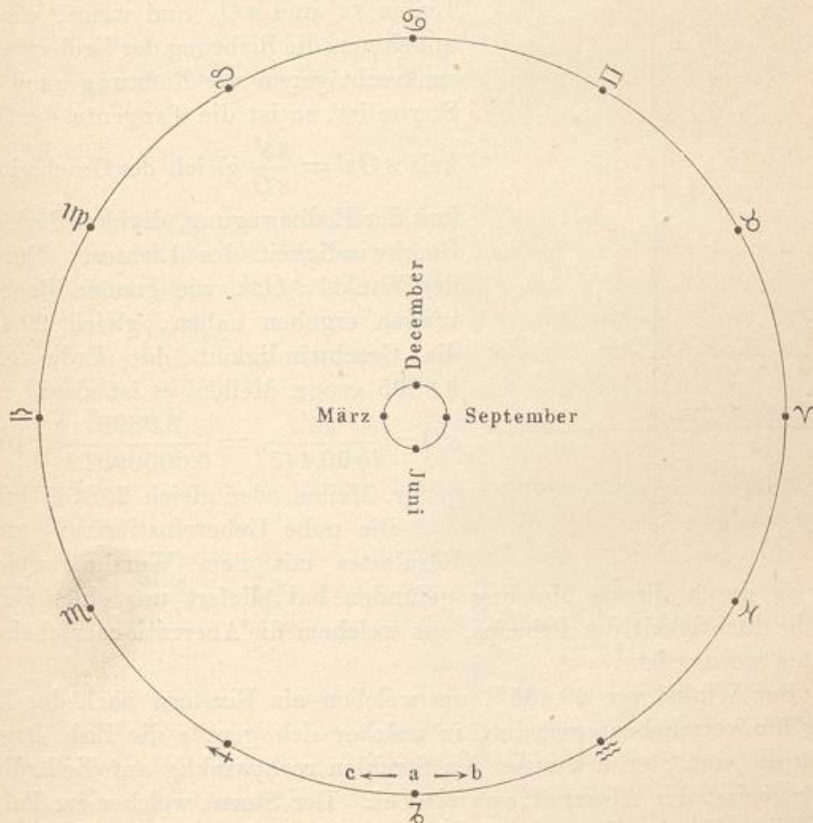
In dieser Figur bezeichnet nämlich der kleine Kreis die Erdbahn, der grössere concentrische den Thierkreis, gegen dessen Durchmesser der Durchmesser der Erdbahn freilich verschwindend klein sein sollte. Im Juni wird nun der in  $a$  befindliche Stern durch die Aberration um 20<sup>s</sup> in der Richtung nach  $b$  hin, im December wird er ebenso weit in der Richtung nach  $c$  hin verrückt erscheinen.

Daraus geht nun zunächst hervor, dass man es hier nicht mit einer Wirkung der Parallaxe zu thun hat. In Folge der Parallaxe nämlich,

wenn eine solche merklich wäre, müsste unser Stern im März seine grösste, im September seine kleinste, im Juni und December dagegen seine mittlere Länge haben.

Gehen wir nun zur Erklärung der Erscheinung über. Im März bewegt sich die Erde gerade gegen den Punkt  $a$  hin, im September entfernt sie sich in gerader Linie von demselben, in dieser Zeit wird man also den Stern an seinem wahren Orte erblicken; im Juni und December dagegen macht die Erdbahn gerade einen rechten Winkel mit den von  $a$  zu ihr kommenden Lichtstrahlen.

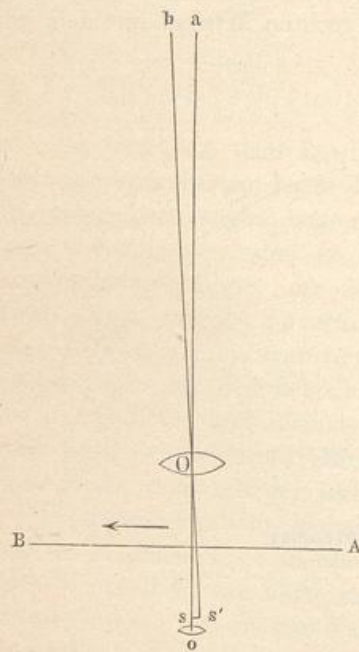
Fig. 224.



