universität innsbruck
Universitäts- und Landesbibliothek Tirol

Universitäts- und Landesbibliothek Tirol

Newcomb-Engelmanns populäre Astronomie

Newcomb, Simon
Engelmann, Rudolf

Leipzig [u.a.], 1914

Zweiter Teil. Praktische Astronomie

urn:nbn:at:at-ubi:2-6606

Zweiter Teil.
Praktische Astronomie.

EINLEITUNG.

Die praktische Astronomie besteht in der Untersuchung und Benutzung von Instrumenten und in der Darlegung der Methoden, welche der Astronom bei seiner Arbeit, den Himmel zu durchforschen und auszumessen, anwendet. Bis zur Mitte des vorigen Jahrhunderts wurde die Aufgabe der Astronomie sehr eng begrenzt. Noch im Jahre 1840 schrieb Bessel: »Die Astronomie hat keine andere Aufgabe, als Regeln für die Bewegung jedes Gestirns zu finden, aus welchen sein Ort für jede beliebige Zeit folgt«, und an einer anderen Stelle: »Alles, was man sonst noch von den Himmelskörpern erfahren kann, z. B. ihr Aussehen und die Beschaffenheit ihrer Oberflächen, ist zwar der Aufmerksamkeit nicht unwert, allein das eigentlich astronomische Interesse berührt es nicht.« Seitdem ist, besonders infolge der Einführung der Spektralanalyse in die Wissenschaft, ein gewaltiger Umschwung in den Ansichten über die Aufgaben der Astronomie eingetreten, und heute besitzt die Frage nach der Beschaffenheit der Himmelskörper genau die gleiche Berechtigung und dasselbe Interesse, wie die Frage nach den Bewegungen der Gestirne. Die ältere Astronomie, welcher der Anschauung Bessels gemäß die Bestimmung der Positionen der Gestirne zufällt, wird neuerdings als *Astrometrie* bezeichnet, während der neuentstandene Zweig der astronomischen Wissenschaft, welcher sich mit der physischen Beschaffenheit der Himmelskörper beschäftigt, *Astrophysik* genannt wird.

Wir werden hier zunächst die Instrumente und Methoden der Astrometrie beschreiben und dann (Kapitel IV) näher auf die Hilfsmittel der Astrophysik eingehen.

Wie die theoretische, so hat sich auch die praktische Astronomie aus den einfachsten Anfängen im Laufe der Jahrhunderte entwickelt. In

vorhistorischen Zeiten haben zur Beobachtung der Erscheinungen am Himmel eigentliche Instrumente jedenfalls gänzlich gefehlt. Man brauchte für die Zwecke des täglichen Lebens, für Ackerbau oder Schiffahrt nur den Auf- und Untergang der Gestirne oder den Stand der Sonne genähert zu kennen, und so ergaben sich als natürlichste Hilfsmittel der Horizont sowie jeder schattenwerfende Gegenstand. Der in der Natur gegebene Kreis des Horizonts führte allmählich zu maschinellen Nachbildungen, und Türme und Bäume gaben die erste Idee zu Gnomonen und Sonnenuhren. Die ältesten wirklichen Instrumente waren in der Hauptsache der Gnomon, das parallaktische Lineal (Triquetrum) und die Armillarsphäre.

Der *Gnomon* war wenig mehr, als eine große Sonnenuhr einfachster Konstruktion, durch welche die Höhe der Sonne und ihre Entfernung von der Mittagslinie aus der Länge und Richtung des Schattens einer senkrechten Säule (ab, Fig. 30) bestimmt wurde. Wäre die Sonne nur ein leuchtender Punkt, so würde diese Methode ziemlich genau sein, weil dann der Schatten scharf begrenzt wäre. Tatsächlich zeigt aber die Sonne eine Scheibe von beträchtlichem Durchmesser, und der Schatten eines jeden Gegenstandes wird deshalb in einiger Entfernung so verwaschen und schlecht begrenzt, daß man schwer angeben kann, wo er endet.

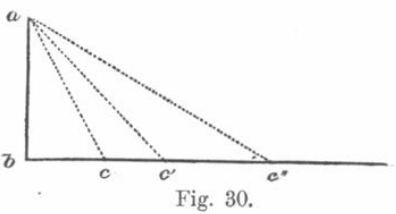

Fig. 30.

Trotz der Einfachheit dieses Instruments scheint es doch allein und allgemein von den Alten zur Bestimmung der Zeiten, zu denen die Sonne die Äquinoktien und Solstitien erreichte, benutzt worden zu sein. Der Tag, wo der Schatten am kürzesten war (bc Fig. 30), bezeichnete das Sommersolstitium, und eine Vergleichung der Schattenlänge mit der Höhe des Stabes gab durch einfache trigonometrische Rechnung die Höhe der Sonne. Der Tag mit dem längsten Schatten (bc'') markierte das Wintersolstitium, und die beiden Tage, wo die Sonnenhöhe in der Mitte zwischen den Solstitialhöhen lag (bc'), ergaben die Äquinoktien. So diente dieses einfache Instrument dazu, die Jahreslänge mit einer für die Zwecke des täglichen Lebens ausreichenden Genauigkeit zu bestimmen. Unsere heutigen Methoden sind indessen dieser ursprünglichen so weit überlegen, daß wir jetzt die Stellung der Sonne zu einer beliebigen Zeit, sei es auch vor mehr als 2000 Jahren, weit genauer berechnen können, als sie damals mittels des Gnomons beobachtet werden konnte.

Das *parallaktische Lineal* oder *Triquetrum* bestand im wesentlichen aus einem Visierstabe, der an einem vertikalen Stabe befestigt und auf

einem dritten, geteilten verschiebbar war. Visierstab und vertikaler Stab bildeten die Schenkel eines gleichschenkligen Dreiecks, dessen Grundlinie

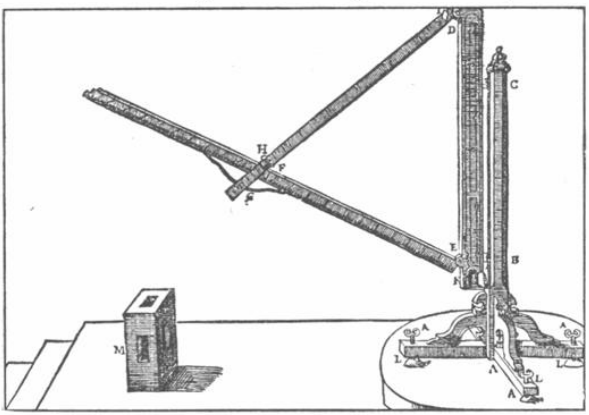

Fig. 31. Triquetrum oder parallaktisches Lineal.

durch den geteilten Stab gegeben wurde; an letzterem las man die Höhe des anvisierten Gestirns ab. Fig. 31 gibt ein von Tycho Brahe konstruiertes, dem gleichartigen Instrument des Kopernikus nachgebildetes Triquetrum wieder.

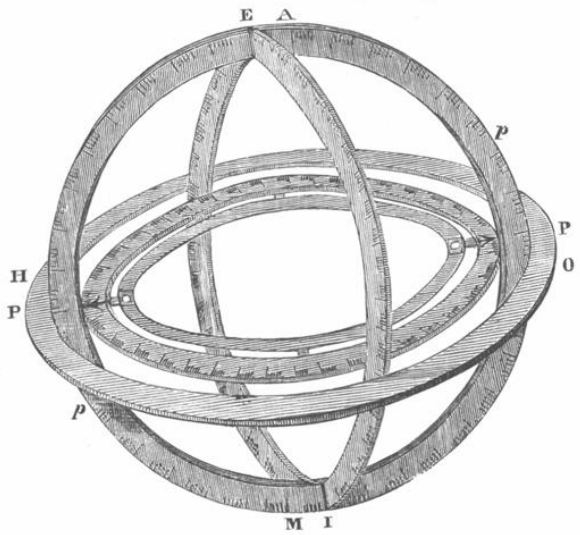

Fig. 32.
Armillarsphäre nach der Beschreibung von Ptolemäus.

Die schon im Altertum angewandte Armillarsphäre bekundete einen nicht unbedeutenden Fortschritt der astronomischen Instrumente. Die *Armillarsphäre**) oder *Armille* bestand aus einer Kombination von mehreren Kreisen, die den Fundamentalkreisen der Sphäre entsprechend gestellt werden konnten. Der eine der beiden äußeren Kreise (*Ap Mp* Fig. 32) wurde in die Mittagsebene

*) Die Armillarsphären werden häufig auch »Astrolabien« genannt. Gewöhnlich versteht man aber unter Astrolabium ein anderes, erst von den Arabern erfundenes Instrument, welches zur Messung der Höhen der Gestirne und zugleich auch zur mechanischen Lösung verschiedener Aufgaben der sphärischen Astronomie diente.

des Beobachtungsortes gebracht und so gedreht, daß der zweite äußere Kreis (EI) in die Richtung der Ekliptik oder des Äquators fiel. Im ersteren Falle wären PP die Pole der Ekliptik; in pp etwa lägen die Pole des Äquators. Das innere Kreispaar war nun um PP als Achse drehbar, und an ihm war ein Diopter angebracht, d. h. eine Einrichtung zum genauen Anvisieren eines Objekts, die darin bestand, daß durch eine dicht vor dem Auge befindliche feine Öffnung hindurch eine etwas entferntere Marke mit dem Objekt zur Deckung gebracht wurde. Durch Einstellung des Diopters auf das zu beobachtende Gestirn konnte die Länge und Breite oder die Rektaszension und Deklination desselben ermittelt werden. Durch Messungen mit Armillarsphären und ähnlichen Instrumenten wurden Hipparch und Ptolemäus in den Stand gesetzt, die größeren Ungleichheiten in den Bewegungen von Sonne, Mond und Planeten, sowie die Örter der Fixsterne zu bestimmen.

Auch der *Mauerquadrant*, ein im Meridian an einer Mauer angebrachter und mit Teilung und Absehvorrichtung versehener Viertelkreis, war in seiner einfachsten Form schon Ptolemäus bekannt, scheint aber von ihm nur zu Sonnen- und Mondbeobachtungen benutzt worden zu sein.

Die Araber, die Träger der Wissenschaften zu Beginn des Mittelalters, legten zwar den Hauptwert auf Vergrößerung der Dimensionen der bekannten Instrumente, ersannen und konstruierten wahrscheinlich aber auch einige neue, die indessen keinen wesentlichen Fortschritt der Beobachtungskunst herbeiführten.

Das spätere Mittelalter vervollkommnete die Instrumente und Beobachtungsmethoden nur wenig, und selbst der größte Beobachter seiner Zeit, Tycho Brahe, mußte sich noch im wesentlichen mit ihnen begnügen. Indessen gelang es ihm doch, durch sorgfältige Ausführung, Aufstellung und Benutzung seiner Instrumente, ganz besonders durch wesentliche Verbesserung der Quadranten, eine weit größere Genauigkeit als alle seine Vorgänger zu erreichen. Während die Örter des Ptolemäus oft noch 10′ und darüber falsch waren, kommen Fehler von 2′ oder dem fünfzehnten Teile des Monddurchmessers bei Tycho nur selten vor.

Die umstehende, ebenso wie Fig. 31 aus Tychos Werk »Astronomiae instauratae mechanica« entnommene Fig. 33 stellt seinen großen Mauerquadranten dar, eines der mächtigsten Instrumente seiner auf der Insel Hveen errichteten Sternwarte Uranienburg. BC ist der im Meridian an einer Mauer befestigte Quadrant mit den beweglichen Dioptern D und E; im Zentrum des Quadranten an einer zweiten, rechtwinklig zur ersten stehenden Mauer befindet sich das feste Diopter A. Der Beobachter F blickt durch E und A nach dem Gestirn; der Gehilfe H liest die Zeit an

den Zifferblättern K und I der Uhr*) ab, und der Gehilfe G notiert diese, sowie die am Quadranten abgelesene Meridianhöhe (CE). Die Wand, welche den Mauerquadranten trägt, ist mit einem Gemälde geschmückt, welches Tycho selbst, an einem Tische sitzend, darstellt; der Hintergrund des Bildes

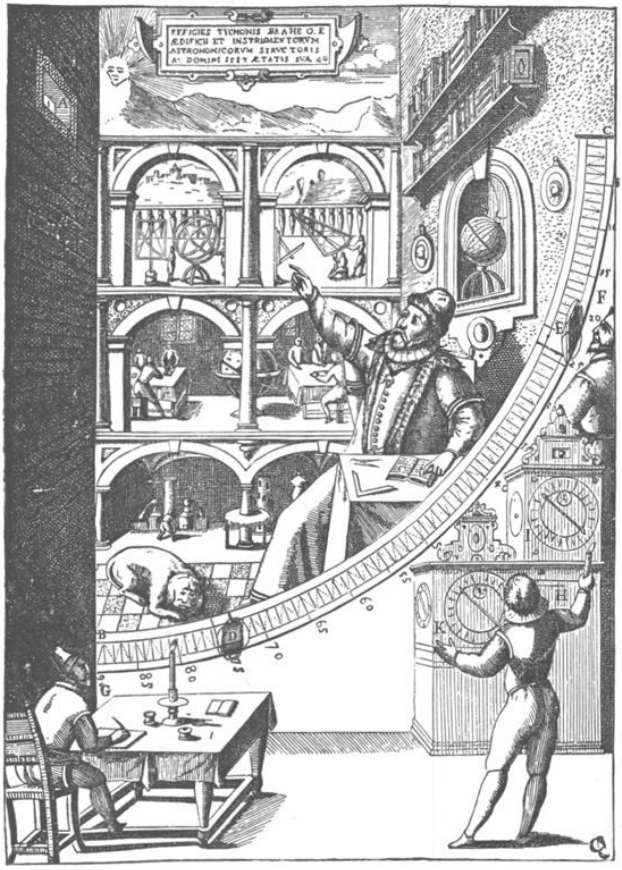

Fig. 33. Der große Mauerquadrant des Tycho Brahe.

zeigt andere Räume des Observatoriums mit verschiedenen Instrumenten und Apparaten. Von demselben Typus, wenn auch noch etwas vollkommener, wie die Tychonischen Instrumente, sind diejenigen des Hevelius in Danzig, der, obwohl er zur Betrachtung der Himmelskörper bereits das Fernrohr eifrig verwandte, doch für seine zur Messung von Winkeln bestimmten Instrumente noch an den alten Visieren festhielt. Fig. 34 zeigt einen seiner Quadranten aus dem Jahre 1659.

*) Über die Zeitmesser, die Tycho benutzte, ist uns nichts Näheres überliefert worden.

Wesentlich verfeinert wurden indessen die astronomischen Beobachtungen erst durch die Verbindung des Fernrohres mit den Winkelmeßinstrumenten, wie überhaupt die Erfindung des Fernrohres eine neue Epoche der astronomischen Wissenschaft einleitete.

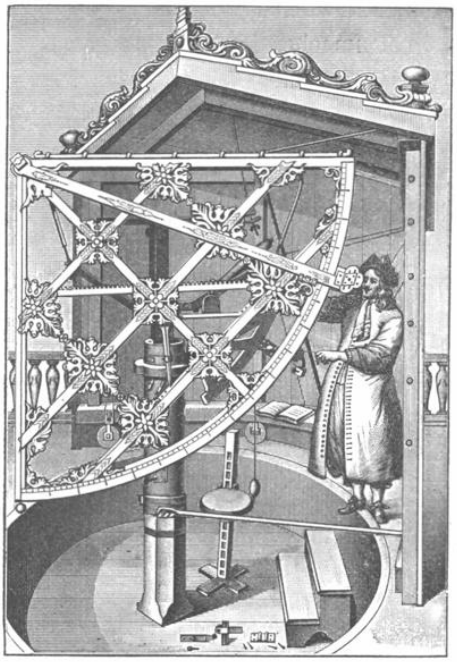

Fig. 34. Großer Quadrant von Hevel.

KAPITEL I.

Das Fernrohr.

1. Die ältesten Fernrohre.

Das Fernrohr ist ein so wesentlicher Teil jedes astronomischen Meßinstruments, daß es, abgesehen von seiner selbständigen Bedeutung, die erste Stelle in jeder Beschreibung astronomischer Instrumente beanspruchen darf. Die Frage, wer das erste Fernrohr konstruierte, ist lange diskutiert worden und wird vielleicht nie endgültig gelöst werden.

Als geschichtliche Tatsache steht fest, daß das Fernrohr zuerst in Holland wirklich ausgeführt wurde; aber der Wunsch der Erfinder oder

der Behörden oder beider, ein Instrument von so außerordentlichen Eigenschaften möglichst allein auszunutzen, verhinderte die Verbreitung der Kenntnis seiner Konstruktion. Die Ehre des Erfinders oder ersten Verfertigers beanspruchen nun mit fast gleichem Rechte Lipperhey und Metius, mit geringerem Jansen, von denen der zweite Glasschleifer in Alkmaar, die beiden anderen Brillenmacher in Middelburg waren.

Die Ansprüche von Zacharias Jansen wurden seinerzeit von P. Borelli lebhaft verfochten. Nach seinem Bericht hatte Jansen ein Fernrohr von 40 cm Länge dem Prinzen Moritz von Nassau gezeigt und dieser, den hohen Wert der Erfindung für den Krieg erkennend, ihm eine Summe Geldes angeboten, damit er Stillschweigen darüber bewahre. Jedoch beruht Borellis Erzählung wesentlich auf dem Zeugnis einiger alter, mit Jansen bekannter oder verwandter Leute und kann durchaus nicht als beweisend angesehen werden.

Um 1830 wurden schriftliche Dokumente aufgefunden, welche zeigen, daß die Generalstaaten von Holland am 2. Oktober 1608 über ein Patent verhandelten, welches Johann Lipperhey, den Borelli den zweiten Erfinder des Fernrohres nennt, für ein Instrument verlangte, mit dem man in die Ferne sehen könnte. Nahe zu derselben Zeit hatte auch Jakob Metius sich um ein Patent beworben. Die Regierung versagte Lipperhey das Patent, weil die Erfindung bereits bekannt wäre; indessen bestellte sie verschiedene Instrumente bei ihm und riet, deren Konstruktion geheim zu halten.

Es geht hieraus hervor, daß zwar der erste Erfinder des Fernrohres schwer mit Sicherheit zu ermitteln ist, daß aber das Instrument selbst in Holland Ende 1608 schon bekannt gewesen sein muß. Etwa neun Monate nach den Eingaben von Lipperhey und Metius erhielt Galilei, wie er selbst berichtet, Nachricht über die merkwürdige holländische Erfindung. Da nichts über die Konstruktion bekannt geworden sei, habe er darüber nachgedacht und sei so glücklich gewesen, in kurzer Zeit ein dreimal vergrößerndes Fernrohr anzufertigen. Tatsache ist jedenfalls, daß er schon 1609 Fernrohre konstruierte und mit ihnen bald darauf die Flecke der Sonne, die Phasen der Venus, die Satelliten des Jupiter, die sonderbaren henkelförmigen Ansätze des Saturn, endlich viele der Millionen von Sternen fand, welche dem bloßen Auge als leuchtende Milchstraße erscheinen. Aber auch das größte seiner Instrumente vergrößerte nur etwa 30 mal und war in seiner Konstruktion noch so unvollkommen, daß ein gleich starkes Fernrohr unserer Tage sehr viel mehr gezeigt haben würde.

Das *Galileische* oder *holländische Fernrohr* besteht aus zwei Linsen, von denen die dem Gegenstande zugewendete, das *Objektiv* (*O* Fig. 35), konvex geschliffen ist, die Lichtstrahlen also sammelt, während die dem

Auge zugekehrte Linse, das *Okular* (*o*), eine konkave oder Zerstreuungslinse ist. Die Linse *O* allein würde von einem entfernten Gegenstande *AB* ein umgekehrtes Bild *ba* entwerfen; bevor die Lichtstrahlen sich aber zu einem Bilde vereinigen, treffen sie das Okular *o*, werden von demselben wieder zerstreut und scheinen sich nun dem dahinter befindlichen Auge zwischen Objektiv und Okular zu einem vergrößerten, aufrechten

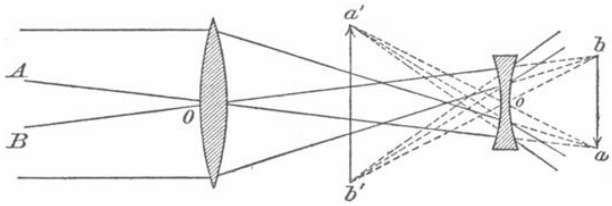

Fig. 35.

Bilde *a' b'* zu vereinigen. Den Gang eines parallel auffallenden Strahlenbündels nach der Brechung in beiden Linsen zeigt die Fig. 36. Bei dieser Einrichtung kommt ein *reelles Bild* des Objekts im Fernrohre nicht zustande, vielmehr wird das Bild erst durch das Auge erzeugt, und das Auge gehört also als optischer Teil zum Fernrohre; man nennt die auf diese Weise erzeugten Bilder *virtuelle Bilder*.

Diese Form des Fernrohres wird noch jetzt bei unsern Operngläsern und Feldstechern gebraucht, weil sie kürzer ist als die des *astronomischen* oder *Keplerschen Fernrohres*. Kepler nämlich, der sich überhaupt um die

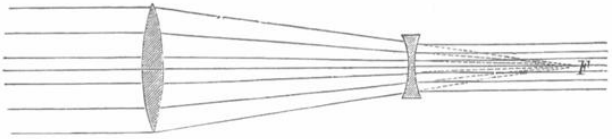

Fig. 36.

Dioptrik oder die Lehre von der Brechung des Lichtes die größten Verdienste erwarb*), benutzte anstatt der Konkavlinse Galileis als Okular eine kleine Konvexlinse (*o*, Fig. 37). Die von einem Stern ausgehenden Strahlen vereinigen sich im sogenannten *Brennpunkte F* und divergieren von hier aus wieder; das reelle Bild in *F* wird nun im Keplerschen Fernrohre, dessen Prinzip unsern heutigen astronomischen Fernrohren oder Refraktoren zugrunde liegt, vom Auge durch die kleine Konvexlinse *o*, welche als Lupe wirkt, betrachtet. Die Vereinigungsweite *OF* parallel auf die Konvexlinse *O* fallender Strahlen heißt die *Brennweite* der Linse. Da das Okular *o* etwa

*) In seiner 1611 zu Augsburg erschienenen Schrift »Dioptrice« entwickelt er zuerst die Theorie des holländischen und des astronomischen Fernrohrs.

so stehen muß, daß die von F weitergehenden Strahlen nahezu parallel in das Auge treten, so fällt F auch nahezu mit dem Brennpunkte des Okulars zusammen, und die Länge eines einfachen Keplerschen Fernrohres ist deshalb ungefähr gleich der Summe der Brennweiten von Objektiv und Okular.

Haben wir statt eines einfachen Punktes einen ausgedehnten Gegenstand, wie den Mond, ein fernes Haus, Schiff usw., der dem Auge unter

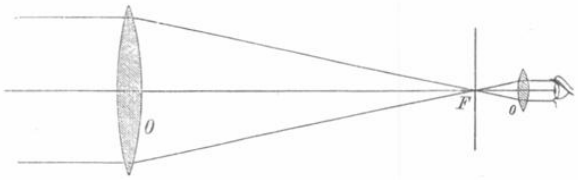

Fig. 37.

einem bestimmten Winkel erscheint, so werden die von einem jeden Punkte des Objekts ausgehenden Strahlen durch das Objektiv O in einem entsprechenden, in der Nähe von F gelegenen Punkte vereinigt. Nach dioptrischen Gesetzen ist das verkleinerte Bild ab des Gegenstandes AB (Fig. 38) ein umgekehrtes und liegt in einer zur *optischen Achse* CF senkrechten Ebene, der *Bildebene*, deren Abstand vom Objektiv von der Entfernung des betrachteten Gegenstandes AB abhängt. Diejenige Bildebene, in der sich ein unendlich weit entferntes Objekt abbildet, heißt die *Brenn-* oder *Fokalebene*; man findet einen jeden Bildpunkt, wenn man vom Gegen-

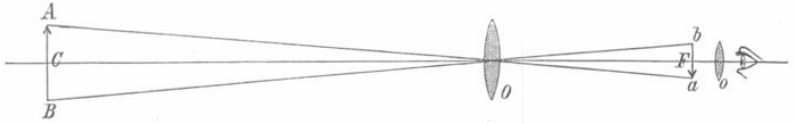

Fig. 38.

standspunkt aus durch den Mittelpunkt von O eine gerade Linie nach der Brennebene zieht. Das kleine Bild ab kann nun wieder durch die Okularlinse o dem Auge näher gebracht und dadurch beträchtlich vergrößert werden. Durch das Objektiv allein wird, in Winkelmaß ausgedrückt, auch schon eine Vergrößerung erzielt; denn betrachten wir das Bild ab auch nur mit bloßem Auge, so erscheint es offenbar unter größerem Winkel als der weiter entfernte Gegenstand AB. Je näher man das Auge an ab bringt, desto größer wird auch das Bild erscheinen. Da man aber nur innerhalb gewisser Grenzen scharf sehen kann (die deutliche Sehweite schwankt zwischen 15 cm und 25 cm), so muß man sich bei größerer Annäherung

einer konvexen Zwischenlinse, eben des Okulars, bedienen; die vom Bilde ausgehenden divergierenden Strahlen werden durch das Okular nahezu parallel gemacht und vereinigen sich schließlich auf der Netzhaut des Auges zu einem zweiten Bilde.

Das Verhältnis der beiden Winkel, unter welchen vom Auge oder strenger vom Okular das Bild ab und der Gegenstand AB gesehen werden, oder die *Vergrößerung* des Fernrohres, hängt von den Brennweiten der Objektiv- und der Okularlinse ab. Ist die Brennweite eines Objektivs noch einmal so groß als die eines anderen, so wird, bei gleichem Okular, ein Gegenstand durch das erstere noch einmal so groß erscheinen, als durch das zweite, dreimal so groß, wenn die Brennweite die dreifache ist, usw. Bleibt das Objektiv unverändert, und nehmen wir verschiedene Okulare, so wird umgekehrt die Vergrößerung desto kleiner, je größere Brennweite das Okular hat, weil sich dann das Auge (und Okular) vom Bilde immer mehr entfernt. Wir werden demnach die Vergrößerung eines Fernrohres finden, wenn wir die Brennweite des Objektivs durch die des Okulars dividieren. Ist z. B. die Objektivbrennweite 1 m, die Okularbrennweite 1 cm, so ist die Vergrößerung 100fach; ist die Okularbrennweite aber $^1/_2$ cm, so wird die Vergrößerung die doppelte, 200fach, sein, ebenso aber auch, wenn die Objektivbrennweite 2 m, die Okularbrennweite 1 cm beträgt. Kehrt man das Fernrohr um und sieht durch das Objektiv, wie vorher durch das Okular, so werden jetzt die Gegenstände in demselben Verhältnis verkleinert, wie vorher vergrößert erscheinen.

Es dürfte hiernach scheinen, als könnte man jederzeit durch Okulare von hinreichend kurzer Brennweite beliebig starke Vergrößerungen hervorbringen. Wünschten wir z. B. für ein Fernrohr von 1 m Brennweite eine 1000fache Vergrößerung, so würden wir ein Okular von 1 mm Brennweite anzuwenden haben. Versuchen wir dies aber, so stoßen wir auf eine Schwierigkeit, mit welcher der Astronom fortwährend zu kämpfen hat, und die aus der Unvollkommenheit des vom Objektiv entworfenen Bildes entspringt. Keine Linse vereinigt alle Lichtstrahlen absolut genau in demselben Punkte. Geht gewöhnliches Sonnenlicht durch ein Prisma, so werden die verschiedenen Farben ungleichmäßig gebrochen, Rot am wenigsten und Violett am meisten. Dasselbe geschieht bei einer Linse, die wir uns als aus Prismen zusammengesetzt denken können; die roten Lichtstrahlen werden am wenigsten abgelenkt, die violetten am meisten, und die Brennweite ist demnach für die roten Strahlen eine andere und zwar größere, als für die violetten, während die mittleren Farben dazwischen fallen (vgl. Fig. 39, wo r der Vereinigungspunkt der roten, v der der violetten Strahlen ist). Da das von den meisten Objekten ausgehende Licht aus ver-

schiedenen Farben zusammengesetzt ist, so ist es im allgemeinen unmöglich, ein vollkommen farbenfreies Bild eines Sternes, Planeten, des Mondes oder eines sonstigen Gegenstandes zu erhalten; man sieht nur eine Mischung von verschiedenfarbigen Bildern. Wird eine hinreichend schwache Vergrößerung benutzt, so ist die Störung gering, die Ränder des Bildes werden aber stets undeutlich und farbig. Bei stärkerer Vergrößerung erscheint zwar das Objekt größer, aber die farbigen und verwaschenen Ränder werden gleichfalls und in demselben Verhältnis größer, und der Beobachter sieht daher nicht mehr Einzelheiten als vorher. Diese Trennung und Zerstreuung des Lichtes durch eine Linse heißt Farbenabweichung oder *chromatische Aberration*. Auch das Auge, als optischer Apparat betrachtet, besitzt chromatische Aberration, die für gewöhnlich nicht merklich ist, unter besonderen Umständen jedoch sehr deutlich wahrgenommen werden kann.

Diese Farbenabweichung war die Schwierigkeit, auf welche die Nachfolger von Galilei und Kepler bei ihren Versuchen, das Fernrohr zu vervollkommnen, stießen, und die sie nicht zu überwinden vermochten. Indessen fanden sie, daß bei Vergrößerung des Bildes durch Verlängerung

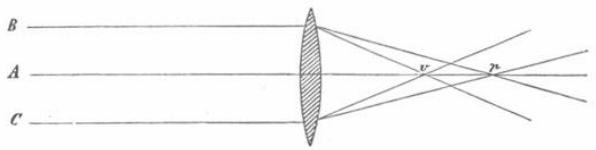

Fig. 39.

der Brennweite die chromatische Aberration beträchtlich weniger zunimmt als bei stärkerer Okularvergrößerung. Nimmt man ein Objektiv von bestimmtem Durchmesser, so ist das Bild eines Gegenstandes im ganzen nicht verwaschener und farbiger bei einer Brennweite von 20 m als von 2 m, und dasselbe Okular kann daher mit dem gleichen Erfolge in beiden Fällen angewandt werden. Das Bild im Brennpunkte des ersteren ist aber 10mal so groß als das im zweiten Fernrohr, und man erhält daher mit demselben Okular im ersten Falle auch eine 10mal stärkere Vergrößerung. Huygens, Dominicus Cassini, Hevelius und andere Astronomen der zweiten Hälfte des 17. Jahrhunderts konstruierten und benutzten deshalb Fernrohre von 30, 40 und mehr Meter Länge. Manche verzichteten ganz auf das Rohr, in das Objektiv und Okular sonst gefaßt werden, und verbanden die beiden Linsen durch eine lange Stange oder brachten das Objektiv auf einer hohen Säule an, während das Okular sich in der Nähe des Bodens befand. Zur Veranschaulichung der komplizierten Vorrichtungen, die den Gebrauch dieser schwerfälligen Instrumente erleichtern sollten, geben wir

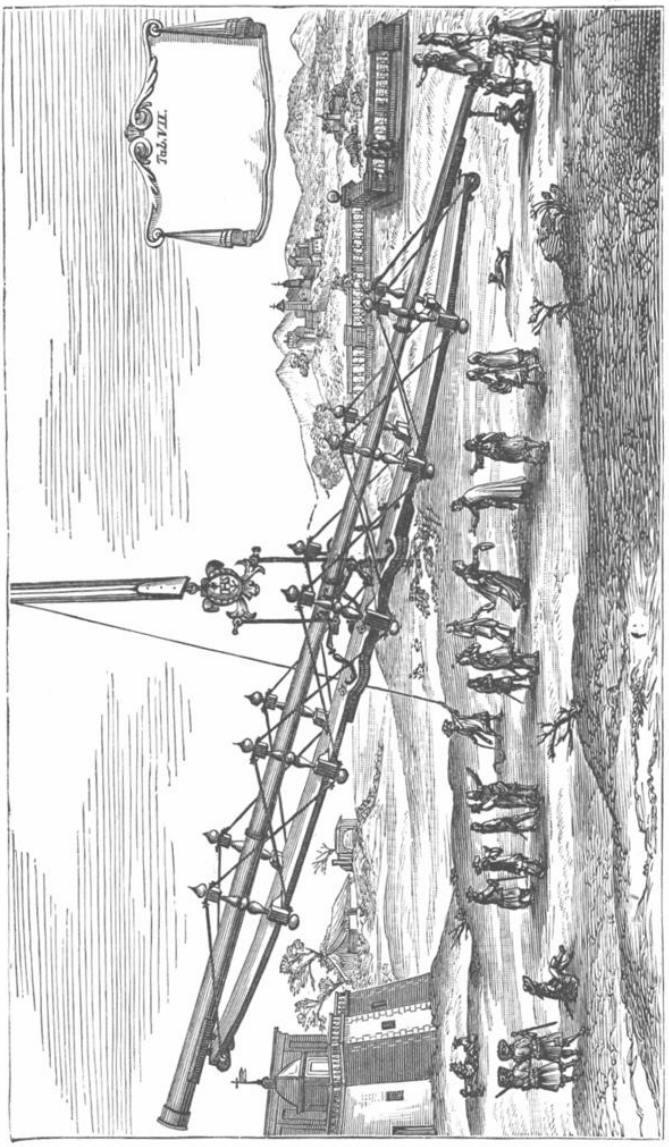

Fig. 40. Fernrohr des 17. Jahrhunderts.

vorstehend (Fig. 40) ein Bild aus Bianchinis Werk: »Hesperi et Phosphori nova phaenomena« (Rom 1728), worin dieser italienische Astronom seine Beobachtungen der Venusrotation beschreibt.

2. Das achromatische Fernrohr.

Anderthalb Jahrhunderte verflossen, ehe eine Methode zur Verminderung der Farbenabweichung einer Linse erdacht und ausgeführt wurde. Erst Leonhard Euler und bald darauf dem schwedischen Mathematiker Klingenstjerna gelang es (1747 bzw. 1754), die richtigen Prinzipien aufzufinden, und dem englischen Optiker John Dollond (um 1758), das erste achromatische Fernrohr wirklich zu konstruieren. Um die Erfindung Dollonds verstehen zu können, müssen wir uns vergegenwärtigen, daß ein Strahl weißen Lichtes, der unter einem beliebigen Winkel auf irgendein durchsichtiges Medium trifft, z. B. auf Glas, bei seinem Durchgange durch das Medium eine zweifache Änderung erleidet. Einmal wird er von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt oder gebrochen, und der Betrag der *Brechung* hängt für dasselbe Medium von dem Einfallswinkel ab, für verschiedene Medien außerdem aber von dem sogenannten Brechungsvermögen derselben. Dann aber findet auch eine Zerlegung des weißen Lichtes in die einzelnen Strahlengattungen statt, das Licht wird dispergiert. Auch die Stärke der *Dispersion* hängt für dasselbe Medium von dem Einfallswinkel ab und für verschiedene Medien von dem Dispersionsvermögen derselben. Fällt ein Lichtstrahl auf ein Glasprisma, so findet beim Durchgange sowohl Brechung als Dispersion statt, d. h. der Lichtstrahl wird von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt und gleichzeitig in seine verschiedenen Farben zerlegt. Es gibt nun zwei Glassorten, Crown- und Flintglas, welche die Eigenschaft besitzen, daß sie zwar sehr nahe dasselbe Brechungsvermögen haben, daß aber das Dispersionsvermögen des einen (Flint) nahe doppelt so groß ist, als das des anderen (Crown). Setzt man demnach ein Crownglasprisma BAC in der Weise, wie dies Fig. 41 zeigt, mit einem Flintglasprisma ACD vom halben brechenden Winkel zusammen, so ist es klar, daß ein Lichtstrahl RS zwar abgelenkt wird — nahe um die Hälfte des Betrages, wie dies beim Crownglasprisma allein geschehen würde —, daß aber eine Dispersion oder Farbenzerlegung nicht mehr stattfindet. Ein derartig zusammengesetztes Prisma, ein achromatisches, löst also die Aufgabe, einen Lichtstrahl abzulenken, ohne ihn zu dispergieren. Dieselbe Aufgabe ist nun für eine Linse zu lösen: sie soll die Lichtstrahlen so brechen, daß sie sich in einem Punkte vereinigen ohne gleichzeitige Zerlegung in die Farben.

Um nach diesem Prinzip ein farbenfreies oder *achromatisches Objektiv* herzustellen, wird eine Konvexlinse aus Crownglas mit einer Konkavlinse aus Flintglas von etwa halb so starker Krümmung kombiniert. Eine genaue Regel über das Verhältnis der beiden Krümmungen kann nicht gegeben werden, weil das Brechungsvermögen nicht nur verschiedener Glassorten, sondern selbst von Stücken derselben Glasart verschieden ist; das passende Verhältnis muß vielmehr in jedem einzelnen Falle durch den Versuch ermittelt werden. Nachdem es gefunden ist, werden die beiden Linsen etwa gleiche, aber entgegengesetzt wirkende Farbenzerstreuung zeigen, und die Lichtstrahlen werden sich, da die Crownglaslinse stärker bricht als die aus Flintglas, in einem Brennpunkte vereinigen, dessen Abstand vom Objektiv etwa gleich der doppelten Brennweite der ersteren ist. Manche der früheren achromatischen Objektive bestanden aus drei Linsen: einer bikonkaven Flintglaslinse zwischen zwei bikonvexen Crownglaslinsen. Jetzt

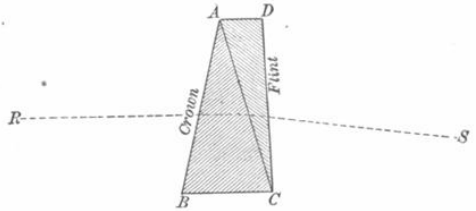

Fig. 41.

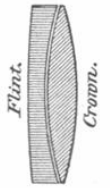

Fig. 42.

werden aber in der Regel nur zwei genommen: eine bikonvexe, dem Objekt zugekehrte Crownglaslinse und eine nahezu plankonkave Flintglaslinse. Die beiden Flächen der ersteren und die dichtanliegende Fläche der letzteren sind von fast gleicher Krümmung; die äußere, dem Okular zugekehrte Fläche der Flintglaslinse ist nahezu eben (Fig. 42). Wäre die Zerstreuungskraft des Flintglases gerade die doppelte des Crownglases, so würde die Fläche genau eben sein müssen, um Achromatismus zu erzielen. Dies ist aber im allgemeinen nicht der Fall, und der Optiker muß den Achromatismus durch leichtes Schleifen der äußeren Flintglasfläche, gewöhnlich in konvexem Sinne und bei jedem Objektiv in verschiedenem Grade, zu erreichen suchen.

Durch Reflexion an den verschiedenen Oberflächen geht immer ein Teil des Lichtes, etwa 4% für jede Oberfläche, verloren; verkittet man aber beide Linsen mit Kanadabalsam, so wird der Totalverlust fast auf die Hälfte reduziert. Es geschieht das indessen meist nur bei kleineren Linsen; schon bei Objektiven mittlerer Größe werden die Gläser durch drei am Rande angebrachte dünne, gleichstarke Stanniolblättchen etwas auseinandergehalten, was besonders dann erforderlich ist, wenn die ein-

ander zugekehrten Flächen nicht gleiche Krümmung haben. Einige Optiker pflegen den Zwischenraum zwischen den Linsen größer zu nehmen; dann geschieht die Trennung durch einen Metallring.

Je größere und vollkommenere achromatische Objektive verfertigt wurden, desto mehr stellte sich aber eine andere Schwierigkeit heraus, welche bis heute praktisch noch nicht völlig überwunden ist. Auch sie entsteht durch die Dispersion oder Farbenzerstreuung. Entwerfen wir vermittels eines Prismas aus Flintglas und eines anderen aus Crownglas (mit doppelt so großem Brechungswinkel) je ein Spektrum, so sind beide im ganzen zwar ungefähr gleich lang, aber die einzelnen farbigen Teile haben verschiedene Ausdehnung: das rote Ende ist beim Crown, das violette beim Flint länger; Crown zerstreut also das Rot relativ stärker als Flint, dagegen das Violett schwächer, und es können sich daher bei der Kombination zweier solcher Linsen aus beiden Glassorten die zerstreuenden Wirkungen nicht vollkommen aufheben. Statt daß das gebrochene Licht in einem weißen Bilde vereinigt wird, entsteht durch Übereinanderlagerung ein Spektrum, dessen Mitte nahezu farblos, dessen eines Ende aber durch Vereinigung von Rot und wenig Gelb mit Violett purpurn und dessen anderes Ende durch Vereinigung von Violett mit Rot und viel Gelb gelblichgrün erscheint.

Dieses sogenannte *sekundäre Spektrum* ist ganz kurz im Vergleiche zu dem vom Crown- oder vom Flintglasprisma gebildeten Spektrum, da der größte Teil der verschiedenartigen Farben sich aufhebt. Seine Wirkung ist jedoch schon bei einem Refraktor mit kleiner oder mäßiger Objektivöffnung merkbar, und bei den großen Objektiven von 50 und mehr cm Öffnung wird sie sehr auffallend und störend. Bei kleineren Objektiven zeigt sie sich in einer violetten Umrandung heller Objekte. Vergrößert man die Brennweite des Doppelobjektivs, also die Länge des Fernrohres, so wird zwar diese Wirkung vermindert, man stößt aber in der Ausführung so langer Fernrohre auf mechanische Schwierigkeiten, die bald unübersteiglich werden. In neuerer Zeit ist es gelungen, Glassorten zu finden, deren Zerstreuungsvermögen so nahe gleich ist, daß wenigstens für die sichtbaren Strahlen das sekundäre Spektrum fast vollkommen verschwindet.

Ein anderer Fehler, der sich namentlich früher bei größeren Objektiven (ebenso auch Spiegeln) als sehr störend erwies, ist die sogenannte Kugelabweichung oder *sphärische Aberration*. Sie besteht darin, daß die auf ein Objektiv auffallenden Lichtstrahlen durch die Brechung nicht vollkommen genau in einem Punkte vereinigt werden. So haben z. B. Strahlen, die auf die Randzone einer sphärischen Linse auffallen, eine kürzere

Brennweite, als die, welche durch die Mittelzone gegangen sind (Fig. 43). Die sphärische Aberration wird dem Beobachter dadurch bemerkbar, daß er von einem Stern kein punktförmiges Bild im Brennpunkte erhält, wie es bei einem fehlerfreien Objektiv sein müßte (abgesehen von der Beugung), sondern ein Scheibchen von um so größerem Durchmesser, je größer der Fehler ist. Es wird also sowohl die trennende Kraft als auch die Lichtstärke des Fernrohres herabgesetzt. Die heutige optische Technik kann nun die Kugelabweichung auch bei großen Objektiven fast ganz beseitigen.

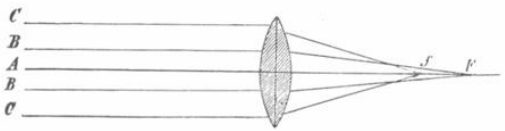

Fig. 43.

Wie das Objektiv, so besteht bei schwächeren Vergrößerungen auch das *Okular* eines Fernrohres aus zwei Linsen, die sich aber in größerem Abstande voneinander befinden. Zwar würde eine einzelne Linse genügen, um in der Mitte des Gesichtsfeldes ein Objekt deutlich zu sehen, und man verwendet solche einfache Linsen auch bei starken Vergrößerungen; aber das Gesichtsfeld ist hier beschränkt, und die Bilder sind an den Rändern undeutlich. Es wird deshalb eine zweite Linse F (Fig. 44) in der Nähe des im Brennpunkt entstehenden Bildes angebracht, die alle Strahlen des Bildes so nach dem eigentlichen Augenglase A bricht, daß dadurch ein überall gleich scharfes Bild auf der Netzhaut des beobachtenden Auges entworfen wird. Im *Huygensschen* (Campanischen) oder *negativen Okular* liegt das Bild zwischen beiden Linsen in N (s. Fig. 44), im *Ramsdenschen* oder *positiven* oder *Mikrometerokular* dagegen vor der Feldlinse F in P. Da für verschiedene Okulare oder Beobachter das ganze Okular O in dem Tubus T verschoben werden muß, so ist beim Huygensschen Okular die Bildebene nicht immer in der gleichen Entfernung vom Objektiv; zur Ausmessung eines Objekts, d. h. zur Bestimmung des Winkelabstandes seiner Bestandteile, ist es aber erforderlich, daß Bild und mikrometrischer Apparat (Fäden) sich in unveränderter Entfernung vom Objektiv befinden. Zur Messung kann daher das Huygenssche Okular nicht ohne weiteres benutzt werden, während es zum bloßen Betrachten von Gestirnen vor dem positiven Ramsdenschen Vorzüge besitzt. Die Feldlinse wie die Augenlinse ist in beiden Okularen plankonvex; im Huygensschen Okular sind die konvexen Flächen beider Linsen dem Objektiv zugekehrt, im Ramsdenschen (Fig. 44) dagegen ist die konvexe Seite der Feldlinse gegen die

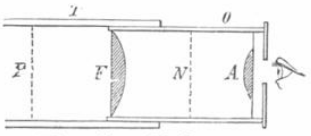

Fig. 44. Okular.

der Augenlinse gerichtet. Zu jedem Fernrohre gehört immer ein Satz von mehreren Okularen, mit denen sich verschiedene Vergrößerungen hervorbringen lassen.

Das astronomische Fernrohr zeigt die Gegenstände umgekehrt, was bei der Beobachtung der Gestirne gleichgültig ist. Um terrestrische Gegenstände in richtiger Lage zu sehen, muß man ein aus mehreren Linsen zusammengesetztes Okular anwenden; in der Regel besteht dasselbe aus zwei Linsenpaaren, von denen das erste (r und r' Fig. 45) mit der ersten (Feld-) Linse (s) des zweiten Paares vom Objektivbilde $a\,b$ ein zweites Bild $a'\,b'$ in aufrechter Stellung liefert, welches nun durch das Augenglas (t) des zweiten Linsenpaares betrachtet wird. Wegen des großen Lichtverlustes, der durch Reflexion an den zwei hinzugetretenen Linsen entsteht, und wegen des kleineren Gesichtsfeldes wendet man dieses Okular bei wissenschaftlichen Instrumenten nicht an.

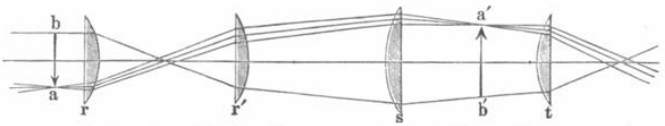

Fig. 45. Okular des terrestrischen Fernrohres.

3. Reflektoren.

Bei den bisher betrachteten Fernrohren wird das Bild des Objekts durch Brechung (Refraktion) in Glaslinsen erzeugt, und sie heißen daher auch kurz *Refraktoren*; bei der zweiten Gattung, den *Reflektoren* oder Spiegelteleskopen, entsteht das Bild durch Zurückwerfung (Reflexion) an einem konkaven Spiegel. Die Erfindung dieses Instruments wird auf Nikolas Zucchius zurückgeführt, der schon 1616 durch die Verbindung eines Spiegels mit einer Glaslinse ein Spiegelteleskop zustande gebracht haben soll. Newton und Gregory haben das Spiegelteleskop aber jedenfalls zuerst in die Astronomie eingeführt. Newton empfahl es deshalb, weil die Farbenabweichung (vgl. S. 104) bei Instrumenten dieser Art wegfällt. Treffen parallele Strahlen auf einen Konkavspiegel M (Fig. 46), so werden dieselben alle im Brennpunkte F vereinigt, der in der Mitte zwischen Spiegelfläche und Krümmungsmittelpunkt G liegt. Soll eine absolut genaue Vereinigung in einem Punkte erzielt werden, so muß der Querschnitt des Spiegels eine Parabel sein, und der Punkt F ist dann der Brennpunkt der Parabel.

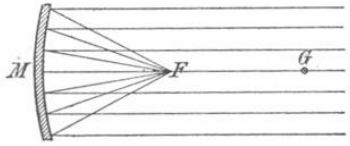

Fig. 46.

Gehen die Strahlen von verschiedenen Punkten eines Objekts aus, so entsteht, ähnlich wie bei der Brechung in Linsen, ein umgekehrtes Bild in der Fokalebene, senkrecht zur Spiegelachse MG. Dieses Bild wird dann wieder durch ein vergrößerndes Okular betrachtet.

Hier entsteht nun eine Schwierigkeit. Das Bild liegt auf derselben Seite des Spiegels wie das Objekt, und das Okular wie das beobachtende Auge müßte sich daher, um das Bild direkt zu sehen, zwischen F und G, in den Lichtstrahlen selbst, befinden. Dann würde aber ein großer Teil des auffallenden Lichtes durch den Beobachter weggenommen werden, und außerdem würde die Schärfe des Bildes in hohem Grade leiden. Um dieser Schwierigkeit zu entgehen, sind nun drei wesentlich verschiedene Arten von Reflektoren vorgeschlagen und ausgeführt worden:

1. Der Spiegel M ist in der Mitte durchbohrt, und die vom Spiegel reflektierten Strahlen werden kurz nach ihrer Vereinigung im Brennpunkte F durch einen kleinen zweiten Hohlspiegel S_1 aufgefangen (Fig. 47), der in der Achse des Rohres, an dessen einem Ende sich der Hauptspiegel M befindet, angebracht ist. Von diesem zweiten Spiegel werden die Strahlen so reflektiert, daß sie sich in dem Punkte F_1 vereinigen und nun das in der Brennebene entstehende Bild eines fernen Gegenstandes mit dem Okular o betrachtet werden kann. Diese der Idee nach älteste Form rührt von James Gregory her, der, sowie Mersenne, noch vor Newton Spiegelteleskope zu bauen versuchte. Diese Instrumente heißen daher Gregorysche Reflektoren.

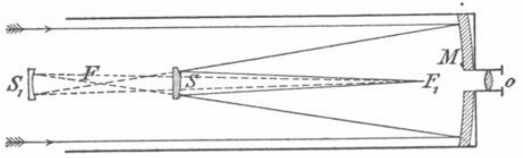

Fig. 47.

Der Reflektor von Cassegrain unterscheidet sich vom Gregoryschen nur dadurch, daß an Stelle des Konkavspiegels S_1 ein Konvexspiegel S (Fig. 47) und zwar vor der Vereinigung der vom Hauptspiegel M im Brennpunkte F gesammelten Strahlen wiederum in der Achse des Rohres befestigt ist. Die Brennweite des Spiegels wird dadurch verlängert und eine Vereinigung der Strahlen findet erst in F_1 statt. Diese Form hat den Vorzug, daß das Teleskop kürzer ist; sie hat die ursprüngliche Gregorysche vollständig verdrängt.

2. Beim Newtonschen Reflektor ist die für die Herstellung eines möglichst guten Spiegels wenig günstige Durchbohrung in der Mitte aufgegeben worden. Vor der Vereinigung der Strahlen im Brennpunkte F (Fig. 48) werden dieselben durch einen unter 45° gegen die Achse des Teleskops geneigten Planspiegel oder durch ein totalreflektierendes Glas-

prisma um 90° abgelenkt, und der Vereinigungspunkt der Strahlen wird nach F_1 verlegt. In dem seitlich durchbrochenen Rohre befindet sich das Okular o.

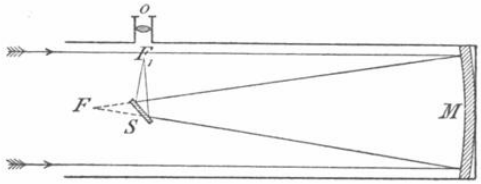

Fig. 48.

3. Bei dem größten von W. Herschel gebauten Spiegelteleskop ist der große Spiegel M etwas gegen die Fernrohrachse geneigt, so daß die Strahlenvereinigung in einem Punkte erfolgt, der nicht mehr in der Achse des Rohres, sondern am Rande desselben liegt. Der Beobachter betrachtet das dort entstehende Bild mit einem Okular. Nur bei den großen Dimensionen des Herschelschen Reflektors war eine derartige Einrichtung, die auch unter dem Namen »Front-view-Teleskop« bekannt ist, weil der Beobachter von vorn in das Instrument sieht, zulässig (vgl. Fig. 55). Bei kleinen Instrumenten würde der Kopf des Beobachters einen zu großen Teil des vom Objekt kommenden und vom Hohlspiegel zu sammelnden Lichtes fortnehmen.

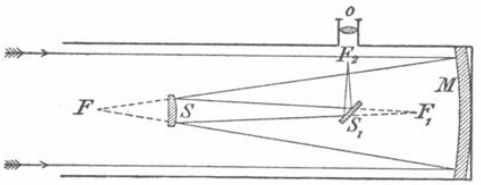

Fig. 49.

In neuester Zeit ist noch eine sehr vorteilhafte Kombination des Reflektors von Cassegrain mit dem von Newton in Anwendung gebracht worden, die in Fig. 49 dargestellt ist. Der Spiegel ist nicht durchbohrt (Newton); vor dem Brennpunkt F ist ein Konvexspiegel S (Cassegrain) angebracht, der die Brennweite des Spiegels M verlängert. Vor dem zweiten Vereinigungspunkt F_1 werden die Strahlen mit dem unter 45° gegen die Achse des Rohres geneigten kleinen Planspiegel S_1 (Newton) abgelenkt und in der Nähe der Wandung des Teleskoprohres in F_2 vereinigt. Das in dieser Brennebene entstehende Bild kann dann wieder durch eine im Rohre angebrachte Öffnung mit dem Okular o beobachtet werden.

4. Die Aufstellung des Fernrohres.

Drehte sich die Erde nicht um ihre Achse, so erschiene jeder Stern täglich und stündlich in derselben Richtung, und die Aufgabe, große Fernrohre zweckmäßig aufzustellen und zu gebrauchen, würde sehr einfach sein. Die tatsächlich aber stattfindende, gleichmäßig fortdauernde Lagenänderung aller Objekte am Himmel erschwert den Gebrauch, indem

bei feststehendem Fernrohre und starker Vergrößerung die Gestirne so schnell durch das nur wenige Bogenminuten umfassende Gesichtsfeld ziehen, daß eine genaue Betrachtung unmöglich ist. Aber auch schon zum leichten Auffinden eines Objekts mit dem Fernrohre sind besondere Vorrichtungen erforderlich, da man sonst geraume Zeit verschwenden kann, ehe man selbst helle Gestirne im Gesichtsfelde hat, und schwache, dem bloßen Auge kaum oder gar nicht wahrnehmbare Objekte oft ganz vergebens suchen wird. Man begreift daher, daß zweierlei erforderlich ist, damit ein großes astronomisches Fernrohr brauchbar wird: erstens ein Mittel, das Fernrohr auf ein bestimmtes Objekt, gleichviel ob es dem bloßen Auge sichtbar ist oder nicht, genau einstellen zu können, und zweitens die Möglichkeit, mit dem Fernrohre dem Gestirn in seiner täglichen Bewegung zu folgen, so daß man es dauernd im Gesichtsfelde behält.

Um den ersteren Zweck zu erreichen, haben fast alle Aufstellungen oder *Montierungen* von Fernrohren, die zum Aufsuchen und Beobachten zölestischer Objekte dienen sollen, die Eigentümlichkeit, daß sie eine Bewegung des Fernrohres um zwei aufeinander senkrecht stehende Achsen gestatten. Bei kleineren Fernrohren und für ganz besondere Zwecke bestimmten Instrumenten wählt man eine Orientierung des Achsenkreuzes, bei der die eine Achse nach dem Zenit gerichtet ist, während die andere parallel zur Ebene des Horizonts liegt. Bei der Aufstellung größerer Fernrohre, gleichviel ob Refraktoren oder Reflektoren, legt man das Achsenkreuz so, daß die eine Achse nach dem Pole zeigt. Ihre Lage wird daher für verschiedene Orte auf der Erde nicht die gleiche Neigung gegen den Horizont haben, für einen bestimmten Ort aber unveränderlich sein. Die zweite Achse liegt parallel zum Äquator. Man nennt diese Art der Aufstellung eine *parallaktische* oder *äquatoriale Montierung*. Sie bietet große Vorteile, die darin begründet sind, daß die scheinbare Bewegung der Gestirne infolge der täglichen Drehung der Erde ebenfalls um die Polachse stattfindet.

Die Art und Weise, wie diese Montierung praktisch zur Ausführung gebracht wird, ist sehr verschieden und läßt sich am besten an der Hand der folgenden schematischen Darstellungen Fig. 50 bis Fig. 54 erkennen. Wir beginnen mit der ältesten, in größerer Vollendung zuerst von Fraunhofer ausgeführten Konstruktion, die noch heute die am weitesten verbreitete ist. Das Fernrohr Oo (Fig. 50), dessen Objektiv O, dessen Okular o ist, sitzt rechtwinklig an der Deklinationsachse AB und ist mit derselben fest verbunden. Letztere wird durch zwei Lager a und b an dem Metallstücke g gehalten und ist in denselben drehbar; g ist wiederum fest mit

der Rektaszensions- oder Stundenachse CD verbunden, die in den Lagern c und d drehbar ist. Die Lager befinden sich an dem Kopfstücke eines gemauerten, senkrecht aufgeführten Pfeilers oder einer Eisensäule E; dieses Kopfstück ist je nach der Polhöhe des Ortes, an dem die Aufstellung erfolgen soll, so geformt, daß die Stundenachse CD unter dem Polhöhenwinkel gegen den Horizont geneigt ist*). Um Objekte leichter zu finden, verbindet man mit größeren Fernrohren einen sogenannten *Sucher* (S, Fig. 50), d. h. ein am Okularende des großen Fernrohrs diesem parallel befestigtes, wesentlich kleineres Fernrohr mit schwacher Vergrößerung und großem Gesichtsfelde. Der Mitte des Gesichtsfeldes des Suchers entspricht dann das Gesichtsfeld des großen Fernrohrs.

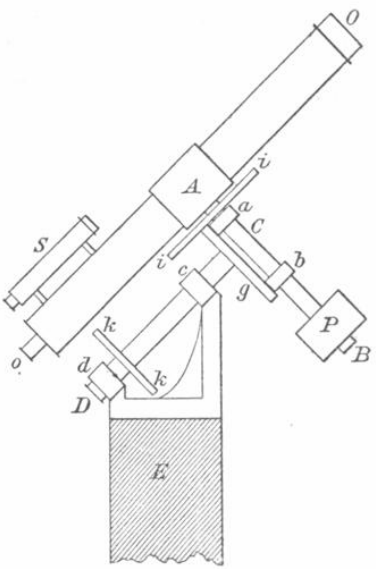

Fig. 50.

In vielen, ja in den meisten Fällen genügt aber auch der Sucher nicht, um Objekte leicht zu finden. Man hat deshalb an Deklinations- und Stundenachse geteilte Kreise ii bzw. kk angebracht, die gleichsam Abbilder größter Kreise am Himmel sind (s. Kap. II), und mit deren Hilfe die aufzusuchenden Objekte direkt eingestellt werden können. Das erhebliche Gewicht der verschiedenen, unsymmetrisch liegenden Teile eines großen Fernrohrs erfordert zur Herstellung des Gleichgewichts eine Anzahl von Gegengewichten, von denen das hauptsächlichste, zur Balancierung des Tubus dienende (P), am freien Ende der Deklinationsachse sitzt.

In der Figur zeigt das Fernrohr, da es parallel der Stundenachse gestellt ist, nach dem Pole. Der Beschauer des in der Figur dargestellten Instruments befindet sich (angenommen, das Instrument sei auf der nördlichen Halbkugel aufgestellt) im Osten. Denkt man sich nun das Fernrohr um die Deklinationsachse AB nach vorn genau um 90° gedreht, so würde das Objektiv nach dem Ostpunkte, also auch nach dem Himmelsäquator zeigen. Dreht man jetzt das Instrument allmählich nur um die

*) Das Metallstück g, welches die Lager a und b trägt, wird in neuerer Zeit meist als Büchse ausgebildet. Man spricht daher häufig von einer Deklinationsbüchse und eventuell auch von einer Rektaszensionsbüchse, wenn nämlich die Lager c und d sich ebenfalls in einer Büchse befinden.

Stundenachse, so beschreibt seine Visier- oder Absehlinie am Himmel einen größten Kreis, und zwar den Äquator oder den scheinbaren täglichen Weg eines 90° vom Pole abstehenden Sternes. Drehen wir es dagegen von der Anfangsstellung aus um weniger als 90° um die Deklinationsachse, so beschreibt es bei nachheriger Bewegung um die Stundenachse einen dem Äquator parallelen kleineren oder Parallelkreis und würde dem Wege eines Sternes, der sich in diesem befindet, folgen. Bei parallaktisch montierten Fernrohren ist demnach immer nur die Drehung um eine Achse, die Stundenachse, erforderlich, um einen Stern zu verfolgen, bei Fernrohren mit horizontaler Montierung dagegen eine Drehung um zwei Achsen, weil die Sterne stets sowohl ihre Höhe als auch ihr Azimut ändern. Bei der Beobachtung an parallaktisch montierten Instrumenten stellt man erst den Deklinationskreis ein, in dem sich das Gestirn befindet, und bringt darauf das Fernrohr durch Bewegung um die Stundenachse in den richtigen Stundenwinkel, der durch die Zeit und die Rektaszension des Gestirnes bestimmt ist und sich mit ersterer gleichförmig ändert.

Um das zu beobachtende Objekt immer im Gesichtsfelde zu erhalten, also der zweiten der oben erwähnten Bedingungen zu genügen, sind größere Fernrohre in der Regel mit einem Uhrwerk versehen, welches an Stelle der Hand die Stundenachse mit gleichmäßiger Geschwindigkeit dreht, und zwar in 24 Stunden um 360°. Der Angriffspunkt für das Uhrwerk, ein gezahnter Kreis, liegt entweder in der Nähe des geteilten Kreises an der Stundenachse, ist wohl auch gleich mit demselben verbunden, oder oberhalb des Lagers *c* der Stundenachse, zwischen diesem und der Deklinationsbüchse.

Die Fraunhofersche oder *deutsche Montierung* besitzt nur den einzigen Übelstand, daß bei Beobachtungen in der Nähe des Zenits der Pfeiler oder die Säule, auf der das Achsenkreuz ruht, im Wege sein kann, so daß man gezwungen ist, die Beobachtungen zu unterbrechen, um nach Umlegung des Fernrohrs auf die andere Seite der Säule weiter zu beobachten. Bei den meisten astrometrischen Beobachtungen hat das nicht viel mehr auf sich als einen kleinen Zeitverlust; wird das Fernrohr jedoch, wie das in neuerer Zeit vielfach der Fall ist, zu photographischen Aufnahmen zölestischer Objekte gebraucht, so ist eine Unterbrechung der Beobachtung nicht zulässig. Da nun photographische Aufnahmen vorteilhafterweise in möglichst großen Höhen, also häufig in der Nähe des Zenits, vorgenommen werden und oft stundenlang dauern, ist man für Instrumente, die vorwiegend zu photographischen Zwecken dienen, auf eine ältere Form der äquatorialen Montierung, die in England früher vielfach

in Gebrauch war (*englische Montierung*), zurückgegangen. Aus Fig. 51 ist die Anordnung ersichtlich. Die Rektaszensionsachse *CD* ist außerordentlich lang, länger als das Fernrohr; sie ist so durchbrochen, daß sie eine Art Rahmen bildet, in dem sich das Fernrohr in Deklination bewegen kann (siehe Fig. 52). Diese Anordnung bietet nach der angegebenen Richtung hin Vorteile. Die Konstruktion der Rektaszensionsachse in ausreichender Stabilität ist jedoch schwierig, und die zwei weit auseinanderstehenden Pfeiler bringen verschiedene Übelstände mit sich; der größte Nachteil dieser Montierung besteht aber darin, daß Beobachtungen in der Nähe des Pols nicht ausführbar sind.

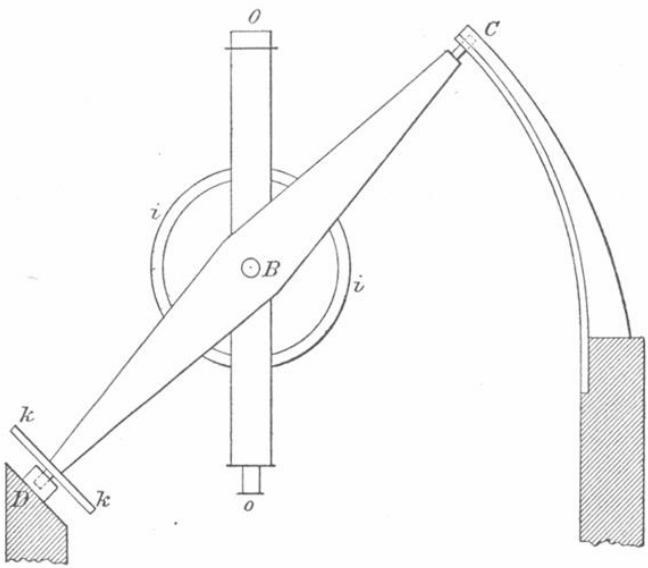

Fig. 51.

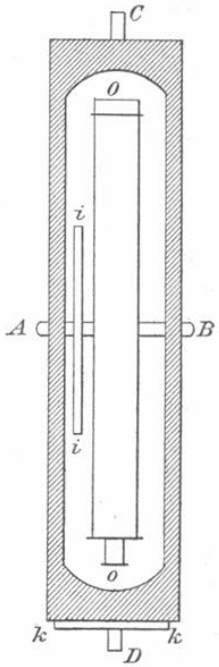

Fig. 52.

Eine Vereinigung beider Montierungsarten zeigt Fig. 53. Durch die gebogene Säule ist die freie Beweglichkeit des Fernrohrs in der Zenitstellung und in allen Lagen ermöglicht; die lange, schwere Rektaszensionsachse der englischen Montierung ist durch eine kurze Achse *CD* ersetzt, die sich innerhalb einer konischen Büchse befindet. Die Möglichkeit, in der Nähe des Pols zu beobachten, ist gegeben; man kann das Fernrohr sogar in oberer und in unterer Lage nach dem Pole richten, wie durch die punktierte Linie *O′o′* in der Figur angedeutet ist. Diese Montierungsart hat sich vorzüglich bewährt und ist für mittelgroße Instrumente bis

zu 4 m Länge sehr zu empfehlen. Die punktierte Linie FF gibt die Lage des Fußbodens an.

Fig. 54 endlich stellt eine ganz abweichende Form äquatorialer Montierung dar, die unter dem Namen *Equatorial coudé* bekannt ist. Das Rohrstück om bildet die in der Polrichtung gelegene Rektaszensionsachse. Der zweite Rohrteil steht senkrecht auf dem ersten; das Verbindungsstück beider Rohre ist ein Hohlwürfel M. Am Ende des zweiten Rohrstückes befindet sich ein zweiter Hohlwürfel N, der das Objektiv O und einen unter 45° zur Rohrachse geneigten Spiegel s trägt. Bei p ist der Würfel N um die Achse des zweiten Rohres drehbar, und diese Drehung entspricht der Deklinationsbewegung des Fernrohrs. Das Gewicht P balanziert das zweite Rohrstück bei der Drehung in Rektaszension um die Achse om aus. Die auf das Objektiv fallenden Lichtstrahlen werden von dem Spiegel s nach dem Spiegel s_1 reflektiert und gelangen von dort nach dem Okular o. Es ist leicht zu erkennen, daß bei der Drehung des gebrochenen Rohres das Okular unverändert an derselben Stelle bleibt, und das bietet den Vorteil, daß man den Okularteil des Fernrohrs mit einem Schutzhause versehen

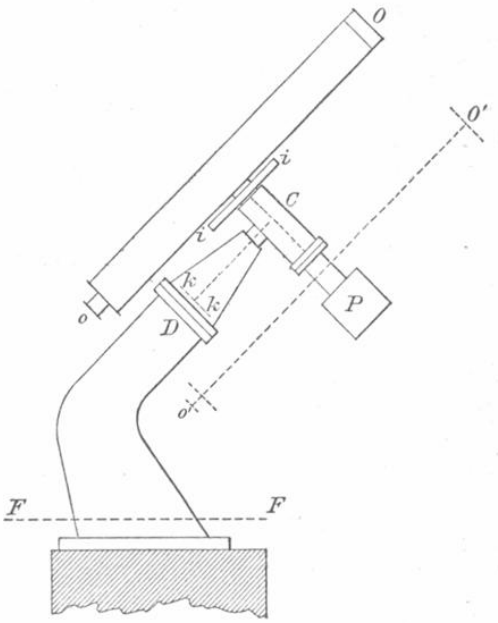

Fig. 53.

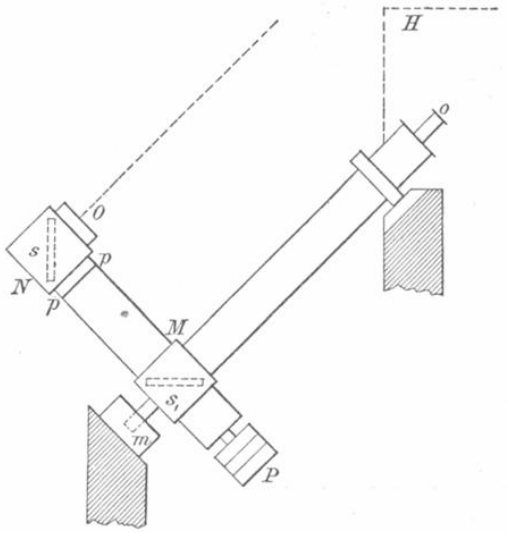

Fig. 54.

kann, in welchem der Beobachter sich aufhält, während der größte Teil des Fernrohrs sich im Freien befindet; ein kostspieliger Kuppelbau kommt demnach in Wegfall. In der Zeichnung ist das Objektiv nach dem Pole gerichtet, und die punktierte Linie deutet an, daß das Beobachtungshaus H bei den Beobachtungen nicht störend im Wege ist. Die Nachteile dieser Einrichtung bestehen vor allem darin, daß zwei kostbare Spiegel erforderlich sind, die einmal einen erheblichen Lichtverlust bedingen, dann aber auch häufige und mühsame Justierungen beanspruchen, besonders wenn das Instrument in großen Dimensionen zur Ausführung kommt.

5. Die größten Fernrohre neuerer Zeit.

Zwischen Refraktor und Reflektor hat von jeher eine Art Wettstreit stattgefunden, der auch heute noch nicht beendigt ist und fortdauernde Anstrengungen und entsprechende Erfolge hervorgerufen hat; jede Errungenschaft auf dem einen Gebiete wurde bald auch auf dem anderen erreicht oder übertroffen, so daß wir abwechselnd von Zeiten der Refraktoren und von solchen der Reflektoren sprechen können.

Die Spiegelteleskope Newtons und seiner Zeitgenossen, mit Spiegeln von nur wenigen Zoll Durchmesser, leisteten kaum soviel als die durch ihre Länge freilich unbehilflichen Refraktoren, wie sie Huygens benutzte. Wäre die Kunst des Glasschmelzens weiter gediehen gewesen, so hätte man auch ein vollständiges Zurückdrängen der Reflektoren durch die späteren achromatischen Refraktoren erwarten können. Aber selbst zu Dollonds Zeiten (um 1750) war es unmöglich, Glasscheiben aus Flintglas von mehr als einigen Zoll Durchmesser rein und gleichförmig herzustellen. Ein guter farbenfreier Refraktor von mehr als 5 cm bis 6 cm Öffnung gehörte damals zu den Seltenheiten, und die Achromaten dieser Zeit übertrafen daher in ihren Leistungen die langen Fernrohre des 17. Jahrhunderts nur sehr wenig. Da beim Schleifen der Metallspiegel nicht so große Schwierigkeiten zu überwinden waren, so mußte man, wo es sich um große Lichtstärke, also große Öffnungen, handelte, auf den Reflektor zurückkommen. Indessen erst nach der Mitte des 18. Jahrhunderts gelang es dem Scharfsinn und der unermüdlichen Geduld eines Mannes, Reflektoren zu konstruieren, die hinsichtlich ihrer optischen Kraft auch die besten Dollondschen Refraktoren weitaus übertrafen.

Wilhelm Herschel, damals Organist und Musiklehrer in Bath bei Bristol, kam um 1766 zufällig in den Besitz eines Gregoryschen Reflektors von nur zwei Fuß Länge. Der Anblick des Sternhimmels, den ihm dieser gewährte, erregte in ihm den lebhaften Wunsch, ein ähn-

liches, aber noch größeres und besseres Instrument zu besitzen; die von den Londoner Optikern geforderten Preise überstiegen aber seine geringen Mittel sehr erheblich, und er entschloß sich deshalb, selbst eins zu verfertigen. Nach vielen vergeblichen Versuchen und Experimenten, um die bestreflektierenden Metallegierungen zu finden, und nach langen Anstrengungen gelang ihm endlich 1774 die Vollendung eines siebenfüßigen*) Reflektors Newtonscher Art. Hierbei beruhigte er sich aber nicht, und selbst ein 20 füßiges Teleskop, das 1783 vollendet wurde, genügte ihm noch nicht; das größte und beste Spiegelteleskop, welches überhaupt möglich sei, wollte er anfertigen, und so schliff er, unterstützt von seinem Bruder Alexander, Spiegel in großer Zahl und von verschiedenster Brennweite**). Die Mehrzahl von diesen erwies sich zwar als unvollkommen; aber er ließ sich nicht abschrecken und schliff und polierte nur immer eifriger, und jeder Versuch führte ihn vorwärts. Die Munifizenz König Georgs III., der auf den Musiker-Astronomen aufmerksam geworden war, gewährte ihm jetzt durch ein Jahresgehalt von 200 £ die Mittel, sich dauernd der Astronomie zu widmen. Sie trieben ihn zu immer weiteren Anstrengungen und neuen Erfolgen, die in dem Bau des großen Teleskops von 39 engl. Fuß Länge mit vierfüßigem Spiegel (1785—1789) ihren Abschluß fanden.

Es zeigte sich, daß hiermit die Grenze praktischer Brauchbarkeit erreicht war. Der Beobachter mußte (vgl. Fig. 55) 10 m hoch und mehr in freier Luft in einem Kasten schweben, welcher groß genug war, ihn sowie auch alle zu den Beobachtungen erforderlichen Hilfsinstrumente aufzunehmen; dieser Kasten mußte den Bewegungen des Teleskops folgen, die bei dem enormen Gewichte des Instruments nur durch mehrere Gehilfen ausgeführt und einigermaßen gleichmäßig erhalten werden konnten. Hierzu trat noch die Schwierigkeit, dem großen Spiegel die richtige Gestalt zu bewahren, da bereits die Temperaturänderungen im Verlaufe einer Nacht in dieser Hinsicht oft schädliche Wirkungen ausübten. So darf es nicht wundernehmen, daß Herschel sein größtes Teleskop nicht sehr viel benutzte und selbst bei der Untersuchung sehr schwieriger und schwacher Objekte (wie vieler Nebel) häufig 20 füßige und selbst kleinere Instrumente vorzog. Im Jahre 1839 wurde das Teleskop von Sir John Herschel, dem großen Sohne des großen Beobachters, auseinandergenom-

*) So gibt Herschel selbst an; nach anderem Bericht war sein erstes, 1774 verfertigtes Teleskop fünffüßig.

**) Nach eigener Aussage verfertigte er während der 15 Jahre seines Aufenthaltes in Bath 200 Spiegel von sieben, 150 von zehn und etwa 80 von zwanzig Fuß Brennweite.

men und nach einer Familienfeier im Innern des Tubus für immer zur Ruhe gebracht. Der Spiegel, sowie Teile der Maschinerie und des Tubus sind noch jetzt in Slough, dem Stammsitze der Herschelschen Familie, zu sehen.

Bis gegen das Ende des 18. Jahrhunderts war, wie wir gesehen haben, die Herstellung großer, homogener Scheiben von Flintglas und damit diejenige größerer Achromaten unmöglich gewesen. Im Anfange des vorigen Jahrhunderts erfand nun aber der Schweizer Guinand eine

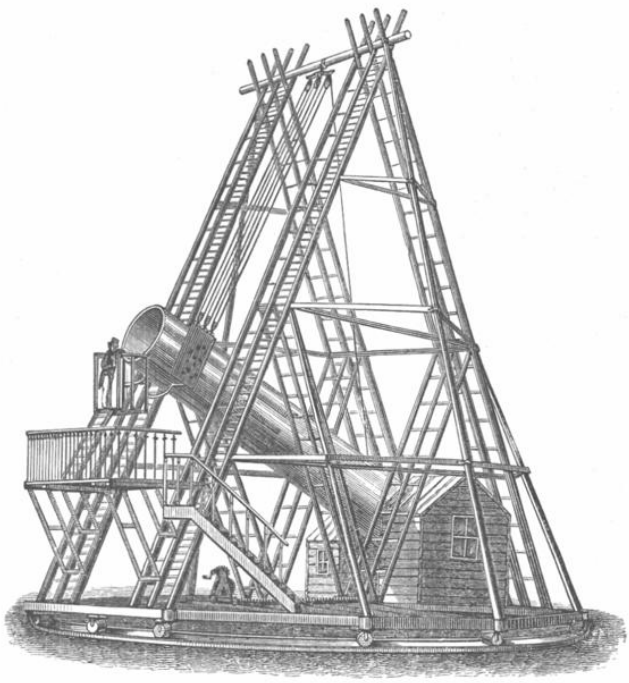

Fig. 55. Großes Teleskop von W. Herschel.

Methode, nach der Flintglasscheiben von bisher unerreichter Größe und Reinheit hergestellt werden konnten. Auf Veranlassung Utzschneiders, des Begründers eines optischen Instituts in München, siedelte Guinand 1807 nach Benediktbeuren über und lieferte nun von dort das Rohmaterial an den jungen genialen Fraunhofer, welcher kurz zuvor als Gehilfe in das Institut eingetreten war. Die Verbindung dieser beiden Männer und vor allem die feinen Untersuchungen Fraunhofers auf dem Gebiete der theoretischen und der praktischen Optik inaugurierten eine neue Ära in der Konstruktion der Achromaten und verschafften dem Münchener Institut bald einen Weltruf. Selbst die kleineren Fernrohre übertrafen die

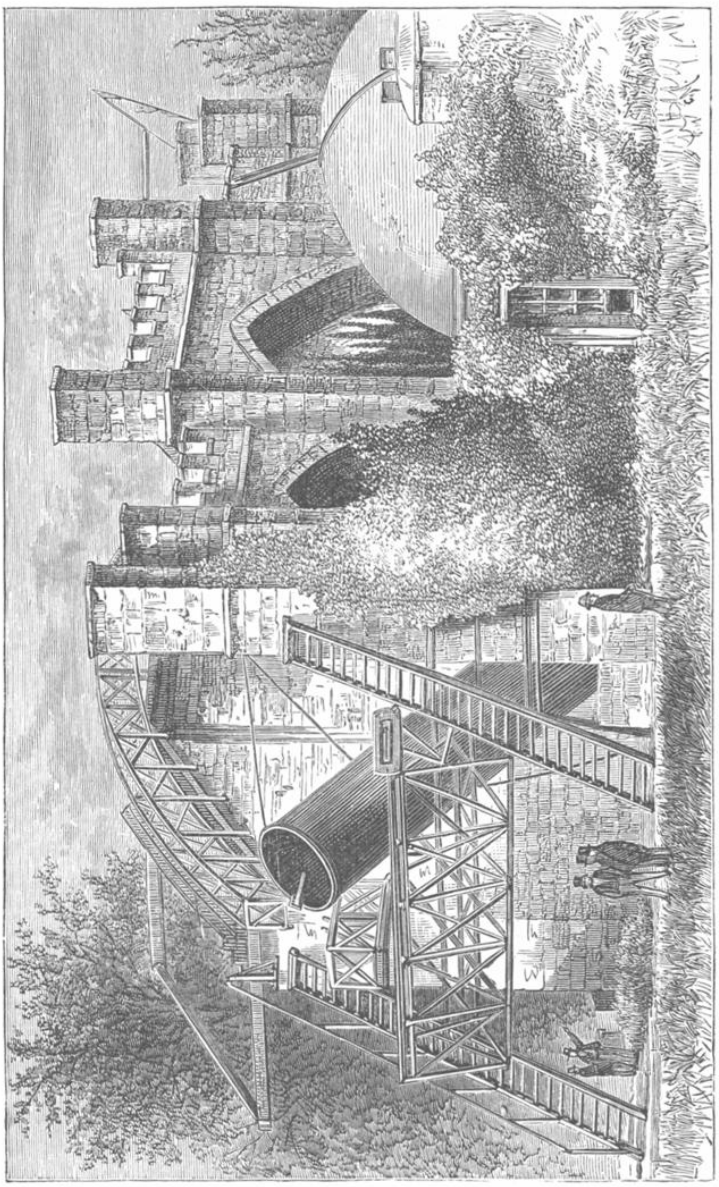

Fig. 56. Teleskop von Lord Rosse zu Parsonstown in Irland.

Dollondschen, welche bis dahin das Feld beherrscht hatten, erheblich, und die großen Refraktoren von 24 cm Öffnung und 4 m Brennweite, die das Institut 1824 für Dorpat, 1837 für Berlin lieferte, konnten hinsichtlich ihrer Lichtstärke selbst mit den Herschelschen Teleskopen mittlerer Größe recht gut verglichen werden. Durch ihre vorzügliche mechanische Einrichtung, ihre verhältnismäßige Kürze, ihre Festigkeit im Bau und durch die hier zum ersten Male versuchte Anwendung von Uhrwerken zum exakten Bewegen der Instrumente waren aber die Fraunhoferschen Refraktoren zur astronomischen Messung, die den Wert einer Beobachtung in erster Linie bedingt, so viel mehr geeignet, daß sie die Spiegelteleskope bald gänzlich verdrängten.

Nur in England bemühten sich reiche und hochsinnige Privatmänner, die von den beiden Herschel begründeten Methoden des Spiegelschleifens und die Herstellung riesiger Spiegelteleskope weiter zu vervollkommnen. Den größten Schritt tat hier (1845) Lord Rosse, Earl of Parsonstown, mit dem Bau eines Reflektors von 17 m Brennweite und 1.8 m Spiegeldurchmesser (Fig. 56). Die Montierung des mächtigen Instruments weicht sehr von der Herschelschen (Fig. 55) ab. Der Tubus steht zwischen zwei starken Mauern, die eine seitliche Bewegung von nur ca. 10° nach beiden Seiten vom Meridian zulassen. Nach oben (Norden) und unten (Süden) kann er durch eine sinnreiche Kombination von Drahtseilen in jede beliebige Poldistanz gebracht werden. Ist das Teleskop dann auf ein Objekt eingestellt, so wird es von einem außerordentlich kräftigen Uhrwerk mittels einer langen Schraube stetig nach Westen weitergeführt.

Von anderen großen, durch ihre Verfertiger wie durch ihre Leistungen und Entdeckungen bemerkenswerten älteren Reflektoren verdienen vor allem die von William Lassell Erwähnung. Nahe zu gleicher Zeit mit Lord Rosse konstruierte er ein Teleskop mit einem zweifüßigen (61 cm) Spiegel von großer Vollendung und entdeckte mit ihm zwei neue Satelliten des Uranus. Ein später erbautes, größeres Teleskop, mit einem Spiegel von 1.2 m Öffnung, wurde 1863 auf Malta zu wertvollen Beobachtungen an Satelliten und Nebeln benutzt; seine in mancher Hinsicht eigentümliche Montierung zeigt Fig. 57. Leider hat der Besitzer das schöne Instrument kurz vor seinem Tode vernichtet.

Ein wesentlicher Fortschritt in der Herstellung von Spiegeln wurde 1857 durch Foucault herbeigeführt, der zeigte, daß sich Glasspiegel, welche auf chemischem Wege mit einer feinen, sehr politurfähigen Silberschicht überzogen sind, für Teleskope vortrefflich eignen. Diese Foucaultschen Spiegel haben nämlich nicht nur ein weit geringeres Gewicht und eine größere Stabilität als die Metallspiegel, sondern sie reflektieren auch einen

weit höheren Betrag (90%) des einfallenden Lichtes, als die letzteren, besonders auch der photographisch wirksamen Strahlen. Es wurden daraufhin bis zum heutigen Tag zahlreiche Spiegelteleskope in allen Größen und Öffnungsverhältnissen gebaut, deren Beschreibung im einzelnen aber zu weit führen würde. Hier soll nur ein Instrument näher besprochen werden, welches durch seine großartigen Leistungen zu besonderer Berühmtheit gelangt ist und dadurch in letzter Zeit die Aufmerksamkeit der Astronomen wieder in erhöhtem Maße auf die Verwendung von Spiegeln für gewisse Aufgaben der Beobachtung gelenkt hat.

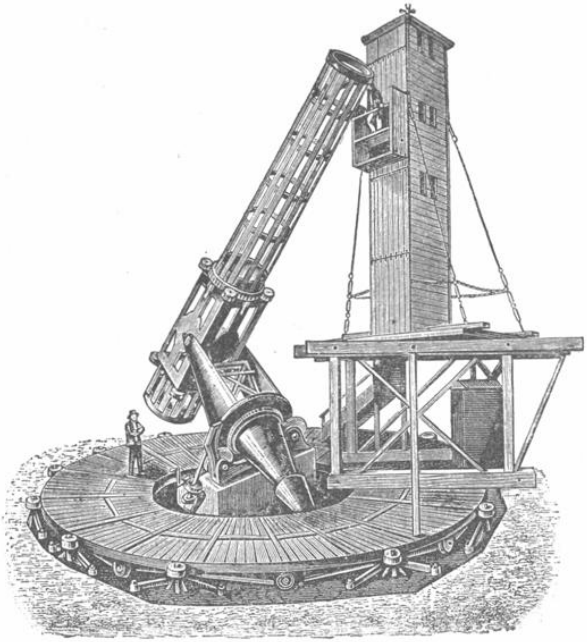

Fig. 57. Reflektor von Lassell.

Common in Ealing bei London hatte 1879 in seinem Privatobservatorium ein Teleskop aufgestellt, dessen Spiegel 91 cm Durchmesser bei 5.3 m Brennweite hatte. Dieses Instrument kam in die Hände Crossleys, der es dem Lickobservatorium auf dem Mount Hamilton in Kalifornien geschenkweise überließ. Der frühere Direktor dieser Sternwarte, Keeler, gab dem Spiegel nach langen und mühevollen Versuchen eine neue Montierung und erreichte es, daß mit dem »Crossleyreflektor« geradezu staunenswerte Erfolge auf dem Gebiete der zölestischen Photographie, speziell von Nebelflecken, erzielt wurden. Das große Öffnungsverhältnis, das man Spiegeln geben kann, und die Eigenschaft derselben, Strahlen aller Farben

in einem Punkte zu vereinigen, lassen nämlich Spiegel für diese Aufgabe als besonders geeignet erscheinen. Bei den zahlreichen Arbeiten, die mit dem Crossleyreflektor ausgeführt wurden, stellte es sich heraus, daß bei den inzwischen wieder stark gesteigerten Ansprüchen an Stabilität eine noch vollkommenere Montierung für diesen optisch so vollkommenen Spiegel erwünscht sei, und Campbell, der Nachfolger Keelers, hat 1905 eine solche ausführen lassen (Fig. 58). Dieselbe dürfte zum englischen Typus zu rechnen sein (S. 116), wenn sie ihm auch nicht streng entspricht. Die photographische Kassette ist dem Spiegel gerade gegenüber in einem Halter befestigt, so daß ein zweiter Spiegel, wie er z. B. bei den Newtonschen Spiegelteleskopen gebraucht wird, unnötig ist. Das von einem Stern kommende Licht erleidet also nur eine einmalige Reflexion, ehe es sich auf der Platte vereinigt; es wird daher weniger davon verloren und diffus zerstreut, als es bei einer zweimaligen Reflexion der Fall wäre. Der Spiegel selbst ruht in einer Fassung auf einem System von Hebeln, welche das Verbiegen des Spiegels in den verschiedenen Lagen des Instruments verhindern.

Das größte zurzeit im Gebrauch befindliche Spiegelteleskop ist das des Solar Observatory auf dem Mount Wilson (Fig. 59). Dasselbe hat einen Spiegel von 1.52 m Öffnung und 7.6 m Brennweite, dessen Gewicht allein 865 kg beträgt. Dieser Spiegel ist von Ritchey in bisher unerreichter Vollkommenheit geschliffen worden.

Aber auch die Herstellung der Refraktoren war seit Fraunhofer bedeutend vervollkommnet worden. Zwar schien zunächst mit den großen Refraktoren von 38 cm Öffnung, die Merz & Mahler, die Nachfolger des 1826 gestorbenen Fraunhofer, 1840 für die Hauptsternwarte des russischen Reiches, Pulkowa bei St. Petersburg, sowie 1843 für die Sternwarte des Harvard College in Cambridge, Mass., anfertigten, im Bau der großen Achromaten das Äußerste erreicht. In der Tat beherrschte das berühmte Münchener Institut mit seinen Instrumenten das Feld bis über die Mitte des vorigen Jahrhunderts hinaus. Um diese Zeit aber erstanden ihm zwei Rivalen, Alvan Clark in Cambridgeport, Mass., und Cooke in York (England), die bald Gleiches und, was die Dimensionen betrifft, noch Größeres schaffen konnten, da die Glastechnik inzwischen große und stetige Fortschritte gemacht hatte.

Durch die Anstrengungen der Firma Chance Brothers & Co. in Birmingham sowie von Feil in Paris war nämlich die Herstellung homogener Flintglasscheiben von 60 und mehr cm Durchmesser möglich geworden, und etwas später gelang auch die Herstellung größerer Scheiben des Crownglases, die anfänglich Schwierigkeiten bereitet hatte. So blieb es denn nur der Geschicklichkeit und Ausdauer der Optiker überlassen, den zentner-

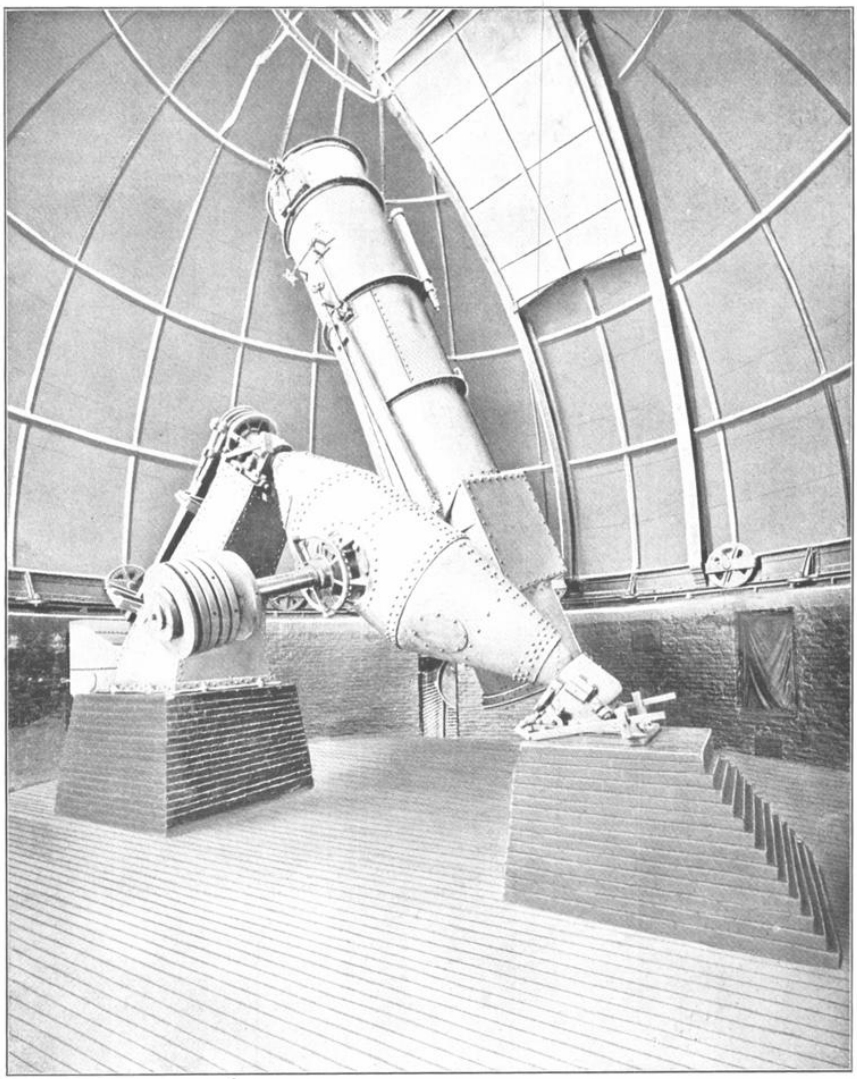

Fig. 58. Crossley-Reflektor der Licksternwarte.

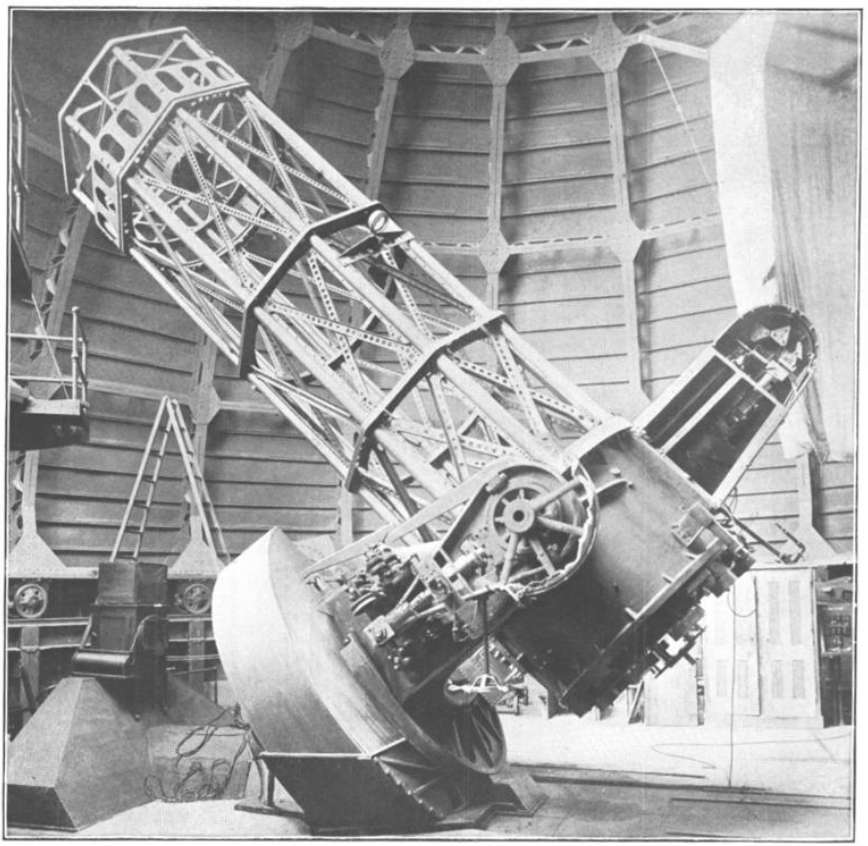

Fig. 59. Der 150 cm-Reflektor des Mount-Wilson-Observatoriums.

schweren Scheiben die zu einem achromatischen Objektiv erforderliche Gestalt zu geben. Während man bei der Herstellung eines Spiegels nur eine einzige Fläche möglichst richtig zu gestalten hat, sind bei einem Objektiv deren vier zu bearbeiten. Es ist erforderlich, vor der Anfertigung eines Objektivs sich erst eine genaue Kenntnis der Brechungsverhältnisse der Glassorten, die zur Verwendung kommen sollen, zu verschaffen; sodann sind selbst für eine erste Annäherung zeitraubende Berechnungen auszuführen, ehe an die Herstellung der Schalen, in welchen die Linsen

Fig. 60. Equatorial coudé der Pariser Sternwarte.

geschliffen werden, gedacht werden kann. Nach Vollendung des Schliffes und der Politur kann dann weiter durch Prüfung an Sternen festgestellt werden, an welchen Teilen des Objektivs noch geringe Änderungen durch Nachpolieren, sogenanntes Retuschieren, vorgenommen werden müssen. Bei diesen Retuschierarbeiten werden hohe Anforderungen an den ausführenden Künstler gestellt, und große Erfahrung ist erforderlich, um einen guten Erfolg zu verbürgen. Cooke in England hatte diese Aufgabe zuerst gelöst; in noch vollkommenerer Weise ist es aber Clark in Amerika gelungen, allen Anforderungen, die im Bereiche des Möglichen liegen, gerecht zu werden. Von den zahlreichen großen Objektiven, die dieser Künstler im Laufe der Zeit ausgeführt hat, seien hier nur die drei be-

deutendsten erwähnt, die er für die großen Refraktoren der Sternwarte zu Pulkowa (76 cm), des Lickobservatoriums (91 cm) und der Yerkes-Sternwarte (102 cm) geliefert hat. Alle drei Objektive sind von großer Vollkommenheit und haben in der Hand ihrer Beobachter der Wissenschaft bereits die unschätzbarsten Dienste geleistet. Der große Refraktor der Pulkowaer Sternwarte mit seiner Montierung von Repsold ist in Fig. 61 dargestellt.

Die besondere, von Loewy 1871 ersonnene und Equatorial coudé genannte Form des Fernrohres ist zum ersten Male 1882 für die Pariser Sternwarte wirklich ausgeführt worden. Soweit bekannt, existieren im ganzen nur sieben Instrumente dieser Art, sämtlich von Gautier und den Gebrüdern Henry hergestellt und mit einer einzigen Ausnahme alle im Besitze französischer Sternwarten. Das größte bisher überhaupt ausgeführte Equatorial coudé ist 1891 für die Pariser Sternwarte erbaut worden (siehe Fig. 60). Es besitzt ein Objektiv von 60 cm Öffnung und 18 m Brennweite. Trotz der unleugbaren Vorteile, die die besondere Art der Montierung dieser Instrumente bietet, haben sich doch auf der anderen Seite die bereits oben (S. 118) besprochenen Übelstände so stark geltend gemacht, daß man gegenwärtig die einfachere, wenn auch für den Beobachter unbequemere Konstruktion des gewöhnlichen Refraktors entschieden bevorzugt. Eine besondere Eigentümlichkeit des Equatorial coudé, welche durch die Form des Instruments bedingt wird, ist die verhältnismäßig lange Brennweite der Objektive. Während man für die Objektive der gewöhnlichen Refraktoren das Verhältnis der Öffnung zur Brennweite etwa zu 1 : 15 und bei den photographischen Objektiven zu 1 : 10 oder noch größer wählt, bewegt sich dasselbe bei dem Equatorial coudé zwischen 1 : 24 und 1 : 30.

Zu Anfang der achtziger Jahre des vorigen Jahrhunderts konstruierten die Gebrüder Henry in Paris ein Doppelfernrohr, bei welchem das eine Objektiv für chemische, das andere für optische Strahlen achromatisiert worden war. Beide Fernrohre waren fest miteinander verbunden, und bei photographischen Aufnahmen diente das optische Rohr als Leitfernrohr, um während längerer Expositionen das Doppelrohr auf denselben Punkt des Himmels gerichtet halten zu können. Die schönen Erfolge, welche die Brüder Henry mit diesem Instrumente erzielten, gaben die Veranlassung zu einem jetzt in vollem Gange befindlichen internationalen Unternehmen, der Herstellung einer Himmelskarte und eines Sternkatalogs von sehr großem Umfange. Gegen zwanzig Sternwarten sind hieran beteiligt und zu dem Zwecke mit Doppelfernrohren versehen worden, bei denen das für die photographisch wirksamen Strahlen achromatisierte größere Objektiv 32 cm bis 34 cm Öffnung und 3.4 m Brennweite hat.

Die großen Vorteile, welche derartige Doppelfernrohre mit verschieden

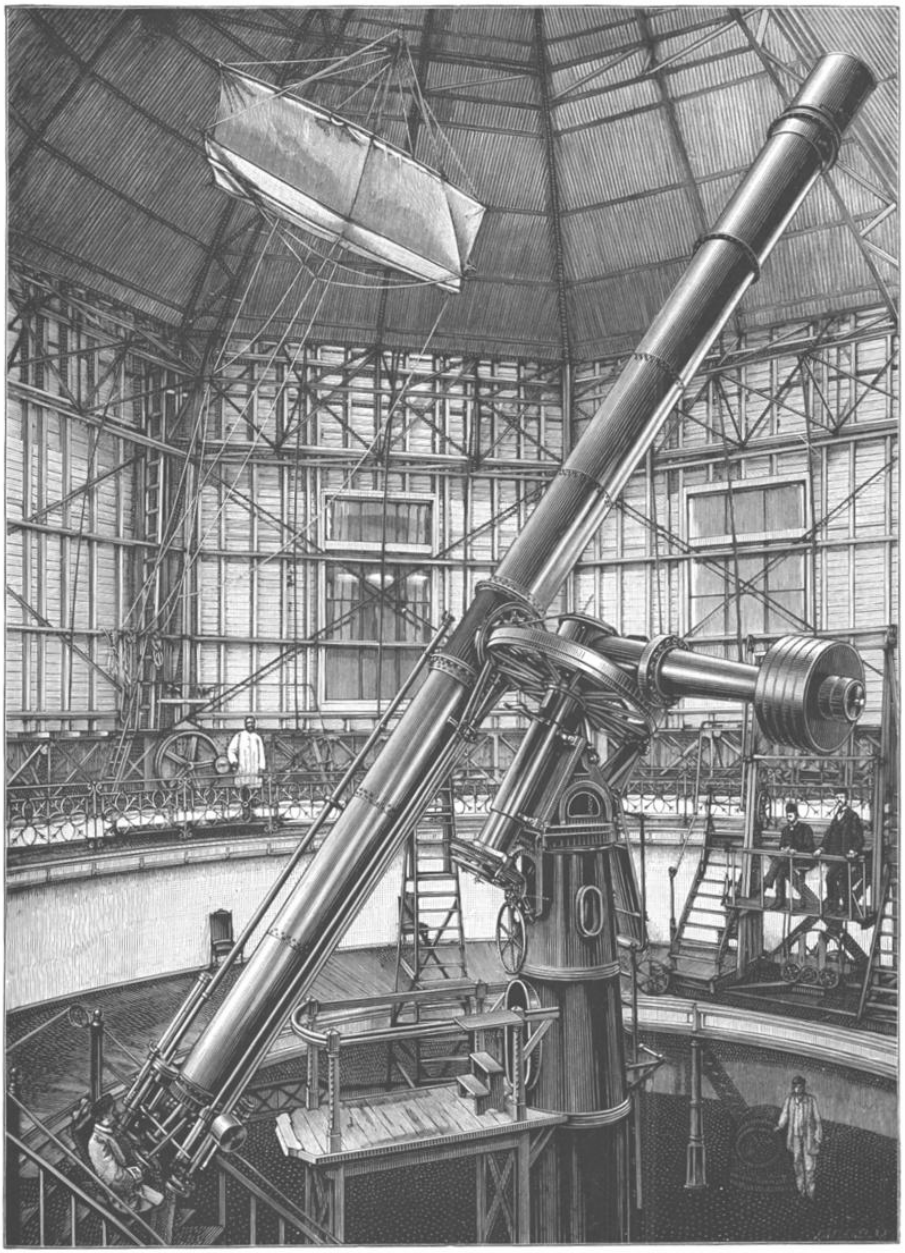

Fig. 61. Großer Refraktor der Sternwarte in Pulkowa.