Es bezeichne  $AB$ , Fig. 225 (a. f. S.), die Richtung der Bewegung der Erde in ihrer Bahn,  $O$  sei das Objectiv,  $o$  das Ocular,  $s$  der Mittelpunkt des Fadenkreuzes eines Fernrohres, welches auf einen in der Richtung  $Oa$  sichtbaren Stern eingestellt ist. Wir wollen uns zunächst vorstellen, dass die Erde in ihrer Bahn stillstände, und das Bild des Sternes genau in  $s$  erschiene. Wenn sich nun die Erde in ihrer Bahn fortbewegt, so wird in der Zeit, welche das Licht gebraucht, um von dem Objectiv  $O$  nach dem Fadenkreuz  $s$  zu gelangen, die Erde sich weiter bewegen, und der Lichtstrahl wird also das Fadenkreuz nicht in  $s$ , sondern etwas seitwärts, etwa in  $s'$  treffen. Der Beobachter wird also gezwungen sein,

wenn er das Bild des Sternes auf die Mitte des Fadenkreuzes stellen will, das Fernrohr um den Winkel  $sOs'$  zu drehen, d. h. der Stern erscheint ihm nicht in der Richtung  $sa$ , in welcher er sich wirklich befindet, sondern in der Richtung  $s'b$ , oder in einer Richtung verschoben, welche der Richtung der Bewegung der Erde entspricht. Der Winkel,

Fig. 225.



um den die Richtung verändert erscheint, hängt offenbar ab von der Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn und der Geschwindigkeit des Lichtes. Diese Geschwindigkeiten verhalten sich wie die Linien  $ss'$  und  $sO$ , und wenn, wie wir annehmen, die Richtung der Erdbewegung senkrecht gegen die Richtung nach dem Sterne ist, so ist die Tangente des Winkels  $sOs' = \frac{ss'}{sO}$  gleich der Geschwindigkeit

der Erdbewegung, dividirt durch die Geschwindigkeit des Lichtes. Nun ist der Winkel  $sOs'$ , wie genaue Beobachtungen ergeben haben, gleich  $20,445''$ , die Geschwindigkeit der Erde gleich  $3,9895$  geogr. Meilen, es ist also:

$$sO = \frac{ss'}{\operatorname{tg} 20,445''} = \frac{3,9895}{0,00009912} = 40249 \text{ geogr. Meilen oder gleich } 298667 \text{ km.}$$

Die nahe Uebereinstimmung dieses Resultates mit dem Werthe, welchen

Cornu durch directe Messung gefunden hat, liefert uns einen Beweis für die Richtigkeit des Princips, aus welchem die Aberrationserscheinung erklärt worden ist.

Der Winkel von  $20,445''$ , um welchen ein Fixstern nach der Richtung hin verschoben erscheint, in welcher sich gerade die Erde bewegt, wenn die vom Sterne kommenden Strahlen rechtwinklig auf die Erdbahn fallen, heisst der Aberrationswinkel. Der Stern, welcher im Pol der Ekliptik steht, sendet seine Strahlen rechtwinklig auf alle Punkte der Erdbahn, er wird also von seinem wahren Orte stets um  $20,445''$  verrückt erscheinen, und zwar immer in der Richtung, mit welcher sich gerade die Erde bewegt; dieser Stern muss also am Himmel im Laufe eines Jahres einen kleinen Kreis von  $20,445''$  Halbmesser um seinen wahren Ort beschreiben. Dagegen ist leicht zu sehen, dass alle Fixsterne, welche nicht im Pole der Ekliptik stehen, scheinbar elliptische Bahnen beschreiben müssen, welche alle eine gleich grosse Axe haben, deren kleine Axe aber im Verhältniss des Cosinus der Breite des Sterns steht, und also in der Ekliptik selbst gleich Null wird.