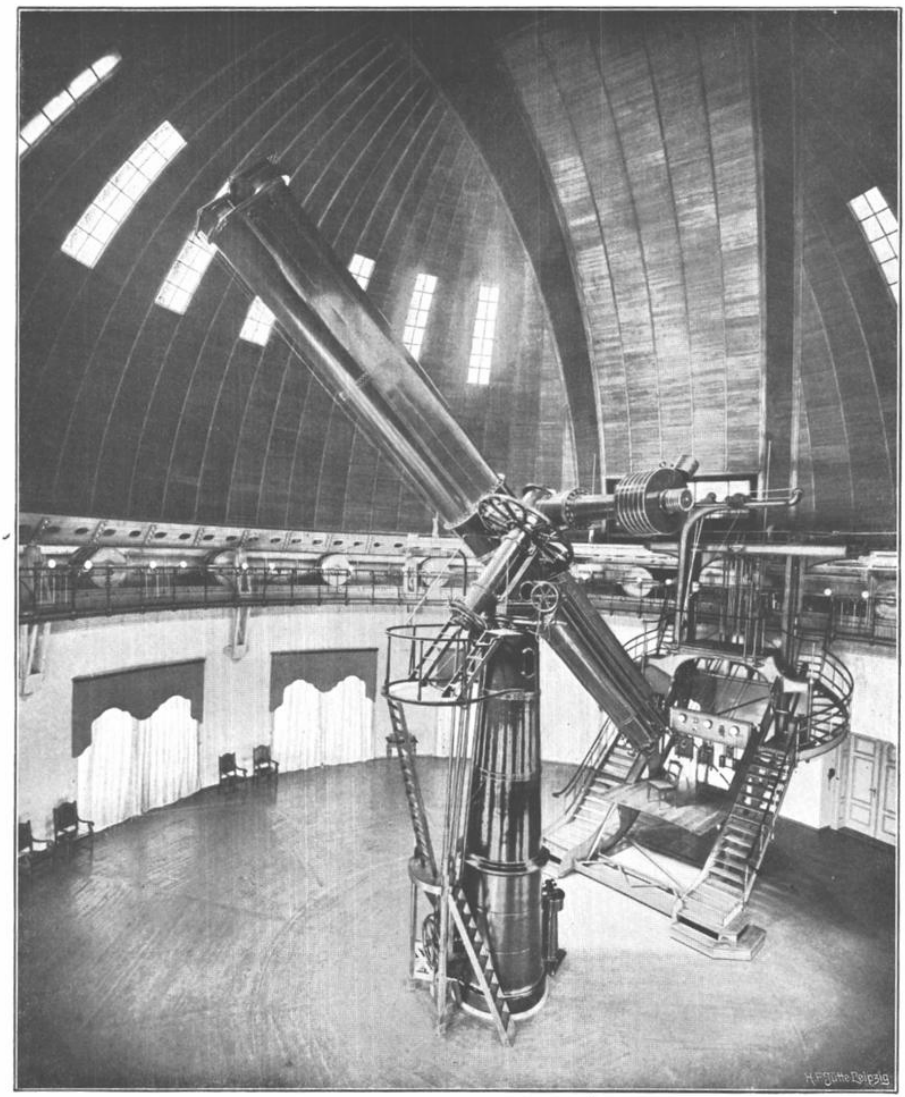

Fig. 62. Großer Refraktor des Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam.

achromatisierten Objektiven in vielen Beziehungen bieten, führten auch zur Konstruktion größerer Instrumente dieser Art. Hier sind besonders die Doppelfernrohre des Königlichen Astrophysikalischen Observatoriums zu Potsdam und des Observatoriums zu Meudon zu nennen.

Das Fernrohr des erstgenannten Instituts hat ein photographisches Objektiv von 80 cm Öffnung und ein optisches von 50 cm Öffnung bei 12 m bzw. 12.5 m Brennweite. Beide Objektive sind von der Firma C. A. Steinheil Söhne (München) angefertigt worden; die großen Glasscheiben hierzu wurden aus dem Glaswerke von Schott & Gen. in Jena bezogen. Bei der Retusche des 80 cm-Objektivs kamen zum ersten Male bei einem so großen Objektiv die in Potsdam besonders von Hartmann ausgebildeten Methoden zur Prüfung von Objektiven in Anwendung. Durch dieselben werden für einzelne Zonen des Objektivs die Brennweiten so genau ermittelt, daß die Korrekturen danach sicher ausgeführt werden können, und die bisher im wesentlichen nur auf Erfahrung einiger weniger Optiker beruhenden, von Glücksumständen abhängenden Verbesserungen sind dadurch auf die sichere Basis exakter Beobachtung gestellt worden. Die Anforderungen, welche an die Geschicklichkeit des Optikers zu machen sind, werden zwar damit nicht im mindesten verringert; aber die schwierigen Korrektionsarbeiten können ganz schematisch an der Hand fortwährender Prüfungen, die nicht einmal ein Beobachten zölestischer Objekte erfordern, ausgeführt werden.

Die Montierung des in einer Kuppel von 21 m Durchmesser aufgestellten Potsdamer Instruments, das in Fig. 62 zur Darstellung gelangt ist, rührt von Repsold & Söhne (Hamburg) her. Die Kosten der optischen Teile betrugen 110000 Mark, die der Montierung und der Nebenapparate etwa 150000 Mark.

Das in Meudon aufgestellte Doppelfernrohr hat noch etwas größere Dimensionen: optisches Objektiv 83 cm Öffnung, photographisches Objektiv 62 cm Öffnung, Brennweite beider Objektive 16 m. Die optischen Teile sind von den Gebrüdern Henry, die Montierung von Gautier ausgeführt worden.

Während noch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts der von Fraunhofer gelieferte Dorpater Refraktor mit einem Objektiv von 24 cm Öffnung als ein Wunderwerk der Optik angestaunt wurde, würde es schwer halten, die Zahl der jetzt existierenden Instrumente von ähnlichen Dimensionen mit einiger Sicherheit festzustellen. Wir geben hier nur ein Verzeichnis der größten Instrumente, deren Objektive oder Spiegel eine Öffnung von mehr als 70 cm besitzen.

Refraktoren.

Yerkes-Observatorium, Williams Bay, Wisc.	102 cm
Lick-Observatorium, Mount Hamilton, Cal.	91 »
Astrophysik. Observatorium Meudon	83 »
Astrophysik. Observatorium Potsdam	80 »
Sternwarte Pulkowa	76 »
Sternwarte Nizza	76 »
Universitätssternwarte Allegheny, Penn.	76 »
Sternwarte Greenwich	71 »

Reflektoren.

Observatorium Birr Castle, Parsonstown, Irl.	183 cm
Solar Observatory, Mount Wilson, Cal.	152 »
Sternwarte Melbourne	122 »
Sternwarte Paris	120 »
Astrophysik. Observatorium Meudon	100 »
Hamburger Sternwarte in Bergedorf	100 »
Detroit Observatory, Ann Arbor, Mich.	95 »
Mills-Observatorium, San Cristobal, Santiago, Chile	93 »
Solar Physics Observatory, South Kensington	91 »
Observatorium Birr Castle	91 »
Lick-Observatorium (Crossleyreflektor)	91 »
Sternwarte Toulouse	83 »
Sternwarte Marseille	80 »
Sternwarte La Plata	80 »
Sternwarte Greenwich	76 »
Sternwarte Heluan, Ägypten	76 »
Solar Physics Observatory, South Kensington	76 »
Universitätssternwarte Allegheny, Penn.	76 »

6. Leistungen der Fernrohre.

Die Fragen, ob Refraktor oder Reflektor mehr leistet, welches die Grenze für die Instrumente selbst, wie für ihre Vergrößerungen ist, und ähnliche, lassen sich allgemein nur schwer oder gar nicht beantworten; denn einerseits haben beide Gattungen ihre besonderen Vorzüge und Nachteile, andererseits konstruiert man in neuester Zeit immer größere und vollkommenere Spiegel und Objektive, ohne daß bis jetzt eine obere Grenze erreicht zu sein scheint. Beide Arten von Instrumenten haben in der Hand von geschickten und guten Beobachtern Vorzügliches geleistet. Man braucht zum Beispiel nur an die Arbeiten und Entdeckungen zu erinnern, die sowohl mit dem großen Refraktor, als auch mit dem Crossley-Reflektor des Lickobservatoriums in den letzten Jahrzehnten gemacht worden sind. Über die Vergrößerungen aber, die mit Nutzen angewendet werden können,

haben von jeher so unklare und übertriebene Vorstellungen geherrscht, daß es nicht überflüssig sein wird, die Bedingungen etwas näher zu betrachten, von denen die Leistungen der Fernrohre abhängen, soweit letztere zum Sehen allein und nicht zum Messen dienen.

Sehen wir ohne Fernrohr nach einem leuchtenden Punkte, z. B. einem Sterne, so nehmen wir ihn dadurch wahr, daß das auf die Pupille fallende Licht nach Brechung in der Hornhaut, der Kristallinse und den anderen Medien des Auges auf der Netzhaut (*N* Fig. 63) zur Vereinigung gelangt. Könnte man die Pupille nach Belieben erweitern (innerhalb enger Grenzen findet dies bekanntlich spontan statt), so würde je nach der Pupillenöffnung mehr oder weniger Licht in das Auge fallen, und Sterne, die bei sehr kleiner Pupille verschwänden, würden bei sehr großer sichtbar sein. Wir können nun ein Fernrohr als ein größes künstliches Auge betrachten, dessen Pupille das Objektiv ist. Alles auf das Objektiv fallende Licht wird nach Vereinigung im Brennpunkt und nach dem Durchgange durch ein passendes Okular auf der Netzhaut des Auges zu einem Bilde vereinigt, dessen Helligkeit von dem Verhältnis der Objektivöffnung zur Pupillenöffnung abhängt, wenn wir von dem Lichtverlust in den verschiedenen Gläsern absehen. Da sich nun die Lichtmengen, die auf verschieden große kreisförmige Flächen fallen, wie die Quadrate der Durchmesser verhalten, und da die Pupille durchschnittlich etwa 5 mm im Durchmesser hat, so folgt, daß ein Fernrohr von 20 mm Objektivöffnung 16 mal, eins von 150 mm Öffnung dagegen schon 900 mal so viel Licht auffängt, als die Pupille. Die Lichtmengen, welche die Netzhaut tatsächlich empfängt, verhalten sich indessen nur etwa wie 13 bzw. 720 zu 1, da beim Durchgange des Lichtes durch die verschiedenen absorbierenden und reflektierenden Glasschichten etwa 20% verloren gehen. Ein durch ein Fernrohrobjektiv betrachteter Stern wird also nicht ganz in dem Verhältnis heller erscheinen, in welchem die Oberflächen von Objektiv und Pupille stehen; doch wollen wir im folgenden von diesem immerhin nicht sehr erheblichen Lichtverlust absehen.

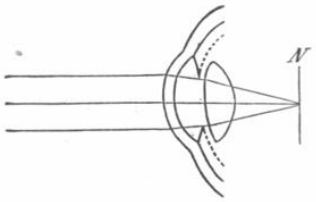

Fig. 63.

Damit alles Licht, welches auf das Objektiv oder den Spiegel eines Fernrohres fällt, auch in die Pupille des Auges gelangt, darf das aus dem Okular tretende Strahlenbündel im Durchmesser nicht größer sein als die Pupille; die Vergrößerung des Fernrohres muß daher wenigstens gleich dem Verhältnis des Objektivdurchmessers zum Pupillendurchmesser sein. Letzterer ist, wie erwähnt, etwa 5 mm; um also die volle Lichtmenge zu erhalten und den größtmöglichen Vorteil vom Objektiv zu ziehen,

muß für jedes Zentimeter Öffnung die Vergrößerung wenigstens 2 sein. Nehmen wir z. B. ein Fernrohr von 10 cm Objektivöffnung, so ist 20 die Minimalvergrößerung, bei der noch alles von einem leuchtenden Punkte (Fixstern) ausgehende Licht in die Pupille gelangt; bei geringerer Vergrößerung würde das austretende Strahlenbüschel einen größeren Durchmesser als die Pupille haben, es würde also ein Lichtverlust eintreten. Hat das Objektiv $1^1/_2$ m Brennweite, so entspricht einer 20fachen Vergrößerung eine Okularbrennweite von $7^1/_2$ cm; diese oder eine geringere muß man daher nehmen, um alles Licht mit dem Auge aufzufangen.

Ist das Objekt jedoch kein leuchtender Punkt, wie ein Fixstern, der auch bei den stärksten Vergrößerungen wegen seines verschwindend kleinen scheinbaren Durchmessers im wesentlichen immer als Punkt erscheint, sondern von merklicher Ausdehnung, wie die Scheibe eines großen Planeten oder ein Nebelfleck, so kehren sich die Verhältnisse teilweise um. Das Objekt erscheint dann nahezu gleich hell mit allen Vergrößerungen, die weniger als 2 für jedes Zentimeter Objektivöffnung betragen, wird aber allmählich scheinbar schwächer, wenn wir diese Grenze überschreiten. Der Grund davon ist, daß bei steigender Vergrößerung das Licht über eine größere Oberfläche auf der Netzhaut ausgebreitet und deshalb geschwächt wird. So lange die Vergrößerung unter der oben genannten Grenze bleibt, kompensiert die vermehrte Lichtmenge, welche bei zunehmender Vergrößerung in die Pupille fällt, ziemlich vollständig die aus der Ausbreitung des Bildes auf eine größere Fläche sich ergebende Schwächung, so daß die scheinbare Helligkeit fast konstant bleibt. Überschreitet man aber die erwähnte Grenze, so nimmt nur die Oberfläche, über welche sich das Licht ausbreitet, oder die scheinbare Größe des Objekts zu, nicht aber die Lichtmenge; das Objekt erscheint also schwächer. Die scheinbare Helligkeit eines Flächenelements (eines sehr kleinen Oberflächenteiles des Objekts) auf der Netzhaut verhält sich dann, wie leicht einzusehen ist, umgekehrt wie die Oberfläche, auf welche das Licht ausgebreitet wird, oder umgekehrt wie das Quadrat der Vergrößerung.

Bei sehr hellen Objekten, wie Sonne, Mond, Venus, stört diese Verminderung der scheinbaren Helligkeit durch stärkere Vergrößerung nicht; aber bei schwächeren Objekten, wie bei den meisten Nebeln und Kometen, wird die Sichtbarkeit wesentlich erschwert, und es ist daher unvorteilhaft, hier Vergrößerungen anzuwenden, welche die genannte Größe irgend beträchtlich überschreiten. Um schwache und dabei ziemlich ausgedehnte Objekte leicht zu finden, verwendet man am besten Fernrohre von mäßiger Öffnung (ca. 10 bis 15 cm), großem Gesichtsfeld und schwacher Vergrößerung, sogenannte *Kometensucher*.

Es mag paradox erscheinen, daß die Helligkeit, von der wir jetzt sprechen, durch das Fernrohr niemals vermehrt werden kann, ja nicht einmal im günstigsten Falle ungeschwächt bleibt. Da nämlich stets etwas Licht beim Passieren des Fernrohres verloren geht, ist in der Tat die Erleuchtung eines Flächenelements oder die Flächenhelligkeit im Fernrohre stets kleiner als ohne Fernrohr. Bei den besten versilberten Glasspiegeln der Reflektoren wird die Helligkeit auf etwa 9 Zehntel reduziert oder selbst auf weniger, wenn die Politur unvollkommen ist, und bei dem Durchgange durch die verschiedenen Glaslinsen der Refraktoren auf 7 bis 8 Zehntel. So kann z. B. der Himmelsgrund im Fernrohre niemals so hell erscheinen, als dem bloßen Auge; wie groß auch Objektiv oder Spiegel sein mag, es wird immer die Fläche, die auf der Netzhaut ausgebreitet erscheint, nur sehr klein sein gegenüber der mit freiem Auge betrachteten, und der Himmel wird im Fernrohre verhältnismäßig dunkel erscheinen, und zwar um so dunkler, je stärker die Vergrößerung ist. Da nun aber durch Vergrößerung der Objektivöffnung die Helligkeit punktförmiger Objekte für das Auge gesteigert werden kann (S. 129), so ist es möglich, hellere Sterne am Tage im Fernrohre zu sehen, während sie dem freien Auge unsichtbar bleiben.

Eine weitere Ursache, die neben mangelnder Achromasie sowie schließlicher Lichtschwäche ausgedehnter Objekte den Leistungen der Fernrohre eine Grenze setzt, ist die *Diffraktion*. Ist der austretende Strahlenkegel auf weniger als 0.6 mm reduziert, d. h. ist die Vergrößerung mehr als 20 für jedes Zentimeter Objektivöffnung, so werden die Umrisse des Bildes verwaschen und unbestimmt, die Helligkeit des Gegenstandes und die Vollkommenheit des Objektivs mögen so groß sein, als sie wollen. Es rührt dies von der Beugung des Lichtes (Diffraktion) her, die mit wachsender Vergrößerung so auffällig wird, daß, wenn letztere über 40 auf 1 cm Öffnung beträgt, der Gewinn infolge stärkerer Vergrößerung vollständig durch die größere Undeutlichkeit des Bildes kompensiert wird. Hellere Sterne werden dann zu Scheibchen von nicht unbeträchtlichem Durchmesser, und diese »falschen Durchmesser« haben früher zu sehr irrigen Vermutungen über die wirklichen Durchmesser geführt.

Die unter Berücksichtigung der Diffraktion noch statthafte äußerste Vergrößerung findet man nach dem voranstehenden durch Multiplikation der in Zentimetern angegebenen Objektivöffnung mit 40; indessen ist es zweifelhaft, ob, außer bei Doppelsternbeobachtungen, noch ein wirklicher Vorteil bei mehr als 24 bis 28 erreicht werden kann. Bei einem Fernrohre von 60 cm Öffnung würde die stärkste noch zulässige Vergrößerung also 2400 sein, ein irgend erheblicher Vorteil aber schon bei mehr als 1500-

facher Vergrößerung nicht mehr erreicht werden. Ebenso wird man bei einem Refraktor von 10 cm Öffnung eine stärkere Vergrößerung als 250 kaum mehr mit Erfolg anwenden können, und bei noch kleineren Objektiven wird man schwerlich über das 15- bis 20fache der in Zentimetern ausgedrückten Öffnung hinausgehen dürfen. Da die Vergrößerung eines Fernrohres, wie wir früher sahen, gleich der Brennweite des Objektivs dividiert durch die des Okulars ist, letztere aber nicht wohl kleiner als 0.5 cm genommen werden kann, so erhalten wir als Vergrößerungsgrenze beiläufig auch die doppelte Objektivbrennweite, diese in Zentimetern ausgedrückt. Das Verhältnis der Brennweite zur Öffnung des Objektivs schwankt bei größeren Fernrohren zwischen 15 und 18 und ist nur bei Kometensuchern wesentlich kleiner; letztere vertragen auch keine so starken Vergrößerungen als die Refraktoren von gleicher Öffnung aber größerer Brennweite.

Weiterhin ist die Atmosphäre ein großer Feind der astronomischen Beobachtung, an den der Laie selten denkt. Blicken wir an einem heißen Sommertage nach einem entfernten niedrigen Gegenstande, so bemerken wir leicht ein gewisses Zittern, Wogen und Wallen seiner Umrisse. Sehen wir durch ein Fernrohr, so erscheint dieses Wallen und Zittern zugleich mit dem Gegenstande vergrößert und häufig so stark, daß wir selbst mit dem stärksten Fernrohre nicht viel mehr als mit freiem Auge wahrnehmen. Der Grund dieser Erscheinung liegt darin, daß die warme Luft am Erdboden sich mit der kühleren in den darüber liegenden Schichten mischt, wodurch eine unregelmäßige und beständig wechselnde Brechung der diese Luft durchsetzenden Lichtstrahlen verursacht wird. Aber nicht nur bei Sonnenschein, sondern auch in der Nacht ist eine derartige Luftunruhe immer vorhanden, wenn Luftströmungen verschiedener Temperatur sich durchkreuzen und mischen. Die ganze Erscheinung ist stets in hohem Grade durch örtliche Einflüsse bedingt. Es gibt Gegenden, wo bei Tage, besonders in der Dämmerung, die Luft sehr ruhig ist, während nachts Beobachtungen mit starker Vergrößerung kaum ausführbar sind. In anderen Gegenden sind dagegen die Nächte günstiger. Das Funkeln oder *Szintillieren* der Sterne entsteht ebenfalls durch solche Strömungen, und man kann als Regel annehmen, daß bei starkem Funkeln der Sterne eine gute Beobachtung mit starker Vergrößerung nicht möglich ist. Ein Stern erscheint dann nicht mehr als scharfer, ruhiger Punkt, sondern unruhig, verwaschen und oft wie eine kleine wallende Nebelmasse. Der Betrag dieser atmosphärischen Störungen wechselt von Stelle zu Stelle des Himmels und von Nacht zu Nacht, verschwindet aber nie gänzlich. Werden bei einem Fernrohre von etwa 25 cm Öffnung mit 500facher Vergrößerung keine wesentlichen Stö-

rungen der Bilder wahrgenommen, so darf die Nacht für eine sehr gute gelten; Nächte aber, wo sich Vergrößerungen bis 800 und darüber mit Vorteil benutzen lassen, gehören — wenigstens in unseren Klimaten — zu den sehr seltenen. Erfahrungsgemäß ist bei gleicher wirklicher Vergrößerung die Unruhe der Luft bei einer größeren Objektivöffnung von schädlicherer Wirkung als bei einer kleineren. Je größer nämlich die Fernrohröffnung ist, einen um so größeren Querschnitt hat das Lichtbündel, welches in das Objektiv eintritt. Nun haben aber größere Teile der Atmosphäre weit seltener eine gleichmäßige Dichtigkeit als kleinere Teile, und die gleichzeitig vorhandenen Verschiedenheiten der Luftdichtigkeit erreichen hier auch stärkere Beträge.

Aus allen diesen Gründen darf man den praktischen Wert sehr starker Vergrößerungen nicht überschätzen. Man hat mitunter gesagt, W. Herschel habe mit seinen großen Teleskopen Vergrößerungen bis zu 6000 benutzt und infolgedessen z. B. den Mond scheinbar bis auf eine Entfernung von nur 65 km nahe bringen können. Wenn wirklich je eine solche Vergrößerung auf den Mond angewandt wurde, so ist er zwar in einer scheinbaren Entfernung von 65 km gesehen worden, aber das Bild war im höchsten Grade undeutlich und verwaschen. Unter diesen Bedingungen kann ein optisches System keine guten Bilder mehr geben, auch würde der Einfluß der Luftunruhe auf das Bild mit der Vergrößerung übermäßig gewachsen sein. Es ist zweifelhaft, ob der Mond mit einem Fernrohr jemals so gut und scharf gesehen worden ist, als er mit freiem Auge in einer Entfernung von 500 km gesehen werden könnte; war dies der Fall, so hat die Vergrößerung sicher nicht über 1000 betragen.

Für die meisten astronomischen Forschungen ist eine besonders starke Vergrößerung nicht erforderlich, und zwar glücklicherweise; denn sonst würden durch den eben besprochenen Einfluß der Luftunruhe auf das astronomische Sehen die meisten Beobachtungen vereitelt werden. Bei einer ganzen Klasse von Beobachtungen ist aber möglichste Ruhe der Luft unerläßliche Bedingung, z. B. bei der Beobachtung der Oberflächenbeschaffenheit der Planeten, bei direkten spektroskopischen Untersuchungen usw. Hierfür passende Luftverhältnisse findet man nur in besonders begünstigten Gegenden, welche fern von den großen Verkehrszentren und in beträchtlichen Höhen über dem Niveau der Umgebung liegen. In neuerer Zeit hat man daher bei der Anlage von Sternwarten hierauf Rücksicht genommen, und dieselben mit Vorliebe auf Bergen errichtet; so z. B. das Lickobservatorium auf dem Mount Hamilton und das Solar Observatory auf dem Mount Wilson, beide in Kalifornien.

Schließlich mögen noch für diejenigen, welche sich der Astronomie

auch praktisch widmen wollen, einige Bemerkungen über die Prüfung der Fernrohre in betreff ihrer für den Laien allein in Frage kommenden optischen Leistungsfähigkeit Erwähnung finden.

Zur Prüfung der Fernrohre benutzt man am besten Doppelsterne, schwache Sterne und Nebel, erstere hauptsächlich für die Bildschärfe und trennende Kraft, die anderen für die Lichtstärke oder raumdurchdringende Kraft. Es sind im folgenden stets die günstigsten atmosphärischen Bedingungen vorausgesetzt: größte Ruhe und größte Durchsichtigkeit der Luft; über die letztere freilich läßt sich ein sicheres Urteil nur schwer bilden, und man muß daher namentlich Nebel häufiger beobachten.

Bildschärfe ist neben Achromasie das erste, was man von einem guten Fernrohre fordert. Sehr helle Fixsterne sollen kleine, strahlenfreie Scheibchen, umgeben von zwei bis drei regelmäßigen Beugungsringen und einem violetten Schimmer, schwächere Sterne aber einfache Punkte ohne Farben bilden; die Planeten, speziell Jupiter und Saturn, müssen als scharfbegrenzte Scheiben erscheinen. Je kleiner unter sonst gleichen Umständen die Sternscheibchen sind, desto vollkommener ist die Bildschärfe und desto größer die trennende Kraft des Fernrohres. Beim Aus- und Einschieben des Okulars sollen die wachsenden Scheibchen eine regelmäßig kreisförmige Figur bewahren und gleichmäßig farbige Säume zeigen. Punktförmige Objekte werden mit bloßem Auge noch getrennt wahrgenommen, wenn ihr Winkelabstand etwa 150″ beträgt; die trennende Kraft würde also genähert gleich 150″ dividiert durch die Vergrößerung sein. Ein Fernrohr, welches zehnmal vergrößert, müßte Doppelsterne von 15″ Distanz, ein solches mit 100maliger Vergrößerung Doppelsterne von 1″5 Distanz trennen. Doch sind in der Tat die Grenzen etwas weiter, da die Sterne nie als vollkommene Punkte erscheinen. Wie wir früher sahen (S. 103), ist die Vergrößerung eines Fernrohres gleich der Brennweite des Objektivs dividiert durch die des Okulars; setzen wir gleiche Okulare voraus, so wird demnach die Vergrößerung und damit auch die trennende Kraft eines Fernrohres von seiner Brennweite und, da diese in gewissem Verhältnisse zur Öffnung steht (S. 132), auch von letzterer abhängen. Wir sahen oben, daß die stärkste, noch verwendbare Vergrößerung etwa dem 26fachen der in Zentimetern ausgedrückten Objektivöffnung entspricht. Ferner kann man sagen, daß die kleinste noch wahrnehmbare Distanz der Komponenten eines Doppelsternes, welche den besten Maßstab für die trennende Kraft eines Fernrohres bildet, gefunden wird, wenn man 11″ durch die Öffnung des Objektivs, in Zentimetern ausgedrückt, dividiert. So würde z. B. ein Fernrohr von 11 cm Öffnung Doppelsterne von 1″, ein solches von 22 cm Öffnung Doppelsterne von $^1/_2$″ Distanz trennen. Indessen ist dies nur genähert richtig; Fern-

rohre mit größerer Brennweite trennen mehr als solche gleicher Öffnung mit geringerer Brennweite, weil erstere bei gleichem Okular eine stärkere Vergrößerung geben. Von wesentlichem Einflusse ist auch das Helligkeitsverhältnis der beiden Komponenten des Doppelsterns; die Trennung ist am leichtesten, wenn die beiden Komponenten gleich hell sind, und wird um so schwieriger, je größer die Helligkeitsdifferenz ist. Auch die trennende Kraft der Augen selbst, sowie ihre Lichtempfindlichkeit ist nicht bei allen Menschen dieselbe, und verschiedene Beobachter werden daher selbst mit einem und demselben Fernrohre nicht gleich viel sehen.

Zur Beurteilung der Lichtstärke eines Fernrohres sind die schwächeren Sterne in zerstreuten Sternhaufen, wie z. B. in den Plejaden, geeignete Objekte; eine andere gute Prüfung gewähren die Nebel und teleskopischen Kometen. Die Durchsichtigkeit der Luft spielt aber hier fast eine noch größere Rolle, als die Ruhe bei der Trennung enger Doppelsterne. Im allgemeinen kann man sagen, daß unter den günstigsten atmosphärischen Bedingungen gesehen werden: die schwächeren Messierschen Nebel*) und die Sterne $10^{M}.0$**) bei 8 cm Öffnung; die Nebel der 1. Herschelschen Klasse und die Sterne $10^{M}.8$ bei 11 cm Öffnung; die helleren Nebel der Herschelschen 2. Klasse und die Sterne $11^{M}.5$ bei 14 cm Öffnung; die schwächeren Nebel der 2. Klasse, die hellsten Nebel der 3. Klasse und die Sterne $12^{M}.0$ bei 17 cm Öffnung. Kometensucher werden zahlreichere Nebel zeigen als Refraktoren gleicher Öffnung, weil infolge der kürzeren Brennweite das Nebellicht auf eine kleinere Fläche ausgebreitet wird.

Nachstehend geben wir ein kleines Verzeichnis der hellsten Doppelsterne, welche Fernrohre von der beigesetzten Öffnung trennen, oder deren Begleiter sie zeigen sollen; die Reihenfolge gibt etwa die Leichtigkeit der Sichtbarkeit an. Die angeführten Vergrößerungen sind die stärksten, die noch mit Erfolg benutzt werden können. Zur Trennung heller Doppelsterne kann man die stärksten Vergrößerungen anwenden; schwache, nicht zu enge Doppelsterne lassen sich dagegen in der Regel mit schwächeren Vergrößerungen deutlicher als solche erkennen. Das Verzeichnis gibt für jeden Stern den Namen, die Größen beider Komponenten nach Pickering sowie den Positionswinkel und die Distanz, nach dem Katalog von Burnham ungefähr auf 1915 reduziert.

---

*) Siehe das Kapitel über Sternhaufen und Nebelflecke im IV. Teil und den Anhang.

**) Man bezeichnet die Größe gewöhnlich kurz durch ^{M} (magnitudo), nicht zu verwechseln mit ^{m}, welches die Abkürzung für Zeitminute ist.

Öffnung 3 cm, Vergrößerung 50.

	M	M		″		M	M		″
ζ Ursae majoris	2.4;	4.0	150°	14.4	γ Arietis	4.7;	4.8	0°	8.3
12 Canum venat.	2.9;	5.4	227	19.9	γ Andromedae (A,B)	2.3;	5.1	63	10.0
γ Delphini	4.5;	5.5	270	11.0	ε Equulei (A, C)	5.5;	7.2	73	10.5

Öffnung 5 cm, Vergrößerung 100.

	M	M		″		M	M		″
ϑ Orionis (A, C)	6.8;	5.4	131°	13.0	γ Virginis	3.7;	3.7	326°	5.9
ϑ Orionis (A, B)	6.8;	7.9	32	8.7	α Herculis	3.5;	5.5	112	4.7
ξ Scorpii (A B, C)	4.2;	7.2	62	7.4	ζ Aquarii	4.4;	4.6	316	3.2
π Bootis	4.9;	5.8	104	5.8	δ Serpentis	4.2;	5.2	186	3.6
α Geminorum	2.0;	2.8	220	5.6	σ Coronae bor.	5.8;	6.7	220	4.8
ζ Coronae bor.	5.1;	6.0	304	6.3	α Ursae minoris	2.1;	8.8	215	18.2
ζ Cancri (A B, C)	5.1;	6.0	105	5.3					

Öffnung 10 cm, Vergrößerung 250.

	M	M		″		M	M		″
σ Orionis (A B, C)	3.8;	9.1	237°	11.2	β Orionis (A, B C)	0.3;	6.7	202°	9.5
β Serpentis	3.7;	10.0	265	30.6	12 Lyncis (A, B)	5.3;	6.2	114	1.6
β Cephei	3.3;	7.8	250	13.4	σ_2 Cancri	6.1;	6.6	325	1.4
γ Leonis	2.6;	3.8	118	3.6	ε Hydrae (A B, C)	3.5;	6.8	239	3.4
ε Lyrae	5.1;	6.0	10	3.2	ζ Orionis	2.0;	4.2	159	2.5
5 Lyrae	5.1;	5.4	123	2.4	γ Ceti	3.7;	6.2	291	2.9
ε Bootis	2.7;	5.1	330	2.9	ζ Geminorum	4 ;	8	351	96
η Cassiopejae	3.7;	7.4	250	6.5	α Lyrae	0.1;	10.1	165	55
μ Draconis	5.8;	5.8	135	2.2	α Tauri	1.1;	10.6	34	120
δ Geminorum	3.5;	8.0	210	7.0					

Öffnung 15 cm, Vergrößerung 400.

	M	M		″		M	M		″
ε Arietis	5.2;	5.6	205°	1.4	ι Cassiopejae	4.8;	7.0	245°	2.2
ι Leonis	4.1;	6.8	47	2.6	49 H. Cephei	5.6;	6.5	57	1.0
ψ Cassiopejae (CD)	10.3;	10.9	255	2.9	84 Ceti	5.8;	9.0	318	4.5
ϑ Orionis (A, E)	6.8;	11.3	352	4.3	ι Ursae major. (A, B C)	3.1;	10.2	361	7.9
2 Camelopardalis (A B, C)	5.6;	7.9	286	1.6	15 Monocerotis (A, B)	4.8;	7.6	218	2.9
					η Orionis	3.8;	4.8	83	1.0

Öffnung 20 cm, Vergrößerung 500.

	M	M		″		M	M		″
ζ Herculis	3.0;	6.5	110°	1.5	δ Cygni	3.0;	7.9	280°	1.7
5 Aurigae	6.0;	9.7	257	3.1	25 Canum venat.	5.1;	7.0	122	1.6
ϑ Aurigae	2.7;	7.2	330	2.5	λ Cygni	4.8;	6.1	55	0.8
45 Geminorum	5.6;	11.3	30	5.5					

Wer über stärkere optische Mittel verfügt, kann in dem im Anhange gegebenen Verzeichnisse von Doppelsternen leicht geeignete Prüfungsobjekte finden.

KAPITEL II.

Astronomische Messungen und Meßinstrumente.

1. Kreise der Himmelskugel. Koordinaten der Gestirne.

Im ersten Kapitel dieses Buches (S. 6ff.) wurde gezeigt, daß alle Himmelskörper an der Oberfläche einer Sphäre zu liegen scheinen, in deren Mittelpunkt sich Erde und Beobachter befinden. Die Aufgabe der Astrometrie besteht hauptsächlich in der Bestimmung der scheinbaren Örter der Himmelskörper an dieser Sphäre. Es gibt nun drei Systeme von größten Kreisen, auf welche man die Örter beziehen kann: das des Horizonts, das des Äquators und das der Ekliptik. Die beiden ersten sind heute allein im Gebrauch; das der Ekliptik verschwand für die beobachtende, aber nicht für die rechnende Astronomie mit der Einführung des Fernrohres.

Das System des Horizonts ist das in der Natur zunächst gegebene und demzufolge auch geschichtlich das älteste. Die beiden Ebenen oder größten Kreise der Himmelskugel, auf die man hier die Örter der Gestirne oder deren Koordinaten bezieht, sind der Horizont und der Meridian. Der *scheinbare Horizont* ist derjenige größte Kreis, in welchem die durch den Standpunkt des Beobachters an die Erdkugel gelegte Tangentialebene die Himmelskugel schneidet; der *wahre Horizont* geht dem scheinbaren parallel durch den Erdmittelpunkt. Die Ebene des Horizonts läßt sich künstlich leicht herstellen, da sie durch jede ruhige, nur der Anziehungskraft der Erde ausgesetzte Flüssigkeitsoberfläche (Niveaufläche), z. B. von Wasser oder Quecksilber, gegeben wird. Der *Meridian* ist die Ebene, welche durch den Nord- und den Südpunkt geht und rechtwinklig auf dem Horizont steht. Der sichtbare Pol des letzteren, der von allen Punkten des Horizonts gleichweit (90°) absteht und demnach im Meridian liegt, heißt der Scheitelpunkt oder das *Zenit*; ihm diametral gegenüber liegt der unsichtbare Pol, der Fußpunkt oder der *Nadir*. Größte Kreise senkrecht auf dem Horizont, also durch das Zenit gehend, heißen *Höhen-* oder *Vertikalkreise,* Kreise parallel zum Horizont *Azimutalkreise* oder *Almukantarate.* Die beiden Koordinaten, durch welche der Ort eines Gestirns in diesem System gegeben wird, sind die *Höhe* und das *Azimut*; erstere wird vom Horizont nach dem Zenit bis 90° gezählt, letzteres vom Südpunkte des Meridians durch Westen, Norden, Osten bis wieder Süden von 0° bis 360°, oder auch westlich vom Meridian positiv, östlich negativ, jedesmal bis 180°. Statt der Höhe benutzt man auch häufig die *Zenitdistanz*; beide ergänzen sich zu 90°. In diesem System ändern

sich beide Koordinaten eines Gestirns, Höhe wie Azimut, kontinuierlich mit der Zeit.

Im zweiten System, dem des Äquators, entsprechen die Koordinaten eines Gestirnes fast vollkommen den geographischen Längen und Breiten eines Ortes auf der Erde. Die beiden Grundebenen sind hier der Himmelsäquator (der an die Sphäre übertragene Erdäquator) und ein erster Meridian, wofür man den größten Kreis genommen hat, der durch die beiden Himmelspole und die Nachtgleichenpunkte geht. Größte Kreise senkrecht zum Äquator, die also auch durch die Pole gehen, heißen *Deklinations-* oder *Stundenkreise*, Kreise parallel dem Äquator, die also nach den Polen zu immer kleiner werden, *Parallelkreise*. Der senkrechte Abstand eines Gestirnes (SS' Fig. 64, S. 139) vom Äquator heißt *Abweichung* oder *Deklination* und entspricht der Höhe im Horizontalsystem; der Abstand vom ersten Meridian, und zwar von dem Halbkreise aus gezählt, der durch die Pole und den Frühlingsnachtgleichen- oder Widderpunkt (Υ) geht, wird die *Gerade Aufsteigung* oder *Rektaszension* genannt (gewöhnlich kurz mit AR bezeichnet). Die Deklination wird bis 90° gezählt, und zwar nach dem Nordpol zu positiv, nach dem Südpol negativ, die Rektaszension dagegen durch den ganzen Umkreis hindurch bis 360°, und zwar von Westen durch Süden nach Osten, also entgegengesetzt der Zählungsrichtung beim Azimut. Statt der Deklination nimmt man auch mitunter die *Poldistanz* (ähnlich wie beim Horizontalsystem die Zenitdistanz) und rechnet diese vom Nordpol an bis 180°, vermeidet also dabei positive und negative Vorzeichen. Die Rektaszension gibt man aus einem gleich zu erwähnenden Grunde häufiger in Stunden, Zeitminuten und Zeitsekunden an, als in Graden, Bogenminuten und Bogensekunden.

Im dritten System, dem der Ekliptik, tritt an die Stelle des Äquators die Ekliptik, und an die Stelle der Himmelspole treten die Pole der Ekliptik. Der Deklination entspricht hier die *Breite*, der Rektaszension die *Länge*; beide Koordinaten werden in gleicher Weise gezählt, wie im System des Äquators, die Länge auch von demselben größten Kreise an. In der beobachtenden Astronomie kommt aber, wie schon erwähnt, dieses System in neuerer Zeit nicht mehr zur Anwendung.

2. Zeit und Stundenwinkel.

Wir sahen früher, daß infolge der Umdrehung der Erde um ihre Achse sämtliche Gestirne im Laufe von 24 Stunden den Meridian eines Ortes passieren. Die Zeit, die zwischen zwei aufeinander folgenden oberen oder unteren Kulminationen eines unbeweglichen Gestirnes, eines soge-

nannten Fixsternes, verfließt, und die etwa vier Minuten weniger beträgt, als die Zeit zwischen zwei Meridiandurchgängen der Sonne, nennen wir einen *Sterntag* und teilen ihn, wie den mittleren Sonnentag, in 24 Stunden, jede Stunde in 60 (Zeit-)Minuten, jede (Zeit-)Minute in 60 (Zeit-)Sekunden; der Sterntag ist die wahre Umdrehungszeit der Erde. Die *Sternzeit* wird zu zählen angefangen, wenn der Frühlingsnachtgleichenpunkt den Meridian eines Ortes passiert; es ist dann $0^h\ 0^m\ 0^s$ Sternzeit. Da die Gestirne infolge der Erdrotation von Osten nach Westen fortrücken, die Rektaszensionen aber in der Richtung von Westen nach Osten gezählt werden, so wird nach Verlauf einer Stunde Sternzeit der Stundenkreis, dessen Rektaszension $^1/_{24}$ des Umkreises oder 15° beträgt, in den Meridian des Beobachtungsortes gerückt sein; andererseits wird der Frühlingspunkt und der Stunden-

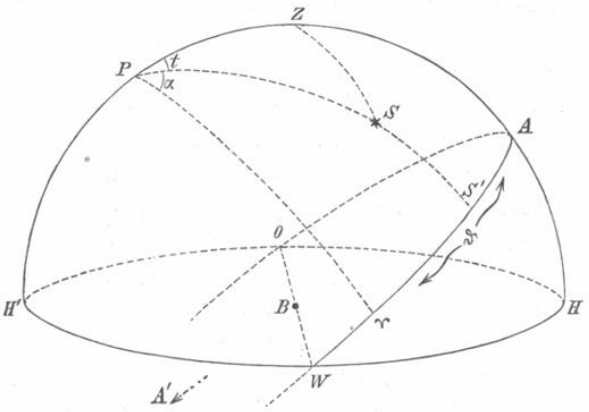

Fig. 64.

kreis 0° $^1/_{24}$ der Umdrehung oder 1^h Sternzeit westlich vom Meridian stehen. Zählen wir 2^h Sternzeit, so passieren die Gestirne, deren Rektaszension 30° ist, den Meridian, und der Stundenkreis 0° und mit ihm der Frühlingspunkt steht $^2/_{24}$ der Umdrehungszeit oder 2^h westlich vom Meridian; die Gestirne des Stundenkreises 15° dagegen werden $^1/_{24}$ des Umkreises oder 1^h westlich vom Meridian stehen. Jeder Stunde Sternzeit entsprechen also 15° Rektaszension; teilen wir demnach den Umkreis nicht in 360°, sondern der Umdrehungszeit gemäß in 24^h, so wird im Meridian die Rektaszension, in Zeit ausgedrückt, unmittelbar gleich der Sternzeit sein, und umgekehrt ergibt letztere, mit 15 multipliziert, die Rektaszension in Bogenmaß.

Der Abstand eines Stundenkreises vom Meridian heißt *Stundenwinkel* (*t* Fig. 64); er wird nach Westen und gewöhnlich bis 360° oder 24^h durchgezählt, oder nach Westen bis 12^h positiv, nach Osten, gleich-

falls bis 12^h, negativ. Aus dem vorangehenden sieht man sofort, daß für einen gegebenen Ort der Stundenwinkel des Frühlingspunktes gleich der Sternzeit des Ortes ist. Ferner ist offenbar die Summe von Rektaszension und Stundenwinkel gleich der Sternzeit. Sind daher zwei dieser Größen gegeben, so kann man immer die dritte durch einfache Addition oder Subtraktion finden. Aus der Fig. 64 ersieht man am leichtesten die Beziehungen zwischen diesen verschiedenen Größen. Im Mittelpunkte der unendlich großen Sphäre ist die Erde mit dem Beobachter B. HH' ist der Horizont, AA' der Äquator, W der Westpunkt, O der Ostpunkt, Z das Zenit, P der (Nord-)Pol, S ein Stern, dessen Deklination durch den Bogen SS' gemessen wird. Der Meridian des Ortes B geht durch $HAZPH'$. H ist der Südpunkt, H' der Nordpunkt. In Υ stehe zu einer bestimmten Sternzeit ϑ der Frühlingspunkt. Rektaszension α und Stundenwinkel t sind dann durch die Bogen $S'\Upsilon$ und AS' oder durch die ihnen entsprechenden Winkel am Pole gegeben. Da die Zeit ϑ immer durch eine Uhr und die Rektaszension α meist in Zeit angegeben wird, so findet man den Stundenwinkel t auch zunächst und für gewöhnlich in Zeit; er läßt sich aber sehr einfach in Bogen verwandeln, da $1^h = 15°$, $1^m = 15'$, $1^s = 15''$ ist; nach dem vorangehenden ist er gleich der Sternzeit weniger der Rektaszension.

Für die Zwecke des bürgerlichen Lebens, das von dem Tagesgestirn, der Sonne, beherrscht und reguliert wird, würde die Rechnung nach Sternzeit höchst unbequem sein. Man rechnet daher für gewöhnlich und selbst in der Astronomie nach *Sonnenzeit*. Wir sahen schon früher (S. 13), daß infolge der Bewegung der Sonne unter den Gestirnen nach Osten der Zeitraum zwischen zwei Meridiandurchgängen der Sonne größer sein muß, als der zwischen zwei Durchgängen eines Sternes. Im Laufe eines Jahres hat die Sonne einen ganzen Umlauf unter den Sternen gemacht, ein Stern also, wenn man nach Sonnenzeit rechnet, gleichsam einen Umlauf gewonnen; es ergibt sich somit, daß ein Sonnentag größer ist als ein Sterntag, und zwar sind $365\frac{1}{4}$ Sonnentage gleich $366\frac{1}{4}$ Sterntagen. Rechnen wir wie gewöhnlich nach Sonnenzeit, so findet sich die genaue Dauer eines Sterntages zu $23^h\ 56^m\ 4^s.1$ mittlere Sonnenzeit; umgekehrt wäre ein Sonnentag gleich $24^h\ 3^m\ 56^s.6$ Sternzeit. Kulminiert die Sonne um 0^h Sternzeit, oder ist die Sternzeit im mittleren Mittag 0^h, so kulminiert sie am nächsten Tage nach Sternzeit $3^m\ 57^s$ später, oder es ist im mittleren Mittag $0^h\ 3^m\ 57^s$ Sternzeit; am zweiten Tage wäre die Sternzeit im mittleren Mittag etwa $0^h\ 7^m\ 53^s$ usw. Um den 21. März jedes Jahres steht nun die Sonne im Frühlingspunkt, d. h. ihre Rektaszension ist $0°$ oder 0^h, sie kulminiert dann also um 0^h Sternzeit; einen Monat später

kulminiert sie, da sie $^1/_{12}$ des Umkreises zurückgelegt hat oder ihre Rektaszension etwa $30° = 2^h$ beträgt, um 2^h Sternzeit, oder es ist 2^h Sternzeit im mittleren Mittag usw. Die folgende kleine Tafel gibt die Sternzeit im mittleren Mittag oder die Rektaszension der mittleren Sonne im gewöhnlichen Jahre für Berlin genähert an:

Januar 1	$18^h\ 41^m$	Juli 1	$6^h\ 34^m$
Februar 1. . . .	20 43	August 1 . . .	8 36
März 1	22 33	September 1 . .	10 39
April 1	0 35	Oktober 1 . . .	12 37
Mai 1	2 34	November 1 . .	14 39
Juni 1.	4 36	Dezember 1 . .	16 37

Es läßt sich daraus bis auf einige Minuten genau die einer beliebigen mittleren Zeit entsprechende Sternzeit für jeden Jahrestag leicht finden. Um eine genauere Bestimmung der Sternzeit zu ermöglichen, sind in den astronomischen Jahrbüchern von Tag zu Tag die Sternzeiten im mittleren Mittag sowie Reduktionstabellen angegeben.

Bewegte sich die Sonne stets mit gleichförmiger Geschwindigkeit nach Osten, so würde der eben erwähnte mittlere Mittag stets mit dem wahren zusammenfallen und die mittlere Sonnenzeit gleich der wahren sein. Aus zwei Gründen ist dies aber nicht der Fall. Erstens ist wegen der Exzentrizität der Erdbahn, wie wir früher sahen, die Winkelgeschwindigkeit der Erde um die Sonne, also auch die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne, deren Bewegung ja nur das Spiegelbild der Erdbewegung ist, verschieden: am größten im Dezember, wo die Erde der Sonne am nächsten, am kleinsten im Juni, wo sie am weitesten entfernt ist. Die Hauptursache für die Abweichung der wahren von der mittleren Sonnenzeit liegt aber darin, daß die Sonne sich nicht im Äquator oder in einem Parallelkreise, sondern in der Ekliptik bewegt. Nahe den Äquinoktien ist diese und damit die Richtung der Sonnenbewegung unter einem Winkel von $23^1/_2°$ gegen den Äquator oder gegen die Richtung der täglichen Bewegung geneigt. Infolgedessen sind zu diesen Zeiten, also im März und September, die Sonnentage kürzer als im Mittel, und die umgekehrte Wirkung wird zu den Zeiten der Solstitien, im Juni und Dezember, hervorgebracht. Im ersten Falle ist die auf den Äquator projizierte Bewegungsgröße kleiner als im Durchschnitte, im zweiten größer. Im Mittel beträgt die Zeit zwischen zwei aufeinander folgenden Kulminationen der Sonne $24^h\ 3^m\ 57^s$ in Sternzeit; durch die Exzentrizität der Erdbahn werden Abweichungen von diesem Werte im Betrage von $\pm 8^s$ hervorgerufen und durch die Neigung der Ekliptik gegen den Äquator

solche im Betrage von $\pm 20^s$. Im Maximum können sich daher zwei wahre Sonnentage um fast 1^m voneinander unterscheiden.

So lange die Uhren noch bis auf 20 und mehr Sekunden in einem Tage fehlerhaft gingen, verursachten diese Abweichungen keine ernstliche Unbequemlichkeit. Als aber durch Huygens die Pendeluhren in Gebrauch kamen und die Einteilung und Abmessung der Zeit dadurch wesentlich genauer wurde, mußte die ungleichförmige Bewegung der Sonne auffallen und stören. Wollte man die Uhren nach dem wirklichen Sonnenlaufe richten, so müßten sie bald rascher gehen, wenn sich die Sonne (im Juni und Dezember) schneller, bald langsamer, wenn sie sich (im März und September) langsamer bewegt. Damit hätte man aber den größten Vorzug der vollkommeneren Uhren, die Regelmäßigkeit und Gleichförmigkeit des Ganges, opfern müssen, und es blieb daher nichts weiter übrig, als von der wahren Sonnenbewegung abzuweichen und der Zeitmessung eine *mittlere Sonne* zugrunde zu legen, die der wirklichen Sonne bald vorauseilt, bald hinter ihr zurückbleibt. Man rechnet also jetzt allgemein die *mittlere Zeit* nach einer fingierten Sonne, die man sich im Äquator und mit gleichförmiger Geschwindigkeit — dem Mittel aus allen Geschwindigkeiten der wahren Sonne — bewegt denkt. Es ist mittlerer Mittag oder $0^h\,0^m\,0^s$ mittlere Zeit, wenn diese gedachte Sonne den Meridian in der oberen Kulmination passiert, 12^h, wenn sie in der unteren Kulmination ist, also am tiefsten steht. Der Astronom zählt dann weiter 13^h, 14^h bis 24^h oder 0^h, abweichend vom bürgerlichen Leben, wo zweimal von 0^h bis 12^h gerechnet wird und deshalb die Bezeichnung Vormittag oder Nachmittag hinzugefügt werden muß. Ein weiterer Unterschied zwischen der astronomischen und bürgerlichen Zählweise besteht darin, daß der Astronom den Tag nicht um Mitternacht, sondern erst mittags beginnt, so daß in den Vormittagsstunden das bürgerliche Datum dem astronomischen um einen Tag voraus ist.

Die von der Bewegung der wirklichen Sonne abhängende Zeit heißt die *wahre Sonnenzeit*; sie wird nur durch die Sonnenuhren direkt angegeben. Der Unterschied zwischen der wahren und der mittleren Zeit heißt die *Zeitgleichung*. Ist die wahre Sonne hinter der mittleren zurückgeblieben, passiert sie also den Meridian erst nach dem mittleren Mittag, so ist die Zeitgleichung positiv und eine gewöhnliche Uhr ist einer Sonnenuhr voraus und umgekehrt. In der folgenden Tafel ist der Betrag der Zeitgleichung für den ersten und den fünfzehnten Tag eines jeden Monats angegeben.

Datum		Zeitgleichung	Datum		Zeitgleichung
Januar	1.	+ 3m	Juli	1	+ 3m
»	15	+ 9	»	15	+ 6
Februar	1	+ 14	August	1	+ 6
»	15	+ 14	»	15	+ 4
März	1	+ 13	September	1	0
»	15	+ 9	»	15	— 5
April	1	+ 4	Oktober	1	— 10
»	15	0	»	15	— 14
Mai	1	— 3	November	1	— 16
»	15	— 4	»	15	— 15
Juni	1	— 2	Dezember	1	— 11
»	15	0	»	15	— 5

Eine der Wirkungen dieses Unterschieds zwischen wahrer und mittlerer Zeit, die oft mißverstanden wird, zeigt sich darin, daß das Intervall von Sonnenaufgang bis Mittag, wie es aus dem Kalender folgt, nicht das gleiche ist, wie zwischen Mittag und Sonnenuntergang, daß also die Vormittage länger oder kürzer sind als die Nachmittage. Es liegt dies einfach daran, daß für den Aufgang und den Untergang der Sonne die wirkliche Sonne in Betracht kommt, der Mittag aber nach der fingierten mittleren bestimmt wird. Verständen wir unter Mittag den Meridiandurchgang der wahren Sonne, so würde kein merklicher Unterschied zwischen Vormittags- und Nachmittagsdauer sein; der Mittag unserer Uhren ist aber dem wahren Mittage bald voraus, bald folgt er ihm, und so kann ersterer dem Sonnenaufgang bis zu einer halben Stunde näher liegen, als dem Sonnenuntergang und umgekehrt. Im Februar sind die Nachmittage etwa eine halbe Stunde länger als die Vormittage, und im November findet das Umgekehrte statt. Durch die in den meisten Ländern neuerdings eingeführte Einheitszeit*) ist das Auffallende der oben besprochenen Erscheinung noch wesentlich verstärkt worden, da an allen Orten, welche von dem gewählten Nullmeridian etwas weiter nach Osten oder Westen abliegen, eine merkliche Differenz zwischen der Uhrzeit und der mittleren Sonnenzeit (Ortszeit) besteht. In Deutschland z. B., wo nach Mitteleuropäischer Zeit gerechnet wird, weicht im äußersten Osten und Westen des Reiches die Uhrzeit um mehr als 30m von der Ortszeit ab. Nach der Uhr ist daher für diese Gegenden der Vormittag stets um eine volle Stunde kürzer oder länger als der Nachmittag, und durch das Hinzutreten der Zeitgleichung wächst dieser Betrag im Februar oder im No-

*) Näheres darüber folgt in dem Abschnitte »Geographische Ortsbestimmungen«.

vember bis auf $1^1/_2$ Stunden. Für die Sonnenuhren sind dagegen Vor- und Nachmittage immer gleich lang, wenn wir von der geringfügigen, durch die tägliche Änderung der Deklination der Sonne hervorgebrachten Abweichung absehen.

3. Meßinstrumente und Sternwarten.

Mit dem Fernrohre läßt sich nur sehen; die Hauptaufgabe der Astrometrie besteht aber im Messen, in der Bestimmung der Abstände von Punkten, deren Lage an der Sphäre unbekannt ist, von solchen, deren Position man bereits kennt. Zu diesem Zwecke muß das Fernrohr mit eigens dazu konstruierten Meßapparaten verbunden sein, welche die genaue Festlegung des Ortes eines Gestirnes ermöglichen.

Man unterscheidet nun zwei Hauptarten astronomischer Meßinstrumente: solche, mit denen man den *absoluten* Ort eines Gestirnes festlegen kann, und solche, die den Abstand von einem benachbarten Sterne, also den *relativen* Ort, ergeben. Bei den Instrumenten der ersten Art, deren Hauptvertreter der Meridiankreis, das Universalinstrument und das Äquatorial sind, werden die Koordinaten des Gestirnes auf eines der oben (S. 137f.) genannten Koordinatensysteme bezogen, beim Universalinstrument auf das horizontale, beim Äquatorial auf das äquatoriale, beim Meridiankreis auf eine Verbindung dieser beiden Systeme. Das Fernrohr tritt hier mehr in den Hintergrund und dient nur zum scharfen Sehen und Visieren; das Wesentliche sind die Hilfsmittel zur Winkelmessung: Kreise, die in Grade und deren Unterabteilungen eingeteilt sind und gleichsam Abbilder der größten Kreise der Sphäre darstellen, auf welche die Koordinaten des Gestirnes bezogen werden sollen. Fernrohr und Kreise sind fest miteinander verbunden und um Achsen drehbar, die den Hauptachsen der Koordinatensysteme entsprechen.

Die zur Bestimmung des relativen Ortes dienenden mikrometrischen Apparate sind in der Regel am Okular des Fernrohres angebracht. Man bestimmt durch sie Abstand und Richtung zweier einander naher Punkte, und zwar im allgemeinen um so genauer, je stärker die Vergrößerung ist. Das Fernrohr und seine optische Kraft ist hier also von größerer Bedeutung, als bei den oben genannten, zur Messung absoluter Sternörter dienenden Instrumenten.

Zu jeder astronomischen Messung ist auch eine Zeitangabe erforderlich, denn die Lage der Gestirne am Himmel ändert sich stetig; die Bestimmung der einer gewissen Beobachtung entsprechenden Zeit ist daher eine wichtige Aufgabe der praktischen Astronomie, und sie kann unter

Umständen (wie bei Ermittlung der Rektaszensionen von Sternen und bei Längenbestimmungen) selbst zur Hauptaufgabe werden. Auf Sternwarten sind die Hauptzeitmesser immer Pendeluhren; doch können auch hier tragbare Uhren (Chronometer) nicht entbehrt werden.

Die allmähliche Vervollkommnung der astronomischen Meßinstrumente und ihre Ausbildung von den einfachsten Anfängen bis zur heutigen Vollendung ist stetiger gewesen und hängt mit der Entwicklung der Astronomie selbst inniger zusammen, als die des Fernrohres. Während dieses mit einem Schlage in die Erscheinung trat, waren die Prinzipien und auch die Ausführung einfacher astronomischer Meßwerkzeuge, wie wir sahen, schon den Alten geläufig. Zur Begründung der Fundamentallehren der Astronomie waren selbst die ungefügen Maschinen der Araber und des Tycho mit ihren Dioptern und rohen Kreisen wichtiger und notwendiger als das Fernrohr, das erst mehr als ein halbes Jahrhundert nach dem Tode des Kopernikus erfunden wurde. Die Bedeutung dieses wundervollen Apparats soll damit keineswegs geschmälert werden; es ist ja zu bekannt, daß die Astronomie erst durch das Fernrohr und mit dessen Vervollkommnung zu der Höhe gelangen konnte, auf der sie sich zurzeit befindet. Aber wir dürfen auch nicht den Wert der nur messenden Werkzeuge unterschätzen, und vielleicht ist die Behauptung nicht ungerechtfertigt, daß das Fernrohr aus dem Anfang des 18. Jahrhunderts in Verbindung mit den Kreisen und Mikrometern eines Repsold mehr für die Wissenschaft leisten würde, als selbst das größte und lichtstärkste Teleskop mit der Montierung und den messenden Hilfsmitteln der Zeit vor Herschel. Jedenfalls ist die Verbindung des Fernrohres mit den Meßapparaten das Fundament unserer modernen praktischen Astronomie geworden, und die Fortschritte im rein optischen Gebiete haben zum Teil die im mechanischen mit bedingt.

Wie aber die höhere Vollendung in der Konstruktion der Objektive und Spiegel durch die theoretischen Untersuchungen der Physiker, so und noch mehr wurde die Vervollkommnung der mechanischen Teile des Fernrohres und der Meßapparate durch die Ideen und Arbeiten der Astronomen gefördert und häufig sogar angeregt. Ohne das innige Zusammenwirken von Astronomen wie Bessel und Struve mit mechanischen Künstlern wie Reichenbach, Ertel und vor allen Repsold hätten speziell die deutschen astronomischen Meßwerkzeuge schwerlich die Stufe hoher Vollendung erreicht, welche sie auch heute noch auszeichnet.

Den ersten Schritt, das Fernrohr zum Messen einzurichten, tat der englische Astronom Gascoigne (etwa 1640) dadurch, daß er ein Fadenkreuz im Brennpunkte des Objektivs anbrachte und so zuerst die genaue

Anvisierung eines Objekts ermöglichte; auch konstruierte er das erste Fadenmikrometer. Die Verbindung des Fernrohres mit Kreisen erfolgte dann sehr bald, hauptsächlich durch Auzout und Picard (1667). Aber erst gegen Ende des 18. Jahrhunderts gelang es Ramsden, Des Chaulnes u. a., der Teilung dieser Kreise, die bis dahin ziemlich rohe Handarbeit war, mittels Teilmaschinen die zu scharfen Messungen erforderliche und der verfeinerten Wahrnehmung entsprechende Genauigkeit zu geben. Der *Vernier* oder *Nonius*, 1631 von P. Vernier nach einer älteren, praktisch aber nicht recht verwertbaren Idee des Portugiesen Nuñez oder Nonius ersonnen*), hatte schon früher die genauere Ablesung der Winkel mittels einer Hilfsteilung ermöglicht und die von Tycho eingeführten Transversalen verdrängt, welche gleichfalls die unmittelbare Teilung der Bogen in Unterabteilungen ergeben (vgl. Fig. 33, S. 98). Erst gegen Mitte des 19. Jahrhunderts wich der Nonius dem Ablesemikroskop. Seit jener Zeit haben die stetigen Fortschritte der Technik, geleitet durch die Ideen erfindungsreicher Mechaniker, Astronomen und Physiker, die astronomischen Instrumente zu einem bewundernswerten Grade der Vollendung geführt; und so verdienen Mechaniker wie Gambey, Eichens und Gautier in Frankreich, Ramsden, Cary, Troughton & Simms und Grubb in England, Warner & Swasey in Amerika, vor allen aber deutsche Künstler, wie Fraunhofer, Reichenbach, Ertel, Pistor & Martins, die Repsolds, Zeiß und Toepfer, als Förderer der praktischen Astronomie neben den großen Astronomen der letzten hundert Jahre mit Ehren genannt zu werden.

Wir wollen nun kurz die Hauptinstrumente der heutigen Astrometrie beschreiben, und zwar zuerst die zu absoluten Messungen dienenden. Die erste Bedingung zum Gelingen feiner Beobachtungen überhaupt ist die möglichst feste Aufstellung der Instrumente. Sie stehen daher meist auf niedrigen Steinpfeilern, die selbst, vom Fußboden und umgebenden Gemäuer vollständig isoliert, auf massiven, in die Erde gemauerten Fundamenten ruhen.

*) Das Prinzip des Nonius ist zwar schon vor Vernier dem Chr. Clavius aus Bamberg bekannt gewesen, Vernier aber führte den Nonius zuerst wirklich aus und brachte ihn an dem beweglichen Arm, der Alhidade, an. Das Prinzip beruht einfach darauf, daß einer gewissen Anzahl von Intervallen des Kreises (Limbus L, Fig. 65) auf einem mit ihm konzentrischen Hilfsbogen N eine um eins größere Zahl von Intervallen entspricht; die Ziffer des mit einem Teilstrich koinzidierenden Noniusstriches gibt dann unmittelbar die gesuchte Lage des Nullpunktes des Nonius an. So sind z. B. in Fig. 65 9° des Kreises L auf dem Nonius N in 10 Teile geteilt (man kann also unmittelbar Zehntelgrade ablesen), und da der sechste Noniusstrich mit dem Kreisstriche zusammenfällt, so steht der Nullpunkt des Nonius auf $10\overset{\circ}{.}6$.

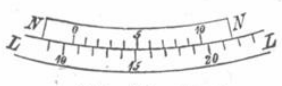

Fig. 65. Nonius.

Das wichtigste der zu absoluten Bestimmungen dienenden Instrumente ist der *Meridiankreis*. Es ist dies ein mit einem oder zwei fein geteilten Kreisen versehenes, mäßig großes Fernrohr; die Achse, welche das Fernrohr und die Kreise trägt, liegt horizontal in der Richtung West-Ost auf zwei soliden Steinpfeilern (*P*, Fig. 66) oder eisernen, auf Pfeilern ruhenden Trägern (Fig. 68). Bei der Drehung beschreibt also das Fernrohr einen Vertikalkreis, und zwar den Meridian. Die Pfeiler tragen, außer den Lagern für die Zapfen der Achse, mehrere (jeder gewöhnlich vier) Mikroskope (*m*, Fig. 66), die eine oft bis auf ein Zehntel Bogensekunde genaue Ab-

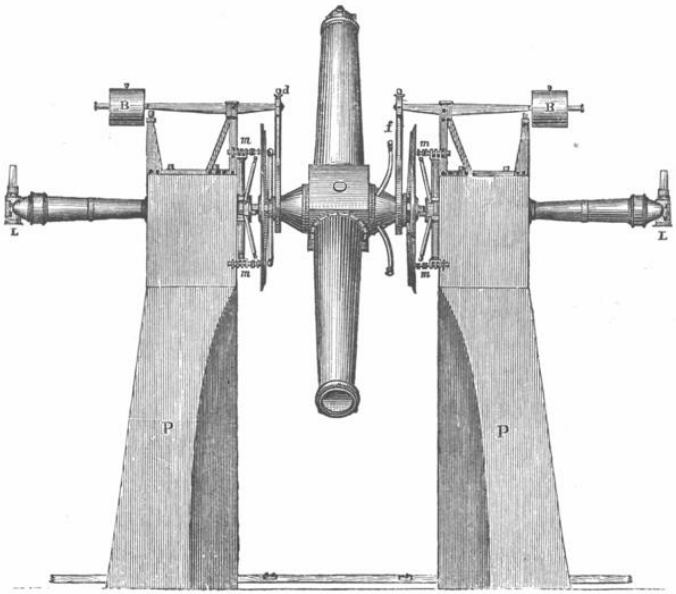

Fig. 66. Meridiankreis von Pistor & Martins (etwas schematisch).

lesung der direkt in 5′ oder 2′ geteilten, vor ihnen befindlichen Kreise gestatten. Um die sehr sorgfältig gearbeiteten Zapfen der Achse bei der häufigen Drehung in ihren Lagern nicht abzunutzen und ihre zylindrische Gestalt nicht zu verändern, wird der größte Teil des Gewichtes von Fernrohr, Achse und Kreisen durch Gegengewichte (*B*) getragen, die durch eine Aufhängevorrichtung (*d*) mit der Achse in Verbindung stehen. Möglichst weit von Fernrohr, Kreisen und Mikroskopen abstehende Lampen (*L*) werfen ihr Licht durch die durchbrochenen Pfeiler und die hohle Achse in das Innere des Fernrohres und zugleich mittels einer besonderen Vorrichtung auf die Kreisteilung. Das Licht im Innern des Fernrohres kann je nach Bedarf dazu verwendet werden, das Gesichtsfeld oder die Fäden

zu erleuchten. Das Instrument dient dazu, die Zeiten zu beobachten, zu denen Sterne den Meridian passieren, und ihre Zenitdistanz in diesem Momente zu bestimmen. Um diesen Beobachtungen größere Genauigkeit zu verleihen, begnügt man sich nicht mit einem einfachen Fadenkreuz im Brennpunkte des Fernrohres, sondern verwendet ein ganzes System von Fäden (Fig. 67). An den vertikalen werden beim Durchgang eines Sternes durch das Gesichtsfeld die Antritte nach der Sternzeituhr beobachtet; gleichzeitig wird der Stern auf den horizontalen Faden eingestellt. Reduziert man dann die an den Seitenfäden beobachteten Zeiten auf den die optische Achse und die Meridianebene darstellenden Mittelfaden, so erhält man die Durchgangszeit durch den Meridian; die Verbindung der Kreisablesung mit derjenigen bei genau vertikaler oder horizontaler Lage des Fernrohres gibt ferner die Zenitdistanz oder die Höhe des Gestirnes. Sind dann die Fehler des Instruments sowie die Polhöhe des Beobachtungsortes bekannt, so folgen daraus sofort Rektaszension und Deklination; umgekehrt kann man demnach auch, bei bekannter Rektaszension und Deklination, die Uhrkorrektion und die Polhöhe bestimmen.

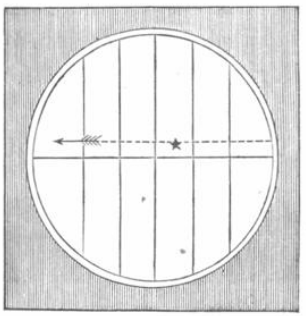

Fig. 67.

Fehlen die feingeteilten Kreise, lassen sich also nur Durchgangszeiten (oder Rektaszensionen) bestimmen, so erhalten wir das einfachere *Durchgangs-* oder *Passageninstrument*, welches von dem Dänen Olaus Römer (1689) herrührt. Von demselben genialen Astronomen ist auch die Verbindung dieses Instruments mit einem genau geteilten Kreise bereits vorgeschlagen und in Anwendung gebracht worden; allgemein eingeführt wurde jedoch der Meridiankreis erst durch J. G. Repsold und Reichenbach zu Anfang des 19. Jahrhunderts.

Die heutigen Formen der Meridiankreise sind im einzelnen oft sehr verschieden; doch entsprechen sie im allgemeinen und wesentlichen dem oben beschriebenen und in Fig. 66 dargestellten Instrument. Bei den Repsoldschen Meridiankreisen (vergl. die Abbildung Fig. 68) sind, abgesehen von anderen nicht unwesentlichen Abweichungen, die oberen Teile der Steinpfeiler durch starke eiserne Köpfe ersetzt, an denen sich, konzentrisch zu den feingeteilten Kreisen, die Mikroskopträgertrommeln befinden.

Die kleineren Passageninstrumente werden häufig tragbar gemacht und sind dann gewöhnlich mit einem gebrochenen Fernrohre versehen. Bei dieser Einrichtung werden die vom Objektiv nach dem Okular gehenden Strahlen von einem total reflektierenden Prisma aufgefangen und

seitlich reflektiert; der untere Teil des Tubus bildet zugleich die eine Hälfte der horizontalen Achse, und das Okular bzw. das Auge des Beobachters befindet sich infolgedessen immer in gleicher Höhe, was die Beobachtungen wesentlich erleichtert. In Fig. 69 ist solch ein tragbares Passageninstrument mit gebrochenem Fernrohr dargestellt.

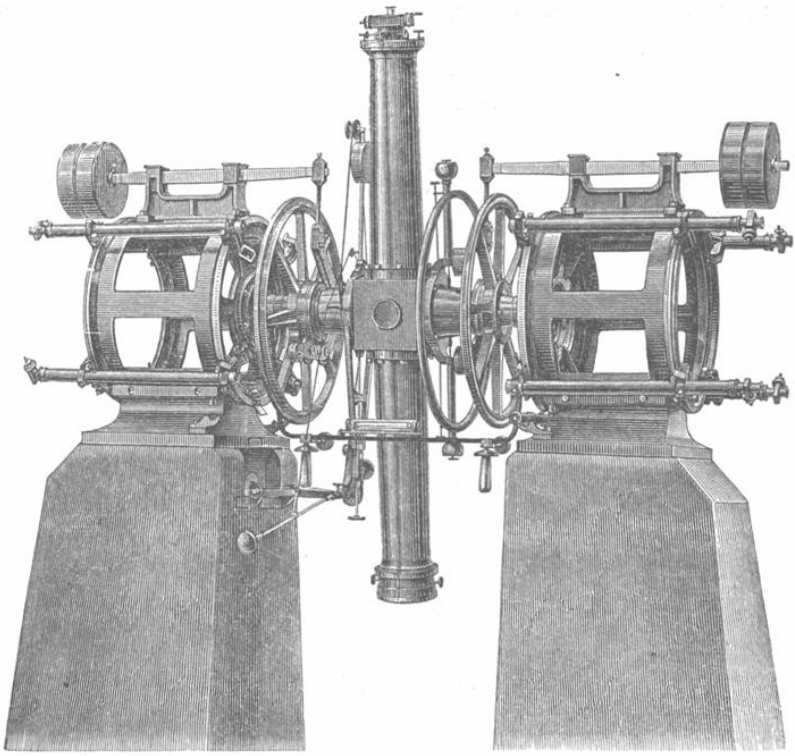

Fig. 68. Repsoldscher Meridiankreis.

Früher mußte der Astronom beim Beobachten der Durchgangszeiten der Sterne die Sekundenschläge seiner Uhr zählen und die Zehntel der Sekunde schätzen, zu denen der Stern die Fäden kreuzt. Diese sogenannte »Auge- und Ohrmethode« ist seit längerer Zeit meist durch die der »Registrierung« mit Hilfe des galvanischen Stromes ersetzt worden. Das Verdienst, den *Elektro-Chronographen* oder *Registrierapparat* in die messende Astronomie eingeführt zu haben, gebührt den Amerikanern W. C. Bond und Walker, die ihn (um 1848) zuerst bei Längenbestimmungen anwandten*). Die in Deutschland gebräuchlichste Form weicht im ganzen

*) Wheatstone hatte ihn allerdings schon einige Jahre früher vorgeschlagen. Einen nichtelektrischen Registrierapparat hatte J. G. Repsold bereits 1828 hergestellt.

nicht sehr von dem Morseschen Schreibtelegraphen ab. Auf einem schmalen, gleichförmig bewegten Papierstreifen markiert eine Uhr Sekundenpunkte und gleichzeitig der Beobachter vom Instrument aus die Zeitpunkte der Fadendurchgänge. In jedem der beiden Fälle wird momentan ein galvanischer Strom geschlossen (regelmäßig jede Sekunde von der registrierenden Uhr, in unregelmäßigen Zwischenräumen durch den Beobachter), der,

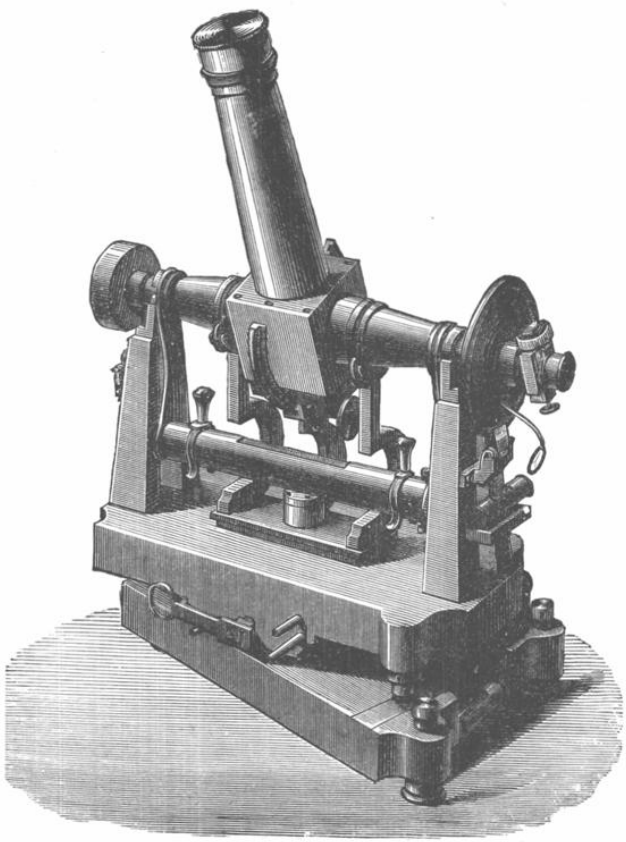

Fig. 69. Tragbares Passageninstrument.

einen Elektromagneten (M' bzw. M der schematischen Fig. 70) umkreisend, die Eisenstücke magnetisch macht; dieser Augenblicksmagnet zieht einen sehr leicht beweglichen doppelarmigen Hebel (H' bzw. H) an, der mittels feiner Spitzen punktförmige Eindrücke auf dem zwischen Walzen (W) durchlaufenden Papierstreifen (P) hervorbringt. Wird der Strom unterbrochen, so hört der Magnetismus des Elektromagneten auf, und der Hebel

wird durch eine Feder (F' bzw. F) vom Magneten und damit vom Papierstreifen zurückgezogen. Bei vielen Registrierapparaten ist der lange, ablaufende Papierstreifen durch einen rotierenden Papierzylinder ersetzt, welcher für die Signale mehrerer Stunden hinreichenden Raum bietet.

Die Vorteile der Registriermethode bestehen darin, daß die Beobachtungen weniger anstrengend und zudem noch etwas genauer sind als bei der Auge- und Ohrmethode, und daß sich mit Leichtigkeit eine viel größere Anzahl von einzelnen Durchgängen beobachten läßt. Vor allem aber sind die Beobachtungen auf dem Registrierstreifen dauernd fixiert; sie können daher zu jeder Zeit abgelesen werden, und die Ablesung kann erforderlichenfalls zur Kontrolle oder zur Aufklärung von Irrtümern auch später nach Bedarf wiederholt werden. Einen Nachteil besitzt die Methode in der durch die Instandhaltung der Batterien und des Registrierapparats, sowie besonders durch die Ablesung der Signale von den Streifen vermehrten Arbeit.

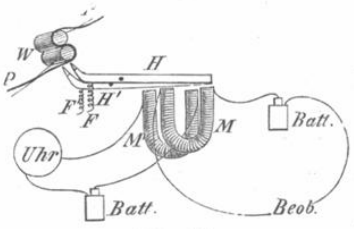

Fig. 70.

Wir haben im vorstehenden nur ganz kurz die wesentlichsten Bestandteile des Meridiankreises und die Hauptoperationen an demselben beschrieben. Die genaue Bestimmung einer Sternposition, wie sie ein erfahrener Beobachter auszuführen vermag, ist eine schwierige und komplizierte Aufgabe. Jedes Werk von Menschenhand ist unvollkommen, und auch das bestgearbeitete astronomische Meßinstrument zeigt Fehler, teils beständige infolge nicht absolut vollkommener Konstruktion, teils veränderliche infolge äußerer Einflüsse, speziell der Temperatur. So ist z. B. beim Meridiankreise weder die optische Achse vollkommen rechtwinklig zur Umdrehungsachse, noch liegt letztere genau horizontal und im richtigen Azimut; und selbst wenn dies einmal der Fall wäre, so würde doch solch ein mathematisch vollkommener Zustand auch nicht einen einzigen Tag andauern. Wird bei den Beobachtungen eine Genauigkeit von wenigen Zehnteln der Bogensekunde verlangt, so wachsen die Schwierigkeiten mit jedem Schritt. Die Wirkungen der Temperaturänderungen und der Schwere auf Fernrohr, Kreise und Mikroskope, die Bewegungen der Pfeiler und der Fundamente des Instruments, die Einflüsse der Wärme, der Dichtigkeit und Feuchtigkeit der Luft auf die Uhr bringen fortdauernde Änderungen hervor; jede astronomische Beobachtung muß daher erst wegen dieser Instrumentalfehler verbessert werden, ehe man ein brauchbares und genaues Resultat erwarten darf.

Die Auseinandersetzung der Methoden, durch welche dies geschieht, und die Beschreibung der dazu nötigen Hilfsapparate, wie Wasserwage (Niveau, Libelle), Quecksilberhorizont, Kollimatoren, würde hier zu weit führen; es genüge die Bemerkung, daß eine solche Fehlerbestimmung gewöhnlich die umständlichste und lästigste Operation in der praktischen Astronomie ist.

Eine weitere Unsicherheit bringt meist die sogenannte *persönliche Gleichung* mit sich. Dieselbe besteht darin, daß die Antritte der Sterne an die Fäden im Gesichtsfelde von jedem Beobachter anders aufgefaßt und registriert werden. Diese auf physiologischen Ursachen beruhende Fehlerquelle spielt nicht nur hier, sondern bei allen Messungen, bei denen es auf die äußerste Genauigkeit ankommt, eine große Rolle und hat deshalb vielfache eingehende Untersuchungen hervorgerufen. Sie ist gewöhnlich abhängig von der Helligkeit der beobachteten Sterne und bei den meisten Beobachtern auch noch mit der Zeit etwas veränderlich.

Bei der Registrierung von Sterndurchgängen kann man den Betrag der persönlichen Gleichung ganz erheblich vermindern durch Benutzung des im Jahre 1889 von J. Repsold angegebenen »unpersönlichen Mikrometers«. Es ist dies ein gewöhnliches Fadenmikrometer, dessen Schraubentrommel mit zehn gleichmäßig verteilten elektrischen Kontakten versehen ist. Seine Verwendung geschieht in der Art, daß man den zu beobachtenden Stern mittels des beweglichen Fadens biseziert und die Bisektion durch ununterbrochene Drehung der Mikrometerschraube während der ganzen Dauer des Sterndurchganges aufrecht erhält. Durch die Kontakte wird dann der Zeitmoment jeder Zehntel-Umdrehung selbsttätig auf den Chronographen übertragen.

Endlich ist noch eine Fehlerquelle zu erwähnen, die bei den meisten Beobachtungen und speziell bei allen Höhenmessungen berücksichtigt werden muß; dies ist die *astronomische Strahlenbrechung* oder *Refraktion*. Beim Durchgang durch die Atmosphäre erleidet ein Lichtstrahl nach den Gesetzen der Brechung eine Ablenkung von seiner geradlinigen Richtung. Nur im Zenit, wo der Strahl die Atmosphäre senkrecht trifft, geht er ungebrochen weiter, es findet keine Refraktion statt; andernfalls wird er von seiner ursprünglichen Richtung abgelenkt, und zwar um so mehr, je größer die Zenitdistanz wird. Die Ablenkung ist angenähert der Tangente der Zenitdistanz proportional und beträgt im Horizont mehr als einen halben Grad. Aus dem folgenden Täfelchen geht hervor, wie merklich selbst schon in kleineren Zenitabständen die Refraktion ist.

Zenitdistanz	Refraktion
0°	0′ 0″
20	0 21
30	0 33
40	0 48
50	1 9
60	1 40
65	2 3
70	2 37
75	3 32
80	5 16
85	9 46
90	34 54

Da die Größe der Ablenkung, abgesehen von der Zenitdistanz, auch von der Dichte der durchsetzten Luftschichten abhängt, diese aber mit der Wärme und dem Luftdruck veränderlich ist, so muß bei allen feineren Höhenmessungen auf Thermometer- und Barometerstand Rücksicht genommen werden. Mit steigendem Thermometer und fallendem Barometer wird die Luft dünner und leichter und die Refraktion kleiner als die mittlere; mit fallendem Thermometer und steigendem Barometer wird sie dichter und schwerer und die Refraktion damit größer.

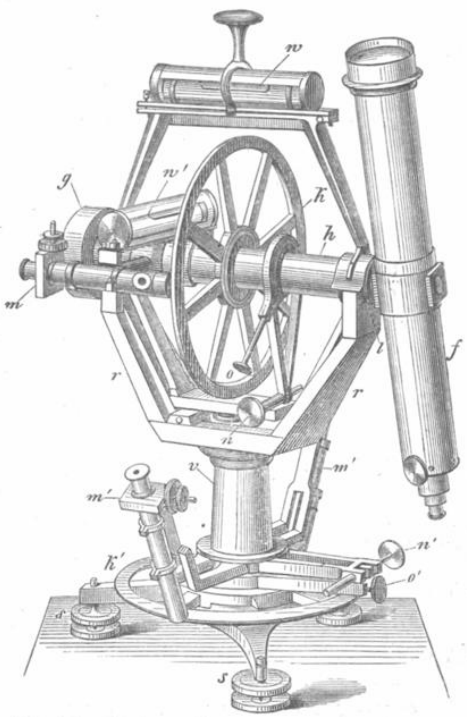

Fig. 71. Universalinstrument von Repsold.

Bei dem *Universalinstrument* (*Altazimut*) werden die Beobachtungen auf das System des Horizonts bezogen; die eine der beiden Hauptachsen steht vertikal und die andere horizontal. Das Fernrohr f (Fig. 71) sitzt bei dem hier dargestellten Instrument an dem einen Ende, der feingeteilte Höhenkreis k in der Mitte, ein Gegengewicht g am anderen Ende der horizontalen Achse h, die in den Lagern l

ruht, welche durch einen Rahmen r mit der vertikalen, frei beweglichen Hauptachse v fest verbunden sind. Fernrohr und Kreis drehen sich also zunächst, wie beim Meridiankreis, mit der horizontalen Achse in den Lagern und diese selbst wieder mit der vertikalen Säule, so daß das Fernrohr auf jeden beliebigen Punkt des Himmels eingestellt werden kann.

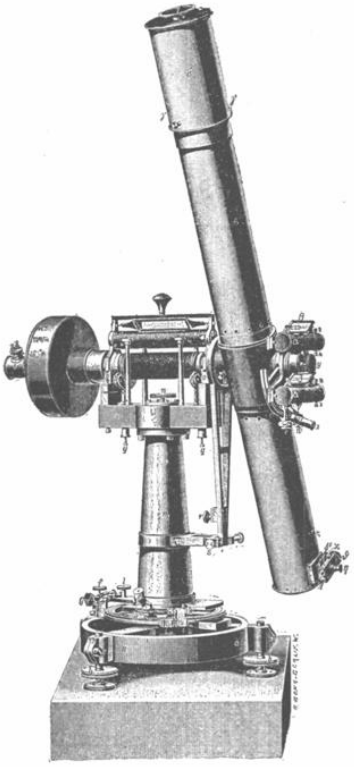

Fig. 72. Zenitteleskop von Wanschaff.

Das eine Kreislager trägt zwei 180° voneinander abstehende Mikroskope m, die zur Ablesung des Höhenkreises dienen (in der Figur nur das eine sichtbar); ähnliche, an der Vertikalachse befestigte Mikroskope m' lassen den festen, horizontalen Azimutalkreis k' ablesen. Mit Hilfe der Stellschrauben s und des Niveaus (Wasserwage) w bringt man die Kreise k' und k und die ihnen der Richtung nach entsprechenden Achsen h und v in die richtige horizontale bzw. vertikale Lage. Auch die Mikroskope m können mittels einer in der Figur nicht gezeichneten Vorrichtung genau in die Ebene des Horizonts gebracht und ihre Abweichungen durch das Niveau w' kontrolliert werden. Auf Horizontal- und Vertikalachse wirkende Mikrometerschrauben (n und n') bringen feine Verstellungen des Fernrohrs in Höhe und Azimut hervor, nachdem Horizontal- und Vertikalachse mittels der Klemmen o und o' festgestellt sind*). Fehlt der Azimutalkreis k', oder ist an seiner Stelle nur ein Einstellungskreis vorhanden, lassen sich also nur Höhen messen, so erhalten wir den *Vertikalkreis*. Wird der Höhenkreis ebenfalls durch einen einfachen Einstellungskreis ersetzt, so entsteht das *Zenitteleskop*.

Dieses Instrument hat in neuerer Zeit eine größere Bedeutung erlangt, da es in Verbindung mit der Horrebow-Talcottschen Methode das geeig-

*) Um die Figur nicht zu komplizieren, sind Vorrichtungen, um Instrument und Niveau in den Lagern umzukehren, und anderes Unwesentlichere weggelassen worden. — Die Universalinstrumente werden ebenfalls häufig mit gebrochenem Fernrohre (S. 148 f.) versehen; auch in anderen Einzelheiten weichen die Instrumente verschiedener Mechaniker von dem in Fig. 71 dargestellten Typus mitunter ab.

netste Hilfsmittel zur genauen Bestimmung der Polhöhe geworden ist. Es dient unter anderm zur Beobachtung der Polhöhenschwankungen, über die in dem Abschnitte »die Erde« ausführlicher berichtet werden wird. In Fig. 72 ist ein von Wanschaff gebautes Zenitteleskop abgebildet. Die erwähnte Methode besteht darin, daß das Fernrohr im Meridian auf einen nicht allzuweit vom Zenit, z. B. nach Norden, kulminierenden Stern eingestellt und dann das ganze Instrument bei unveränderter Stellung des Fernrohres um 180° gedreht wird, so daß sich nun ein Stern, der die gleiche Zenitdistanz nach Süden besitzt, in der Mitte des Gesichtsfeldes befindet. Die geringen Unterschiede, die in den beiderseitigen Zenitdistanzen noch bestehen, können mit Hilfe eines Fadenmikrometers mit großer Genauigkeit gemessen werden, und zwei feine Niveaus, die mit dem Fernrohre in feste Verbindung gebracht werden (in der Figur rechts an der Mitte des Fernrohres) sorgen dafür, die unveränderte Stellung des Fernrohres während der ganzen Operation zu kontrollieren. Um die Drehung des ganzen Instruments um 180° schnell und sicher bewerkstelligen zu können, ist der Horizontalkreis mit zwei justierbaren Anschlägen versehen, welche die gewünschten Lagen des Fernrohres fixieren. Da die Kopfhaltung des Beobachters bei geringen Zenitdistanzen der Sterne sehr unbequem sein würde, so ist das Okular noch mit einem totalreflektierenden Prisma (Höhenprisma) versehen, das die Visierrichtung um 90° ablenkt.

Kleine Universalinstrumente und Vertikalkreise werden häufig und mit Vorteil auf Reisen zu geographischen Ortsbestimmungen benutzt. Für solche Zwecke und besonders für den Gebrauch auf See sind auch die leichten, bequem zu transportierenden und zu handhabenden Spiegelinstrumente, der *Spiegelsextant* und der *Prismenkreis*, sehr geeignet. Der erstere besteht aus einem geteilten Sechstelkreis (Fig. 73), einem kleinen Fernrohr f und zwei Spiegeln s und s', von denen der erste aber nur in der unteren Hälfte belegt ist. Fernrohr und Spiegel s sind auf je einem Radius des Gradbogens befestigt, s' dagegen ist um den Mittelpunkt der Teilung drehbar. Durch den unbelegten Teil von s sieht man direkt einen Stern S und zugleich das zweimal, an s' und dem unteren Teil von s, reflektierte Bild des Sternes S'. Stehen s und s' parallel, so zeigt der Nonius n der mit s' verbundenen Schiene auf 0°, und man sieht das direkte und das reflektierte Bild des Sternes S; dreht man die Schiene und damit s', so

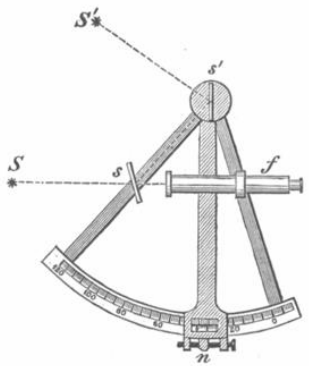

Fig. 73. Spiegelsextant.

werden andere Sterne durch Reflexion an der unteren Hälfte von s zugleich mit dem Sterne S sichtbar, bis bei einer gewissen, am Gradbogen abzulesenden Größe der Drehung das Bild des Sternes S' mit S zusammenfällt. Nach den Gesetzen der Reflexion ist der Winkelabstand zwischen S und S' gleich dem Doppelten des Drehungswinkels von s'; damit aber die Multiplikation mit 2 vermieden wird, gibt der Gradbogen gleich diesen doppelten Winkel an. Man kann also mit dem Sextanten Winkel bis zur Größe von nahezu zweimal 60° messen.

Beim *Prismenkreis* oder *Reflexionskreis* (Fig. 74) vertritt ein totalreflektierendes Prisma (p) die Stelle des Spiegels s beim Sextanten; statt eines Teiles des Kreisumfanges ($^1/_6$ beim Sextanten, $^1/_8$ beim Oktanten)

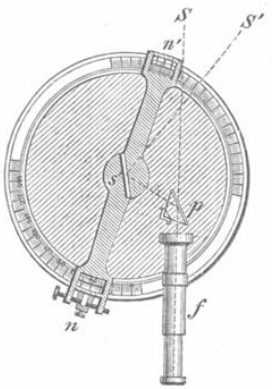

Fig. 74. Prismenkreis.

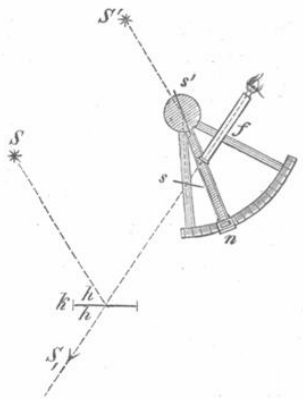

Fig. 75.

benutzt man einen Vollkreis, der mittels der beiden Nonien n und n' eine genauere Ablesung der Teilung gestattet, besonders aber einen Hauptfehler bei allen geteilten Kreisen und Kreisbogen, die Exzentrizität*), unschädlich macht.

Direkt mißt man mit diesen Spiegelinstrumenten Winkelabstände; will man Höhen beobachten, so bedient man sich eines künstlichen kleinen Glas- oder Quecksilberhorizonts und findet durch Reflexion des Sternbildes an diesem die doppelte Höhe. Fig. 75 zeigt schematisch die Art der Beobachtung. Man blickt durch das Fernrohr f nach dem künstlichen Horizont k, in welchem sich der Stern S spiegelt, so daß er in der Richtung S, erscheint, und dreht nun die Nonienschiene ($s'n$ Fig. 75, $ns'n'$ Fig. 74) bei vertikaler Haltung des Instruments so lange, bis das direkt

*) Der Exzentrizitätsfehler rührt davon her, daß die Mittelpunkte der Teilung (Teilkreis) und der Drehung (Nonienkreis) nicht zusammenfallen.

gesehene Bild S_1 und das an den Spiegeln (Prismen) reflektierte S einander decken; die Ablesung gibt dann die doppelte Höhe $2h$.

Zu den Instrumenten, welche die Bestimmung absoluter Örter gestatten, kann auch der Refraktor gehören, wenn nämlich alle seine mechanischen Teile mit besonderer Sorgfalt gearbeitet sind und der Stundenkreis sowohl als der Deklinationskreis mit feiner, mikroskopisch ablesbarer Teilung versehen ist. Ein derartig ausgestatteter Refraktor heißt ein *Äquatorial*, und man erhält mit demselben unmittelbar Deklination und Stundenwinkel. Da aber diese Instrumente nicht im entferntesten eine ähnliche Genauigkeit erreichen lassen, wie das Meridianinstrument, so werden Äquatoriale kaum noch gebaut und die wenigen vorhandenen ausschließlich als Refraktoren verwendet.

Um einen Refraktor zum Messen benutzen zu können, muß man ihn mit einem Mikrometer versehen; er dient dann zur Bestimmung relativer Sternörter. Die Mikrometer dienen ausschließlich, wie schon der Name sagt, zur Messung kleiner Winkel, zu Differentialbestimmungen; sie besitzen sehr verschiedene Konstruktionen, und ihre wichtigsten Formen sollen hier besprochen werden.

Das einfachste der Konstruktion nach ist das *Kreismikrometer* oder *Ringmikrometer*. Es besteht aus einem einfachen, in der Fokalebene des Objektivs angebrachten Stahlring, an welchem bei unbewegtem Fernrohre die Antritts- und Austrittszeiten zweier Objekte — eines bekannten und eines unbekannten Sternes — beobachtet werden. Aus diesen Zeiten erhält man durch Rechnung die Rektaszensions- und Deklinationsdifferenz der beiden Gestirne; letztere darf begreiflicherweise nicht größer sein als der Ringdurchmesser. Der Ring ist stets, auch bei dunkelstem Himmel, deutlich sichtbar, braucht also nicht, wie die zarten Fäden im Fadenmikrometer, künstlich beleuchtet zu werden. Das Fernrohr selbst bedarf keiner parallaktischen Aufstellung und muß nur während der Zeit des Durchgangs der Gestirne unverrückt stehen. Das Ringmikrometer wird deshalb vorwiegend bei kleineren Refraktoren oder zur Beobachtung lichtschwacher Objekte (Nebel, Kometen) angewandt.

Das *Fadenmikrometer* hat dem Kreismikrometer gegenüber den Nachteil, daß es einer künstlichen Beleuchtung bedarf, um die Fäden sichtbar zu machen, und daß es bei der Verwendung an einem Refraktor eine parallaktische Aufstellung desselben erfordert. Diesen Nachteilen stehen aber so entschiedene Vorzüge bei der Ausführung und der Reduktion der Beobachtungen gegenüber, daß das Fadenmikrometer heute das gebräuchlichste und bei den verschiedensten Instrumenten angewandte Mikrometer ist. In der Fokalebene des betreffenden Objektivs sind hier rechtwinklig

gegeneinander Spinnenfäden (Fig. 76) aufgespannt, von denen einer (*b*) mit dem Rahmen, auf dem er befestigt ist, durch eine feine Schraube (*S*) fortbewegt werden kann; die Größe der Bewegung in Schraubenteilen liest man an der Skala *s* und dem geteilten Schraubenkopf *K* ab. Die Schraubenumdrehungen werden leicht in Winkel verwandelt, wenn man weiß, wieviel eine Umdrehung in Bogenmaß beträgt.

Bei Refraktoren ist das Fadenmikrometer gewöhnlich drehbar und mit einem *Positionskreise* verbunden, so daß man nicht nur die Entfernung, sondern auch die Richtung zweier im Gesichtsfelde befindlicher Objekte bestimmen kann. Stellt man bei einem parallaktisch montierten Fernrohre den beweglichen Faden parallel zur Richtung der täglichen Bewegung, so

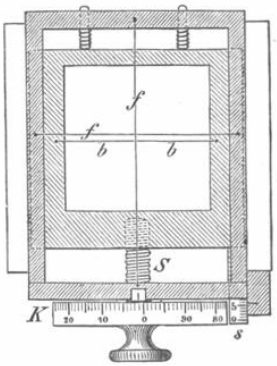

Fig. 76. Einrichtung des Fadenmikrometers. (Schematisch.)

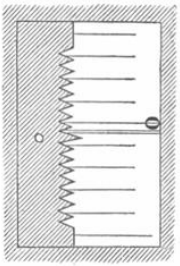

Fig. 77. Teilung, beweglicher Faden und Skala im Gesichtsfelde eines Ablesemikroskops. (Schematisch.)

entspricht der dazu senkrechte feste Faden einem Deklinationskreise; man erhält dann durch die Beobachtung der Antrittszeiten zweier Sterne an dem festen Faden die Rektaszensionsdifferenz und durch Messung mit der Schraube mittels des beweglichen Fadens die Deklinationsdifferenz beider Objekte. Durch Drehung des Positionskreises kann man aber auch den genannten festen Faden in die Richtung der beiden Sterne bringen und dann durch den beweglichen Faden deren Abstand oder *Distanz* finden. So verfährt man z. B. bei Doppelsternmessungen. Die Richtung der Komponenten von Doppelsternen oder ihr *Positionswinkel* wird meistens von Norden aus (0°) durch Osten (90°), Süden (180°) und Westen (270°) gezählt, im Fernrohr also von unten durch rechts, oben, links. Die Methode der Positionswinkel und Distanzen gibt, wenigstens wenn das Fernrohr durch ein Uhrwerk getrieben wird, die genauesten Resultate in raschester und einfachster Weise; sie kann aber nur bei verhältnismäßig geringen, den Durchmesser des Gesichtsfeldes nicht übersteigenden Distanzen ange-

wandt werden. Die Bestimmung von Rektaszensionsdifferenzen, bei denen das Fernrohr stillsteht und die Sterne durch die tägliche Bewegung an dem Faden vorübergeführt werden, unterliegen dieser Beschränkung nicht, sind aber etwas weniger genau.

Das Fadenmikrometer findet sich außer an Refraktoren auch an Meridian- und Universalinstrumenten, besonders aber auch an den Mikroskopen, die zur Ablesung der feingeteilten Kreise dienen; hier hat es, als Mikroskopmikrometer, den früher gebräuchlichen Nonius fast gänzlich verdrängt. Bei den Ablesemikroskopen vertritt eine in der Fokalebene seitlich angebrachte gezahnte Platte (Fig. 77) die Skala s; der Abstand zweier Zähne ist in der Regel gleich einer Umdrehung des Schraubenkopfes. Das feste Fadensystem fällt hier weg, und statt des beweglichen einfachen Fadens benutzt man zur Einstellung auf die Teilstriche des Kreises meist einen Doppelfaden.

Die bisher besprochenen Mikrometer, denen wir noch das Netz- oder Rautenmikrometer und das Lamellenmikrometer hinzufügen könnten, sind sämtlich Okularmikrometer, also in der Bildebene des Objektivs angebracht. Auch das Wellmannsche und das Airysche *Doppelbildmikrometer* gehören noch zu ihnen. Das Prinzip aber, welches letzterem zugrunde liegt, das der Verdoppelung des Bildes durch Durchschneidung einer Linse, ist zur vollkommensten Anwendung und Ausbildung im Objektiv-Doppelbildmikrometer oder *Heliometer* gelangt. Die ursprüngliche Idee Saverys und Bouguers, durch zwei nebeneinander befindliche und gegeneinander bewegliche Objektive doppelte Bilder zu erzeugen, modifizierte J. Dollond, indem er 1753 statt der zwei Objektive ein einziges, aber durchschnittenes verwandte. Erst der Kunst Fraunhofers gelang es, mit der Konstruktion neuer Heliometer, namentlich des großen Königsberger Instruments (1826), einen Mikrometerapparat zu liefern, der nicht nur die älteren Dollondschen Instrumente weitaus übertraf, sondern selbst mit dem Fadenmikrometer an Genauigkeit wetteiferte und dieses in der Anwendbarkeit in mancher Hinsicht überbot. Während nämlich das Fadenmikrometer Distanzen von mehr als 12′ bis 15′ kaum zu messen gestattet, kann man mit dem Heliometer bequem bis zu 1° und darüber gehen. Das Prinzip der Beobachtung ist das folgende: Man stellt zuerst die Schnittlinie des Objektivs in den Positionswinkel der beiden Gestirne S und S', deren Distanz und Richtung gemessen werden soll, und schraubt nun die beiden Objektivhälften (Fig. 78), die bei beliebiger Stellung die Bilder S_1 und S_1' (Hälfte I)

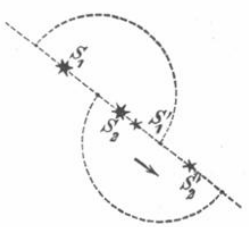

Fig. 78.

und S_2 und S_2' (Hälfte II) liefern, so weit auseinander, bis S_2 mit S_1' (oder bei umgekehrter Schraubrichtung S_2' mit S_1) zusammenfällt. Der an einer Skala abzulesende Unterschied der beiden Stellungen (Deckung der Bilder S_1 und S_2, bzw. S_1' und S_2' und Deckung von S_2 und S_1' oder S_1 und S_2') gibt die Entfernung der beiden Gestirne S und S' in Skalenteilen, die ebenso wie beim Fadenmikrometer in Bogenmaß verwandelt wird. Ferner findet sich die Richtung der Gestirne (der Positionswinkel) aus der Ablesung des Positionskreises. So einfach danach die Bestimmung der Distanz zweier selbst 1° und mehr entfernter Gestirne durch das Heliometer zu sein scheint, so verwickelt wird diese Aufgabe in der Praxis. Es bietet dieses feinste Meßinstrument daher dem Astronomen wie dem Mechaniker zwar besonders lockende Probleme, aber die Schwierigkeit ihrer Lösung hat auch abschreckend gewirkt: die Fortschritte in der Konstruktion des Heliometers seit Fraunhofers Zeit gingen nur von den Repsolds aus, und der Mühseligkeit der Untersuchung und Umständlichkeit der Berechnung haben sich anfänglich nur deutsche Astronomen unterzogen. Die Fig. 79 zeigt ein Repsoldsches Heliometer, welches 1894 für die v. Kuffnersche Sternwarte in Wien angefertigt wurde. Das Objektiv dieses größten und vollkommensten der zurzeit existierenden Heliometer hat $21^1/_2$ cm Öffnung und 3 m Brennweite. Die Abbildung gibt zugleich einen Begriff von der einfachen und gefälligen Art der Montierung, die Repsolds kleineren Instrumenten eigen ist. Die Bewegungen der Objektivhälften des Heliometers, die Drehungen des Fernrohres im Positionswinkel, sowie die erforderlichen Ablesungen an Skalen und Kreisen lassen sich vom Okularende aus bewerkstelligen. Desgleichen kann von dort aus die Klemmung des Instruments in Rektaszension und Deklination und die Feinbewegung mittels Schlüssel erfolgen. Das auf der Abbildung rechts von der Instrumentsäule auf dem Fußboden befindliche Uhrwerk besorgt die stetige Bewegung des Instruments in Rektaszension. Der einfache und den Anforderungen gut entsprechende, ebenfalls von Repsold konstruierte Beobachtungsstuhl läßt sich auf kreisförmigen Eisenschienen um die Säule des Fernrohres herumbewegen, der Beobachter kann sich, auf demselben sitzend, je nach der Stellung des Okulars heben oder senken.

Schon oben erwähnten wir die Uhren als unentbehrliche Hilfsinstrumente bei astronomischen Beobachtungen, sowie daß man zwei Hauptarten, die Pendeluhren und die Chronometer, unterscheidet. Die feststehende *Pendeluhr**) in Verbindung mit einem im Meridian aufgestellten Passagen-

*) Die Pendeluhr, deren Erfindung gewöhnlich Galilei zugeschrieben wird, wurde durch Huygens 1656 in die Praxis eingeführt. Galilei erdachte bloß das Zählwerk

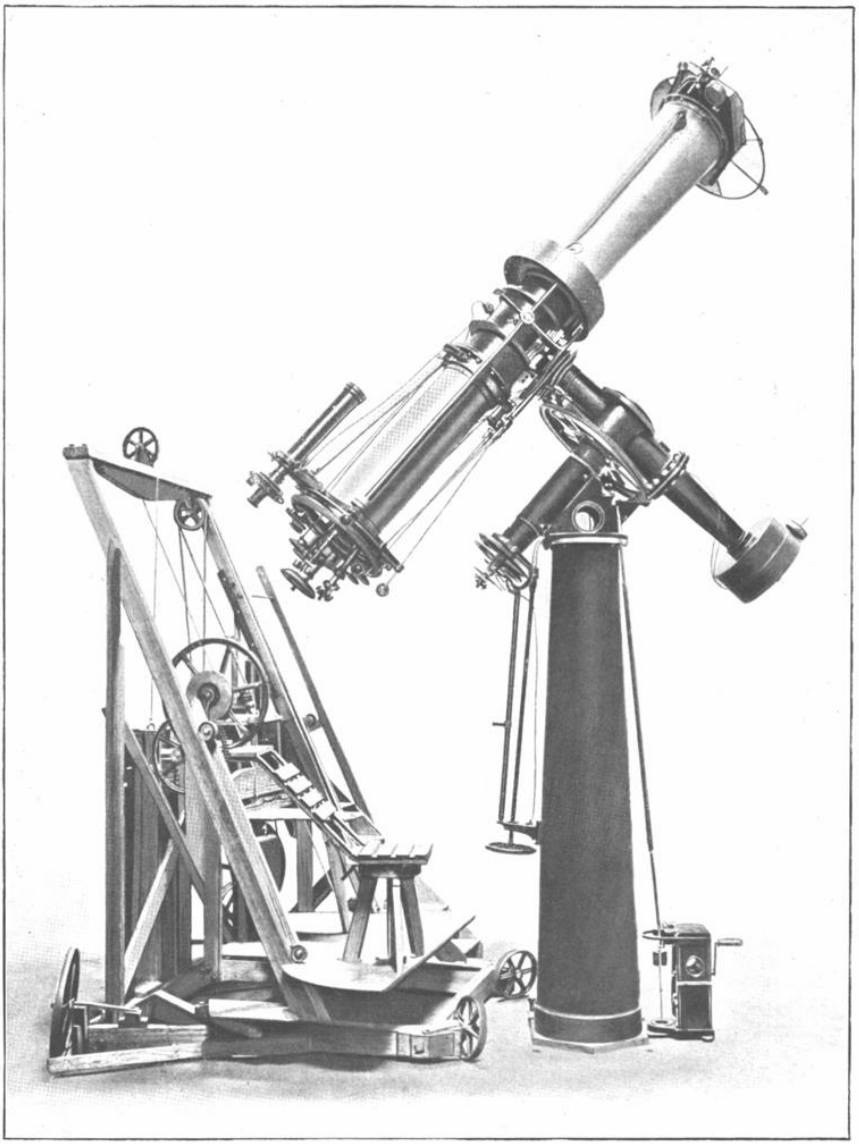

Fig. 79. Repsoldsches Heliometer.

instrument ist der Hauptzeitmesser auf einer Sternwarte. Die treibende Kraft dieser Uhr ist die Schwere eines Gewichtes, die regulierende meistens ein Sekundenpendel. Das Räderwerk der Uhr wird durch das Gewicht in Umdrehung versetzt und würde, sich selbst überlassen, in immer beschleunigterem Tempo ablaufen; das schwingende Pendel hält jedoch durch die sogenannte Hemmung (Echappement), einen in die Zähne des Steigrades eingreifenden Anker, in bestimmten Intervallen (Sekunden) die Umdrehung der Welle auf und macht sie zwar diskontinuierlich, aber gleichförmig. Die großen, auf Sternwarten gebrauchten Pendeluhren sind meist auf Sternzeit reguliert. Soll die Uhr immer genau Sekunden angeben, so muß das Pendel mit einer Kompensationsvorrichtung versehen sein, welche die Wirkung der Temperaturänderungen ausgleicht. Bei zunehmender Wärme wird nämlich die Pendelstange länger und das Pendel schwingt langsamer: die Uhr geht nach; bei abnehmender Temperatur zieht sich das Pendel zusammen und schwingt schneller: die Uhr geht vor. Um nun diese Änderungen auszugleichen, ist die Metallscheibe der gewöhnlichen Pendeluhren beim *Quecksilberpendel* durch ein mit Quecksilber nahezu gefülltes, zylindrisch ausgeschliffenes Glasgefäß ersetzt; nimmt die Wärme zu, so wird zwar die Pendelstange länger, aber auch die Quecksilbermasse dehnt sich aus. Die Ausdehnung der letzteren wird hauptsächlich nach oben erfolgen, da die Veränderung des Glases durch Wärme viel geringer ist als die des Quecksilbers, und damit ist eine Verschiebung des Schwerpunkts gegen den Aufhängepunkt des Pendels bedingt. Durch passende Wahl des zylindrischen Gefäßes läßt es sich daher erreichen, daß die Senkung oder Hebung des Schwerpunkts durch die Ausdehnung oder Zusammenziehung der Pendelstange infolge der Änderungen der Temperatur vollkommen kompensiert wird durch die Hebung oder Senkung des Schwerpunkts infolge der Ausdehnung oder Zusammenziehung des Quecksilbers. Eine andere Form des Quecksilberpendels ist von Riefler eingeführt worden. Er behält als Pendellinse die übliche Metallscheibe bei, benutzt aber als Pendelstange ein Mannesmannrohr aus Nickelstahl, welches unten geschlossen und bis auf etwa $^2/_3$ seiner Länge mit Quecksilber gefüllt ist. Da Nickelstahl von bestimmter Legierung einen außerordentlich kleinen Ausdehnungskoeffizienten besitzt, so sind bei dem Rieflerschen Pendel die Änderungen der Pendellänge überhaupt sehr gering, und es ist leicht, die Höhe der Quecksilbersäule zu berechnen, die erforderlich ist, um diese Änderungen

mit dem Pendel, welches von seinem Sohne Vincenzo 1649 ausgeführt wurde. Die Entdeckung des Isochronismus, welcher die Zeitmessung durch das Pendel erst ermöglicht, scheint dem Schweizer Bürgi mit fast gleichem Rechte wie Galilei zugeschrieben werden zu dürfen.

zu kompensieren. Beim *Rostpendel* besteht die Pendelstange aus mehreren Stäben von Metallen, die verschieden stark durch Temperaturänderungen beeinflußt werden (Stahl und Zink) und so miteinander verbunden sind, daß ihre Veränderungen durch die Wärme sich aufheben, und daß der Schwerpunkt der an dem mittelsten Stabe hängenden schweren Metallinse des Pendels stets dieselbe Entfernung vom Aufhängungspunkte behält. Das Rostpendel wurde zuerst von Harrison (1726) ausgeführt, die Quecksilberkompensation fast gleichzeitig von Graham, und zwar in der neuerdings von Riefler wieder vorgeschlagenen Form.

Quecksilberpendel und Rostpendel sind die beiden gebräuchlichsten Arten der Kompensation des Einflusses der Wärme auf die Pendellänge. Den mit der Zeit gewachsenen Anforderungen der Genauigkeit genügt aber die Berücksichtigung der Temperatur allein nicht; es muß auch noch die Ungleichheit des Luftdrucks in Rücksicht gezogen werden. Der Gang einer guten astronomischen Uhr ist nämlich auch vom Barometerstand abhängig, da in dichterer Luft das Pendel langsamer schwingt als in dünnerer Luft. Unter gewöhnlichen Verhältnissen entspricht einem Steigen des Barometers um 1 mm eine Verlangsamung des Ganges der Uhr um $0^s.01$ in einem Tage. Zur Kompensation dieses Einflusses sind verschiedene Vorrichtungen ersonnen worden; die einfachste ist die, in das Quecksilbergefäß des Quecksilberpendels ein Barometerrohr eintauchen zu lassen, dessen Rohrweite so bemessen ist, daß das bei höherem Druck in dem Barometerrohr aufsteigende Quecksilber eine geringe Verschiebung des Schwerpunkts hervorbringt, die der Verlangsamung der Schwingungen des Pendels entgegenwirkt. Ein anderes, etwas kostspieligeres Verfahren, den Einfluß der Schwankungen des Luftdruckes auf den Gang der Uhr unschädlich zu machen, ist das, daß man die ganze Uhr mit einem dicht schließenden Glaszylinder umgibt, aus dem man die Luft zum Teil auspumpt, und in welchem man stets den gleichen Grad der Verdünnung zu erhalten sucht.

Bei den tragbaren Uhren, den sogenannten *Chronometern*, vertritt eine starke Feder die Stelle des Gewichtes der Pendeluhr, und die Unruhe, ein kleines Schwungrad, nebst der Spiralfeder vertritt die Stelle des Pendels; hier ist also, statt der Schwere, die Elastizität sowohl die treibende als auch die regulierende Kraft. Am Ende jeder Schwingung der Unruhe erfolgt ein Eingriff in das durch die Feder bewegte Räderwerk der Uhr, entsprechend der Hemmung bei der Pendeluhr, zugleich aber auch ein leichter Anstoß, der der Unruhe die durch Reibung und Luftwiderstand zum Teil verloren gegangene Schwungkraft wieder ersetzt. Je nach der Art der Hemmung unterscheidet man Spindel-, Zylinder-,

Ankeruhren und die eigentlichen Chronometer mit Chronometerechappement. Die Wärmekompensation wird bei besseren Uhren und bei Chronometern dadurch bewirkt, daß der Radreifen der Unruhe an zwei Stellen aufgeschnitten ist und aus zwei Metallen von verschiedenem Ausdehnungsvermögen besteht, wodurch erreicht wird, daß der Radreifen bei Temperaturänderungen nur eine ganz geringe Ausdehnung oder Zusammenziehung erleidet. Die englischen Uhrmacher Sully und Harrison brachten zuerst (um 1730) diese Vorrichtung bei Taschenuhren an, und sie sind aus diesem Grunde als die eigentlichen Erfinder des Chronometers zu betrachten, welches bei seinem kompendiösen Bau weit empfindlicher gegen alle Störungen und besonders gegen Temperaturänderungen ist, als die große, feststehende und relativ einfache Pendeluhr.

Hat es sich im vorstehenden um die wichtigsten astronomischen Meßwerkzeuge gehandelt, so dürfen auch noch einige Worte über die Orte, an denen sie sich aufgestellt finden, über die Sternwarten, nicht fehlen. Die erste Bedingung zum Gelingen astronomischer Beobachtungen ist die ruhige, geschützte Lage einer Sternwarte; dann erst läßt sich die feste Aufstellung aller Hauptinstrumente vollständig verwerten. Ein vollkommen freier Horizont ist weniger wichtig, da wegen der Unregelmäßigkeiten der Refraktion feinere Messungen in Höhen von weniger als 5° kaum mehr gelingen; man vermeidet daher schon seit Anfang des vorigen Jahrhunderts hohe Türme, stellt vielmehr die Hauptinstrumente, vor allem den Meridiankreis, ziemlich tief. Nicht unwesentlich ferner ist die Dunkelheit; von allen künstlichen Lichtquellen (z. B. Straßenlaternen) muß eine Sternwarte möglichst entfernt liegen. Diesen Bedingungen kann in unseren großen Städten nicht mehr genügt werden, und man errichtet daher bedeutende Institute (Pulkowa, Potsdam, Lickobservatorium u. a. m.) meistens weit außerhalb einer Stadt.

Als Beobachtungsräume bzw. Instrumente gehören zu einer Sternwarte mindestens ein Turm mit drehbarer Kuppel für den Refraktor und ein Zimmer mit Durchschnitt von Norden nach Süden für den Meridiankreis. Außer der Hauptuhr, die in einem Raume von möglichst unveränderlicher Temperatur aufzustellen ist, müssen Chronometer vorhanden sein; erwünscht sind Pendeluhren im Meridianzimmer und beim Refraktor. Zum Meridiankreis ist zweckmäßig ein Registrierapparat (Chronograph) zu gesellen. Überdies sind erforderlich: kleinere Instrumente für gelegentliche Beobachtungen, insbesondere ein Kometensucher, sowie Thermometer und Barometer zur genauen Berechnung der Refraktion. Soll die Sternwarte mehr astrophysikalischen Untersuchungen dienen, so gehören Spektralapparate, photometrische und photographische Instrumente, sowie Labora-

torien, in denen photographische und physikalische Untersuchungen ausgeführt werden können, zur notwendigen Ausrüstung, während an Stelle eines Meridiankreises ein einfaches Passageninstrument genügt. Für die Drehtürme hat man früher vielfach eine Kombination eines Zylinders mit einem flachen Kegel in Anwendung gebracht (Trommeldach), doch wird in neuerer Zeit die etwas kostspieligere, aber Vorteile bietende Halbkugelform (Kuppel) fast ausschließlich benutzt. Die Wohnungen des Direktors und der Assistenten verband man früher meistens unmittelbar mit der Sternwarte, damit die Beobachter jederzeit schnell zu den Beobachtungs-

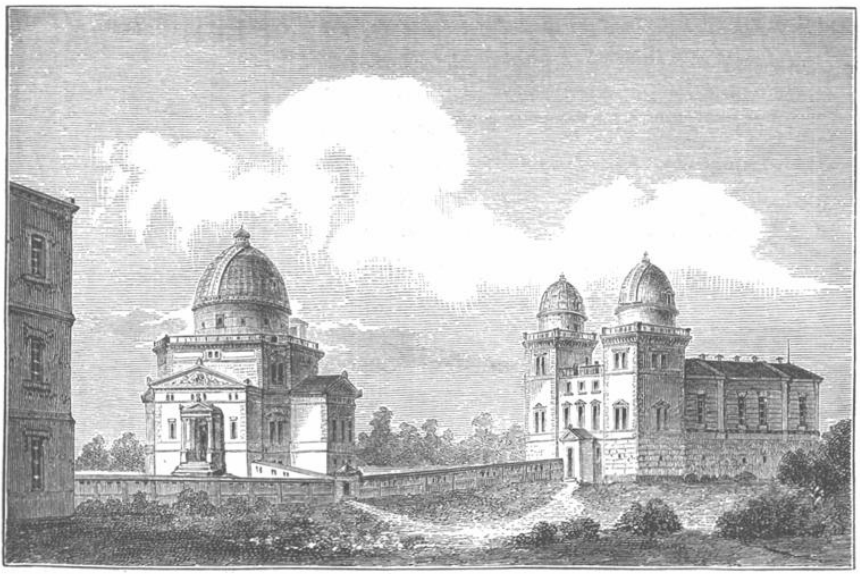

Fig. 80. Kaiserliche Universitätssternwarte zu Straßburg.

räumen gelangen konnten. Man verlegte dabei die Wohnräume gewöhnlich nach Norden von der Kuppel für das große Fernrohr, sich dadurch den für die Beobachtungen wichtigsten, südlichen Teil des Himmels freihaltend. Mehr und mehr ist man aber davon abgekommen, die Wohnhäuser mit der eigentlichen Sternwarte zu verbinden wegen des nicht ausbleibenden störenden Einflusses, den bewohnte Gebäude besonders infolge ihrer Wärmeausstrahlung auf die Beobachtungen ausüben. Ja man führt neuerdings die Isolierung der Beobachtungsstätten noch weiter durch, indem man auch die einzelnen Beobachtungsräume möglichst voneinander trennt und, wenn es sich irgend ermöglichen läßt, jedes einzelne Instrument in einem besonderen Gebäude unterbringt. In den Figuren 80 bis 82 sind drei große

Fig. 81. Astrophysikalisches Observatorium zu Potsdam.

deutsche Institute zur Anschauung gebracht worden: die Universitätssternwarte zu Straßburg, das Astrophysikalische Observatorium bei Potsdam und die Hamburger Sternwarte in Bergedorf.

Die Straßburger Sternwarte besteht aus drei völlig getrennten Gebäuden: dem Refraktorbau etwas links von der Mitte des Bildes (Fig. 80), dem Meridianbau rechts und dem Beamtenwohnhaus links, die unter sich durch einen Gang in Verbindung stehen. Der Refraktorbau enthält einen Refraktor von $48^1/_2$ cm Öffnung und 7 m Brennweite, dessen Objektiv Merz, dessen Montierung Repsold geliefert haben. In dem nördlichen Turme des Meridianbaues ist ein großes Repsoldsches Altazimut von eigenartiger Konstruktion mit Fernrohr von $13^1/_2$ cm Öffnung und 1.6 m Brennweite und Kreisen von 0.65 m Durchmesser untergebracht. Im südlichen Turme steht der sogenannte Bahnsucher von Reinfelder & Hertel und Repsold, ein Refraktor mit 16 cm Öffnung und 2.6 m Brennweite, dessen Konstruktion die Drehung um drei Achsen gestattet: um die Deklinations- und die Stundenachse wie gewöhnlich, sowie um eine durch die Lage der Bahn eines Kometen am Himmel bestimmte Achse. In dem eigentlichen Meridianbau sind in zwei großen Sälen ein Passageninstrument von Cauchoix und ein großer Repsoldscher Meridiankreis mit Merzschem Objektiv von 16 cm Öffnung und 1.9 m Brennweite und Kreisen von 0.65 m Durchmesser aufgestellt, und im Garten der Sternwarte befinden sich noch ein Drehturm mit einem Heliometer von 8 cm Öffnung, sowie Hilfsapparate (Miren) für Meridiankreis und Altazimut.

Die Straßburger Sternwarte verfolgt in erster Linie den Zweck, die Örter der Gestirne mit möglichst großer Genauigkeit zu bestimmen, hat also wesentlich Aufgaben der Astrometrie zu lösen. Diesem Plane dienen alle Einrichtungen instrumenteller wie baulicher Natur in vollkommenster Weise. Die zweite, noch großartiger angelegte und ausgerüstete Anstalt, das Astrophysikalische Observatorium zu Potsdam, hat es der Hauptsache nach mit der Erforschung der chemischen und physikalischen Natur der Himmelskörper zu tun; es bildet gleichsam ein großes Laboratorium, dessen Untersuchungsobjekte durch die unermeßliche Fülle der Gestirne gegeben sind. Diesem Zweck entsprechend ist Anlage, Einrichtung und Ausrüstung eine andere als in Straßburg.

Mitten im Walde, auf der Höhe des flachen, ausgedehnten Telegraphenberges südlich von der Stadt Potsdam gelegen, umschließt das Gebiet des Observatoriums einen weiten Raum von 18 ha. Nahe in der Mitte, auf dem vom Walde freien höchsten Punkte (65 m über dem Havelspiegel), befindet sich das Hauptgebäude des Observatoriums, ein dreiflügeliger, in verschiedenfarbig verkleidetem Backstein ausgeführter Bau (Fig. 81). Die

darin aufgestellten astronomischen Beobachtungsinstrumente sind: ein Refraktor von 29.8 cm Öffnung und 5.4 m Brennweite mit Schröderschem Objektiv und Repsoldscher Montierung in der Mittelkuppel; ein Refraktor mit einem Steinheilschen Objektiv von 30 cm Öffnung und 3.6 m Brennweite in der westlichen und ein kleineres Doppelfernrohr von 15 bzw. 13.5 cm Öffnung in der östlichen Kuppel. In einem an der Südfront befindlichen Anbau ist ein Photoheliograph mit Steinheilschem Objektiv von 16 cm Öffnung und 4 m Brennweite und Repsoldscher Montierung aufgestellt, mit welchem bei jeder günstigen Gelegenheit Sonnenaufnahmen hergestellt werden. Auf einem kleinen Hügel etwa 40 m westlich vom Hauptgebäude befindet sich in einer Kuppel von 6 m Durchmesser, an die eine Dunkelkammer angebaut ist, ein photographischer Refraktor von 32.5 cm Öffnung und 3.4 m Brennweite mit einem Leitfernrohr von 23 cm Öffnung und ebenfalls 3.4 m Brennweite, der in erster Linie zur Herstellung der Aufnahmen für die Himmelskarte des auf S. 126 erwähnten internationalen Unternehmens bestimmt war, seit Vollendung derselben aber hauptsächlich für spektrographische Arbeiten benutzt wird. Eine Abbildung dieses Instruments mit eigenartiger Montierung findet sich im Abschnitte »Photographie«.

Südlich vom Hauptgebäude, in einer Entfernung von 90 m von seiner Mittelkuppel, ist auf einer größeren Bodenerhebung die Kuppel für das größte Instrument des Instituts errichtet worden. Einen Einblick in die Kuppel von 21 m lichter Weite und 18 m Höhe hat uns schon die Abbildung Fig. 62 gewährt; auch sind dort bereits Angaben über das große Doppelfernrohr von 80 cm und 50 cm Objektivöffnung gemacht worden. Es erübrigt noch, auf die elegante Bauart, welche die Firma A. Repsold & Söhne selbst einem so großen Instrumente zu geben versteht, hinzuweisen und weiter die Aufmerksamkeit des Beschauers auf den eigenartigen, mit der Kuppel verbundenen Beobachtungsstuhl mit elektrischem Betriebe zu lenken, der wie die Hauptteile der Kuppel, besonders auch deren Bewegungsmechanismus, von der Firma C. Hoppe in Berlin ausgeführt worden ist. Auf dem Fahrstuhle können mehrere Personen bei den verschiedensten Lagen des Fernrohres leicht zu den Okularteilen des Instruments gelangen. Der bewegliche Teil der großen Kuppel mit Fahrstuhl hat das ansehnliche Gewicht von 200000 kg. Die Kuppel wird elektrisch bewegt, und es erfolgt eine Umdrehung in fünf Minuten. Ebenso wird der 3.8 m breite Spaltverschluß der Kuppel elektrisch bewegt. Das Gewicht des Instruments beträgt rund 20000 kg; der mit Handrädern, die an der Instrumentensäule angebracht sind, vom Fußboden der Kuppel aus leicht zu dirigierende bewegliche Teil des Instruments wiegt 7000 kg.

Während die beiden eben beschriebenen Sternwarten bereits vor 3 bis 4 Jahrzehnten errichtet worden sind, ist das dritte Institut, das hier Erwähnung finden soll, die Hamburger Sternwarte in Bergedorf, soeben erst vollendet worden und in jeder Beziehung nach den neuesten Erfahrungen erbaut und mit den modernsten Einrichtungen versehen.

Die Sternwarte liegt auf dem Gojenberge bei Bergedorf, etwa 20 Kilometer in südöstlicher Richtung von Hamburg entfernt und 40 m über dem Niveau der Elbe. Fig. 82, die nach einer von dem Zeppelin-Luftschiff „Hansa" aus gewonnenen Aufnahme hergestellt ist, läßt erkennen, daß das oben bereits erwähnte Prinzip, jedes Instrument in einem besonderen, von allen übrigen Baulichkeiten getrennten Gebäude unterzubringen, bei der Anlage dieser Sternwarte in voller Strenge durchgeführt ist. Im Vordergrunde sieht man das Hauptdienstgebäude, welches die Arbeitszimmer,

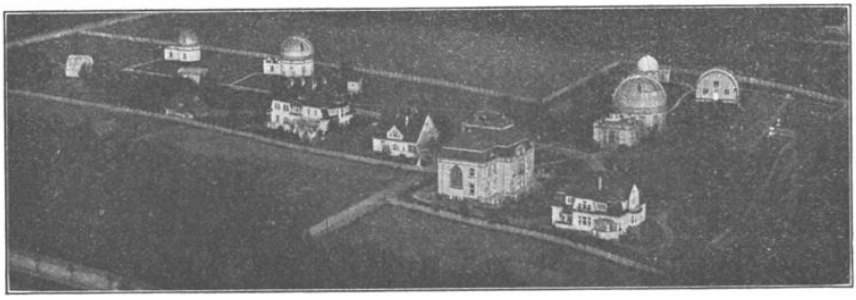

Fig. 82. Hamburger Sternwarte in Bergedorf.

die Bibliothek und die Laboratorien enthält, sowie die drei Wohnhäuser für den Direktor und die Beamten des Instituts. Außerdem finden sich, über das ganze Gelände verteilt, vier Gebäude mit Drehkuppeln, zwei Meridianhäuser und ein Bau für transportable Instrumente. In den vier Kuppeln sind die folgenden Instrumente untergebracht: ein Refraktor von Repsold mit einem Steinheilschen Objektiv von 60 cm Öffnung und 9 m Brennweite, ein Spiegelteleskop von Zeiß mit einer Öffnung von 1 m und einer Brennweite von 3 m, ein älteres Repsoldsches Äquatorial mit einem Merzschen Objektiv, das eine Öffnung von 26 cm und eine Brennweite von 2.9 m besitzt, und endlich der Lippert-Astrograph. Dieses Instrument, ein Geschenk des Herrn Eduard Lippert, ist auf einer gebogenen Säule (vergl. Fig. 53) aufgestellt und trägt auf seiner Deklinationsachse nicht weniger als fünf verschiedene Fernrohre. Auf der einen Seite befindet sich ein photographisches Fernrohr von 34 cm und ein Leitfernrohr von 23 cm Öffnung, beide mit einer Brennweite von 3.4 m, und auf der anderen Seite zwei gleiche photographische Fernrohre mit Objektiven von 30 cm

Öffnung und 1.5 m Brennweite und dazu ein Leitrohr, dessen Objektiv eine Öffnung von 20 cm und eine Brennweite von 2.7 m besitzt. Fig. 83 gibt eine Abbildung dieses vielseitigen Instruments.

In den Meridianhäusern befindet sich ein großer Meridiankreis von Repsold mit einem Steinheilschen Objektiv von 19 cm Öffnung und 2.3 m Brennweite, und ein älteres Repsoldsches Passageninstrument, das ein Fraunhofersches Objektiv von 11 cm Öffnung und 1.6 m Brennweite besitzt.

Am Schlusse dieses Abschnitts möge noch für diejenigen Leser, die sich speziell für astronomische Instrumente, Kuppelbau und sonstige Sternwarteneinrichtungen mehr technischer Art interessieren, darauf hingewiesen werden, daß alle Angaben hierüber in »Ambronn, Handbuch der astronomischen Instrumentenkunde« (Berlin, Springer, 1899) und in »Konkoly, Anleitung zur Anstellung astronomischer Beobachtungen« (Braunschweig, Vieweg, 1884) zu finden sind.

4. Geographische Ortsbestimmungen.

Die geographische Lage eines Ortes auf der Erdoberfläche, seine Länge und Breite, läßt sich im allgemeinen ohne Zuhilfenahme astronomischer Beobachtungen nicht bestimmen; wenn der Seefahrer, der Reisende genau wissen will, wo er sich befindet, muß er stets den Himmel zu Rate ziehen, und ebenso beruhen die zahlreichen in Karten und Verzeichnissen niedergelegten Daten schließlich immer auf astronomischen Messungen. Das Problem der geographischen Ortsbestimmung ist demnach ein wesentlich astronomisches, und es mag daher bei seiner großen praktischen Bedeutung und den einfachen Beziehungen zu rein astronomischen Ortsbestimmungen hier in aller Kürze dargestellt werden.

Es ist bereits früher (S. 138) auseinandergesetzt worden, daß die geographische Länge und Breite den im System des Äquators gebräuchlichen Koordinaten Rektaszension und Deklination entsprechen. Die Länge wird dabei von einem ersten, an sich willkürlichen Meridian ab gezählt. Die geographische Breite eines Ortes ist gleich der Deklination des Zenits des Beobachters und auch gleich der Höhe des Pols über dem Horizont.

Die Deklination des Zenits kann man nicht direkt messen, weil dasselbe als ein gedachter Punkt selten mit einem Sterne zusammenfallen wird. Kennt man aber die Deklination eines Sternes (aus den Sternkatalogen) und mißt seine Zenitdistanz im Meridian, so folgt hieraus sofort die Deklination des Zenits, also die Polhöhe, durch Addition der Zenitdistanz zur Deklination, wenn der Stern südlich vom Zenit steht, oder

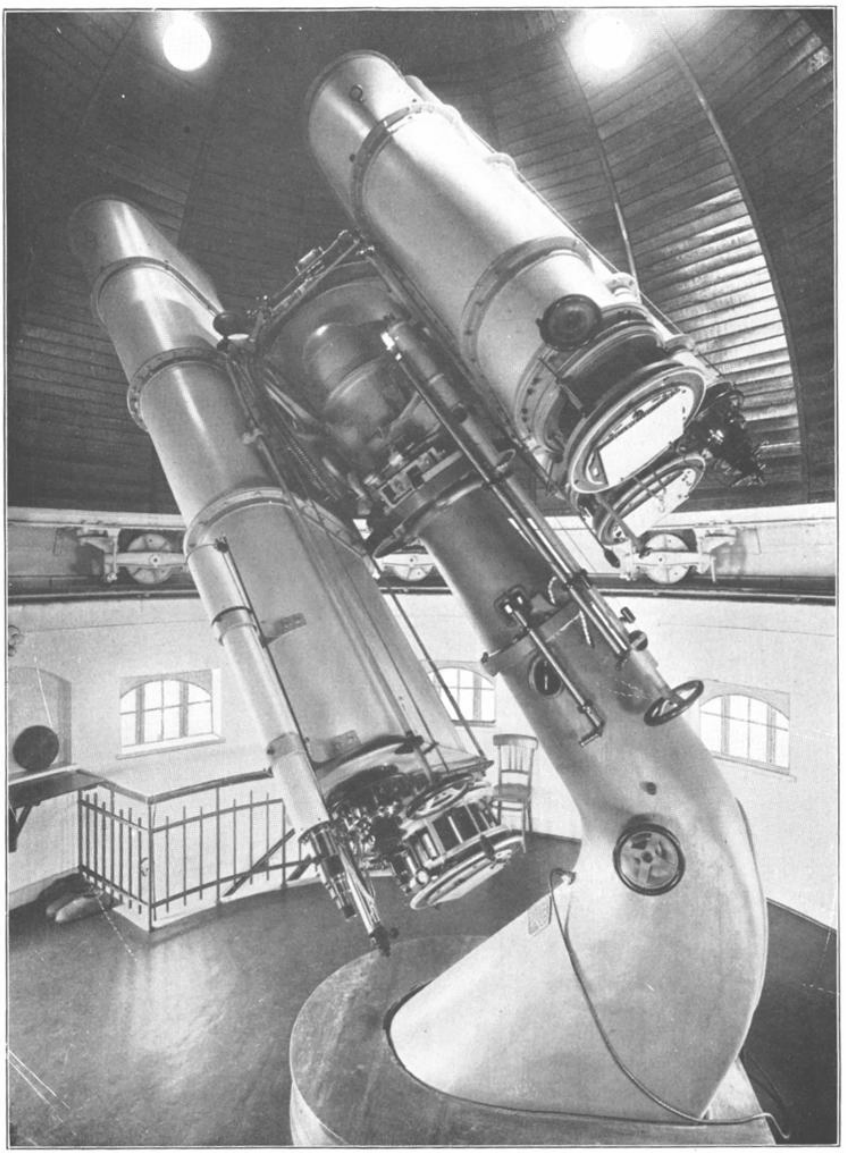

Fig. 83. Lippert-Astrograph der Hamburger Sternwarte in Bergedorf.

durch Subtraktion beider Größen, wenn der Stern nördlich steht. Ist die Zenitdistanz bzw. Höhe des Sternes nicht im Meridian gemessen worden, so erhält man die Polhöhe durch einfache Rechnung aus dem sphärischen Dreieck zwischen Pol, Zenit und Stern. Hat man keinen Stern von bekannter Deklination zur Verfügung, so mißt man die Höhe irgendeines dem Pole nahen Sternes bei seiner oberen und unteren Kulmination; das Mittel aus beiden Höhen ist dann die Polhöhe des Ortes. Am schnellsten und sichersten läßt sich aber die Polhöhe nach der oben (S. 154f.) bereits erwähnten Horrebow-Talcottschen Methode mit Hilfe des Zenitteleskops bestimmen. Man muß dabei zwei Sterne von bekannter Deklination zur Verfügung haben, die in nahe gleicher Zenitdistanz kulminieren, aber der eine nördlich, der andere südlich vom Zenit. Die Polhöhe ist dann gleich dem Mittel der beiden Deklinationen, verbessert um den mit dem Fadenmikrometer gemessenen geringen Unterschied der Meridianzenitdistanzen.

Von der geographischen Breite ist die *geozentrische* zu unterscheiden; diese ist gleich dem Winkel φ' (Fig. 84), welchen der Radiusvektor, d. h. die Linie vom Erdmittelpunkte M nach dem Beobachtungsorte E, mit dem Äquator bildet, erstere dagegen gleich dem Winkel φ zwischen der Richtung EF der Schwere im Beobachtungsorte und dem Äquator. Wäre die Erde eine Kugel, ein Meridianschnitt also ein Kreis, so fiele F mit M zusammen; die geographische Breite wäre also auch die geozentrische. Wegen der Abplattung der Erde ist aber φ von φ' verschieden, und zwar ist die geographische Breite stets größer als die geozentrische, im Maximum (bei 45° Breite) um $11^1/_2'$. Durch die astronomische Beobachtung kann nur die geographische Breite bestimmt werden.

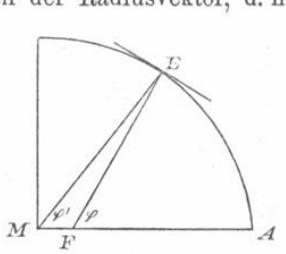

Fig. 84.

Weniger einfach und rasch als die Breite oder Polhöhe ist die Länge eines Ortes zu bestimmen. Zunächst ist schon die Definition der geographischen Länge nicht so unzweideutig wie die der Breite. Der Äquator, auf den letztere bezogen wird, ist nur einmal vorhanden; von den Erdmeridianen dagegen, die ihn senkrecht schneiden, hat jeder an und für sich gleiches Recht, als Anfangspunkt der Zählung für die Längen genommen zu werden. In der Tat hat bis vor kurzem fast jedes der großen Kulturvölker nach einem anderen Meridian gerechnet: der Engländer nach Greenwich, der Franzose nach Paris, der Nordamerikaner nach Washington, der Deutsche nach Ferro oder Berlin. In neuerer Zeit ist der Meridian von Ferro fast gänzlich außer Gebrauch gekommen, und der Meridian von Greenwich gewinnt immer mehr Anhänger; in der Schiffahrt ist er bereits

fast ausschließlich in Verwendung. Vom ersten Meridian aus werden die Längen meist westlich und östlich bis 180° gezählt; Berlin z. B. liegt 13° 24′ östlich von Greenwich, Paris 2° 20′ ebenfalls östlich, Washington 77° 3′ westlich. Da die Rotation der Erde in genau 24^h Sternzeit erfolgt, so wird in dieser Zeit jeder Erdmeridian den ganzen Himmel zu umkreisen scheinen, oder, wenn wir mehr dem Augenscheine folgen, jeder Himmelsmeridian (Stundenkreis) alle Erdmeridiane bis wieder zurück zum ersten passieren. Die Abstände der Erdmeridiane, also die geographischen Längen, können wir demnach, ganz analog wie die Rektaszension oder den Stundenwinkel, auch in Zeit ausdrücken, und zwar ist die Längendifferenz zweier Orte gleich dem Unterschiede der Ortszeiten oder gleich dem Zeitunterschiede der Meridiandurchgänge eines Gestirnes. Zugleich ist klar, daß die östlicher liegenden Orte dieselben Gestirne um die Längendifferenz in Zeit früher, die westlicher liegenden um ebensoviel später im Meridian haben. Hat also z. B. Greenwich $3^h\ 0^m$ Sternzeit oder passieren die Sterne von $3^h\ 0^m$ AR den Greenwicher Meridian, so gehen in diesem Moment durch den Berliner Meridian die Sterne von $3^h\ 54^m$ AR, durch den Pariser die von $3^h\ 9^m$, dagegen durch den Washingtoner, der 77° ($5^h\ 8^m$) westlich oder 283°$=18^h\ 52^m$ östlich liegt, die Sterne von $21^h\ 52^m$ AR, oder es ist in Berlin $3^h\ 54^m$ Sternzeit, in Paris $3^h\ 9^m$, in Washington $21^h\ 52^m$.

Theoretisch ist demnach die Aufgabe, die Längendifferenz zweier Orte zu bestimmen, sehr einfach: man beobachtet ein an beiden Orten zu genau demselben absoluten Zeitpunkte stattfindendes Phänomen, und der Unterschied der beiden beobachteten Zeiten gibt die Längendifferenz.

In Wirklichkeit verhält sich aber die Sache nicht so einfach. Zunächst muß immer die Ortszeit, also die Korrektion der Uhr, nach der man beobachtet, genau bekannt sein, was sich zwar auf Sternwarten, nicht immer aber auf Reisen hinreichend scharf erreichen läßt. Dann aber gibt es nur wenige Erscheinungen am Himmel, die für alle Erdorte zu genau demselben Zeitpunkt eintreten, und sie lassen sich, wenn sie vorkommen, entweder nicht genau genug beobachten (Jupiterstrabanten-Erscheinungen, totale Mondfinsternisse), oder sie treten unvermutet ein und entziehen sich deshalb in der Regel gleichzeitiger Beobachtung (Sternschnuppen, Feuerkugeln). Bei verhältnismäßig naheliegenden Orten (etwa bis zu 100 km) kann man sich zwar künstlicher Lichtsignale bedienen, und vor Erfindung des elektrischen Telegraphen hat man in der Tat diese Methode häufig angewandt, aber sie ist begreiflicherweise beschränkt und, will man weiter auseinander liegende Orte verbinden, durch die erforderlichen Zwischenstationen sehr umständlich. Man muß daher in der Regel zur Beobachtung sich schnell bewegender Himmelskörper seine Zuflucht nehmen, in erster

Linie zum Mond. Der Mond legt unter den Sternen im Laufe von 24 Stunden etwa 13°, in einer Minute etwa eine halbe Bogenminute zurück; bestimmt man seinen Ort bis auf etwa 10″ genau, so erhält man die Zeit bis auf etwa 18^s sicher. Steht ein Meridianinstrument oder ein Universalinstrument für diese Beobachtungen zur Verfügung, so wird man die Rektaszension oder das Azimut des Mondes bestimmen; ist man nur im Besitze eines einfachen Fernrohres ohne jeden Meßapparat, so beobachtet man am besten die Bedeckung von Sternen durch die Mondscheibe, eine Beobachtung, die mit großer Sicherheit ausgeführt werden kann. Verfügt man endlich über einen Sextanten oder einen Prismenkreis, so mißt man den Abstand des Mondes von der Sonne, einem hellen Planeten oder Fixstern. Auf der See ist nur die letzte Methode anwendbar; sie erfordert aber ziemlich umfangreiche und zeitraubende Rechnungen.

Einfacher in der Berechnung ist die auch jetzt noch bisweilen benutzte Methode der Chronometerübertragungen. Man bringt dabei ein oder besser mehrere Chronometer, deren Gang bekannt ist, von einer Station zur andern und vergleicht ihren Stand mit der Sternzeit oder der mittleren Zeit an beiden Orten; der Unterschied der beiden Uhrstände, verbessert wegen des Ganges in der Zwischenzeit, ist dann gleich der Längendifferenz. Ist z. B. die Korrektion eines Chronometers in Washington zu $+ 35^s$, in Greenwich nach 15 Tagen zu $+ 5^h\,9^m\,25^s$ gefunden worden und beträgt der tägliche Gang des Chronometers $+ 3^s{,}0$, d. h. geht dasselbe in 24 Stunden Sternzeit 3^s nach, so würde die Korrektion in Washington nach 15 Tagen $+ 1^m\,20^s$ betragen haben, die Längendifferenz ergäbe sich also zu $5^h\,9^m\,25^s - 1^m\,20^s = 5^h\,8^m\,5^s$. Die Schwierigkeit liegt bei dieser Methode in der Ermittelung des wahren Ganges der Chronometer, der besonders durch Erschütterungen während des Transports Schwankungen und Änderungen unterworfen ist.

Bis in die vierziger Jahre des vorigen Jahrhunderts waren die bisher beschriebenen Methoden die einzigen, die man bei irgend größerer Entfernung zweier Orte zur Bestimmung des Längenunterschiedes ihrer Meridiane benutzen konnte. Auch jetzt noch können sie auf Reisen in unwirtlichen Gegenden allein in Anwendung kommen. Überall da aber, wo elektrische Telegraphen vorhanden sind, besitzt man heutzutage in diesen das einfachste und weitaus genaueste Mittel zur Längenbestimmung. Die Aufgabe der Uhrvergleichung wird bei dieser Methode auf folgende Weise gelöst. Der Beobachter auf der Station A gibt mittels des Tasters seines Chronographen eine Reihe von Signalen, die sich gleichzeitig auch auf dem Registrierapparat der telegraphisch verbundenen Station B aufzeichnen. Umgekehrt wird dann von B aus eine Anzahl von Signalen ge-

geben, welche ebenfalls auf beiden Chronographen registriert werden. Die Differenzen der für jedes einzelne Signal auf beiden Stationen erhaltenen Ablesungen, für die Fehler der Uhr korrigiert, geben unmittelbar die gesuchte Längendifferenz. Wäre die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des elektrischen Stromes unmeßbar groß, so müßten die beiden von A und B ausgegangenen Signalreihen genau dieselbe Längendifferenz ergeben. In Wirklichkeit ist aber diese Geschwindigkeit, wenngleich sehr bedeutend, doch keineswegs unmeßbar, und es werden daher die von A gegebenen Signale in B, die von B aus gegebenen Signale in A um die Zeit (*Stromzeit*) später registriert, welche der elektrische Strom gebraucht, um von dem einen Orte zu dem andern zu gelangen. Die aus den beiden Signalreihen abgeleiteten Längendifferenzen unterscheiden sich also um die doppelte Stromzeit; ihr Mittelwert ist die wahre Längendifferenz von A und B. Die Stromzeit hängt natürlich nicht nur von der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des elektrischen Stromes ab, sondern auch, und zwar in weit höherem Grade, von der Empfindlichkeit der registrierenden Apparate. Es ist daher unbedingt erforderlich, daß für Ströme gleicher Intensität und für Apparate gleicher Empfindlichkeit Sorge getragen wird, weil nur unter dieser Voraussetzung die Stromzeit aus dem Resultate eliminiert werden kann.

Die Methoden der telegraphischen Längenbestimmung sind mannigfach variiert worden; alle aber erfordern eine sehr genaue Bestimmung der Fehler der Instrumente, und zwar sowohl der Passageninstrumente selbst, als auch der Uhren und elektrischen Hilfsapparate, sowie der persönlichen Gleichung der Beobachter.

Die ersten telegraphischen Längenbestimmungen wurden 1845 von der Küstenvermessungskommission der Vereinigten Staaten (U. S. Coast Survey) durch Walker und W. C. Bond ausgeführt; 1846 ermittelte man ebenso die Längendifferenz zwischen Washington und Philadelphia. In Deutschland kam die Methode nach einigen Vorversuchen (z. B. 1852 zwischen Berlin und Frankfurt a. M.) in strengerer Weise erst 1856 zwischen Berlin und Königsberg in Anwendung. Seitdem ist die Methode in allen Einzelheiten verfeinert und durchgebildet worden und hat für die Bestimmung der Längendifferenzen von Städten und Sternwarten und ganz besonders auch für die Untersuchungen über die Gestalt der Erde (s. S. 78) die wertvollsten Dienste geleistet.

Mit Hilfe der telegraphischen Methode vermag man heutzutage unter günstigen Bedingungen die Längendifferenz zweier Orte bis auf etwa $0^s.01$ genau zu bestimmen. Dieser Zeitgröße entspricht am Äquator eine lineare Größe von etwa $4^1/_2$ m, und in unseren Breiten, wo der räumliche

Abstand zweier Meridiane nur zwei Drittel des auf dem Äquator gemessenen beträgt, von etwa 3 m. Zu weit weniger genauen Resultaten führen die früher genannten Methoden der Monddistanzen, Sternbedeckungen und selbst die Chronometerübertragungen. Mit den einfachen Mitteln, über die z. B. der Seefahrer nur verfügt, läßt sich die Länge selten genauer als auf 10^s bis 15^s finden; dies macht am Äquator 5 bis 7 km, in der Breite von 50° 3 bis 4 km aus. Wie verderblich schon eine solche Unsicherheit auf der See werden kann, ist einleuchtend, und es wird begreiflich, daß die britische Regierung im 18. Jahrhundert, wo alle Methoden und Grundlagen zur Längenbestimmung noch beträchtlich unsicherer waren, und wo speziell die Bewegung des Mondes noch weit weniger genau bekannt war als heute, Preise von 10000 £ bis 20000 £ für die besten Methoden, die Länge zur See zu finden, aussetzen konnte. Sie wurden dem Chronometermacher Harrison, dem Astronomen Tobias Mayer und dem Mathematiker Euler zuteil. Seit jener Zeit sind aber die Chronometer in so hohem Grade vervollkommnet, daß es gegenwärtig, wenigstens bei kürzeren Fahrten, für den Seefahrer empfehlenswerter ist, sich auf den Gang seiner Chronometer zu verlassen und nur die Ortszeit zu bestimmen, als selbständig Längenbestimmungen auszuführen.

Im Jahre 1913 soll nun aber auf Grund internationaler Vereinbarungen eine Einrichtung ins Leben treten, welche geeignet ist, auch auf dem Gebiete der Längenbestimmungen eine vollkommene Umwälzung hervorzubringen. Von einer Anzahl passend über den Erdball verteilter Stationen (es sind zunächst deren 9 in Aussicht genommen) sollen nämlich täglich mittels drahtloser Telegraphie zu festgesetzten, für jede Station verschiedenen Stunden Zeitsignale ausgesendet werden, die an jeder beliebigen, innerhalb der Reichweite der einzelnen Stationen gelegenen und mit den entsprechenden Einrichtungen versehenen Stelle in Empfang genommen werden können. Angestrebt wird, die Anzahl der Gebestationen so zu vermehren, daß an jedem Punkte der Erdkugel mindestens ein Signal bei Tage und eins bei Nacht, höchstens aber vier im Laufe von 24 Stunden, erhalten werden können. Die Signale erfolgen stets in Greenwicher Zeit. Ist die Längendifferenz der empfangenden Station gegen die Gebestation bekannt, so kann das Signal zur Kontrolle der Uhren benutzt werden, so daß also eigene Zeitbestimmungen an der Empfangsstation entbehrlich sind. Wird dagegen auf der Empfangsstation die Ortszeit durch Beobachtungen am Himmel bestimmt, so liefert das Signal eine Vergleichung dieser Zeit mit der Greenwicher Zeit, d. h. die Längendifferenz. Die Genauigkeit, welche diese radiotelegraphischen Signale besitzen, dürfte gegenwärtig etwa $^1/_4{}^s$ betragen. Eine auf diesem Wege ausgeführte Längen-

bestimmung ist also zwar ungenauer als nach der telegraphischen Methode, für viele Zwecke aber ohne Zweifel vollkommen ausreichend*). So ist vor allen Dingen das Problem der Längenbestimmung zur See hierdurch mit einem Schlage gelöst, aber auch für viele andere praktische sowie wissenschaftliche Zwecke wird die neue Methode mit dem besten Erfolge Verwendung finden. Die geringere Genauigkeit, die sie besitzt, wird reichlich dadurch ausgeglichen, daß die Beobachtungen beliebig oft, erforderlichenfalls jeden Tag und jede Nacht, wiederholt werden können.

Der Zusammenhang der Längendifferenz mit der Ortszeit hat auch auf die bürgerliche Zeitrechnung einen einschneidenden Einfluß ausgeübt. Bis gegen das Ende des vorigen Jahrhunderts wurde ausschließlich nach *Ortszeit* gerechnet. Je stärker sich nun der Verkehr von Ort zu Ort, von Land zu Land entwickelte, um so störender wurde es empfunden, daß der Reisende bei jedem Ortswechsel seine genau regulierte Uhr stellen mußte, um sie mit der jedesmaligen Ortszeit wieder in Übereinstimmung zu bringen. Das radikalste Mittel zur Beseitigung dieser Unannehmlichkeit wäre die Einführung einer *Weltzeit*, d. h. die Regulierung aller Uhren auf der ganzen Erde nach der Ortszeit eines beliebig auszuwählenden Meridians. In der Tat wurde die Frage der Weltzeit auf der internationalen geodätischen Konferenz zu Rom im Jahre 1883 offiziell erörtert, und 1884 wurde eine diplomatische Konferenz nach Washington berufen, welche hierüber und zugleich über die Auswahl des Weltmeridians Beschluß fassen sollte. Nun ist aber nicht zu verkennen, daß die Einführung einer Weltzeit in allen denjenigen Ländern, welche von dem gewählten Meridian beträchtlich nach Osten oder Westen entfernt sind, für das bürgerliche Leben große Unbequemlichkeiten im Gefolge haben würde. Wir sind z. B. so sehr daran gewöhnt, mit der Uhrzeit 12^h die Vorstellung des Mittags bzw. der Mitternacht zu verbinden, daß es in hohem Grade als lästig empfunden werden müßte, wenn um 12^h die Sonne auf- oder unterginge. Aus dieser Überlegung heraus, zugleich allerdings auch wegen der aus nationalen Eifersüchteleien sich ergebenden Unmöglichkeit, eine Einigung über einen einzelnen zu bevorzugenden Meridian herbeizuführen, sah man von der Einführung einer Weltzeit ab und gelangte zu der sogenannten *Zonenzeit*.

Das Wesen der Zonenzeit besteht im Gegensatz zur Weltzeit darin, daß nicht die Zeit eines einzigen Meridians für die ganze Erde maß-

*) Von dem Eiffelturm in Paris werden außer den oben erwähnten Zeitsignalen in jeder Nacht noch besondere Signale ausgesendet, welche eine viel höhere Genauigkeit besitzen und innerhalb der Reichweite dieser Station Längenbestimmungen von der gleichen Genauigkeit wie nach der telegraphischen Methode ermöglichen.

gebend ist, sondern daß man statt dessen 24 Zeitmeridiane einführt, von denen jeder einzelne von dem nächstfolgenden um $15° = 1^h$ in Länge entfernt ist. Es blieb dann jedem Lande überlassen, sich von diesen 24 Meridianen einen oder auch mehrere auszuwählen und danach seine Uhren zu stellen. Für Deutschland z. B. genügte ein Meridian, für die Vereinigten Staaten von Nordamerika dagegen, welche eine Längenausdehnung von über 60° besitzen, waren nicht weniger als fünf Meridiane erforderlich. Als Ausgangsmeridian ist der von Greenwich gewählt worden, und die Greenwicher Zeit, auch Westeuropäische Zeit (W. E. Z.) genannt, ist heute in Großbritannien, Belgien, Frankreich, Spanien und Portugal an die Stelle der Ortszeit getreten. Der 1^h östlich von Greenwich gelegene Meridian, welcher nahezu durch Stargard in Pommern geht, ist der Nullmeridian der Mitteleuropäischen Zeit (M. E. Z.) geworden, die in Deutschland (seit dem 1. April 1893), Luxemburg, Österreich-Ungarn, Dänemark, Schweden, Norwegen, Schweiz, Italien, Serbien und der westlichen Türkei eingeführt ist. Nach Osteuropäischer Zeit (O. E. Z.), 2^h mehr als Greenwicher Zeit, rechnen Bulgarien, Rumänien, die östliche Türkei und Ägypten. Von den europäischen Staaten haben sich nur Irland, die Niederlande*), Griechenland und Rußland diesem System nicht angeschlossen; aber auch sie rechnen, wenigstens im Eisenbahnbetriebe, nach einer Einheitszeit, welche der Ortszeit ihrer Hauptstädte entspricht.

Mit der Einführung dieser 24 verschiedenen Zeiten ist dem praktischen Bedürfnisse besser entsprochen worden, als es die Weltzeit getan hätte. Für weite Länderstrecken gilt die gleiche Uhrzeit, und beim Übergange in die nächste Zone ist nur eine Änderung der Uhr um eine Stunde erforderlich; die aus der Abschaffung der Ortszeit entspringenden Unbequemlichkeiten sind zwar nicht ganz vermieden (s. S. 143), aber doch auf ein geringes Maß reduziert worden.

Wir sahen vorher, daß ein Ort, dessen Länge 15° östlich von Greenwich ist, in seiner Ortszeit der Greenwicher Zeit um 1^h voraus ist, und diese Differenz wächst für je 15° in Länge um 1^h. Ist die Längendifferenz 180°, so beträgt der Unterschied 12^h, und ist sie 360°, so beträgt er 24^h, oder man hat, zum Ausgangspunkte zurückgekehrt, einen vollen Tag gewonnen. Das Umgekehrte tritt ein, wenn man in derselben Weise, von Greenwich nach Westen gehend, wieder nach Greenwich zurückkehrt. Bei der ersten Weltumsegelung, welche Magellan 1520 unternahm, wurde diese Folge der Kugelgestalt der Erde zum ersten Male praktisch erlebt,

*) Die Niederlande, welche sich anfangs ebenfalls der Greenwicher Zeit bedient hatten, haben dies leider seit dem 1. Mai 1909 wieder aufgegeben und rechnen seitdem nach Amsterdamer Zeit.

und wir kennen aus einer Schilderung eines der Reisegefährten die Verwirrung, welche sich der Schiffsmannschaft bemächtigte, als sie, von ihrer stets nach Westen gerichteten Fahrt nach Spanien zurückkehrend, bemerkte, daß sie einen vollen Tag verloren hatte.

Um diese Unzuträglichkeit zu beseitigen, hat man sich dahin geeinigt, den um genau 180° von Greenwich abstehenden Meridian als die *nautische Datumsgrenze* gelten zu lassen. Überschreitet ein Schiff diese Grenze in der Richtung von Osten nach Westen, so läßt es in der Datumszählung einen Tag ausfallen, und in der umgekehrten Richtung wird beim Passieren des genannten Meridians der betreffende Tag doppelt gezählt. Von der nautischen ist jedoch die *tatsächliche Datumsgrenze* zu unterscheiden, deren Hauptabweichung darin besteht, daß der östliche Teil von Sibirien bis an die Beringstraße asiatisches Datum führt, auch da, wo er über den 180. Grad hinausreicht. Umgekehrt gilt auf den ganzen Aleuteninseln amerikanisches Datum, und endlich haben die Fidschiinseln und einige andere Inselgruppen der Südsee dasselbe Datum wie Australien, obwohl sie zum Teil auf der amerikanischen Seite liegen.

KAPITEL III.

Messung der Entfernungen im Raume.

1. Parallaxe im allgemeinen.

Die Bestimmung der Entfernungen der Himmelskörper von uns ist ein weit schwierigeres Problem, als die Ermittlung ihrer scheinbaren Örter an der Himmelskugel. Letztere hängen allein von den Richtungen ab, in denen die Himmelskörper vom Beobachter aus erscheinen, und zwei Gestirne, die in derselben Richtung liegen, nehmen denselben scheinbaren Ort ein, gleichgültig, wie viel weiter das eine entfernt ist als das andere. Trotz der enormen Unterschiede zwischen den Distanzen verschiedener Himmelskörper ist es nicht möglich, nach bloßem Augenscheine zu entscheiden, welcher der nächste und welcher der entfernteste ist, geschweige denn, ihre absolute Distanz auf solchem Wege zu bestimmen.

Diese Entfernungen können vielmehr nur aus der *Parallaxe**) der betreffenden Körper abgeleitet werden. Die Parallaxe eines Gegenstandes kann allgemein definiert werden als der Unterschied zwischen den Rich-

*) Von *παραλλάσσειν*, verändern, verschieben.

tungen nach diesem Gegenstande, wenn derselbe von zwei verschiedenen Punkten aus gesehen wird. Je entfernter er ist, desto geringer wird dieser Unterschied oder seine Parallaxe sein. Fig. 85 zeigt in einfachster Weise, wie der Richtungsunterschied oder die Parallaxe von der Entfernung abhängt. Ein Beobachter in A kann nach dem bloßen Augenscheine nicht beurteilen, welches von den beiden Lichtern O und P das nähere oder entferntere ist. Bewegt er sich nun von A nach B, so werden sich auch die Richtungen nach den beiden Lichtern ändern, und zwar entgegengesetzt der Bewegungsrichtung des Beobachters. Aber die Richtung nach O ändert sich mehr als die nach P; befindet sich der Beobachter nämlich in A, so erscheint O rechts von P, und wenn er nach B gelangt ist, so erblickt er O links von P. Er kann dann also mit völliger Gewißheit sagen, daß O, der stärker bewegte Gegenstand, näher ist als P.

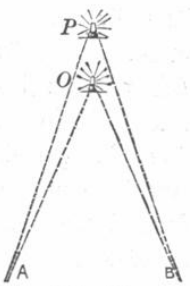

Fig. 85.

Astronomisch wird die Richtung nach einem Gestirne durch seine Lage an der Sphäre bestimmt, und zwar, wie gezeigt worden ist, meist durch Rektaszension und Deklination. Infolge der Parallaxe sind diese Koordinaten für verschiedene Beobachtungsorte nicht dieselben. Passiert z. B. der Mond den Meridian am Kap der guten Hoffnung, so kann seine Deklination einen Grad und mehr nördlicher sein, als bei dem nahe gleichzeitigen Durchgang durch den Meridian von Greenwich. Die Bestimmung der Parallaxe oder der Entfernung des Mondes war für die britische Regierung ein Hauptgrund, eine Sternwarte am Kap der guten Hoffnung zu errichten, und diese Absicht ist in der Tat so vollständig erreicht worden, daß die beste Parallaxenbestimmung unseres Nachbars aus der Vergleichung der in Greenwich und der am Kap beobachteten Monddeklinationen gewonnen worden ist.

Die Bestimmung der Entfernung eines Himmelskörpers aus seiner Parallaxe beruht auf der Auflösung eines Dreieckes. Stellt in Fig. 86 der Kreis die Erde dar und befindet sich in A ein Beobachter, so sieht derselbe den Körper M (Mond) in der Richtung AM an die Sphäre projiziert. Ein anderer Beobachter in A' sieht ihn gleichzeitig in der Richtung $A'M$. Der Winkel bei M ist der Unterschied beider Richtungen. Kennt man nun alle Winkel im Viereck $ACA'M$ und die Länge des Erdhalbmessers CA, so ergibt sich die Entfernung des Körpers M von den drei Punkten A, A' und C durch eine einfache trigonometrische Rechnung.

Der Ausdruck »Parallaxe« wird oft in einem beschränkteren Sinne gebraucht, als in welchem wir ihn eben erläutert haben. Der Astronom

versteht nämlich in der Regel darunter den Unterschied zwischen den Richtungen vom Erdmittelpunkte und vom Beobachter an der Erdoberfläche nach dem Gestirn. So ist in Fig. 87 der Winkel $PM'C$ die Parallaxe für das Gestirn M' und den Beobachtungsort P. Stände der Körper in M, d. h. befände sich der Beobachter an dem Durchschnittspunkte von CM mit der Erdoberfläche, so würde keine Parallaxe vorhanden sein; in diesem Falle wäre also das Objekt im geozentrischen Zenit des Ortes. Steht dagegen das Objekt im Horizont des Beobachtungsortes, so daß PM'' eine Tangente an der Erdoberfläche ist, so ist die Parallaxe $CM''P$, die dann *Horizontalparallaxe* heißt, ein Maximum. Die Horizontalparallaxe ist also gleich dem Winkel, unter welchem der Erdradius vom Gestirn aus erscheint. Wenn wir sagen, die Horizontalparallaxe des Mondes ist 57′ und die der Sonne 8″8, so heißt dies, daß der Erdhalbmesser von Mond und Sonne aus gesehen unter diesen Winkeln erscheint.

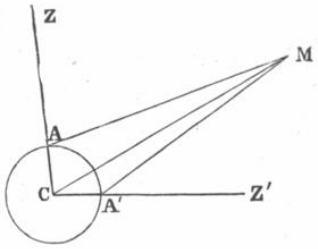

Fig. 86.

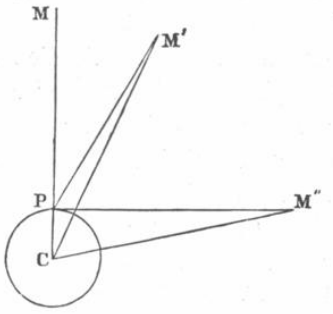

Fig. 87.

Die Erde ist nun, wie wir wissen, keine Kugel, sondern nahezu ein Rotationsellipsoid, ihre Halbmesser sind also von etwas ungleicher Länge; der längste ist der Äquatorialhalbmesser, der kürzeste der Polarhalbmesser. Als Norm für die Parallaxe ist von den Astronomen der Äquatorialhalbmesser genommen worden, und der Winkel, unter dem dieser von einem Himmelskörper aus erscheint, heißt die *Äquatorial-Horizontal-Parallaxe* dieses Körpers.

Wenn man die Entfernung des Mondes oder eines anderen Himmelskörpers direkt messen will, muß die Linie AC (Fig. 86) durch die Linie, welche die Orte der beiden Beobachter A und A' verbindet, ersetzt werden. Kennt man Länge und Richtung dieser Basis und den Unterschied der Richtungen oder die Parallaxe, so kann man die Entfernung ohne weiteres berechnen. Ist die absolute Länge der Basis aber nicht bekannt, so kann doch das Verhältnis der Entfernung des Objekts zur Basis bestimmt

werden und die Ermittlung der Entfernung selbst späterer Zeit, wenn die Basis gemessen werden kann, überlassen bleiben.

Es ist nicht immer nötig, daß sich zwei Beobachter wirklich an zwei voneinander entfernten Punkten der Erde aufhalten, um eine Parallaxe zu bestimmen. Könnte ein Beobachter sich selbst längs einer Basis bewegen und eine Reihe von Messungen an dem Objekt machen, um zu sehen, wie es sich, ähnlich wie in Fig. 85, in entgegengesetzter Richtung zu bewegen scheint, so wäre er gleichfalls imstande, dessen Entfernung zu bestimmen. Nun wird in der Tat jeder Beobachter durch zwei solche Bewegungen fortgeführt, da er sich auf der bewegten Erde befindet. Er wird jedes Jahr rund um die Sonne und jeden Tag rund um die Erdachse getragen, durch Revolution und Rotation der Erde. Wir haben bereits früher (Seite 48) gezeigt, wie infolge der ersteren Bewegung alle Planeten eine Reihe von Epizykeln zu beschreiben scheinen. Diese scheinbare Bewegung ist eine Wirkung der Parallaxe, und mit ihrer Hilfe können die Verhältnisse des Sonnensystems mit größter Genauigkeit bestimmt werden. Die Basis ist hier der Durchmesser der Erdbahn. Aber diese Parallaxe verhilft uns nicht zur Bestimmung dieser Basis. Um sie zu finden, müssen wir zunächst die Entfernung der Erde von der Sonne kennen, und hier haben wir wiederum keine andere Basis als den Erddurchmesser selbst. Auch die Entfernung des Mondes kann nicht mittels der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne gefunden werden, weil der Mond die Erde auf ihrem Wege begleitet.

Das Resultat der täglichen Bewegung des Beobachters um die Erdachse ist, daß die scheinbare Bewegung eines Planeten am Himmel nicht vollkommen gleichförmig ist; befindet sich der Beobachter im Osten, so erscheint der Planet etwas nach Westen verschoben, und umgekehrt. In der Messung der kleinen, der Rotation der Erde entsprechenden Ungleichheiten in der Bewegung eines Planeten hätten wir ein Mittel, seine Entfernung mit dem bekannten Erddurchmesser als Basis zu messen*); aber die Erde ist im Vergleiche mit den Entfernungen der Planeten so klein, daß die *tägliche Parallaxe* der letzteren sich fast der Messung entzieht, ausgenommen bei den wenigen der Erde sehr nahe kommenden Planeten, namentlich dem Eros, und selbst da ist die Verschiebung äußerst gering.

Es ist nun sehr schwierig und meist sogar unmöglich, die absoluten Positionen eines Himmelskörpers, dessen Entfernung man messen will, mit so großer Genauigkeit zu bestimmen, daß man einen einigermaßen

*) Diese Methode, Parallaxen zu bestimmen, ist in der Tat schon von Regiomontan vorgeschlagen worden.

zuverlässigen Wert der Parallaxe erhält. Man sucht daher im allgemeinen mit Hilfe von Mikrometern (Fadenmikrometer und Heliometer) oder sonst geeigneter Methoden die *relative Parallaxe* zu bestimmen, das heißt, den Unterschied der Parallaxen zweier in nahe derselben Richtung liegender Himmelskörper. So vergleicht man Mars oder einen der kleinen Planeten mikrometrisch mit benachbarten Fixsternen, und so hat man auch die Fixsterne selbst auf ihre Parallaxe untersucht. Das bemerkenswerteste und bekannteste Beispiel relativer Parallaxe gewähren aber die Vorübergänge des Merkur und vor allem der Venus vor der Sonnenscheibe. Die absolute Richtung der Venus, wenn diese der Erde am nächsten ist, läßt sich nicht mit einer für Parallaxenbestimmungen erforderlichen Genauigkeit finden, weil die Messung am Tage gemacht werden muß, wo die Ruhe der Atmosphäre in der Umgebung der Sonne durch deren Strahlung sehr gestört ist, und auch, weil dann nur ein kleiner Teil des Planeten als schmale Sichel sichtbar ist. Steht aber der Planet gerade zwischen uns und der Sonne, so daß er sich auf ihre Scheibe projiziert, so kann der scheinbare Abstand des Planeten vom Sonnenrande mit großer Genauigkeit gefunden werden. Wegen der Parallaxe wird dann dieser Abstand zu demselben Zeitpunkt für verschiedene Erdorte nicht derselbe sein, und die einzelnen Beobachter werden die Venus auf verschiedene Stellen der Sonnenscheibe projiziert sehen. Der Unterschied entsteht nur aus der Differenz der Parallaxen beider Körper; die Richtung nach dem näheren Körper (der Venus) ändert sich mehr, als die nach dem entfernteren (der Sonne), ganz wie bei den Lichtern in Fig. 85.

Da nun solche Beobachtungen nur den Unterschied zwischen der Parallaxe der Venus und der der Sonne ergeben, so entsteht die Frage, wie aus ihnen die Parallaxe der Sonne selbst gefunden werden kann. Dies ist aber möglich, wenn das Verhältnis beider Parallaxen bekannt ist. Wir haben gesehen, daß die Verhältnisse des Sonnensystems mit großer Genauigkeit aus dem dritten Keplerschen Gesetz, sowie aus den jährlichen Parallaxen der Planeten hervorgehen; die umgekehrten Verhältnisse der Entfernungen sind aber unmittelbar die Verhältnisse der Parallaxen. So wissen wir, daß beim Venusdurchgange von 1874 die Sonne nahe viermal so weit von uns entfernt war als die Venus. Die Parallaxe der Venus war also nahe viermal so groß als die der Sonne. Der Unterschied beider Parallaxen oder die relative Parallaxe muß dann nahe dreimal so groß gewesen sein als die Sonnenparallaxe. Wir haben demnach nur die aus der Beobachtung folgende relative Parallaxe durch 3 (genauer 2.783) zu dividieren, um die Parallaxe der Sonne selbst zu erhalten.

Die Entfernungen der Fixsterne sind, wie wir sehen werden, so un-

geheuer groß, daß der Halbmesser der Erde ihnen gegenüber verschwindend klein ist. Für die Bestimmung der Fixsternentfernungen kann daher nur die sogenannte *jährliche Parallaxe* in Betracht kommen, die eine Folge der Bewegung der Erde um die Sonne ist. Die Basis bei dieser Parallaxe ist also nicht mehr der Halbmesser der Erde, sondern der Halbmesser der Erdbahn, und die jährliche Parallaxe eines Sternes ist der Winkel, unter welchem der Erdbahnhalbmesser, von dem Sterne aus gesehen, erscheint. Infolge der jährlichen Parallaxe scheinen sich die Sterne im Laufe des Jahres in kleinen Ellipsen zu bewegen in einer Richtung, die derjenigen der Bewegung der Erde um die Sonne entgegengesetzt ist. Für einen Stern, der genau im Pole der Ekliptik steht, würde diese parallaktische Ellipse nahezu ein Kreis sein, da sich die Erdbahn nur sehr wenig von einem solchen unterscheidet; für Sterne in der Ekliptik dagegen geht die Ellipse in eine gerade Linie über. Die halbe große Achse der Ellipse ist die Parallaxe des Sternes, und durch Messung der ersteren kann die letztere bestimmt werden.

Aus dem vorstehenden wird ersichtlich, daß die Bestimmung von wirklichen Entfernungen im Himmelsraume die Lösung zweier Aufgaben erfordert. Die eine ist die Ermittlung der Entfernung der Erde von der Sonne, welche unmittelbar aus der Parallaxe der Sonne oder dem Winkel, unter welchem der Äquatorialhalbmesser der Erde von der Sonne aus erscheint, folgt, und welche die Einheit bei der Messung himmlischer Entfernungen bildet. Die andere Aufgabe ist die Bestimmung der Entfernungen von Planeten und Sternen in Vielfachen dieser Einheit; ihre Lösung gibt uns die Größenverhältnisse des Universums, soweit wir überhaupt mit unseren Meßwerkzeugen in dessen Tiefe dringen können. Kennen wir diese Verhältnisse, so können wir alle Entfernungen im Sonnen- und im Weltsystem in irdischem Maße ausdrücken, sobald nur die Länge unserer Einheit oder die Sonnenentfernung bekannt ist, vorher aber nicht. Die Ermittlung dieser Entfernung ist demnach eines der Hauptprobleme der Astronomie, aber auch eines der schwierigsten, an dessen Lösung die Astronomen aller Zeiten gearbeitet haben.

2. Messungen der Sonnenentfernung.

Wir haben schon früher gesehen (Seite 19), wie Aristarch die Entfernung der Sonne dadurch zu bestimmen versuchte, daß er den Winkel zwischen Sonne und Mond maß, wenn letzterer gerade halb erleuchtet war. Aus solchen Messungen leitete der griechische Astronom die Entfernung der Sonne zu 20mal der des Mondes ab, ein Resultat, dessen

starker Fehler durch die Ungenauigkeit der Beobachtungsmethode vollständig erklärt wird. Um aus dieser Verhältniszahl die Sonnenparallaxe zu berechnen, wurde von Hipparch sowie später von Ptolemäus eine Methode angewandt, die auf dem Satze beruht, daß die Summe der Sonnen- und Mondparallaxe gleich der Summe der scheinbaren Halbmesser des Erdschattens (in der Mondentfernung) und der Sonne ist. Der Halbmesser des Erdschattens wurde durch Beobachtung von Mondfinsternissen gefunden und ergab sich zu 40′; der scheinbare Halbmesser der Sonne wurde gleich 15′ angenommen. Aus diesen Zahlen und aus den Aristarchschen Bestimmungen wurde die Sonnenparallaxe zu 3′ und die Entfernung zu 1200 Erdradien abgeleitet. Dieses Resultat wurde die vierzehn Jahrhunderte hindurch, in denen der Almagest des Ptolemäus als höchste Autorität galt, als das allein richtige betrachtet.

Erst Kepler und seine Zeitgenossen sahen klar, daß diese Distanz viel zu klein sein mußte; aber auch ihre Schätzungen (3500 bis 7000 Erdhalbmesser) blieben noch beträchtlich unter der Wahrheit. Am nächsten kam ihr noch, freilich nur infolge eines zufälligen Zusammentreffens glücklicher Umstände, Wendelin mit seiner Bestimmung der Parallaxe zu 14″, die er nach der Methode des Aristarch ausgeführt hatte. Aus dem 17. Jahrhundert rührt ferner noch eine Schätzung von Huygens her, der freilich nicht die Parallaxe selbst zu messen versuchte, sondern sie auf hypothetischem Wege aus der wahrscheinlichen Größe der Erde als Planeten ableitete. Die scheinbaren Größen der Planeten, von der Erde aus gesehen, werden durch direkte Messung mittels des Fernrohres gefunden, und da die Verhältnisse im Sonnensystem bekannt sind, wie früher (S. 51 f.) erklärt worden ist, so ist es sehr leicht, die scheinbaren Größen aller Planeten, von der Sonne aus gesehen, zu bestimmen, die Erde selbst ausgenommen. Die Idee von Huygens war nun, daß die Größe der Erde beiläufig in der Mitte zwischen der der beiden benachbarten Planeten Venus und Mars liegen werde; er nahm daher das Mittel der Durchmesser dieser beiden als Erddurchmesser an und fand damit den Winkel, unter dem der Halbmesser der Erde von der Sonne aus erscheinen müßte, also die Sonnenparallaxe. Seine Annahme ist nun freilich falsch, da die Erde sogar noch etwas größer ist als Venus; die unvollkommenen Fernrohre jener Zeit zeigten aber die Planeten größer, als sie wirklich sind, und so traf die Huygenssche Schätzung zufällig nahe das Richtige. Das Resultat für die Sonnenentfernung war nämlich 25086 Erdhalbmesser oder etwa 160 Millionen Kilometer. Hätte Huygens die richtigen Durchmesser von Venus und Mars benutzt, so würde er weiter von der Wahrheit entfernt geblieben sein.

Wir kommen nun zu den modernen Methoden, die Entfernung der Sonne zu messen. Sie bestehen nicht im direkten Messen der Parallaxe, weil dies auch heute noch nicht mit Genauigkeit möglich ist, sondern in der Bestimmung der Parallaxe eines der Erde nahe kommenden Planeten, der Venus, des Mars und einiger von den kleinen Planeten. Diese kommen uns zeitweise viel näher als die Sonne, haben dann also eine weit größere und verhältnismäßig leichter meßbare Parallaxe. Kennt man letztere, so bestimmt sich die Sonnenparallaxe sofort aus dem Verhältnisse ihrer respektiven Distanzen.

Die erste Anwendung dieser Methode machten französische Astronomen mit dem Planeten Mars. Im Jahre 1671 ging eine Expedition unter Richer nach Cayenne, welche Ortsbestimmungen des Mars zur Zeit der Opposition i. J. 1672 machte, während korrespondierende Beobachtungen an der Pariser Sternwarte angestellt wurden. Der Unterschied der beiden scheinbaren Örter, auf denselben Zeitpunkt reduziert, gab die Parallaxe des Mars. Aus einer Diskussion dieser Beobachtungen leitete Cassini die Sonnenparallaxe 9″5 ab, die einer Entfernung von 21 600 Erdhalbmessern entspricht. Die Daten, die dem Cassinischen Werte zugrunde lagen, waren viel sicherer als die, welche Huygens zu seiner Schätzung benutzt hatte, und so wurde für etwa 100 Jahre allgemein angenommen, daß die Parallaxe der Sonne ungefähr 9″ bis 10″, ihre Entfernung zwischen 146 und 132 Millionen Kilometer betrage.

Die Methode der Marsbeobachtungen ist lange Zeit hindurch, in mancher Hinsicht variiert, eine der schätzbarsten zur Ermittlung der Sonnenparallaxe gewesen. Etwa einmal in 16 Jahren kommt Mars der Erde so nahe, als Venus zur Zeit ihrer Durchgänge, nämlich dann, wenn die Opposition des Mars mit dem Perihel seiner sehr exzentrischen Bahn nahe zusammenfällt. Seine Entfernung von der Erde ist dann nur 0.37 des Erdbahnhalbmessers, während sie bei der Opposition im Aphel nahe doppelt so groß ist. In diesen Periheloppositionen beträgt seine Parallaxe über 23″, und ein Fehler von 0″1 in ihrer Bestimmung macht in der Sonnenparallaxe nur einen Fehler von etwa 0″04 aus.

Beobachtungsreihen, die auf diesem Wege die Sonnenparallaxe ergeben sollten, sind mehrfach ausgeführt worden. Im Jahre 1849 wurde Kapitän Gilliss von der Regierung der Vereinigten Staaten nach Chile gesandt, um sowohl Mars als Venus während der Zeit der größten Parallaxe unter gleichzeitiger Mitwirkung nördlicher Sternwarten zu beobachten. Den Hauptzweck, die genaue Bestimmung der Sonnenparallaxe, erreichte diese Expedition zwar durch ein Zusammentreffen verschiedener ungünstiger Umstände nicht; sie war aber in anderer Hinsicht der astro-

nomischen Wissenschaft nutzbringend. Erfolgreicher waren die Beobachtungen, die nach Winneckes Plan während der sehr günstigen Marsopposition 1862 an verschiedenen Orten Europas und Nordamerikas, sowie an zwei Sternwarten der südlichen Hemisphäre, am Kap der guten Hoffnung und in Santiago de Chile, zugleich angestellt wurden. Die Sonnenparallaxe wurde aus ihnen von Winnecke zu 8.″96, von Stone zu 8.″94, später von Newcomb zu 8.″85 berechnet. Die günstige Opposition von 1877 ist gleichfalls nicht unbenutzt vorübergegangen. So hat Gill aus Beobachtungen der täglichen Parallaxe (mikrometrische Vergleichungen des Mars mit benachbarten Sternen) auf der Insel Ascension für die Sonnenparallaxe den Wert 8.″78 gefunden. Endlich hat Harzer aus Beobachtungen, die während der Opposition von 1892 in Gotha und am Kap der guten Hoffnung angestellt wurden, den Wert von 8.″80 berechnet.

Eine andere Methode hat J. G. Galle vorgeschlagen. Sie besteht in der Bestimmung der Parallaxe von einigen der kleinen Planeten zwischen Mars und Jupiter zur Zeit günstiger Oppositionen aus gleichzeitigen Differentialmessungen an nördlichen und südlichen Sternwarten. Die kleinen Planeten eignen sich zu einer genauen Messung weit mehr als Mars und Venus, weil sie nicht wie diese als Scheiben, sondern als Punkte erscheinen und darum genauer mit nahe gleich hellen und gleichfalls punktförmigen Fixsternen verglichen werden können. Beobachtungen der Flora während der Opposition 1873, die auf solche Weise gleichzeitig an verschiedenen Sternwarten der nördlichen und der südlichen Halbkugel ausgeführt wurden, haben nach Galle als Resultat für die Sonnenparallaxe den Wert 8.″87 ergeben. Lindsay und Gill fanden aus Beobachtungen der täglichen Parallaxe der Juno auf Mauritius 8.″77.

Die günstigen Oppositionen der Planeten Iris (im Jahre 1888) sowie Victoria und Sappho (im Jahre 1889) sind von Auwers und Gill unter Beteiligung verschiedener Sternwarten zu einer Parallaxenbestimmung hauptsächlich mit Hilfe des Heliometers benutzt worden. Als Endresultat ergab sich aus den Beobachtungen der drei Planeten für die Sonnenparallaxe der Wert 8.″80, einer Entfernung von $149\frac{1}{2}$ Millionen Kilometer entsprechend. Die kleinsten Entfernungen dieser Planeten von der Erde betrugen damals 0.8 bis 0.9 Erdbahnhalbmesser, und ihre Parallaxen waren daher nur wenig größer als die der Sonne. Sehr viel günstiger ist die Sachlage bei dem im Jahre 1898 von Witt in Berlin entdeckten Planeten Eros, der der Erde bis auf 0.15 Erdbahnhalbmesser nahe kommen kann. Die erste günstige Opposition dieses Planeten nach seiner Entdeckung fand im Winter 1900/01 statt, wo der geringste Abstand zwischen Erde und Eros 0.32 Erdbahnhalbmesser war, also schon geringer, als er

für Mars jemals werden kann. Zahlreiche Sternwarten hatten sich vereinigt, um bei dieser Gelegenheit durch mikrometrische und photographische Ortsbestimmungen die Parallaxe des Eros und damit die der Sonne zu bestimmen. Eine zusammenfassende Bearbeitung aller erhaltenen Beobachtungen ist von dem englischen Astronomen Hinks unternommen worden. Nach jahrelangen Rechnungen ist sie zum Abschluß gelangt und hat einen Wert der Sonnenparallaxe ergeben, der sich durch große Genauigkeit auszeichnet. Dieser Wert, dessen Unsicherheit Hinks auf 0″002 bis 0″003 schätzt, ist 8″806.

Noch weit günstiger als die Eros-Opposition von 1900/01 wird diejenige von 1931 für die Bestimmung der Sonnenparallaxe sein.

3. Sonnenparallaxe aus Venusdurchgängen.

Die bekannteste Methode, die Sonnenparallaxe zu bestimmen, ist die Beobachtung der Vorübergänge der Venus vor der Sonnenscheibe. Aus unseren astronomischen Tafeln wissen wir, daß diese Erscheinung sich in einem gewissen regelmäßigen Zyklus viermal im Zeitraume von 243 Jahren wiederholt, und zwar nach je 8, $105\frac{1}{2}$, 8 und $121\frac{1}{2}$ Jahren, wie aus der folgenden Zusammenstellung ersichtlich ist.

1518 Juni 2,	1769 Juni 3,
1526 Juni 1,	1874 Dezember 9,
1631 Dezember 6,	1882 Dezember 6,
1639 Dezember 4,	2004 Juni 8,
1761 Juni 6,	2012 Juni 6.

Daß ein Vorübergang immer nur im Juni oder Dezember stattfinden kann, hat seinen Grund in der Lage der Knoten der Venusbahn, in deren Nähe die Venus stehen muß, wenn sie bei einer unteren Konjunktion vor der Sonne sichtbar sein soll. Es verhält sich hier gerade wie bei den Sonnenfinsternissen, die wir früher (S. 20f.) besprachen; wäre die Neigung der Venusbahn gegen die Ekliptik verschwindend klein, so müßte bei jeder unteren Konjunktion auch ein Vorübergang stattfinden.

Erst seit verhältnismäßig kurzer Zeit hat dieses Phänomen vorhergesagt und beobachtet werden können, da hierzu einerseits eine schon ziemlich genaue Kenntnis der Elemente der Venusbahn, andererseits ein, wenn auch nur kleines, Fernrohr gehört. In den Jahren 1518 und 1526 fehlte das letztere noch; es scheint aber auch niemand auf den Gedanken der Möglichkeit eines Venusdurchganges gekommen zu sein. Im folgenden Jahrhundert war es Kepler, der die Planetentafeln soweit verbesserte, daß

er imstande war, einen Durchgang für den 6. Dezember 1631 vorherzusagen. Dieser begann in Europa aber erst nach Sonnenuntergang und war vor Sonnenaufgang wieder zu Ende, so daß er unbeobachtet blieb. Die Tafeln waren noch nicht genau genug, um den 8 Jahre später stattfindenden Durchgang, bei dem die Venus die Sonnenscheibe ziemlich nahe am Rande passierte, sicher anzuzeigen, und Kepler verkündete daher erst für 1761 eine Wiederholung. Gleichwohl blieb der Durchgang von 1639 nicht ganz unbeobachtet. Ein englischer Privatastronom, Horrox, fand aus der Vergleichung verschiedener Tafeln mit seinen eigenen Beobachtungen der Venus, daß ein Durchgang am 4. Dezember 1639 wohl erwartet werden dürfe, und es gelang ihm auch, die Venus kurze Zeit vor Sonnenuntergang auf der Sonnenscheibe zu sehen.

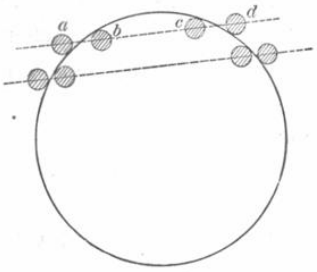

Fig. 88.

Für den Venusdurchgang von 1761 erweckte der Hinweis von Halley, daß aus Beobachtungen desselben an weit entfernten Erdorten die Distanz der Sonne abgeleitet werden könne, ein hohes Interesse. Das Prinzip, nach welchem die Parallaxen von Venus und Sonne nach der Halleyschen Methode ermittelt werden, ist sehr einfach. Betrachten zwei auf der südlichen bzw. der nördlichen Hemisphäre stationierte Beobachter den Weg der Venus vor der Sonnenscheibe, so stellt sich dieser etwa wie in Fig. 88 dar*); der südliche Beobachter wird die Venus den Weg *abcd*, der nördliche den darunter liegenden beschreiben sehen. Aus dem Abstand dieser beiden Wege läßt sich dann die Parallaxe finden.

Der Abstand der Wege kann nun bestimmt werden aus dem Zeitunterschiede zwischen der Dauer der Durchgänge des Planeten an beiden Stationen. Man sieht aus der Figur, daß der obere, vom Sonnenmittelpunkte entferntere Weg kürzer ist als der andere; am südlicheren Beobachtungsort wird also Venus kürzere Zeit vor der Sonne verweilen, als am nördlicheren. Halley schlug demgemäß vor, daß die verschiedenen Beobachter mit Fernrohr und Chronometer die Zeiten des Durchganges vor der Sonnenscheibe bestimmen sollten, deren Unterschied dann die Differenz der Parallaxen der Venus und der Sonne und daraus die Parallaxe der letzteren selbst berechnen läßt.

Auch noch auf andere Weise wird sich die Wirkung der Parallaxe

*) Um die Unterschiede deutlicher hervortreten zu lassen, ist Venus größer dargestellt, als sie wirklich erscheint; ihr scheinbarer Durchmesser beträgt nur etwa $^1/_{30}$ des Sonnendurchmessers.

zeigen. Findet nämlich an einem bestimmten Orte der Eintritt der Venus statt, so wird in diesem Momente ein Beobachter, der sich beträchtlich westlicher befindet, den Eintritt noch nicht sehen, die Venus wird ihm noch östlich von der Sonne zu stehen scheinen; sieht umgekehrt ein Beobachter den Austritt, so ist derselbe für einen östlicheren schon vorbei. Man kann daher auch, und diesen Vorschlag machte De l'Isle zu Anfang des achtzehnten Jahrhunderts, die Parallaxe aus den Zeiten des Eintrittes oder Austrittes für sich bestimmen, sobald nur die geographische Länge der Beobachtungsorte bekannt ist. Diese gebraucht man notwendig, um die nach Ortszeit beobachteten Momente auf die Zeiten eines ersten Meridians beziehen zu können. Hierin liegt aber ein Nachteil der Methode De l'Isles, da, wie wir oben sahen, die genaue Bestimmung der Längen häufig große Schwierigkeiten bereitet. Andererseits hat sie vor der Halleyschen den Vorteil, daß man nur während einer ganz kurzen Zeit (des Eintrittes oder des Austrittes) klaren Himmel zu haben braucht.

Nach Halleys Plan muß der Beobachter vier Momente mit möglichster Genauigkeit beobachten: die erste äußere Berührung (*a*, Fig. 88) und die erste innere Berührung (*b*) beim Eintritt der Venus, dann beim Austritt, in umgekehrter Folge, die zweite innere Berührung (*c*) und die zweite äußere Berührung (*d*). Außerhalb der Sonnenscheibe ist Venus im allgemeinen unsichtbar, da sie uns die nicht beleuchtete Seite zukehrt; sie kann erst wahrgenommen werden, wenn sie das Licht der Sonne direkt wegnimmt, und es ist daher ersichtlich, daß die äußeren Berührungen, zumal mit schwächeren Fernrohren, nur sehr ungenau beobachtet werden können. Halley erkannte dies praktisch schon beim Durchgange des Merkur, den er 1677 auf St. Helena beobachtete, und empfahl, nur die inneren Berührungen zu notieren. Auch bei diesen überschätzte er aber die Genauigkeit bedeutend; nach der Erfahrung beim Merkursdurchgange glaubte er, die Sicherheit der Beobachtung einer inneren Berührung der Venus zu etwa 1^s, die der Durchgangszeit selbst also zu 2^s annehmen zu können. Die Dauer der Vorübergänge unterscheidet sich nun infolge der Parallaxe für Orte von sehr verschiedener Breite um 20^m bis 25^m, und daraus würde hervorgehen, daß sich die Parallaxendifferenz bis auf mindestens ein Sechshundertstel, die Parallaxe der Sonne selbst also noch wesentlich genauer bestimmen lassen müßte. Der erste in großem Maßstabe beobachtete Venusdurchgang sollte indessen diese Erwartung nicht erfüllen.

Als, ein Menschenalter nach Halleys Tode, der lange ersehnte 6. Juni 1761 endlich erschien, befanden sich Astronomen der verschiedensten Nationen an zahlreichen Punkten der Erde. Diejenigen Beobachter, welche vom Wetter begünstigt waren, sahen den Eintritt der Venus in erwarteter

Weise vor sich gehen, bis nahe zum Moment der inneren Berührung. Da wurden sie durch eine sonderbare Erscheinung gestört, die seitdem wiederholt beobachtet und vielfach diskutiert worden ist. Sie sahen nämlich, daß der Planet nicht seine vollständig kreisrunde Form, wie in Fig. 89, beibehielt, sondern eine Gestalt annahm, die der einer Birne oder eines Ballons entfernt ähnelte, indem sich zwischen Venus- und Sonnenrand an der Stelle, wo die innere Berührung erfolgen sollte, eine Art Brücke, der sogenannte »schwarze Tropfen«, bildete (Fig. 90). Man begreift nun leicht, daß ein Beobachter, der dies wahrnimmt, über den Augenblick der wirklichen inneren Berührung ganz im unklaren sein muß. Der Planet ist vollkommen rund und ganz innerhalb der Sonne, so daß, danach zu urteilen, der innere Kontakt vorbei sein muß; aber die Hörner sind noch getrennt, und durch den schwarzen Tropfen ist der Planet mit dem Sonnenrande verbunden, so daß hiernach die innere Berührung noch nicht stattgefunden hat. Das Resultat der Beobachtungen war eine Unsicherheit, die in manchen Fällen bis nahe zu einer Minute stieg, während man eine Genauigkeit von einer Sekunde erhofft hatte.

Fig. 89.

Fig. 90.

Eintritt der Venus am Sonnenrande.

Als die Expeditionen in die Heimat zurückgekehrt und ihre Beobachtungen berechnet waren, fand sich, daß die für die Sonnenparallaxe abgeleiteten Werte von 8.″5 bis 10.″5 schwankten. Trotz oder vielmehr gerade wegen dieser beträchtlichen Unsicherheit wurden für den Durchgang von 1769 noch umfassendere Vorbereitungen getroffen. Von Indien und dem Stillen Ozean an, wo auf Tahiti der Weltumsegler Cook beobachtete, durch Amerika, Schweden, das nördliche Rußland und Sibirien waren Astronomen und Naturforscher zur Beobachtung bereit, aber manchem vereitelte der Himmel noch in den letzten Sekunden die lange gehegte Hoffnung. Von einem wahren Verhängnis wurde namentlich Le Gentil heimgesucht. Für den Durchgang von 1761 war er zu spät in Indien eingetroffen, und er entschloß sich nun, acht volle Jahre in Pondichéry zu warten, um wenigstens den Durchgang von 1769 zu beobachten. Am 3. Juni ließ sich zuerst alles günstig an; aber Wolken verhüllten kurz vor dem Eintritte der Venus die Sonne und raubten dem Forscher die Frucht achtjährigen Hoffens und Harrens.

Die Verzerrung des Planeten und der »schwarze Tropfen« zeigte sich bei diesem wie beim vorangehenden Durchgange und überraschte und störte die Beobachter wieder, mit Ausnahme vielleicht der sehr wenigen, die auch den ersten Durchgang beobachtet hatten. Über die Entstehung dieser Erscheinung herrschten längere Zeit die verschiedensten Ansichten;

heutzutage ist man sich jedoch darüber im klaren, daß es sich dabei um eine Diffraktionserscheinung handelt, die größtenteils zum Verschwinden gebracht wird, wenn das Objektiv des benutzten Fernrohres möglichst vollkommen ist und eine nicht zu kleine Öffnung besitzt.

Die Ergebnisse der Beobachtungen von 1769 stimmten besser als die von 1761 untereinander überein. Sonderbarerweise verfloß aber mehr als ein halbes Jahrhundert, ehe die verschiedenen Beobachtungen vollständig und genau berechnet und diskutiert wurden. Es geschah dies erst 1824 durch Encke, der aus beiden Durchgängen 8″58 als Sonnenparallaxe ableitete. Ein mit einzelnen Wahrnehmungen verbundener Zweifel veranlaßte indessen später eine Wiederholung der Rechnung, und so gab Encke 1835 als definitives Resultat für die Parallaxe den Wert 8″57 an, welchem eine Entfernung der Sonne von 153 Millionen Kilometer entspricht.

Enckes Resultat wurde ohne irgendwelchen Zweifel volle dreißig Jahre hindurch festgehalten. Erst 1854 zeigte Hansen bei Gelegenheit seiner Untersuchung der Mondbewegung, daß die beobachteten Mondörter nahe dem ersten und letzten Viertel nur durch eine Vergrößerung der Sonnenparallaxe und dementspechend durch Verminderung der Sonnenentfernung um ein Dreißigstel ihres ganzen Betrages dargestellt werden könnten. Die Existenz dieses Fehlers ist seitdem auf den verschiedensten Wegen bestätigt worden, und eine sorgfältige Neubearbeitung der Venusdurchgänge des 18. Jahrhunderts durch Newcomb hat gezeigt, daß auch diese bei einer anderen Diskussion des Beobachtungsmaterials und Benutzung genauerer Werte für die geographische Lage der Beobachtungsstationen zu einer Parallaxe von 8″79 führen.

Die Kenntnis von der Unsicherheit in diesem Grundmaße der Astronomie vermehrte noch das Interesse, welches der am 9. Dezember 1874 wiederkehrende Venusdurchgang bei der Seltenheit des Ereignisses schon an und für sich erweckte. Pläne zur möglichst umfassenden und sorgfältigen Beobachtung wurden schon sehr früh ausgearbeitet, reiche Mittel von Regierungen, Akademien und Privatpersonen rechtzeitig gewährt, und so konnte man, in jeder Hinsicht wohl gerüstet, auf ein Gelingen der Beobachtungen mit großer Sicherheit rechnen. Die Dauer des Durchgangs betrug etwa $4^1/_2$ Stunden, der kleinste Abstand der Mittelpunkte von Venus und Sonne 13′ 47″. Die nördlichste und die südlichste Beobachtungsstation waren um mehr als 100 Breitengrade voneinander entfernt, so daß die parallaktische Verschiebung des Weges, welchen die Venus auf der Sonnenscheibe zurücklegte, für diese Stationen einen sehr merklichen Betrag erreichte. Im ganzen waren mehr als 50 Expeditionen entsendet worden,

darunter sechs von Deutschland, welche die Stationen Tschifu, Kerguelen, Auckland, Mauritius, Ispahan und Luxor besetzt hatten.

Der bedeutsamste Unterschied gegen die früheren Beobachtungen der Venusdurchgänge bestand darin, daß man sich diesmal nicht auf die Beobachtung der Ein- und Austritte und die Bestimmung der Dauer des Durchganges beschränkte. Die Beobachtung dieser vier Zeitmomente konnte an wichtigen Stationen durch Ungunst des Wetters zufällig vereitelt werden, und doch konnte während des Durchganges selbst die Venus längere oder kürzere Zeit vor der Sonne sichtbar sein. Es wurden deshalb während der ganzen Dauer des Durchganges mit Hilfe von Heliometern und photographischen Aufnahmen die Abstände der Venus vom Rande bzw. vom Mittelpunkte der Sonne gemessen.

Außerdem wurden an vielen Orten mit Hilfe des Fadenmikrometers während der Zeiten des Ein- und des Austrittes die Hörnerabstände der Venus gemessen, aus denen sich dann die genauen Momente der Berührung berechnen lassen.

Auch die Kontaktbeobachtungen selbst vernachlässigte man keineswegs. Im Gegenteil verwendete man die größte Sorgfalt auf Vermeidung der Fehlerquellen, die 1769 so viel Störung verursacht hatten. Um zu erfahren, von welcher Art und Ursache diese seien, und um die Beobachter sie vermeiden zu lehren, konstruierte man Modelle, die das Phänomen eines Venusdurchganges möglichst getreu nachahmten, und übte die Beobachter vorher an diesen ein.

Trotz aller dieser Vorbereitungen und Untersuchungen wurden aber doch die Beobachtungen des Durchganges selbst, zumal die Kontaktbeobachtungen, mehrfach durch unerwartete Erscheinungen beeinträchtigt. Der Hauptgrund, weshalb die künstlichen Modelle die Berührungen wesentlich anders zeigten, als sie sich nachher beim Durchgange selbst darstellten, lag in der Existenz einer ziemlich dichten Atmosphäre der Venus. Aus anderen Wahrnehmungen hatte man zwar schon früher auf das Vorhandensein einer luftartigen Hülle geschlossen; von ihrer Wirkung auf die Erscheinungen bei der Berührung aber konnte man sich keine deutliche Vorstellung machen.

Die Werte der Sonnenparallaxe, welche aus den Beobachtungen der verschiedenen Expeditionen abgeleitet wurden, schwankten zwischen 8″.7 und 8″.9. Sie wurden aber durchweg nur als provisorisch angesehen und sollten erst mit den Resultaten des Durchganges von 1882 zusammen zu einem definitiven Werte verarbeitet werden.

Von neuem begannen daher die Vorbereitungen, die Untersuchungen der Instrumente und die Einübung der Beobachter. Fast noch größer als

im Jahre 1874 war die Zahl der ausgesandten Expeditionen, für welche ganz Südamerika und die östliche Hälfte von Nordamerika die günstigsten Bedingungen boten. Das Deutsche Reich entsandte vier Expeditionen, von denen zwei in Nordamerika (Hartford, Conn., und Aiken, S. C.) und zwei in Südamerika (Bahia Blanca in Argentinien und Punta Arenas an der Magellanstraße) stationiert wurden. Außerdem befand sich noch in Südgeorgien eine Station von mehr untergeordneter Bedeutung. Die Venus passierte dieses Mal die Sonnenscheibe etwas näher dem Mittelpunkte als 1874, in einer Minimalentfernung von 10′ 41″, und die ganze Dauer des Durchganges betrug dementsprechend über sechs Stunden.

Die Stationen wurden fast durchweg vom Wetter begünstigt, so daß die Beobachtungen zum größten Teile dem Programm entsprechend durchgeführt werden konnten. Viele Jahre dauerte es dann noch, bis die fast unerschöpfliche Fülle von Beobachtungen des Durchganges, Kontaktbeobachtungen und Distanzmessungen mit dem Heliometer oder auf Photographien, nebst allen Messungen und Beobachtungen, welche zur Untersuchung der Instrumente sowie auch zur Bestimmung der geographischen Koordinaten der Stationen angestellt worden waren, reduziert waren und verwertet werden konnten. Die Werte, welche für die Sonnenparallaxe hergeleitet wurden, hielten sich diesmal zwischen den Grenzen 8″.76 und 8″.91. Aus der Gesamtheit der während der beiden Durchgänge von 1874 und 1882 seitens der deutschen und der amerikanischen Expeditionen ausgeführten Beobachtungen hat Newcomb einen endgültigen Wert für die Sonnenparallaxe hergeleitet. Danach führen die heliometrischen und photographischen Messungen zu dem Werte 8″.86, die Kontaktbeobachtungen dagegen zu dem wesentlich kleineren Werte 8″.79. Von Interesse ist es noch, anzuführen, daß die inneren Kontakte, welche, wie bereits oben erwähnt, erheblich genauere Resultate liefern, als die äußeren, 8″.78 ergaben, die äußeren dagegen 8″.91. Bouquet de la Grye hat aus den Beobachtungen des Venusdurchganges von 1882, welche an den elf französischen Stationen angestellt wurden, die Zahl 8″.80 als Wert der Sonnenparallaxe gefunden.

Es läßt sich leider nicht leugnen, daß die Ergebnisse der Venus expeditionen dem enormen Aufwande an Fleiß, Mühe und Kosten, zu dem sämtliche Kulturstaaten der Erde beigetragen haben, nicht entsprechen, und daß besonders die im vorigen Kapitel besprochene Methode der kleinen Planeten mit viel geringerer Mühe weit genauere Resultate zu liefern vermag. Andererseits aber darf nicht verkannt werden, daß bei der Seltenheit des Phänomens die Astronomen zweifellos die Pflicht hatten, für eine ausreichende Beobachtung der Venusdurchgänge des vorigen Jahrhunderts

Sorge zu tragen, und es unterliegt keinem Zweifel, daß die beiden im nächsten Jahrhundert eintretenden Durchgänge die Astronomen wieder auf dem Plane finden werden.

4. Andere Methoden zur Bestimmung der Sonnenentfernung.

Die Methoden zur Bestimmung der astronomischen Längeneinheit, welche wir bisher beschrieben, beruhen durchaus auf der Messung von Parallaxen, das heißt von Winkeln, die im vorliegenden Falle selten 30″ übersteigen und daher nur sehr schwer mit der erforderlichen Genauigkeit gemessen werden können. Aber die verfeinerten Untersuchungsmittel moderner Wissenschaft haben auch andere Methoden erstehen lassen, unter denen sich zwei befinden, von denen man eine gleiche Genauigkeit erhoffen kann, wie die auf dem Wege der Parallaxen erlangte. Von diesen Methoden beruht die eine auf der Wirkung der Anziehung der Sonne auf den Mond, die andere auf der Eigenschaft des Lichtes, einer merklichen Zeit zu seiuer Fortpflanzung zu bedürfen.

Die Bewegung des Mondes um die Erde wird sehr bedeutend durch die Anziehungskraft der Sonne, oder, strenger ausgedrückt, durch die Differenz ihrer Anziehung auf den Mond und auf die Erde beeinflußt. Ein Teil dieses Unterschiedes hängt von dem Verhältnisse zwischen den Entfernungen Erde-Sonne und Erde-Mond ab, so daß aus den Störungen der Mondbewegung durch die Sonne das Verhältnis dieser Entfernungen bestimmt werden kann. Da die Mondentfernung hinreichend scharf bekannt ist, so brauchen wir sie nur mit dieser Verhältniszahl zu multiplizieren, um die Sonnenentfernung zu erhalten. Die störende Kraft der Sonne zeigt sich nun darin, daß sie eine gewisse Ungleichheit in der Bewegung des Mondes hervorruft, infolge deren der Mond in der Nähe des ersten Viertels zwei Bogenminuten hinter seinem mittleren Orte zurückbleibt, in der Nähe des letzten Viertels dagegen seinem mittleren Orte um ebensoviel vorauseilt. Bei der Bestimmung dieser sogenannten *parallaktischen Ungleichheit* des Mondes haben wir also einen Winkel zu messen, der beträchtlich größer ist, als die planetarischen Parallaxen, die zur Bestimmung der Sonnenentfernung führen, so daß der Fehler bei Benutzung dieser Methode bedeutend kleiner sein würde, als bei der direkten Parallaxenmessung, wenn wir beide Winkel mit derselben Genauigkeit messen könnten. Dies ist aber keineswegs der Fall; denn der Ort des Mondzentrums, welchen wir für den genannten Zweck brauchen, läßt sich nicht direkt, sondern nur unter Zuhilfenahme von Beobachtungen der Ränder bestimmen, und das Schlimme ist, daß diese weder genau, noch gleichzeitig beobachtet

werden können, vielmehr, wie leicht einzusehen ist, der eine Rand nur beim ersten, der andere nur beim letzten Viertel. Wir können also nicht mit Sicherheit sagen, wieviel von der beobachteten Ungleichheit reell ist, und wieviel auf Beobachtungsfehler kommt. Diese Unsicherheit war früher so groß, daß die Ungleichheit vor 1854 in Übereinstimmung mit dem Enckeschen Werte der Sonnenparallaxe zu 122″ angenommen werden konnte, und erst Hansen wies nach (s. S. 189), daß sie etwa 4″ größer sei. Hieraus schloß er dann, daß die Parallaxe der Sonne um ein Dreißigstel ihres Wertes vermehrt werden müsse.

Man hat sich seitdem viele Mühe gegeben, den genauen Betrag der Ungleichheit aus den Beobachtungen zu bestimmen. In neuerer Zeit ist man auf den Gedanken gekommen, nicht die Ränder des Mondes, sondern einen bestimmten, gut markierten Punkt der Mondoberfläche als Beobachtungsobjekt zu wählen, z. B. den kleinen Krater Moesting A, wodurch eine größere Genauigkeit der Mondpositionsbestimmungen erreicht werden kann. Auch die Beobachtungen von Sternbedeckungen durch den Mond liefern für diesen genaue Positionen; besonders Battermann hat derartige Beobachtungen angestellt.

Als endgültigen Wert der Sonnenparallaxe aus den verschiedenen Bestimmungen der parallaktischen Ungleichheit des Mondes nimmt Newcomb den Betrag von 8.″79 an. Cowell berechnete neuerdings aus den von 1847 bis 1901 in Greenwich angestellten Mondbeobachtungen die parallaktische Ungleichheit des Mondes zu 124.″9, die Sonnenparallaxe ebenfalls zu 8.″79, und Battermann fand aus seinen oben erwähnten Beobachtungen genau dieselben Beträge.

Die zweite, ebenso schöne als im Prinzip einfache Methode der Bestimmung der Sonnenentfernung basiert auf dem Umstande, daß das Licht zu seiner Fortpflanzung einer merklichen Zeit bedarf. Man kann (vgl. nächstes Kapitel, erster Abschnitt) aus physikalischen Experimenten die Lichtgeschwindigkeit und aus gewissen astronomischen Erscheinungen (Aberration des Lichtes und Verfinsterungen der Jupitersmonde) die Lichtzeit, d. h. die Zeit, die das Licht braucht, um die mittlere Distanz Sonne-Erde zurückzulegen, bestimmen. Newcomb nahm auf Grund seiner Messungen und der von Michelson die Lichtgeschwindigkeit zu 299860 km an. Die Lichtzeit hat sich aus der Aberrationskonstante und aus den Verfinsterungen der Jupitersmonde übereinstimmend zu $498^{s}.7$ ergeben. Um die Entfernung der Sonne zu erhalten, hat man nur diese beiden Zahlen miteinander zu multiplizieren; das Resultat ist $149^{1}/_{2}$ Millionen km, und die entsprechende Parallaxe ist 8.″80. Auch wenn man denjenigen Wert der Aberrationskonstante benutzt, der sich aus spektroskopischen Beobachtungen

ergeben hat, wird man zu genau demselben Werte der Sonnenparallaxe geführt.

Die beiden genannten Methoden, die Sonnenentfernung zu bestimmen, dürfen mit Recht, wenn sie in sorgfältiger Weise angewandt werden, als sehr genau gelten. Es gibt indessen noch einige andere, die, obschon sie weniger genau sind, doch Erwähnung verdienen. Eine der sinnreichsten wurde zuerst von Leverrier angewandt. Aus der Theorie der Gravitation ist bekannt, daß die Erde infolge der Anziehung des Mondes eine kleine Ellipse um den gemeinschaftlichen Schwerpunkt beider Körper beschreibt, die dem Monatslauf des Mondes um die Erde oder genauer um das gemeinschaftliche Gravitationszentrum entspricht. Kennen wir die Masse (das Gewicht) des Mondes im Verhältnis zu der der Erde und seine Entfernung, so können wir danach den Halbmesser der erwähnten kleinen Bahn berechnen; in runder Zahl beträgt er 5000 km. Diese monatliche Oszillation der Erde wird eine entsprechende Oszillation (*lunare Gleichung*) in der Länge der Sonne bewirken, da ja die scheinbare Bewegung der letzteren das Spiegelbild der wirklichen Bewegung der ersteren ist, und durch Messung ihres scheinbaren Betrages können wir dann die Entfernung der Sonne ermitteln. Leverrier fand die Oszillation zu 6″50 und leitete hieraus die Sonnenparallaxe 8″95 ab. Aber Stone in Greenwich entdeckte zwei Irrtümer in Leverriers Rechnung und reduzierte das Resultat auf 8″85. Newcomb ermittelte unter Benutzung einer großen Zahl von Sonnenbeobachtungen als den Wert der lunaren Gleichung 6″47 und als den entsprechenden Wert der Sonnenparallaxe 8″82.

Eine andere theoretische Methode ist gleichfalls von Leverrier vorgeschlagen und angewandt worden. Sie beruht auf dem Prinzip, daß, wenn die relativen Massen von Sonne und Erde bekannt sind, ihre Distanz gefunden werden kann durch Vergleichung der Strecke, die ein schwerer Körper an der Erdoberfläche in einer Sekunde durchfällt, mit der Strecke, die die Erde selbst in derselben Zeit gegen die Sonne hin fällt. Die Masse der Erde war aus ihrer Wirkung auf die Planeten Venus und Mars, deren Bahnen merklich durch sie gestört werden, bekannt, und Leverrier bestimmte nach dieser Methode die Sonnenparallaxe zu 8″86. Durch Anbringung einer kleinen Korrektion, welche eine seiner Zahlen erfordert, wird sie auf 8″83 reduziert. Newcomb hat auf ähnliche Weise den Einfluß der Erde auf die Bahnen der nächsten Planeten untersucht und aus der Bewegung der Knoten der Venusbahn die Sonnenparallaxe gleich 8″77 gefunden.

Verbinden wir die Resultate aller der genannten Methoden, unter Berücksichtigung der Genauigkeit einer jeden, so ist soviel sicher, daß

die Sonnenparallaxe sehr nahe gleich 8.″80 ist, die Entfernung der Sonne also 149½ Millionen Kilometer beträgt. Die Unsicherheit dieser Zahlen dürfte nur etwa 0.″01 bzw. 170000 km betragen.

Zum Schlusse möge hier noch eine Zusammenstellung der wichtigsten, nach den verschiedenen Methoden erhaltenen Werte der Sonnenparallaxe gegeben werden:

aus Gills Marsbeobachtungen auf Ascension:	8.″78
aus Heliometerbeobachtungen von kleinen Planeten:	8.80
aus Beobachtungen des Planeten Eros 1900/01:	8.81
aus den Venusdurchgängen 1874 und 1882 (Kontaktbeobachtungen):	8.79
» » » » » » (Distanzmessungen):	8.86
aus französischen Beobachtungen des Venusdurchganges 1882:	8.80
aus der parallaktischen Ungleichheit des Mondes:	8.79
aus der Lichtzeit und der Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes:	8.80
aus der lunaren Gleichung:	8.82
aus der Bewegung der Knoten der Venusbahn:	8.77

5. Sternparallaxen.

Die Gegner der Kopernikanischen Lehre konnten scheinbar keinen triftigeren Beweisgrund gegen dieselbe ins Feld führen, als das Fehlen einer Parallaxe der Fixsterne. Erinnern wir uns, daß die jährliche Parallaxe der Sterne die Richtungsänderung ist, welche durch die Bewegung der Erde um die Sonne verursacht wird. Eine der ältesten Methoden, nach der vermutlich eine solche Parallaxe gesucht worden ist, erläutert Fig. 91. AB sei die Bahn der Erde um die Sonne S, R und T

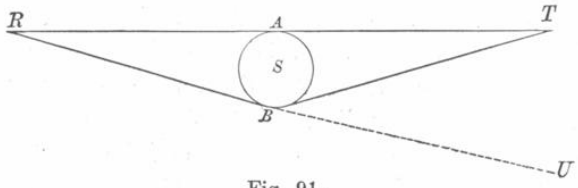

Fig. 91.

seien zwei Sterne, die einander genau gegenüberliegen, d. h. um 90° von der Sonne abstehen, wenn die Erde in A ist. Befindet sich nun nach sechs Monaten die Erde in B, so werden offenbar, wie die Figur zeigt, die Sterne R und T nicht mehr einander gegenüberliegen. Die Richtungen nach den beiden Sternen werden vielmehr einen von 180° verschiedenen Winkel einschließen, und zwar werden, wie man leicht sieht, die Sterne immer in der Richtung nach der Sonne verschoben erscheinen. Als man

fand, daß auch die sorgfältigsten Beobachtungen keine solche Abweichung erkennen ließen, war der Schluß unvermeidlich, daß die Erde sich nicht bewege. Wir haben gesehen, daß selbst Tycho Brahe auf diese Weise dazu gebracht wurde, die Kopernikanische Lehre zu verwerfen und ein System aufzustellen, in welchem die Sonne sich um die Erde bewegte.

Nach der Erfindung des Fernrohres, welches alle Wahrnehmungen verschärfte und Winkel der Messung zugänglich machte, die sich ihr bis dahin durch ihre Kleinheit entzogen hatten, war es natürlich, daß die Anhänger des Kopernikus sich eifrig bemühten, die jährliche Parallaxe der Sterne zu entdecken. Ein erster Schritt, das Fernrohr als Meßapparat auf die Bestimmung der Sternparallaxen anzuwenden, wurde 1669 von Hooke in London unternommen. Er befestigte ein 36 Fuß langes Fernrohr vertikal in seinem Hause, das Objektiv in einer Öffnung des Daches, das Okular in einem der unteren Räume. Vom Objektiv hing nach einem Punkte unterhalb des Okulars ein feines Lot herab, welches eine vertikale Linie gab, von der aus gemessen werden konnte. Natürlich ließen sich mit einem solchen Fernrohre nur die wenigen helleren Sterne messen, die nahe durch das Zenit gingen. Hooke wählte einen der hellsten davon, γ Draconis, und beobachtete ihn in der Weise, daß er täglich beim Meridiandurchgange den Abstand seines Bildes vom Lot maß. Leider wurde, nachdem er vier Beobachtungen gemacht hatte, das Objektiv durch Zufall zerbrochen, und der Versuch endete daher resultatlos.

Mehr als 30 Jahre vergingen bis zu einer zweiten Beobachtungsreihe. In den Jahren 1701 bis 1704 versuchte Olaus Römer in Kopenhagen, die Summe der doppelten Parallaxen von Sirius und Wega nach dem in Fig. 91 dargestellten Prinzip zu ermitteln. Diese Sterne liegen nahe entgegengesetzt an der Himmelskugel, und der Winkel zwischen ihnen muß sich vom Frühling zum Herbst um beinahe die doppelte Summe ihrer Parallaxen ändern. Statt des Abstandes, der direkt nicht meßbar war, maß Römer am Passageninstrument die Rektaszensionsdifferenz oder den Unterschied der Zeiten des Durchganges durch den Meridian und fand so die doppelte Summe der Parallaxen zu 4^s bis 6^s; Horrebow, der die Römerschen Beobachtungen nochmals berechnete, fand den Unterschied gleichfalls im Frühjahre um 4^s größer als im Herbst. Es ist sehr begreiflich, daß Horrebow diesen Unterschied der Parallaxe, das heißt der Bewegung der Erde, zuschrieb und seiner Freude sogar in einer besonderen »Copernicus triumphans« betitelten Schrift Ausdruck gab. Man weiß jetzt, daß keiner der beiden Sterne eine Parallaxe besitzt, die nur den zehnten Teil der obigen beträgt, und C. A. F. Peters hat gezeigt, daß die von Horrebow der Parallaxe zugeschriebene Differenz zum größten Teile von der

Ungleichförmigkeit des täglichen Ganges der Uhr herrührte, eine Folge des Einflusses der täglichen Temperaturänderung auf ein unkompensiertes Pendel. Im Frühling nämlich, wo Sirius am Abend, Wega am Morgen den Meridian passiert, fiel das gemessene Zeitintervall in die Nacht. Die Nachtkälte ließ nun die Uhr zu rasch gehen und so das gemessene Zeitintervall zu groß werden. Umgekehrt passiert im Herbst Sirius den Meridian am Morgen, Wega am Abend; die Zwischenzeit fiel in den Tag, dessen Wärme den Uhrgang verlangsamte und das Intervall zu klein machte.

Unter den zahlreichen anderen Versuchen, welche die Astronomen des 18. Jahrhunderts — freilich vergeblich — machten, um eine Sternparallaxe zu entdecken, soll noch der von Bradley erwähnt werden, weil er zu der denkwürdigen Entdeckung der Aberration des Lichtes führte. Das Prinzip seines Instruments war dasselbe wie bei Hooke; er bestimmte nämlich die Zenitdistanz des Sternes γ Draconis beim Meridiandurchgang aus der Neigung eines Fernrohres gegen ein feines Lot. An Genauigkeit übertrafen seine Messungen weitaus die von Hooke, so daß er mit Sicherheit anzugeben vermochte, die Parallaxe des Sternes müsse weniger als eine Bogensekunde betragen. Aber er fand dabei eine andere jährliche Oszillation von sehr merkwürdigem Charakter, die von der fortschreitenden Bewegung des Lichtes herrührt, und welche wir im nächsten Kapitel beschreiben wollen. Es ist in der Geschichte der Wissenschaften schon häufig vorgekommen, und es wird auch ferner geschehen, daß die Untersuchung irgendeiner Erscheinung zu Entdeckungen in wesentlich anderer Richtung und von ganz unerwartetem Charakter führt.

Da es ermüden würde, wenn wir alle die Anstrengungen detailliert beschreiben wollten, die von verschiedenen Astronomen des 18. Jahrhunderts und der ersten Jahrzehnte des vorigen Jahrhunderts gemacht worden sind, um die Sternparallaxen zu ermitteln, so möge die Bemerkung genügen, daß sie im allgemeinen auf absoluten Messungen beruhten (Zenitdistanzen, in der Regel nach der Methode Bradleys) oder auf der Messung großer, durch die Uhr ermittelter Rektaszensionsdifferenzen. In beiden Fällen mußten meist bedeutende Winkel gemessen werden, welche infolge der Temperaturwirkungen auf die Instrumente und aus manchen anderen Gründen stets sehr unsicher bleiben. Das schließliche Resultat all dieser Bemühungen war, daß einige Astronomen, wie Piazzi und Brinkley, für manche der helleren Sterne Parallaxen bis zu zwei und mehr Bogensekunden zu finden glaubten; doch stimmten die Resultate teils zu wenig untereinander überein, teils blieben sie ihrer Ableitung nach zu vielen Zweifeln unterworfen, als daß man den gefundenen Werten hätte großes Vertrauen schenken können.

Im zweiten Jahrzehnt des 19. Jahrhunderts versuchten Lindenau, Bessel und Struve, auf anderem Wege zum Ziele zu gelangen. Sie maßen Rektaszensionsunterschiede, wie Römer, machten sich aber von Uhrgang und Instrumentalfehlern durch geschickte Anordnung der Beobachtungen möglichst frei. Das Endresultat war aber auch für sie unbefriedigend, indem sich die gefundenen geringfügigen Werte der Parallaxe in der Regel kleiner herausstellten als ihre Unsicherheiten.

Dies war der Zustand der Dinge bis in die dreißiger Jahre des 19. Jahrhunderts. Jede spätere und genauere Untersuchung hatte fast immer geringere bzw. verschwindende Parallaxen für Sterne ergeben, die entweder durch ihre große Helligkeit oder ihre starke Eigenbewegung die Vermutung größerer Nähe und damit die Hoffnung auf eine merkliche Parallaxe erwecken durften, und eine gewisse Resignation diesem Problem gegenüber hatte sich wohl bei den meisten Astronomen eingestellt. Nur Bessel und Struve verzweifelten an der Lösung der Aufgabe nicht; aber sie sahen ein, daß sie anders angegriffen werden müßte, und daß die Parallaxen nicht durch Kreise oder Uhren, sondern durch mikrometrische Messungen bestimmt werden müßten. Die Idee dieser Methode ist fast so alt als die Erfindung des Fernrohres. Schon Galilei und Huygens sprachen die Vermutung aus, daß, wenn ein heller und ein schwacher Stern im Gesichtsfelde des Fernrohres nahe beieinander ständen, relative Parallaxen sich zu erkennen geben müßten, da der hellere Stern aller Wahrscheinlichkeit nach uns viel näher sei als der schwächere und beide demnach infolge der Bewegung der Erde um die Sonne ihre relative Lage im Laufe des Jahres ändern würden. Wäre z. B. der eine Stern dreimal so weit entfernt als der andere, so würde seine durch die Parallaxe hervorgerufene scheinbare Bewegung nur ein Drittel von der des anderen sein, und es würde eine Parallaxe gleich zwei Dritteln von der des näheren Sternes übrigbleiben, welche entdeckt werden könnte, wenn man den Winkelabstand beider Sterne Tag für Tag ein Jahr hindurch mäße. Solche Überlegungen veranlaßten gegen Ende des 18. Jahrhunderts W. Herschel, den Doppelsternen besondere Aufmerksamkeit zu schenken. Er maß in den achtziger Jahren eine ganze Reihe in der ausgesprochenen Absicht, eine Parallaxe zu finden. Als sich aber, bei eifrigem Suchen nach geeigneten Objekten, deren Zahl außerordentlich stark vermehrte, kam er zu der schon früher besonders von Christian Mayer verfochtenen Ansicht, daß wir es bei ihnen nicht mit zufällig und nur scheinbar nahe stehenden Sternen, sondern mit wirklich benachbarten, durch das Band der Gravitation miteinander verbundenen Körpern zu tun hätten, daß also die Doppelsterne im allgemeinen nicht zur Parallaxenbestimmung dienen könnten.

Die Wahrscheinlichkeit, daß ein bestimmter Stern eine meßbare Parallaxe besitzt, ist nur sehr gering. Unter der Voraussetzung, daß die Sterne durchschnittlich von gleicher Leuchtkraft sind, ist es klar, daß die helleren Sterne im allgemeinen auch die näheren sein werden; andererseits werden auch, wenn man annimmt, die Bewegungen der Sterne seien durchschnittlich etwa die gleichen, die besonders stark bewegten Sterne die näheren sein. Es werden also einesteils die hellen Sterne, anderenteils diejenigen von großer *Eigenbewegung* der Entdeckung einer Parallaxe günstig sein. Die beiden Astronomen, denen wir die Entdeckung der ersten sicheren Parallaxen verdanken, gingen von diesen beiden Voraussetzungen aus, der eine von dieser, der andere von jener; aber auch ihnen hätte die Bestimmung nicht gelingen können, wären sie nicht durch die feinsten und zweckmäßigsten Meßapparate unterstützt worden, die sie auf das vollkommenste zu benutzen verstanden.

Als Bessel in Königsberg Ende 1829 das Fraunhofersche Heliometer erhielt, beschloß er sogleich, es auch zur Parallaxenbestimmung zu verwenden; andere wichtige Arbeiten verhinderten ihn aber, die Beobachtungen in ihrem ganzen Umfange sofort zu beginnen, und er gelangte erst im August 1837 dazu. Als Objekt hatte er den Doppelstern 61 Cygni gewählt, der die größte damals bekannte Eigenbewegung zeigte, indem er seinen Ort unter den benachbarten Sternen um volle 5″ im Jahre änderte. Diese Bewegung war so groß, daß ziemlich sicher auf eine merkliche Parallaxe gerechnet werden durfte, obschon die beiden Komponenten dieses Sternpaares nicht heller als 5. bis 6. Größe sind. Dazu kam dann noch die günstige Lage am Himmel und die Nähe passend gelegener Vergleichsterne. Und in der Tat, die Bemühungen Bessels wurden belohnt. Aus der ersten, von August 1837 bis Oktober 1838 fortgesetzten Beobachtungsreihe fand er die Parallaxe von 61 Cygni relativ zu zwei schwächeren, symmetrisch stehenden Sternen zu 0″31. Er nahm dann das Instrument auseinander, verbesserte manche Teile des komplizierten Mikrometerapparats und begann nach der Wiederaufstellung eine neue Messungsreihe, die sein Assistent Schlüter bis zum März 1840 fortsetzte. Das Endresultat aller Messungen war 0″35. Die Realität dieser Parallaxe konnte kaum bezweifelt werden; man hatte hier zum ersten Male die Entfernung eines Fixsternes nach einer Methode bestimmt, die volles Vertrauen verdiente und auch fand. Spätere Messungen der Parallaxe von 61 Cygni, z. B. von Otto Struve, Auwers, Wilsing, Davis, Kapteyn, Peter und Bergstrand, haben den Besselschen Wert im wesentlichen bestätigt. Gegenwärtig kann man als wahrscheinlichsten Wert der Parallaxe von 61 Cygni 0″31 annehmen.

Der Stern, den W. Struve in Dorpat zur Bestimmung der relativen

Parallaxe wählte, war Wega (α Lyrae). Eine bedeutende Eigenbewegung hat dieser Stern zwar nicht, aber er ist einer der hellsten des nördlichen Sternhimmels, so daß man allen Grund hatte, ihn zu den uns näheren zu rechnen. Der Vergleichstern, den Struve benutzte, war ein einzelner schwacher Stern 10. Größe in etwa 43″ Entfernung; als Mikrometerapparat wurde das Fadenmikrometer des neunzölligen Fraunhoferschen Refraktors der Dorpater Sternwarte benutzt. Das Resultat, welches sich aus den Messungen von November 1835 bis August 1838 ergab, war eine relative Parallaxe von einer Viertelsekunde. Spätere Untersuchungen haben geringere Werte ergeben; gegenwärtig nimmt man die Parallaxe von Wega zu 0.″09 an, so daß also Wega, obschon etwa 100 mal heller als jede der Komponenten von 61 Cygn, doch beinahe $3^1/_2$ mal so weit von uns entfernt ist. Die Entfernung von 206265 Erdbahnhalbmessern, der eine Parallaxe von 1″ entspricht, nennt man mitunter eine *Sternweite*; der Stern 61 Cygni wäre also etwa 3.2 Sternweiten von uns entfernt, Wega dagegen ungefähr 11 Sternweiten. Die gebräuchlichste Einheit für die Entfernungen der Fixsterne ist indessen das *Lichtjahr*, d. h. die Strecke, welche das Licht in einem Jahre zurücklegt. Einer Parallaxe von 1″ entspricht eine Entfernung von $3^1/_4$ Lichtjahren, so daß 61 Cygni 10.5, Wega etwa 36 Lichtjahre von uns entfernt ist.

Ungefähr zu derselben Zeit, als Bessel und Struve ihre ersten genauen Messungen relativer Parallaxen anstellten, untersuchte Henderson am Kap der guten Hoffnung den hellsten Doppelstern des Himmels, α Centauri, auf seine Parallaxe. Die Beobachtungen Hendersons bestanden in der Messung von Zenitdistanzen mit dem Mauerkreise und waren daher absolute Bestimmungen, statt, wie bei Bessel und Struve, relative Mikrometervergleichungen mit benachbarten Sternen. Aus einer Diskussion seiner eigenen Beobachtungen und einer sorgfältigen Messungsreihe seines Nachfolgers Maclear fand Henderson die Parallaxe des Sternpaares, aus welchem α Centauri gebildet wird, gleich etwa 1″. Dieses Resultat wurde durch spätere Bestimmungen Maclears und Moestas nahezu bestätigt; dagegen hat eine von Elkin ausgeführte Untersuchung einen geringeren Wert ergeben. Dieser fand nämlich, und zwar gleichfalls aus Beobachtungen, die zumeist von Maclear herrührten, die relative Parallaxe von α gegen β Centauri wenig größer als eine halbe Bogensekunde. Durch Heliometermessungen haben Elkin und Gill neuerdings für die Parallaxe von α Centauri den Wert 0.″75 gefunden, und diese Zahl verdient sehr viel mehr Vertrauen als die älteren Werte. Überhaupt hat sich das Heliometer auf dem Gebiete der Parallaxenbestimmung vortrefflich bewährt, und eine große Zahl von Parallaxen ist mit diesem Instrument gemessen worden. So haben

Chase, Elkin und Smith mit dem großen Heliometer der Yale-Sternwarte in Nordamerika die Parallaxen von nicht weniger als 244 Sternen untersucht, die sich durch große Eigenbewegung oder Helligkeit auszeichnen. Unter den von ihnen erhaltenen Parallaxenwerten liegen nur 4 zwischen 0″30 und 0″39, 4 zwischen 0″20 und 0″29 und 46 zwischen 0″10 und 0″19. Unter den deutschen Astronomen hat sich besonders Peter auf diesem Gebiete große Verdienste erworben; er verwandte das Heliometer der Leipziger Sternwarte zu seinen Arbeiten.

Mit derselben Genauigkeit, wie sie das Heliometer ermöglicht, kann man auch mit Hilfe des photographischen Refraktors die Entfernungen der Fixsterne messen. Statt die Lage eines Sternes relativ zu den Vergleichsternen direkt am Himmel mit einem Mikrometer oder Heliometer zu bestimmen, photographiert man den betreffenden Teil des Himmels und mißt die Lage der Bilder der Sterne auf der Platte unter dem Mikroskop aus. Wiederholt man die Aufnahmen mehrfach während eines Jahres, so wird das Bild eines Sternes mit merklicher Parallaxe gegen die Bilder der übrigen Sterne auf den einzelnen Platten eine verschiedene Lage haben, und aus diesen, natürlich äußerst kleinen, Verschiebungen läßt sich die Parallaxe des Sternes ermitteln. Das Prinzip der Parallaxenbestimmung ist also hier genau dasselbe wie bei der Anwendung des Heliometers zu dem gleichen Zwecke. Der erste Astronom, der (zu Anfang der siebziger Jahre des 19. Jahrhunderts) systematisch photographische Aufnahmen zur Parallaxenbestimmung machte, war der Amerikaner Rutherfurd; die von ihm erhaltenen Platten sind aber erst viel später, von Jacoby u. a., teilweise verwertet worden. In Europa war Pritchard in Oxford auf diesem Gebiete bahnbrechend; doch sind die von ihm ermittelten Parallaxen nicht sehr genau. Später haben dann auch andere Astronomen auf photographischem Wege die Entfernungen von Fixsternen gemessen. Besonders sei hier die von Schlesinger mit dem großen Refraktor der Yerkes-Sternwarte ausgeführte Beobachtungsreihe hervorgehoben. Obwohl dieses Instrument kein photographisches, sondern ein für visuelle Strahlen achromatisiertes Objektiv besitzt, konnte Schlesinger es doch unter Verwendung von gelbempfindlichen Platten zu photographischen Aufnahmen benutzen und so die Parallaxen von 25 Sternen mit hoher Genauigkeit ableiten.

Sehr interessant sind die Versuche von Kapteyn, welcher eine neue Methode vorgeschlagen und erprobt hat, um mit möglichst geringer Mühewaltung eine größere Zahl von Parallaxen zu bestimmen. Sein Verfahren ist das folgende. Man photographiert mit Hilfe eines photographischen Refraktors einen bestimmten Teil des Himmels, läßt aber die Platte vorläufig unentwickelt und wiederholt nach einem halben Jahre die Aufnahme

mit derselben Platte, jedoch in der Weise, daß die Bilder der Sterne bei der zweiten Aufnahme nicht auf die der ersten fallen, sondern dicht daneben. Jeder Stern ist also zweimal auf der Platte abgebildet, und die beiden Bilder liegen nebeneinander. Hat nun irgendeiner der Sterne eine merkbare Parallaxe, so wird er durch seine jährliche parallaktische Bewegung zur Zeit der beiden Aufnahmen in entgegengesetztem Sinne verschoben sein, da ja zwischen den beiden Aufnahmen die Zeit von einem halben Jahre liegt. Der Abstand der beiden Bilder dieses Sternes wird also verschieden sein von dem Abstande der beiden Bilder derjenigen Sterne, die keine merkliche Parallaxe besitzen, und es ist daher möglich, seine Parallaxe relativ zu den letzteren zu bestimmen. Kapteyn hat vorgeschlagen, den ganzen Himmel in dieser Art zu photographieren und die Parallaxen aller Sterne bis zur 10. Größe nach seiner Methode zu messen. Er erwartet, daß unter den rund 800000 Sternen bis zur 10. Größe etwa 450 eine Parallaxe von mindestens 0″1 haben werden. In Anbetracht des enormen Arbeitsaufwandes, der zur Durchführung des Kapteynschen Vorschlages nötig sein würde, ist leider vorläufig keine Aussicht zur Verwirklichung dieser Idee vorhanden, aber es sind doch bereits von Kapteyn, de Sitter, Kostinsky u. a. einige Teile des Himmels in dieser Weise auf Parallaxen hin untersucht worden. Es hat sich dabei allgemein die Erfahrung bestätigt, daß Parallaxen von mehr als 0″1 nur äußerst selten sind. Besondere Erwähnung verdient die von Kapteyn und de Sitter ausgeführte Bestimmung der Entfernung der als »Hyaden« bezeichneten Sterngruppe, für welche sich im Mittel die sehr kleine Parallaxe von 0″023 ergeben hat.

Mit Hilfe des Heliometers, des Mikrometers und des photographischen Refraktors erhält man relative Parallaxen, die uns nur dann die wirklichen Entfernungen liefern, wenn die Vergleichsterne unendlich weit entfernt sind. Die Bestimmung absoluter Fixsternparallaxen ist, wie wir gesehen haben, sehr viel schwieriger, und sie ist daher auch, nachdem Bessel und Struve die Vorteile der Messung relativer Parallaxen klargelegt hatten, im 19. Jahrhundert nur noch einmal in ausgedehnter Weise zur Ausführung gelangt. Dies geschah in den vierziger Jahren durch C. A. F. Peters, der mit dem Ertelschen Vertikalkreis der Sternwarte zu Pulkowa eine Reihe hellerer Sterne durch direkte Messung der Zenitdistanzen im Meridian auf ihre Parallaxen prüfte. So sorgfältig seine Beobachtungen auch waren, können sich ihre Resultate doch nicht mit den Bestimmungen am Heliometer an Genauigkeit messen. Man hat daher lange Zeit hindurch den Meridiankreis überhaupt als ungeeignet zu Parallaxenmessungen betrachtet, bis in neuerer Zeit Kapteyn darauf hinwies, daß dieses Instrument bei geschickter Anordnung der Beobachtungen und sorgfältiger Eliminierung

der Fehlerquellen recht wohl zur Bestimmung relativer Parallaxen benutzt werden kann. Kapteyn maß mit Hilfe des Meridiankreises und der Uhr die Rektaszensionsunterschiede zwischen dem Sterne, dessen Parallaxe er ermitteln wollte, und einigen demselben nahe vorausgehenden und folgenden Sternen von nahezu gleicher Deklination. Im Laufe des Jahres ändern sich infolge der parallaktischen Verschiebung diese Unterschiede, und es kann daher die relative Parallaxe des Sterns gegen die Vergleichsterne gefunden werden. Vor kurzem hat Flint in Madison (Nordamerika) die Parallaxen von ungefähr 200 Sternen auf diesem Wege bestimmt; in Deutschland hat Jost in Heidelberg eine größere derartige Beobachtungsreihe ausgeführt. Gegenwärtig plant man, auf Anregung von Großmann in München, die Bestimmung der Parallaxen möglichst aller Sterne bis zur Größe 6.5 nach dem auseinandergesetzten Prinzip, wobei man das Repsoldsche unpersönliche Mikrometer in Anwendung bringen will. Soll dieser Plan zur Ausführung kommen, so ist natürlich die Mitarbeit zahlreicher Sternwarten erforderlich.

Ferner sei noch eine Methode der Parallaxenbestimmung erwähnt, die nur auf Doppelsterne anwendbar ist. Im nächsten Kapitel werden wir sehen, daß man auf spektroskopischem Wege die Bewegung der Sterne in der Gesichtslinie (Radialgeschwindigkeit) ermitteln kann, d. h. es läßt sich feststellen, um wieviel Kilometer in der Sekunde ein Stern sich uns nähert oder sich von uns entfernt. Kennt man diese Bewegung bei den Komponenten eines Doppelsternes, und kennt man außerdem die Elemente der elliptischen Bahn, welche die eine Komponente relativ zur andern beschreibt, so kann man die Entfernung des Doppelsternes berechnen. Auf diesem Wege fand Hussey die Parallaxe des Doppelsternes δ Equulei zu 0.″07, Wright diejenige von α Centauri zu 0.″73.

Einen weiteren speziellen Fall, in dem eine Parallaxenbestimmung möglich ist, bieten die sogenannten »Sternströme« dar, d. h. Gruppen von Sternen, welche sich einander parallel und mit gleicher Geschwindigkeit durch den Raum bewegen. Wir werden des näheren auf diese Sternströme in dem Abschnitt über die Bewegungen der Fixsterne eingehen; hier soll nur erörtert werden, wie es möglich ist, die Entfernungen der Mitglieder eines solchen Systems zu berechnen. Wenn sich mehrere Sterne in parallelen, geradlinigen Bahnen im Weltraum bewegen, so werden sie für einen Beobachter, wo dieser sich auch befinden möge, nach den Gesetzen der Perspektive nach einem bestimmten Punkt hin zu konvergieren scheinen; ihre Bewegungen an der Sphäre sind also nach einem bestimmten Punkt, dem Konvergenzpunkt, gerichtet. Die Lage dieses Punktes kann leicht ermittelt werden, indem man beispielsweise auf einen Himmelsglobus die Richtungen der Eigenbewegungen der Sterne aufträgt und bis zu ihrem

gemeinschaftlichen Schnittpunkte, der eben der Konvergenzpunkt ist, verlängert. Rechnerisch kann die Bestimmung des Konvergenzpunktes natürlich weit schärfer geschehen als nach dieser graphischen Methode. Da die Sterne sich in parallelen Linien bewegen, so liegt der Konvergenzpunkt unendlich weit entfernt, und daher sind die Linien von einem der Sterne und von der Erde zum Konvergenzpunkt einander parallel, d. h. diese Linien schließen mit der über den Stern hinaus verlängerten Verbindungslinie Erde-Stern (dem »Visionsradius«) gleiche Winkel ein. Der Winkel Stern-Erde-Konvergenzpunkt ist aber offenbar der an der Sphäre gemessene Winkelabstand S des Sternes vom Konvergenzpunkt, die Linie Stern-Konvergenzpunkt bildet also nach dem Gesagten mit der Verlängerung des Visionsradius diesen selben Winkel S. Die Bewegung des Sternes geht nun in der Linie Stern-Konvergenzpunkt vor sich, S ist demnach mit anderen Worten der Winkel, den die Bewegung des Sternes mit der Verlängerung des Visionsradius einschließt, und dieser Winkel ist nach den vorstehenden Überlegungen zahlenmäßig bekannt. — Ist nun für einen der Sterne des Stromes seine Bewegungskomponente im Visionsradius, die Radialgeschwindigkeit, bestimmt worden, so kann aus dieser und dem Winkel S die Geschwindigkeit seiner Bewegung im Raume berechnet werden; aus dieser und der Radialgeschwindigkeit läßt sich ferner nach den einfachen Gesetzen der Zusammensetzung geradliniger Bewegungen auch die Bewegungskomponente senkrecht zum Visionsradius finden. Diese Bewegungskomponente ist aber andererseits als »Eigenbewegung« des Sternes auch in Winkelmaß bekannt. Wir wissen demnach, unter welchem Winkel eine bestimmte Strecke in der Entfernung des Sternes erscheint, können also seine Entfernung unmittelbar angeben. Die entsprechende Rechnung kann man für alle Sterne des Systems ausführen.

Einen besonders merkwürdigen Sternstrom bilden, wie wir später sehen werden, der Sirius, fünf von den hellsten Sternen des Großen Bären und einige andere Sterne. Aus der Bewegung dieses Stromes hat man für Sirius die Parallaxe zu 0.″37 berechnet, die in fast absoluter Übereinstimmung steht mit dem aus heliometrischen Messungen gefundenen Werte. Einen anderen Sternstrom bilden die Hyaden und eine Anzahl sie umgebender Sterne; nach der oben auseinandergesetzten Methode ergab sich für sie eine Parallaxe von 0.″025, während Kapteyn durch direkte Messungen in vortrefflicher Übereinstimmung den Wert 0.″023 fand.

Bei den Messungen von Parallaxen hat man mitunter auch negative Werte gefunden. Eine solche negative Parallaxe bedeutet im Falle von absoluten Messungen, daß die Richtungslinien von den entgegengesetzten Punkten der Erdbahn nicht nach einem bestimmten Punkte, dem Orte des

Sternes, konvergieren, sondern daß sie divergieren, und daß es also keine Lage (Entfernung) des Sternes gibt, die den Beobachtungen entspricht. Bei relativen Parallaxen braucht aber der Grund dieser Erscheinung nicht in Beobachtungsfehlern zu liegen; sie kann vielmehr auch davon herrühren, daß der Vergleichstern uns näher steht als der, dessen Parallaxe man bestimmen wollte.

Nachdem wir die verschiedenen Methoden der Parallaxenbestimmung erörtert haben, geben wir im nachstehenden ein Verzeichnis der bisher gemessenen Parallaxen, soweit sie 0″11 und darüber betragen. Die Sterne in der Tabelle sind teils nach den Sternbildern bezeichnet, teils auch nach den Sternkatalogen (von Piazzi, Bradley u. a.), denen sie entnommen sind. Die zweite Kolumne gibt die Helligkeit in Größenklassen an, bei Doppelsternen die Helligkeit beider Komponenten. Einige erst unsicher bestimmte Parallaxen, namentlich von einigen schwächeren Sternen, sind fortgelassen, aber auch von den in der Tabelle aufgeführten bedürfen viele noch einer neuen Bestimmung; bei der Schwierigkeit, welche die Messung derartig kleiner Winkel bietet, ist es nicht zu verwundern, wenn zuweilen Widersprüche zwischen verschiedenen Beobachtungsreihen auftreten. Um einen ungefähren Anhalt für den Genauigkeitsgrad der Parallaxenwerte zu geben, sind die am wenigsten genau bestimmten durch 4, die etwas genauer bekannten durch 2 Punkte gekennzeichnet, während denjenigen Werten, die besonders gut, zum Teil durch eine ganze Anzahl unabhängiger Beobachtungsreihen, festgelegt sind, kein Zeichen beigefügt ist.

Stern	Größe	Parallaxe	Entfernung in Lichtjahren	Stern	Größe	Parallaxe	Entfernung in Lichtjahren
α Centauri	0.3;1.7	0″76	4.3	Lalande 25224	5.5	0″26::	13
Lalande 21185	7.6	0.40	8	Krüger 60	9.2	0.26	13
α Canis majoris	−1.6	0.38	9	Lalande 26481	7.9	0.22:	15
Piazzi 0^h 130	5.7	0.36::	9	Weisse 16^h 906	8·8	0.21::	15
ε Eridani	3.8	0.33:	10	η Cassiopejae	3.6	0.20	16
τ Ceti	3.6	0.32:	10	Lalande 21258	8.9	0.20	16
α Canis minoris	0.5	0.32	10	Argel.-Oeltz. 11677	9.2	0.20:	16
Cord. Zonen 5^h 243	8.3	0.32:	10	36 Ophiuchi	5.3;5.3	0.20::	16
61 Cygni	5.6;6.3	0.31	11	Bradley 2179	6.7	0.20::	16
Struve 2398	8.8	0.29	11	σ Draconis	4.8	0.20	16
Lacaille 9352	7.4	0.29:	11	α Aquilae	0.9	0.20:	16
Groombridge 34	8.2	0.28	12	Groombridge 1618	6.8	0.18	18
ε Indi	4.7	0.28::	12	Lalande 24774	8.3	0.18::	18
Argel.-Oeltz. 17415	9.3	0.27:	12	Lalande 25372	8.7	0.18	18
Lalande 13198—200	5.8	0.26::	13	Lacaille 46650	8.9	0.18	18

Stern	Größe	Parallaxe	Entfernung in Lichtjahren	Stern	Größe	Parallaxe	Entfernung in Lichtjahren
δ Eridani	3.7	0.″18::	18	107 Piscium	5.3	0.″13::	25
Weisse 5^h 592	8.9	0.18:	18	6 Serpentis	5.5	0.13::	25
Lalande 1299	5.8	0.17:	19	τ Cygni	3.8	0.13::	25
o^2 Eridani	4.5	0.17:	19	17 Lyrae C	10.3	0.13:	25
ξ Ursae majoris	4.4;4.9	0.17:	19	41 H Andromedae	5.1	0.12:	27
Piazzi 14^h 212	5.8;7.2	0.17:	19	Piazzi 5^h 146	6.4	0.12:	27
70p Ophiuchi	4.3;6.0	0.17:	19	β Virginis	3.8	0.12::	27
Lalande 40844	9.0	0.17::	19	42 Comae Ber.	4.5	0.12::	27
e Eridani	4.3	0.16::	20	43 Comae Ber.	4.3	0.12	27
Lalande 18115	7.9;7.9	0.16	20	Weisse 15^h 268	8.7	0.12::	27
61 Virginis	4.8	0.16::	20	72 w Herculis	5.4	0.12:	27
16 Cygni	6.3;6.4	0.16::	20	Weisse 17^h 322	7.8	0.12	27
Bradley 3077	5.6	0.16:	20	χ Draconis	3.7	0.12::	27
β Canis majoris	2.0	0.16::	20	Groombridge 3150	6.1	0.12::	27
Bradley 3212	6.2	0.15::	22	μ Cassiopejae	5.3	0.11	30
ζ Tucanae	4.3	0.15::	22	δ Trianguli	5.1	0.11:	30
54 Piscium	6.1	0.15::	22	α Persei	1.9	0.11::	30
Weisse 4^h 1189	6.5	0.15:	22	ι Persei	4.2	0.11:	30
70 Virginis	5.2	0.15::	22	Lalande 13849	6.5	0.11::	30
ι Piscium	4.3	0.15::	22	Lalande 16304	6.0	0.11:	30
α Serpentis	2.9	0.15::	22	Bradley 1433	5.9	0.11::	30
Lalande 47231	8.6	0.14::	23	μ Herculis	3.5	0.11	30
β Hydri	2.8	0.14:	23	ε Cephei	4.2	0.11::	30
Piazzi 2^h 123	5.9	0.14:	23	Lalande 13284—85	6.9	0.11::	30
ζ Herculis	3.0	0.14:	23	Lalande 22585	5.6	0.11::	30
Lalande 31132	6.7	0.14::	23	Lalande 26196	7.6	0.11:	30
α Piscis austrini	1.3	0.14:	23	ζ Sagittarii	2.7	0.11::	30

Es ist sehr auffällig, daß von den hellsten Sternen, die fast alle auf ihre Parallaxe hin untersucht worden sind, nur wenige eine meßbare Parallaxe besitzen. In der Tat enthält die obige Tabelle nur fünf von den Sternen erster Größe; für die anderen geben wir hier die jetzt angenommenen Parallaxenwerte:

α Carinae	0.″01	α Crucis	0.″05
α Lyrae	0.09	α Tauri	0.07
α Aurigae	0.07	α Virginis	— 0.01
α Bootis	0.07	α Cygni	+ 0.00
β Orionis	0.01	β Geminorum	0.06
α Eridani	0.05	α Scorpii	0.03
β Centauri	0.04	α Leonis	0.03
α Orionis	0.03	ε Ursae majoris	0.04

Diese Zahlen beweisen, wie wenig wir berechtigt sind, von großer Helligkeit ohne weiteres auf große Nähe des Sternes zu schließen. Selbst das Zusammentreffen von großer Helligkeit mit starker Eigenbewegung ist noch kein verläßliches Merkmal geringer Entfernung. Dies zeigt der Stern Arktur (α Bootis), der bei einer jährlichen Eigenbewegung von mehr als 2″, und obwohl er zu den hellsten Sternen des Himmels gehört, doch nur eine Parallaxe von 0.″075 (entsprechend 43 Lichtjahren) besitzt. Andererseits lehrt uns die Tabelle, daß viele schwache Sterne, deren Parallaxen wegen ihrer großen Eigenbewegung gemessen wurden, der Erde verhältnismäßig nahe sind. Im allgemeinen scheint überhaupt starke Eigenbewegung ein besseres Anzeichen großer Parallaxe zu sein als große Helligkeit. Kapteyn hat im Jahre 1901 mit Benutzung der bis dahin zuverlässig bebestimmten Parallaxen eine Untersuchung über die Beziehungen zwischen Parallaxe, Helligkeit und Eigenbewegung angestellt, nachdem früher schon von Struve, Oudemans, Gyldén u. a. ähnliche Arbeiten ausgeführt worden waren. Auf Grund seiner Untersuchung hat Kapteyn eine Formel aufgestellt, nach der man für einen Stern von gegebener Helligkeit und Eigenbewegung die wahrscheinliche Parallaxe berechnen kann. Nach dem oben Gesagten kann diese Formel selbstverständlich nicht in jedem einzelnen Falle den richtigen Wert ergeben; z. B. liefert sie für Arktur eine viel zu große Parallaxe. Kapteyn findet zunächst für die Parallaxen der Sterne verschiedener Helligkeit ohne Rücksicht auf die Eigenbewegung folgende Durchschnittswerte:

Größe	Parallaxe	Größe	Parallaxe
	″		″
1.0	0.059	6.0	0.014
2.0	0.044	7.0	0.010
3.0	0.033	8.0	0.008
4.0	0.025	9.0	0.006
5.0	0.019	10.0	0.004

Ferner findet er folgende Beziehungen zwischen Parallaxe einerseits und Größe (Gr.) und Eigenbewegung (E. B.) andererseits:

E. B. \ Gr.	1.0	3.0	5.0	7.0	9.0
	″	″	″	″	″
0.0	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
0.1	0.03	0.02	0.02	0.02	0.01
0.2	0.05	0.04	0.03	0.03	0.02
0.5	0.10	0.08	0.06	0.05	0.04
1.0	0.15	0.13	0.10	0.08	0.07
2.0	0.25	0.21	0.17	0.14	0.11
4.0	0.41	0.34	0.28	0.23	0.19

Bei einem Sterne von der Größe 7.0 z. B., der eine jährliche Eigenbewegung von 1″0 hat, ist hiernach eine Parallaxe von 0″08 zu erwarten. Es scheint aber nach neueren, von anderen Gesichtspunkten ausgehenden Untersuchungen von Campbell, daß die aus obiger Tabelle entnommenen Parallaxenwerte im allgemeinen zu groß sind, daß also das Universum einen größeren Maßstab besitzt, als man nach Kapteyns hier angeführten Resultaten schließen könnte.

KAPITEL IV.

Das Licht.

1. Die Bewegung des Lichtes.

Wir wissen, daß wir einen von uns betrachteten Stern nicht so sehen, wie er jetzt ist, sondern wie er vor vielen Jahren war, da das Licht, welches in Form von Ätherschwingungen von ihm ausging, Jahre, vielleicht Jahrzehnte und mehr gebraucht hat, um zu uns zu gelangen. Wir würden den Stern, falls er jetzt plötzlich erlöschen sollte, doch noch jahrelang sehen, ehe er unseren Blicken entschwände.

Es waren die Beobachtungen der großen Jupiterssatelliten, die zuerst zu erkennen gaben, daß Erscheinungen in den fernen Himmelsräumen ihrer Wahrnehmung um einen mehr oder weniger großen Zeitraum voraus waren, daß also die Geschwindigkeit des Lichtes, die man bis dahin meist für unendlich groß gehalten hatte, endlich ist. Diese Himmelskörper, die den Jupiter in weit kürzerer Zeit umkreisen, als der Mond die Erde, werden wegen der geringen Neigung ihrer Bahnen und der Größe des Jupiter und seines Schattens fast bei jedem Umlauf — die drei inneren Trabanten sogar bei jedem — verfinstert. Die verhältnismäßig große Genauigkeit, mit der man die Zeiten ihres Verschwindens im Jupitersschatten beobachten konnte, und der Wert, den solche Beobachtungen für Längenbestimmungen hatten, führte die Astronomen des 17. Jahrhunderts zur Berechnung von Tafeln für die Erscheinungszeiten dieser Finsternisse. Olaus Römer (damals in Paris) fand nun um 1676, als er die Tafeln seiner Vorgänger, speziell D. Cassinis, verbessern wollte, daß diese Finsterniszeiten nicht durch eine gleichmäßige Bewegung der Satelliten dargestellt werden konnten. War Jupiter in Opposition mit der Sonne und die Erde ihm also am nächsten, so stimmten Beobachtung und Rechnung überein. Entfernte sich aber die Erde bei ihrem Jahreslauf um die Sonne vom Jupiter, so wurden die

Verfinsterungen immer später gesehen, bis sie endlich beim größten Abstande des Jupiter von der Erde um volle 22 Minuten zu spät auftraten. Eine solche Ungleichförmigkeit — schloß Römer — konnte nicht reell sein, besonders da sie für alle Satelliten gleichzeitig und in gleichem Betrage eintrat. Mit Recht schrieb er sie dem Umstande zu, daß das Licht Zeit gebraucht, um vom Jupiter nach der Erde zu gelangen, und daß diese Zeit um so größer ist, je entfernter die Erde von dem Planeten ist. Aus den Beobachtungen folgerte er, daß das Licht in 22 Minuten den Erdbahndurchmesser und also in 11 Minuten den Abstand von der Sonne nach der Erde durcheilt.

Den nächsten großen Schritt in der Erkenntnis der fortschreitenden Bewegung des Lichtes tat Bradley, dessen in Kew am Zenitsektor angestellte Beobachtungen zur Bestimmung der Parallaxe des Sternes γ Draconis wir schon oben (Seite 197) erwähnt haben*). Infolge der Parallaxe hätte sich die Deklination des Sternes am größten im Juni, am kleinsten im Dezember ergeben müssen, während im Frühjahr und Herbst ein mittlerer Wert zu erwarten war. Aber das wirkliche Resultat der Messungen war ein ganz anderes und wies Erscheinungen auf, die Bradley anfangs durchaus nicht zu erklären vermochte. Zunächst verriet sich kein Einfluß einer Parallaxe, indem die Deklinationen im Juni und Dezember gleich waren. Dann aber stellte sich heraus, daß die Deklinationen im September etwa 40″ größer waren als im März, während zu diesen Zeiten die Wirkung der Parallaxe die gleiche sein mußte. Somit zeigte der Stern zwar eine regelmäßige jährliche Oszillation, aber dieselbe war nicht der Bewegung der Erde in ihrer jährlichen Bahn entgegengesetzt, wie es die Gesetze der relativen Bewegung erfordern, sondern ging in der Richtung der Bewegung der Erde vor sich.

Nach langen Erwägungen erkannte Bradley den Grund dieser Erscheinung in der Verbindung der fortschreitenden Bewegung des Lichtes mit der Bewegung der Erde in ihrer Bahn. Es wird erzählt, Bradley wäre in einem Segelboote auf der Themse gefahren und hätte bemerkt, wie der Wimpel desselben bei jeder Änderung in der Richtung des Bootes eine

*) Bei diesen Beobachtungen Bradleys und seiner Entdeckung der Aberration darf der Name von Molyneux nicht unerwähnt bleiben. Den Zenitsektor in Kew, an welchem auch Bradley beobachtete, hatte Molyneux errichtet und die Beobachtungen von γ Draconis mit dem Zwecke, seine Parallaxe zu bestimmen, projektiert und Anfang Dezember 1725 begonnen; beide Astronomen vereint bemerkten sehr bald die eigentümliche, mit einer parallaktischen Wirkung in Widerspruch stehende Bewegung des Sternes. Scharfsinnige Versuche zur Erklärung der Erscheinung machten beide, die Erklärung selbst gelang aber erst Bradley im April 1728 nach dem Tode von Molyneux.

andere Richtung des gleichmäßig wehenden Windes anzeigte. Diese einfache Wahrnehmung führte ihn zur Erklärung des zölestischen Phänomens. In Fig. 92 sei S ein Stern und OT das auf ihn gerichtete Fernrohr. Wäre letzteres in Ruhe, so würde der von S ausgehende Lichtstrahl nach Durchsetzung des Objektivs O in der Richtung SOT zum Okular gelangen, der Stern würde also im Gesichtsfelde rechts erscheinen. Aber unsere Fernrohre sind nicht in Ruhe, sondern werden mit der Erde und allem, was auf ihr ist, mit einer Geschwindigkeit von 30 Kilometern in der Sekunde um die Sonne geführt. Gibt der Pfeil die Richtung dieser Bewegung an, so bewegt sich das Fernrohr, während der Lichtstrahl es durchläuft, um ein kurzes Stück in der Pfeilrichtung, und der Strahl wird daher das Okular T nicht mehr rechts, sondern etwas links treffen und zwar scheinbar um so viel nach links abweichen, als das Fernrohr in der kurzen Zeit fortgerückt ist, die der Strahl vom Objektiv O bis zum Okular T gebraucht hat. Wir werden also den Stern nicht mehr in der wahren Richtung TOS sehen, sondern in der Richtung TOS'; der Stern wird in der Richtung der Erdbewegung verschoben erscheinen.

Diese Ortsveränderung der Gestirne infolge der Erdbewegung heißt die *Abirrung* oder *Aberration des Lichtes*. Ihr Betrag, d. h. die Größe des Winkels SOS' (Fig. 92), hängt ab von dem Verhältnis der Geschwindigkeitskomponente der Bewegung der Erde in ihrer Bahn um die Sonne, die senkrecht zur Richtung nach dem Sterne gelegen ist, zur Geschwindigkeit des Lichtes. Es sei in Fig. 93 $abcd$ ein Teil der Erdbahn (die hier als kreisförmig angenommen werden kann) um die Sonne ⊙, und ein Stern S, den wir uns in so großer Entfernung zu denken haben, daß der Durchmesser der Erdbahn, vom Sterne aus gesehen, fast verschwindend klein ist, liege genau in der Ebene der Erdbahn (also in der Ekliptik). Ferner werde durch S_1a, S_2b und S_3c die Richtung nach dem Sterne bezeichnet, wenn sich die Erde in den Punkten a bzw. b und c ihrer Bahn befindet, und die Pfeile aa', bb' und cc' mögen die Richtung und Größe der Geschwindigkeit der Erde in den Punkten a, b und c angeben. Alsdann wird der Stern im Punkte a infolge

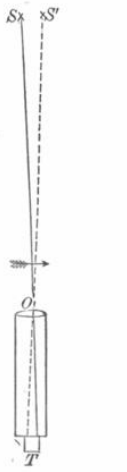

Fig. 92.

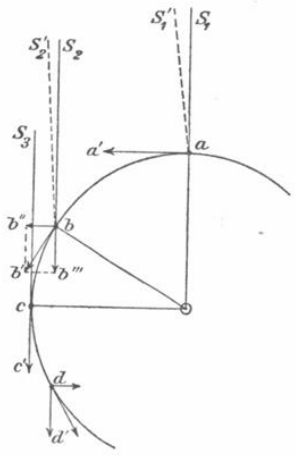

Fig. 93.

des Zusammenwirkens von Lichtgeschwindigkeit und Bahngeschwindigkeit in der Richtung aS_1' erscheinen. Im Punkte b haben wir uns die Tangentialgeschwindigkeit bb' in die Komponenten bb''' in der Richtung von dem Sterne und bb'' senkrecht hierzu zerlegt zu denken, da hier nur der Teil der Erdbewegung, der senkrecht auf S_2b erfolgt, für die Aberrationswirkung in Betracht kommt. Infolge der geringeren Bewegung bb'' wird auch die Verschiebung eine geringere sein und der Winkel S_2bS_2' kleiner als S_1aS_1'. Im Punkte c endlich, der um 90° vom Punkte a entfernt ist, wird die Richtung der Erdbewegung cc' mit der Richtung von dem Sterne cS_3 zusammenfallen, und die Aberrationswirkung ist gleich Null. Im Punkte d wird wiederum eine Aberrationswirkung auftreten, die der Größe nach der in dem entsprechenden Punkte b gleich, der Richtung nach aber entgegengesetzt ist, indem der Stern nicht nach links, sondern nach rechts verschoben erscheinen wird.

Ein Stern in der Ekliptik oder in deren Nähe wird infolge der Aberrationswirkung demnach eine oszillatorische Bewegung in einer geraden Linie ausführen. Im Punkte c und in dem ihm gegenüberliegenden Punkte der Bahn wird der Stern in der Mitte dieser Linie stehen; die nach links und rechts gelegenen Endpunkte der Linie wird der Stern erreichen, wenn sich die Erde in a bzw. in einem a gegenüberliegenden Punkte befindet. Steht der Stern im Pole der Ekliptik, so ist die Erdbewegung in ihrem vollen Betrage stets senkrecht zur Gesichtslinie nach dem Sterne gerichtet, und der Stern beschreibt infolgedessen einen kleinen Kreis um den Pol der Ekliptik, dessen Durchmesser gleich der Länge der vorhin erwähnten geraden Linie ist. Wenn der Stern zwischen der Ekliptik und dem Pole derselben gelegen ist, so beschreibt er eine Ellipse, deren große Achse wieder gleich ist der Länge der Linie oder dem Durchmesser des Kreises, deren kleine Achse sich aber in demselben Verhältnis verkürzt, als sich der Stern der Ekliptik nähert, bis sie bei der Stellung des Sternes in der Ekliptik gleich Null wird, womit aus der Ellipse wieder eine gerade Linie geworden ist.

Wir wollen nun etwas vorgreifen und eine Vorstellung von der Größe dieser Aberrationswirkung zu gewinnen suchen, indem wir der oben gemachten Angabe über die mittlere Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn (30 km) die hinzufügen, daß das Licht sich in einer Sekunde um rund 300 000 km fortbewegt. In dem rechtwinkligen Dreieck mit den Katheten 30 und 300 000 entspricht dann der kleinste Winkel dem Maximalbetrage der Aberration. Aus den trigonometrischen Tafeln läßt sich dieser Winkel nun leicht berechnen; das angegebene Verhältnis der Katheten ist nämlich die trigonometrische Tangente des Winkels, und dieser ergibt sich zu 20″6.

Auch durch die Drehung der Erde um ihre Achse wird eine Aberrationswirkung hervorgebracht, die aber wegen der viel geringeren Geschwindigkeit, die ein Punkt der Erdoberfläche infolge der Achsendrehung besitzt, im Maximum, nämlich im Meridian, nur 0″3 betragen kann; sie wird zum Unterschiede von der *jährlichen* die *tägliche Aberration* genannt.

Die Aberrationskonstante läßt sich durch astronomische Beobachtungen bestimmen, und zwar ist die hierzu wohl am häufigsten gebrauchte Methode die, daß man Zenitdistanzen geeigneter Sterne zu den Zeiten mißt, zu welchen die Wirkung der Aberration auf den Sternort am größten ist. Aber auch die Beobachtungen der Rektaszension geeigneter Sterne, z. B. des Polarsterns, können demselben Zwecke dienen. Große Beobachtungsreihen zur Bestimmung der Aberrationskonstante sind nun besonders auf der Pulkowaer Sternwarte durch Peters, Struve, Nyrén u. a. ausgeführt worden; der aus zehn solcher Untersuchungen abgeleitete Mittelwert ist 20″493. Aus 24 Beobachtungsreihen, die auf anderen Sternwarten nach verschiedenen Methoden angestellt worden sind, fand Newcomb 20″463. Als besten Wert der Aberrationskonstante nahm er 20″48 an.

In den letzten Jahren ist nun noch eine neue Methode zur Bestimmung der Aberrationskonstante und damit (vgl. S. 193) der Sonnenparallaxe in Anwendung gekommen, welche auf der spektroskopischen Messung der Radialgeschwindigkeiten der Fixsterne (vgl. den nächsten Abschnitt »Die Spektralanalyse« und Vierten Teil, Kapitel I, Abschnitt 4, »Die Bewegungen der Sterne«) beruht. Indem wir den späteren, ausführlichen Erörterungen vorgreifen, möge hier bemerkt werden, daß man mit Hilfe des Spektroskops ermitteln kann, um wieviel Kilometer in der Sekunde sich die Entfernung eines Sternes vom Beobachter ändert. Diese als »Radialgeschwindigkeit« bezeichnete Änderung wird nun nicht nur durch die Bewegung des Sternes relativ zum Sonnensystem bedingt, sondern auch dadurch, daß die Erde sich in jährlichem Umlauf um die Sonne bewegt. Denken wir uns z. B. einen genau in der Ebene der Erdbahn gelegenen Stern, so wird an einem bestimmten Tage des Jahres die Bewegung der Erde in ihrer Bahn genau auf diesen Stern zu gerichtet sein, ein halbes Jahr später genau von ihm weg. Lediglich infolge der Bewegung der Erde wird der Stern an dem ersten Datum sich uns um 30 km in der Sekunde zu nähern, an dem zweiten Datum sich um denselben Betrag von uns zu entfernen scheinen. Es ist leicht ersichtlich, daß man auf Grund dieses Umstandes die Geschwindigkeit der Erde in ihrer Bahn ermitteln kann. Vorausgesetzt ist hierbei, daß die Geschwindigkeit des Lichtes bekannt ist, denn die Verschiebungen der Spektrallinien, die man zur Bestimmung der Radialgeschwindigkeit messen muß, hängen ab von dem Verhältnis der letzteren

zur Geschwindigkeit des Lichtes. Sieht man die Lichtgeschwindigkeit nicht als bekannt an, so kann man nicht die Radialgeschwindigkeit selbst, sondern nur das genannte Verhältnis berechnen. Dieses Verhältnis gibt aber, wie wir weiter oben gesehen haben, direkt die Aberrationskonstante, und man kann diese daher auf spektroskopischem Wege bestimmen.

Die ersten Messungen zu diesem Zwecke wurden von Küstner in Bonn in den Jahren 1904/05 versuchsweise angestellt, und zwar benutzte er dabei den Stern Arkturus. Seine Versuche fielen sehr ermutigend aus, und es wurde daraufhin von den Astronomen der Sternwarte in Kapstadt eine größere Beobachtungsreihe unternommen, die sich auf die Beobachtung der Radialgeschwindigkeiten von sieben hellen Sternen erstreckte. Die von Halm ausgeführte Diskussion der Messungen ergab als Wert der Aberrationskonstante den Betrag 20.″47, in bester Übereinstimmung mit dem Newcombschen Wert 20.″48. Letzterer ist aber einstweilen, da die spektroskopischen Beobachtungen noch nicht zahlreich genug sind, als der genauere zu betrachten.

Gehen wir von der Zahl 20.″48 als bestem Werte der Aberrationskonstante aus, so folgt, daß die Geschwindigkeit des Lichtes 10071.5 mal so groß ist, als die der Erde in ihrer Bahn. Hieraus können wir dann die Zeit, welche das Licht von der Sonne bis zur Erde gebraucht (*Lichtzeit*), ganz unabhängig von dem aus den Beobachtungen der Jupiterssatelliten abgeleiteten Werte finden. Dividieren wir die siderische Umlaufszeit der Erde durch 10071.5, so finden wir $52^m\,13^s.4$ als die Zeit, in welcher das Licht die Erdbahn durchlaufen würde, und durch weitere Division mit 2π*) erhalten wir $8^m\,18^s.7$ ($498^s.7$) als Lichtzeit.

Wir sahen oben, daß Römer aus den Verfinsterungen der Jupiterstrabanten dafür den Wert von 11^m fand. Der Unterschied von $2^m\,41^s$ ist nun zwar bedeutend, aber doch nicht so groß, daß er nicht aus der Ungenauigkeit der Beobachtungen, die Römers Resultat zugrunde lagen, erklärt werden könnte. In der Tat fand Delambre aus einer sehr umfangreichen Untersuchung aller Finsternisse zwischen 1662 und 1802 den Wert $493^s.2$.

Die hiernach noch vorhandene kleine Differenz (nahezu 6^s) ist durch eine vor wenigen Jahren beendete große Untersuchung von Sampson zum Verschwinden gebracht worden. Dieser hat die photometrischen Beobachtungen der Jupiterssatellitenverfinsterungen bearbeitet, welche Pickering auf der Harvardsternwarte angestellt hat. Die Satelliten verschwinden nämlich, da sie merkliche Durchmesser haben, beim Eintritt in den Schatten

*) Die Ludolphsche Zahl $\pi = 3.14159\ldots$ stellt bekanntlich das Verhältnis des Kreisumfanges zum Durchmesser dar.

des Jupiter nicht momentan, sondern sie rücken genau wie der Erdmond bei einer Mondfinsternis nach und nach weiter in den Schatten und werden dadurch allmählich schwächer bis zum gänzlichen Verschwinden. In umgekehrter Reihenfolge spielt sich der Vorgang bei einem Austritt ab.

Beobachtet man nun den ganzen Verlauf einer Verfinsterung photometrisch, so kann man aus einer solchen Beobachtungsreihe die Momente des völligen Verschwindens und des Wiedererscheinens mit größerer Genauigkeit entnehmen, als wenn man nur diese beiden Momente allein beobachtet. Die Auffassung gerade dieser wird nämlich durch die verschiedensten Einflüsse (Lichtstärke des Fernrohrs, Empfindlichkeit des Auges des Beobachters, Durchsichtigkeit der Luft usw.) gestört. Aus der Bearbeitung der Pickeringschen Messungen fand nun Sampson in völliger Übereinstimmung mit dem aus der Aberrationskonstante abgeleiteten Werte $498^s.7$ als Lichtzeit. Durch diese Übereinstimmung wird zugleich bewiesen, daß die Lichtgeschwindigkeit unabhängig ist von der Beschaffenheit des Lichtes, daß es also gleichgültig ist, ob wir direkt ausgesandtes Fixsternlicht oder reflektiertes Sonnenlicht in Betracht ziehen.

Die beschriebenen Methoden geben uns nur die Zeit, welche das Licht gebraucht, um von der Sonne zur Erde zu gelangen, nicht aber die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes. Um diese aus der ersteren zu bestimmen, müssen wir die Entfernung der Sonne kennen. Dividieren wir diese Entfernung durch 498.7, so haben wir die Geschwindigkeit des Lichtes, d. h. den Weg, welchen das Licht in einer Sekunde zurücklegt. Können wir umgekehrt durch Experimente auf der Erde die Lichtgeschwindigkeit finden, so erhalten wir durch Multiplikation mit 498.7 sofort die Entfernung der Sonne. Bedenkt man aber, wie ungeheuer groß jene Geschwindigkeit ist, so begreift man, wie schwierig sie sich durch Experimente bestimmen läßt. Sehr selten nur können Gegenstände auf der Erdoberfläche in einer Entfernung von 70 oder 80 Kilometern deutlich gesehen werden, und eine solche Distanz durcheilt das Licht im viertausendsten Teile einer Sekunde. Wie zu erwarten, waren demnach alle früheren Versuche, die Zeit zu bestimmen, welche das Licht gebraucht, um solche auf der Erde erreichbare Entfernungen zu durchlaufen, vollkommen vergeblich. Galilei war der erste, welcher derartige Versuche anstellte, und seine Methode verdient Erwähnung, da sie das Prinzip zeigt, nach welchem solche Bestimmungen gemacht werden können. Er stellte in der Dunkelheit zwei Beobachter in einigen Kilometern Entfernung voneinander auf, jeden mit einer Laterne, welche in einem Moment bedeckt werden konnte. Der eine Beobachter, A, hatte seine Laterne zu bedecken, und der entfernte, B, bedeckte die seinige auch, sobald er das Licht verschwinden sah. Damit nun

A das Verschwinden des Lichtes von B sah, mußte das Licht den Weg von A nach B und umgekehrt zurücklegen. Nehmen wir an, das Licht gebrauche eine Sekunde, um von A nach B zu gelangen, so würde B noch eine Sekunde nach der Bedeckung das Licht von A wahrnehmen, und ebenso A das von B. Abgesehen von der Zeit, die B gebraucht, um sein Licht zu verdecken, würden also zwei Sekunden vergangen sein zwischen der Zeit, wo A sein Licht verdeckte, und wo er das von B verdeckte verschwinden sah.

Natürlich fand Galilei durch diese rohe Methode überhaupt keinen Zeitunterschied. Eine Erscheinung, die, um sich durch die angegebene Entfernung fortzupflanzen, nur den hundertsten Teil von einer Tausendstelsekunde gebrauchte, mußte sich notwendigerweise als eine momentane darbieten. Immerhin ist das Prinzip ein durchaus richtiges und in gewisser Hinsicht dasselbe, auf dem auch die verfeinerten Methoden der Neuzeit beruhen; denn ein wesentliches Moment dabei, die Verdoppelung der Distanz und demzufolge des Zeitintervalls zwischen dem Geben und dem Empfangen des Lichtsignals, kommt auch bei Fizeau und Foucault zur Anwendung. Die Art und Weise, wie der französische Physiker Fizeau in den vierziger Jahren des vorigen Jahrhunderts die Lichtgeschwindigkeit bestimmte, erläutert schematisch die nachstehende Fig. 94. Ein Licht L wirft vermittels

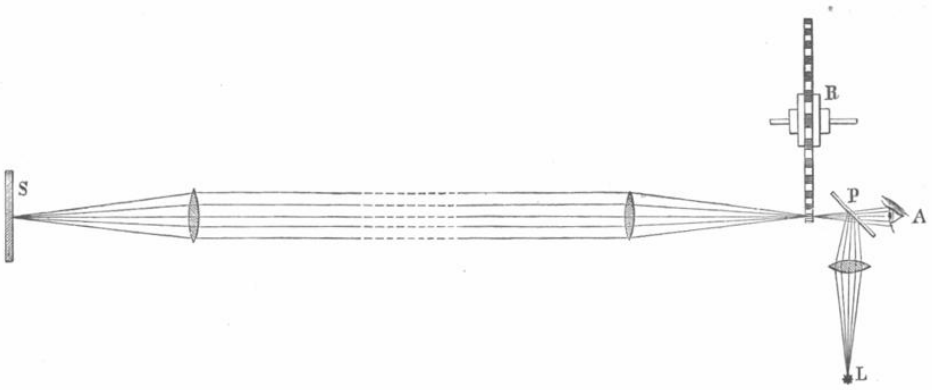

Fig. 94.

dreier Linsen und eines Glasspiegels P seine Strahlen nach einem etwa 9 Kilometer entfernten Spiegel S, der sie in derselben Richtung wieder reflektiert. Das in der Strahlenrichtung stehende Auge A sieht den durch P hindurchgegangenen Teil des reflektierten Lichtes. An der Stelle, wo nach Spiegelung an P ein Bild des Lichtpunktes L entsteht, befindet sich der gezahnte Umfang eines Rades R, welches in sehr rasche Umdrehung versetzt werden kann. Ist das Rad in Ruhe, so sieht A entweder Licht,

oder es hat Dunkelheit, je nachdem eine Lücke oder ein Zahn sich in dem Wege des Lichtes befindet. Wird das Rad in Drehung versetzt, so fällt das Licht zwischen den Zahnlücken hindurch nach S, wird reflektiert und gelangt zum Auge zurück. Ist nun aber die Drehgeschwindigkeit des Rades so groß, daß in der Zeit, welche das Licht gebrauchte, um nach S und wieder zurück zu gelangen, ein Zahn an die Stelle der Lücke getreten ist, so wird das Licht von dem Zahn aufgefangen, und das Auge hat Dunkelheit. Dreht sich das Rad doppelt so rasch, so wird jetzt wieder eine Lücke da sein, wenn das Licht von S zurückgekehrt ist, das Auge wird dasselbe also wahrnehmen. Bei dreifacher Geschwindigkeit des Rades ist wiederum Dunkelheit für A, bei vierfacher Licht usf. Kennt man die Umdrehungsgeschwindigkeit des Rades und die Zahl der Zähne, so läßt sich leicht die Zeit berechnen, in der ein Zahn an die Stelle einer Lücke tritt, und die kleinste Drehungsgeschwindigkeit, für welche dies stattfindet, das Auge also kein Licht wahrnimmt, gibt dann die Zeit, welche das Licht braucht, um von P nach S und zurück zu gelangen. Der Spiegel S im Fizeauschen Experiment vertritt die Stelle der Laterne des Beobachters B bei Galileis Versuchen. Auf diesem Wege fand Fizeau die Geschwindigkeit des Lichtes zu 315324 km in der Sekunde.

So schön und sinnreich auch diese Methode ist, so wird sie durch die von Foucault angewandte doch noch übertroffen. Bei derselben tritt an die Stelle des rotierenden Rades ein rotierender Spiegel. Wheatstone hatte nämlich bereits viel früher darauf aufmerksam gemacht, daß mit Hilfe eines rotierenden Spiegels außerordentlich kleine Zeitintervalle gemessen werden können. Das Prinzip von Foucaults Methode ist kurz das folgende. AB (Fig. 95) sei ein ebener, um die Achse X rotierender Spiegel und C ein fester Konkavspiegel, dessen Krümmungsmittelpunkt mit X zusammenfällt. O sei ein leuchtender Punkt, der einen einzelnen Lichtstrahl OX aussendet. Dieser Strahl wird vom Spiegel AB im Punkte X nach dem Konkavspiegel C reflektiert, trifft diesen stets normal und geht in derselben Richtung nach X wieder zurück und von da wieder nach O, so daß er einem in E befindlichen Auge aus O zu kommen scheint. Wie auch der Beobachter den Spiegel dreht, der Strahl OX wird immer in derselben Richtung, nach E, zurückkehren und nur den Spiegel C an

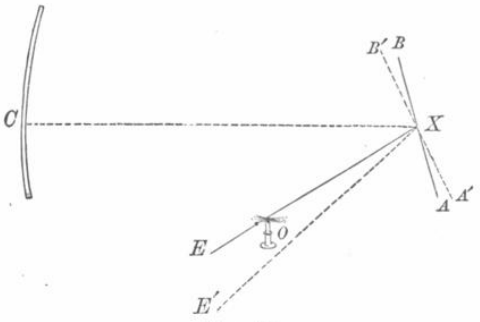

Fig. 95.

anderen Punkten treffen. Wird der Spiegel AB aber in so rasche Drehung versetzt, daß er, wenn der Strahl von C nach X zurückkommt, die Lage $A'B'$ angenommen hat, so wird der Strahl nicht mehr in der Richtung XE reflektiert, sondern nach E', wo XE' dem Reflexionsgesetze zufolge von XE um den doppelten Betrag der Winkeldrehung von AB abweicht. Kennt man dann die Umdrehungsgeschwindigkeit des Spiegels und den Winkel EXE', so kann die Zeit, welche der Strahl von X nach C und zurück gebraucht hat, leicht gefunden werden.

Offenbar kann der Beobachter nicht ein kontinuierliches Licht bei E' sehen, weil der Strahl nur zurückgeworfen werden kann, wenn der rotierende Spiegel den Strahl nach irgendeinem Punkte des festen Konkavspiegels C wirft. Wirklich gesehen wird nur eine Reihenfolge von Lichtblitzen, indem jedesmal ein Blitz erscheint, wenn der rotierende Spiegel durch die Lage AB geht. Rotiert der Spiegel indessen sehr rasch, so werden diese Blitze dem Auge ein kontinuierliches Licht zu bilden scheinen, welches aber schwächer ist, als wenn der Spiegel sich in Ruhe befindet. Abgesehen von dieser Schwächung des Lichtes, bringt der Mangel vollkommener Kontinuität keine Störung hervor. Auf solche Art fand nun Foucault (1862) die Geschwindigkeit des Lichtes zu 298574 km.

Diese Methode ist so fein und empfindlich, daß selbst der millionste Teil einer Zeitsekunde auf diese Weise mit großer Genauigkeit gemessen werden kann. Ihre Vervollkommnung verdankt sie den vereinten Bemühungen verschiedener Physiker. Die erste Idee rührt, wie schon erwähnt, von Wheatstone her, der mit einem derartigen schnell rotierenden Spiegel die Dauer des elektrischen Funkens maß. Dann zeigte Arago, daß auf diese Weise entschieden werden könne, ob die Lichtgeschwindigkeit in Luft oder in Wasser größer sei. Fizeau und Foucault endlich verbesserten den Aragoschen Apparat noch weiter durch Einführung des konkaven Spiegels und brachten ihn dadurch zu seiner heutigen Vollendung.

Man hat sich indessen nicht mit dem letzten Foucaultschen Resultat begnügt. Der französische Physiker Cornu wiederholte 1872 und 1874 die Versuche, und zwar nach der älteren Fizeauschen Methode. Seine ersten Ergebnisse stimmten mit dem oben erwähnten Foucaultschen Resultat gut überein und deuteten höchstens eine kleine Vermehrung der Lichtgeschwindigkeit, auf 298731 km, an. Nach zwei Jahren wiederholte er indessen die Experimente und zwar mit noch vollkommneren Mitteln. Durch ein passendes Fernrohr wurden Lichtblitze von der Pariser Sternwarte nach dem Turme von Montlhéry, in eine Entfernung von etwa 24 km, gesandt und von dort zurückempfangen. Das feingezahnte Rad konnte mehr als 1600 Umdrehungen in einer Sekunde machen, und die Zeit wurde

mittels eines Elektro-Chronographen, welcher die Radumdrehungen registrierte, genauer als auf eine tausendstel Sekunde bestimmt. Das Fernrohr in Montlhéry, in dessen Fokus der reflektierende Spiegel stand, wurde von einem starken, in dem Mauerwerke des Turmes befestigten eisernen Rohre gehalten. In dieser Entfernung und mit der größten Radgeschwindigkeit war Cornu imstande, 20 Zähne des Rades passieren zu lassen, bevor die Lichtblitze zurückkamen, und dieselben bei ihrer Rückkehr am 21. Zahne aufzufangen. Die Bestimmungen wurden indessen nicht nur bei der größten, sondern auch bei geringeren Geschwindigkeiten des Rades (4 bis 21 Zähne) gemacht. Aus diesen Versuchen von Cornu folgte die Lichtgeschwindigkeit zu 300028 km.

Weitere Bestimmungen liegen vor von

Michelson, 1879	(Methode von Foucault)	299910 km
Young-Forbes, 1881	(» » Fizeau)	301384 »
Newcomb, 1882	(» » Foucault)	299860 »
Michelson, 1882	(» » Foucault)	299853 »
Perrotin, 1900	(» » Fizeau)	299900 »

Gegenwärtig betrachtet man den von Newcomb abgeleiteten Wert 299860 km als den besten; er dürfte nur auf etwa 30 km unsicher sein.

2. Die Spektralanalyse.

Das Auge ist nicht nur befähigt, die Schwingungen des Äthers als Licht aufzufassen, sondern auch Unterschiede in der Geschwindigkeit der Schwingungen, oder, was auf dasselbe hinausläuft, in der Länge der Lichtwellen wahrzunehmen. Auf dieser Eigenschaft des Auges beruht es, daß wir uns an der Farbenpracht erfreuen können, welche uns die Natur darbietet. Strahlt von einer Lichtquelle Licht jeder Art aus, so erscheint sie uns weiß; sendet sie nur eine einzige Art des Lichtes aus, also Licht von einer ganz bestimmten Wellenlänge, so erscheint sie in einer ganz reinen Farbe. Zwischen diesen Grenzfällen sind alle anderen möglich, und hierdurch entstehen die zahlreichen verschiedenen Farbentöne.

Es wird als eine der schönsten geistigen Errungenschaften des verflossenen Jahrhunderts betrachtet werden müssen, daß es gelungen ist, das Licht, welches uns ein leuchtender Körper zusendet, und sei es auch aus den fernsten Gegenden des Weltalls, auf seine Zusammensetzung zu untersuchen und hieraus Schlüsse auf die chemische Beschaffenheit des Körpers und auf seinen Aggregatzustand zu ziehen, ja sogar seine Bewegung durch Untersuchung seines Lichtes mit erstaunlicher Sicherheit

festzustellen. Alles das gewährt heutzutage die Spektralanalyse, ein Wissenszweig, der vor 60 Jahren kaum dem Namen nach, jedenfalls aber noch nicht seinem Wesen nach bekannt war. Zu jener Zeit würde jedermann denjenigen, welcher ihre Erfolge geweissagt hätte, für einen Phantasten gehalten und ihn wohl ungläubig belächelt haben; heutzutage sind ihre Grundprinzipien jedem Freunde der exakten Wissenschaften wohl bekannt. Wir wollen versuchen, dem Leser zunächst einen kurzen Einblick in das Wesen der Spektralanalyse zu geben; in späteren Kapiteln dieses Buches sollen dann die wichtigsten der mit Hilfe dieses neuen Forschungsmittels gewonnenen Resultate angeführt werden.

Die zur Untersuchung des Lichtes notwendige Zerlegung in seine elementaren Bestandteile, die Regenbogen- oder Spektralfarben, kann auf verschiedene Weise erfolgen, am einfachsten mit Hilfe eine Prismas. Alle Lichtstrahlen werden an der Grenzfläche verschieden dichter Medien (Luft, Glas), wenn sie nicht senkrecht auf dieselbe auffallen, aus ihrer ursprünglichen Richtung abgelenkt (gebrochen), und zwar verschieden stark je nach ihrer Wellenlänge oder Farbe, die violetten am stärksten, die roten am wenigsten. Fällt demnach ein Bündel weißen Lichtes auf ein Glasprisma, so wird es zerlegt; man erhält nach dem Durchgange das Lichtbündel divergierend in den Farben des Regenbogens: Rot, Orange, Gelb, Grün, Blau, Indigo, Violett. Fängt man ein derartig zerlegtes Lichtbündel mit einem weißen Schirme auf, so nennt man das entstehende farbige Lichtband ein *Spektrum*. Diese Erscheinung war zwar schon Newton (1672) bekannt, der die Gesetze über die Dispersion der Lichtstrahlen im wesentlichen ergründet hatte; doch standen ihm nur sehr unvollkommene Prismen zur Verfügung, auch ließ er das Sonnenlicht durch breite, runde Öffnungen in einem Schirme hindurchgehen, so daß sich die Farben infolge des zu großen Durchmessers der Öffnungen zum Teil übereinander lagerten und kein reines Spektrum entstand. Wollaston (1802) war der erste, der an Stelle der runden Öffnung einen feinen Spalt zur Anwendung brachte, zu dem er die brechende Kante des Prismas parallel stellte, und er erhielt so zum ersten Male reine Farben. Ein Spektrum, welches mit Hilfe eines Spaltes erzeugt ist, kann man sich vorstellen als eine ununterbrochene (kontinuierliche) Aneinanderreihung von Spaltbildern, welche aber alle von verschiedener Farbe sind, und es liegt auf der Hand, daß das Spektrum um so reiner wird und die einzelnen Teile des Spektrums um so homogener werden, je enger der Spalt ist. Wollaston fand bei dieser Anordnung, daß das Spektrum, welches die Sonnenstrahlen lieferten, nicht völlig kontinuierlich, sondern von mehr oder weniger kräftigen dunklen Linien durchzogen war. Er schenkte jedoch dieser Erscheinung nur

geringe Aufmerksamkeit; erst Fraunhofer untersuchte diese Linien genauer und fand, daß sie im Sonnenspektrum, sowie auch in den Spektren einiger der helleren gelblichen Sterne stets dieselbe Lage innehatten, in den Spektren einiger anderer Sterne dagegen sich abweichend verhielten. Er verfolgte diese Eigentümlichkeit der Sternspektra nicht weiter, benutzte indessen die Linien des Sonnenspektrums, von denen er die auffälligsten mit Buchstaben bezeichnete, bei seinen optischen Untersuchungen über die Brechungsverhältnisse verschiedener Glassorten, und zwar lediglich als Marken im Spektrum; sie wurden später nach ihm *Fraunhofersche Linien* genannt. Man erkannte auch, daß das Licht einer Kerzenflamme ein kontinuierliches Spektrum ohne Fraunhofersche Linien gibt, daß eine Natriumflamme ein Spektrum liefert, welches nur aus einer hellen Doppellinie im Gelb besteht, und daß sich diese Doppellinie genau an dem Orte zeigt, wo im Sonnenspektrum die dunkle Fraunhofersche Doppellinie *D* steht; aber man wußte diesen Tatsachen nicht recht auf den Grund zu kommen, obwohl man ihre Bedeutung ahnte. So scheint in der Tat J. Herschel schon zu Anfang des vorigen Jahrhunderts eine gewisse Vorstellung von den Ursachen dieser Erscheinungen und von der Möglichkeit einer Spektralanalyse gehabt zu haben. Ångström kam im Jahre 1853 von der praktischen Seite her der Erkenntnis des wahren Sachverhalts sehr nahe, aber erst im Jahre 1858 gelang es Kirchhoff, das Rätsel zu lösen durch fundamentale theoretische Betrachtungen, welche von eingehenden praktischen, im Vereine mit Bunsen angestellten Untersuchungen begleitet waren.

Wenn ein fester oder flüssiger Körper bis zur Weißglut erhitzt wird, so sendet er Licht von allen Strahlengattungen aus. Wird dieses Licht im *Spektroskop* (so werden diejenigen Instrumente genannt, welche zur Beobachtung der Spektra dienen, und die wir am Schlusse dieses Abschnittes kennen lernen werden,) zerlegt, so entsteht ein *kontinuierliches Spektrum* ohne jede Unterbrechung. Welche chemische Zusammensetzung der glühende Körper hat, ob Metall, ob Stein, ist hierbei ganz gleichgültig; es tritt keine Verschiedenheit des Spektrums ein. Die Spektralanalyse ist daher nicht imstande, bei glühenden festen oder flüssigen Körpern die chemischen Bestandteile zu bestimmen. Auch bei den meisten festen Körpern, die nicht selbst leuchten, sondern wie der Mond nur fremdes Licht aussenden, wird das Spektroskop nicht imstande sein, etwas über ihre physikalische und chemische Beschaffenheit auszusagen. Die von diesen Körpern ausgehenden Lichtstrahlen sind nicht ihrem Wesen nach verändert worden, ihr Licht zeigt daher nur die Eigenschaften der primären Lichtquelle an, in unserem Planetensystem die der Sonne. Eine Ausnahme machen aber

schon solche Körper, die mit Atmosphären umgeben sind, z. B. die größeren Planeten. Das von den Planeten zu uns gelangende Sonnenlicht ist zum Teil zweimal durch die Atmosphären derselben gegangen — zum zweiten Male nach der Reflexion an der Oberfläche der Körper —, und es können hierdurch geringe Modifikationen im Spektrum auftreten, aus welchen man wenigstens Schlüsse auf die Zusammensetzung der Atmosphären ziehen kann.

Im Gegensatze zu den glühenden festen oder flüssigen Körpern senden glühende Gase*) im allgemeinen nicht alle Strahlengattungen aus, sondern nur eine beschränkte Zahl. Jede ausgesandte Strahlengattung aber erscheint im Spektrum als eine helle Linie, und deshalb besteht das Spektrum eines Gases aus einzelnen Linien, es ist ein *diskontinuierliches Spektrum*. Für jeden Stoff ist die Anzahl und die Anordnung dieser Linien eine andere, so daß es hierdurch möglich ist, die verschiedenen Stoffe voneinander zu unterscheiden. So erzeugt z. B. Natriumdampf eine sehr helle Doppellinie im Gelb, Thalliumdampf eine sehr charakteristische Linie im Grün; andere Metalle, wie Kalzium, Strontium, Barium, geben schon eine Reihe von Linien durch das ganze Spektrum hindurch, wenn ihre Dämpfe glühen, und Eisendampf z. B. erzeugt mehrere tausend helle Linien, welche über das ganze Spektrum zerstreut sind. Manche Gase geben Spektra, in denen die Linien eine gewisse rhythmische Anordnung zeigen, indem Liniengruppen von ähnlicher Zusammenstellung mehrfach wiederkehren. So gibt z. B. glühender Kohlenwasserstoff ein sogenanntes Bandenspektrum, welches aus vier bis fünf Gruppen von Linien besteht, deren Anordnung dadurch auffällig ist, daß sie von der roten Seite des Spektrums her plötzlich mit einer sehr starken Linie beginnen, auf welche alsdann eine Anzahl von Linien von abnehmender Stärke und in zunehmendem Abstande folgt.

Wie schon eingangs erwähnt, spielt die Entfernung der Lichtquelle hierbei keine Rolle, und es ist ganz gleichgültig, ob sich der glühende Dampf unmittelbar vor dem Spalte des Spektroskops oder in den unermeßlichen Weiten der Sterne befindet.

In vielen Fällen genügt der bloße Anblick eines Spektrums, um zu entscheiden, welchem Gase oder Metalldampfe dasselbe angehört; im allgemeinen ist es jedoch erforderlich, zur Identifizierung Messungen auszuführen, und es ist deshalb als eine Hauptaufgabe der praktischen Spektro-

*) Bei einer Leuchtflamme (Kerze, Leuchtgas, Petroleum) sind es nicht glühende Gase, sondern die glühenden Kohlenstoffteilchen, welche der Flamme ihre Leuchtkraft verleihen; daher erhält man bei der spektralen Zerlegung des Flammenlichtes stets ein kontinuierliches Spektrum.

skopie zu betrachten, möglichst genaue Tafeln der Spektrallinien der verschiedenen Stoffe herzustellen. Unentbehrlich sind solche Messungen stets, sobald Gemische von verschiedenen Stoffen vorliegen, in denen die einzelnen Stoffe ermittelt werden sollen, und das ist ja der gewöhnliche Fall in der Natur. Mittels der sehr vollständigen und genauen Linienverzeichnisse von Kayser und Runge sowie von Exner und Haschek ist man heutzutage imstande, derartige Untersuchungen mit voller Sicherheit auszuführen. Es erübrigt noch anzuführen, daß die zur Bildung der hellen Spektrallinien erforderlichen Quantitäten von Substanz meist außerordentlich geringfügig sind, und daß in vielen chemischen Präparaten das Vorhandensein mancher Metalle noch durch das Spektroskop nachzuweisen war, wo alle Methoden der analytischen Chemie nicht die geringste Spur zu zeigen vermochten. Man hat daher auch eine ganze Reihe neuer Elemente auf spektralanalytischem Wege entdeckt, z. B. Caesium, Rubidium, Indium, Thallium, Gallium, in neuerer Zeit Helium und eine Anzahl von Bestandteilen unserer atmosphärischen Luft. Umgekehrt hat man zuerst in den Spektren von Sternen Spektrallinien aufgefunden und ihre Lage im Spektrum durch Messung festgelegt, die nicht mit den Spektren irdischer Stoffe zu identifizieren waren, und deren Natur erst später, nachdem die Entdeckung dieser Stoffe gelang, erkannt wurde (Helium bei der Untersuchung des seltenen Minerals Cleveit).

Während nun, wie wir gesehen haben, ein glühendes Gas unter gewöhnlichen Umständen helle Linien im Spektrum erzeugt, tritt eine sehr eigentümliche Erscheinung ein, wenn Licht von einem glühenden festen oder flüssigen Körper durch das glühende Gas hindurchgeht. Sobald nämlich der glühende Körper heißer ist als das Gas, werden aus dem weißen Lichte des ersteren durch das Gas alle diejenigen Strahlen absorbiert, welche das Gas sonst selbst aussendet. Dies kann sich im Spektrum offenbar nicht anders äußern als dadurch, daß nunmehr die früheren hellen Linien in dunkle verwandelt werden; aus dem *Emissionsspektrum* des Gases ist ein *Absorptionsspektrum* geworden; die Erscheinung selbst nennt man auswählende, *selektive Absorption*. Man erblickt also jetzt auf hellem Untergrunde eine Anzahl dunkler Linien, die nach ihrer Stellung und nach ihrer Stärke genau den früheren hellen entsprechen, so daß es gleichgültig ist, ob man in einem Emissions- oder einem Absorptionsspektrum Messungen ausführt. Die Sonne und die meisten Fixsterne weisen nun derartige Absorptionsspektra auf, und es folgt aus dieser Tatsache allein schon, daß diese Himmelskörper eine Oberflächenschicht besitzen, welche aus glühenden festen oder flüssigen Stoffen gebildet ist, und daß ferner oberhalb dieser Schicht sich eine Atmosphäre glühender Gase befinden

muß, welche absorbierend auf das von der Oberfläche ausgesandte weiße Licht wirkt und im Spektrum die Fraunhoferschen Linien hervorbringt. Die Ausmessung der Absorptionslinien und ihre Identifizierung mit Spektrallinien irdischer Lichtquellen gibt dann in zweiter Linie Aufschluß über die Natur der Stoffe, welche in der Atmosphäre der Gestirne enthalten sind.

Die Dunkelheit der Absorptionslinien ist übrigens nur relativ; sie besagt nicht etwa, daß an diesen Stellen das vorher vorhandene Licht ganz ausgelöscht ist. Es ist ja selbstverständlich, daß durch das Hinzutreten des Lichtes des hinter dem glühenden Gase befindlichen glühenden Körpers die Intensität der ursprünglich hellen Linien nicht verringert werden kann. Nur durch eine Kontrastwirkung erscheinen sie jetzt dunkel, da sie sich auf den hellen Untergrund des kontinuierlichen Spektrums projizieren, während sie vorher auf dunklem Grunde standen. Die Helligkeit der dunklen Linien im Sonnenspektrum z. B. ist, wie wir später sehen werden, noch groß genug, um eine kräftige photographische Wirkung ausüben zu können.

Die vollkommene Gleichheit zwischen Emissions- und Absorptionsspektrum ist die unmittelbare Folge des höchst wichtigen, von Kirchhoff entdeckten und bewiesenen Satzes: »Für jede Strahlengattung ist das Verhältnis zwischen Emissions- und Absorptionsvermögen für alle Körper bei derselben Temperatur das gleiche«. Wie schon bemerkt, erstreckt sich die Identität beider Arten von Spektren nicht bloß auf die Lage der Linien, sondern auch auf ihr Aussehen, auf ihre Intensität und ihre Breite, und dieser Umstand erlaubt noch andere Schlüsse auf die Konstitution der Himmelskörper aus der Vergleichung der Spektra derselben mit denen irdischer Lichtquellen zu ziehen. Im allgemeinen gibt jedes Gas im Spektrum eine Anzahl heller, scharf begrenzter Linien; vermehrt man aber den Druck des Gases oder die Dicke der leuchtenden Schicht, so tritt häufig eine sehr charakteristische Änderung im Aussehen der Linien ein. Dieselben werden nicht bloß heller, sondern gleichzeitig auch breiter und verwaschener, und man kann dies z. B. bei Wasserstoff so weit treiben, daß sich die Linien über das ganze Spektrum verbreitern, so daß letzteres schließlich kontinuierlich erscheint. Im Absorptionsspektrum erscheinen die dunklen Linien unter entsprechenden Bedingungen ebenfalls breiter und verwaschener. Die Erscheinungen, welche bei Druck- und Temperaturänderungen eintreten, beschränken sich aber durchaus nicht auf einfache Verbreiterungen oder auf Hellerwerden der Linien, sondern es können auch neue Linien auftreten, vorhandene schwächere Linien heller und schließlich die hellsten des ganzen Spektrums werden. Auf die Beschaffenheit des Spektrums glühender Metalldämpfe ist ferner die umgebende Atmosphäre von Einfluß;

es kann ein Spektrum von wesentlich anderen relativen Intensitätsverhältnissen der Linien entstehen, je nachdem das Glühen in einer Wasserstoffatmosphäre oder in atmosphärischer Luft erfolgt. Es gibt auch Fälle, in denen ein und dasselbe Gas zwei völlig verschiedene Spektra besitzt, die keine Ähnlichkeit mehr miteinander haben. Ferner hört unter gewissen Verhältnissen die Gültigkeit des Kirchhoffschen Satzes überhaupt auf, z. B. bei phosphoreszierendem Leuchten. Bedenkt man, daß gerade bei den außerordentlichen Massen- und Größenverhältnissen der Himmelskörper Druck- und Temperaturzustände vorkommen können, die sich in unseren Laboratorien künstlich nicht herstellen lassen, so wird man begreifen, daß man bisweilen auf sehr schwierige und verwickelte Probleme stößt. Zum Glück kommt das nicht allzuoft vor; es scheint vielmehr, daß die Schichten der Sternatmosphären, bis zu denen wir in den meisten Fällen mit Hilfe des Spektroskops eindringen können, nicht zu sehr voneinander verschieden sind, und die Frage, die man vielleicht nach den obigen Auseinandersetzungen aufwerfen könnte, ob nicht unter solchen Umständen die Sicherheit des Nachweises irdischer Elemente in fernen Weltkörpern nur sehr gering sei, ist ganz entschieden zu verneinen. Es gibt eine große Anzahl von Elementen, deren Vorhandensein in den Sternen sich auch jetzt schon leicht mit einer so großen Wahrscheinlichkeit ermitteln läßt, daß sie fast an Gewißheit grenzt, beispielsweise Wasserstoff, Eisen, Natrium, Magnesium, Kalzium, Helium, Silizium. Bei den meisten Sternen werden wir Aufschlüsse über die Bestandteile ihrer Atmosphären mit gleicher Sicherheit, wie bei unserer Sonne, erhalten können.

Die Leistungsfähigkeit der Spektralanalyse schließt, wie eingangs angedeutet, mit dem bisher Erwähnten aber keineswegs ab, vielmehr gestattet sie auch, Geschwindigkeitsmessungen an Gestirnen auszuführen, und zwar direkt in der Gesichtslinie, also in einer Richtung, die der messenden Astronomie sonst gänzlich unzugänglich ist. Diese Fähigkeit der Spektralanalyse ist unstreitig als der Gipfelpunkt des Vielen anzusehen, was wir derselben in der Astronomie überhaupt verdanken. Durch sie ist es möglich geworden, schon jetzt Aufschlüsse zu erhalten über die Bewegungen der einzelnen Weltkörper, welche die uns umgebende Fixsterninsel bilden, während wir dies anderenfalls vielleicht erst in Jahrhunderten hätten erwarten dürfen. Ja, wir können hoffen, durch die auf spektralanalytischem Wege gewonnenen Resultate in Verbindung mit den durch rein astronomische Untersuchungen erlangten in absehbarer Zeit in dieser Fixsterninsel ebenso zuhause zu sein, wie wir es durch die Forschungen der verflossenen Jahrhunderte in unserem Planetensystem geworden sind. Die Spektralanalyse hat jetzt schon neue Gebiete für die messende Astronomie

erschlossen; sie hat es ermöglicht, Bewegungen zu erkennen und Bahnbestimmungen auszuführen an Doppelsternen, deren Komponenten so geringe Distanz haben, daß es selbst mit Hilfe der größten Fernrohre der Gegenwart unmöglich ist, sie jemals getrennt zu sehen, und daß deshalb auf diesem Wege keine Kunde von der Existenz dieser Systeme hätte erlangt werden können.

Daß die Spektralanalyse derartiges leisten kann, beruht darauf, daß bei einer Bewegung des Beobachters gegen eine Lichtquelle oder umgekehrt in dem Spektrum des von letzterer ausgehenden Lichtes Veränderungen eintreten, aus denen mit Sicherheit die Geschwindigkeit berechnet werden kann, mit der eine Annäherung oder Entfernung von Beobachter oder Lichtquelle erfolgt. Zur Erläuterung wird es am einfachsten sein, den Vorgang an Schwingungen zur Sprache zu bringen, die langsamer sind als die Ätherschwingungen, die wir als Licht empfinden, nämlich an den Luftschwingungen, welche bei uns Schall- oder Tonwahrnehmungen erzeugen. Bei der geringen Geschwindigkeit*), mit der sich der Schall fortpflanzt, etwa 340 m, ist die Tatsache, daß ein Ton bei einer Bewegung, die eine Verminderung der Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle bedingt, sich erhöht, bei einer Bewegung, die eine Vergrößerung der Entfernung hervorbringt, sich aber erniedrigt, leicht durch eigene Beobachtung zu konstatieren, da die Geschwindigkeit, mit der sich die Entfernung ändert, von so hohem Grade sein kann, daß sie in einem merkbaren Verhältnis zur Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles steht. Bei Fahrten auf der Eisenbahn z. B. hat man Gelegenheit, die plötzliche Tonänderung der Glockentöne eines gerade in Tätigkeit befindlichen Läutewerks beim schnellen Vorbeifahren zu bemerken; noch auffallender ist die Tonänderung, wenn eine Lokomotive an dem Zug, in dem man sich befindet, pfeifend vorbeifährt. Es rührt diese Erscheinung daher, daß bei einer Annäherung an die Tonquelle in der Zeiteinheit mehr Schallwellen das Ohr des Beobachters treffen, bei einer Entfernung von derselben weniger, als wenn die Tonquelle und der Beobachter sich in Ruhe befinden. Nehmen wir beispielsweise an, die Bewegung der Tonquelle erfolge mit 20 m Geschwindigkeit und die Höhe des Tones entspreche 500 Schwingungen in der Sekunde, so werden bei einer Schallgeschwindigkeit von 340 m bei einer Annäherung rund $^1/_{17}$ mehr, bei einer Entfernung ebensoviel weniger Schallwellen das Ohr des Beobachters treffen; der vernommene Ton wird das eine Mal gleich sein dem von 531, das andere Mal dem von 472 Schwingungen. Der Satz: Wird durch Bewegung

*) Unter Geschwindigkeit ist stets die Bewegung in der Zeiteinheit, der Sekunde, zu verstehen.

eine Verminderung der Entfernung zwischen Beobachter und Tonquelle hervorgebracht, so wird der Ton erhöht, findet das Gegenteil statt, erniedrigt, ist unter dem Namen *Dopplersches Prinzip* bekannt*). Daß die Folgerungen aus dem Dopplerschen Prinzip für Schallwellen richtig sind, ist durch zahlreiche praktische Beobachtungen nachgewiesen worden; genaue Untersuchungen hierüber hat H. C. Vogel 1875 mit schnell fahrenden Lokomotiven angestellt.

Die Übertragung des Prinzips auf Lichtwellen bietet nun, so einfach sie auch erscheint, große Schwierigkeiten, und ein strenger, mathematischer Beweis für die Zulässigkeit der Anwendung des Prinzips auf Lichtstrahlen ist bisher noch nicht erbracht worden. Der langjährige Streit unter den Physikern und Astronomen über diese Frage ist indessen schon viele Jahre, wenigstens nach der praktischen Seite, endgültig beigelegt. Es stellten sich zwar der experimentellen Erprobung der Richtigkeit des Prinzips für Lichtquellen große Schwierigkeiten entgegen, welche in der enormen Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes von rund 300 000 km, die also nahezu eine Million mal so groß ist als die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles, begründet sind. Die von Vogel im Jahre 1871 nach dem Vorschlage Zöllners zuerst ausgeführte Bestimmung der Rotation der Sonne auf spektrometrischem Wege (s. Kapitel II des 3. Teils) war daher für die Entscheidung der Frage von großer Bedeutung. Später sind so zahlreiche Beweise für die Anwendbarkeit des Prinzips auf Lichtwellen beigebracht worden, daß diese Anschauung, die zuerst nur Hypothese war, nunmehr als eine Tatsache betrachtet werden muß, an der niemand mehr zweifeln kann.

In welcher Weise sich der Einfluß einer Bewegung auf das Licht, welches unser Auge trifft, bemerkbar macht, läßt sich am besten erläutern, wenn wir die Analogie mit dem Schalle suchen. Gerade wie wir bei den Schallwellen bei Annäherung eine Tonerhöhung wahrnehmen, indem in der Zeiteinheit mehr Wellen unser Ohr treffen, wird bei einer sich uns nähernden Lichtquelle, die monochromatisches Licht aussendet, eine Farbenänderung stattfinden, und zwar nach der Seite der schnelleren Schwingungen, nach Blau oder Violett hin. Es wird umgekehrt bei der Entfernung eine Farbenänderung nach Rot zu erfolgen. Während aber

*) Bezeichnet man die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles mit G, die Geschwindigkeit des Beobachters oder des tönenden Körpers mit g, die Schwingungszahl des Tones, wenn keine Bewegung stattfindet, mit s_0, so ist bei bewegter Tonquelle die Zahl der wahrgenommenen Schwingungen $s = s_0 \frac{G}{G \mp g}$, dagegen $s = s_0 \frac{G \mp g}{G}$, wenn der Beobachter sich gegen das ruhende, den Ton erzeugende Instrument bewegt.

beim Schalle die Geschwindigkeit der Lokomotive schon vollkommen ausreicht, um starke Tonänderungen hervorzubringen, existiert im sichtbaren Weltall keine genügend große Geschwindigkeit, um bei der so außerordentlich großen Lichtgeschwindigkeit eine merkliche Farbenänderung einer homogenen Lichtquelle hervorzurufen. Hier tritt nun das Spektroskop hilfreich ein, um eine Veränderung im Spektrum selbst bei relativ kleinen Geschwindigkeiten nachweisbar zu machen. Die Fraunhoferschen Linien zeigen das Fehlen einer Lichtgattung von ganz bestimmter Schwingungszahl (ähnlich, wie sie ein reiner Ton besitzt) oder von einer ganz bestimmten Wellenlänge an*). Gerade so, wie man bei den akustischen Versuchen ein Musikinstrument zu Hilfe nimmt, um die Änderung der Tonhöhe infolge von Bewegung zu ermitteln, läßt man gleichzeitig mit dem Spektrum der zu untersuchenden Lichtquelle das Spektrum irgendeines Elements, welches in der Lichtquelle vorhanden ist, als Vergleichspektrum im Spektroskop erscheinen. Es werden dann, wenn keine Bewegung stattfindet, die entsprechenden Linien zusammenfallen; findet aber eine Annäherung zwischen Beobachter und Lichtquelle statt, so verschieben sich die Spektrallinien gegen die entsprechenden des Vergleichspektrums nach Violett, bei Entfernung nach Rot (Vergl. Fig. 197). Die bloße Betrachtung entscheidet also schon über den Sinn der Bewegung, die Messung über ihre Größe. Es muß indessen noch bemerkt werden, daß selbst bei den selten vorkommenden Geschwindigkeiten von 100 km die Verschiebungen äußerst gering sind und im Spektralbilde linear gemessen nur Bruchteile eines Zehntelmillimeters betragen. Es ist daher nicht zu verwundern, daß es nur sehr allmählich durch Vervollkommnung der Spektroskope und der Meßmethoden, namentlich aber unter Anwendung der Photographie, gelang, diesen Beobachtungen einen genügend hohen Grad von Sicherheit zu verleihen. Gegenwärtig sind die Bewegungsbestimmungen in der Gesichtslinie an einer großen Anzahl von Sternen mit solcher Genauigkeit ausgeführt worden, daß die Messungen mit zu den sichersten gehören, die wir in der Astronomie überhaupt besitzen.

Wir wenden uns nun zu einer Beschreibung der wichtigsten Formen derjenigen Instrumente, die zur Erzeugung der Spektra sowie zu ihrer Beobachtung und Ausmessung dienen, der *Spektralapparate* oder *Spektroskope*, wobei wir naturgemäß diejenige Form dieser Instrumente vorwiegend im Auge behalten, welche bei der Beobachtung der Spektra der Himmelskörper in Anwendung kommt.

Bei der Konstruktion eines Spektroskops kommt es im Prinzip stets

*) Fortpflanzungsgeschwindigkeit G, Wellenlänge λ und Schwingungszahl σ sind durch die einfache Formel $G = \lambda\sigma$ miteinander verbunden.

darauf an, das von einer spalt- oder punktförmigen Quelle kommende Licht durch ein dispergierendes Mittel (Prisma oder Beugungsgitter) in die Elementarfarben zu zerlegen und das entstehende Spektrum in die deutliche Sehweite zu bringen, bzw. bei photographischen Spektralaufnahmen das reelle Bild des Spektrums auf der empfindlichen Platte aufzufangen. Das denkbar einfachste Verfahren besteht demnach darin, mit dem bloßen Auge durch ein Prisma hindurch nach einem Lichtspalte zu sehen; beträchtlich vollkommener wird diese Einrichtung schon dadurch, daß man nicht mit dem bloßen Auge, sondern mit Hilfe eines Fernrohres das durch das Prisma dispergierte Spaltbild betrachtet. Nach optischen Gesetzen erhält man nun die günstigsten Bedingungen für die Beobachtung eines Spektrums, wenn die Lichtstrahlen, welche durch das Prisma gehen, parallel sind, und wenn das Prisma sich in dem sogenannten *Minimum der Ablenkung* befindet. Ersteres erreicht man annähernd dadurch, daß man den Spalt in weite Entfernung setzt (eine Anordnung, deren sich Fraunhofer bedient hat), oder in voller Strenge dadurch, daß man den Spalt in den Brennpunkt einer Linse stellt, aus welcher dann die vom Spalte kommenden Strahlen parallel austreten. Die Einstellung auf das Minimum der Ablenkung ist dann gegeben, wenn bei Anwendung einfarbigen (monochromatischen) Lichtes der Einfallswinkel der das Prisma treffenden Strahlen gleich demjenigen Winkel ist, unter dem die Strahlen aus dem Prisma austreten.

Wir wollen nun an der Hand schematischer Darstellungen (Fig. 96 S. 230) die verschiedenen Arten der Spektroskope, die bei astronomischen Beobachtungen zur Anwendung kommen, erläutern.

Fig. 96a stellt die Anordnung dar, bei welcher vor dem Objektiv eines Fernrohres ein Prisma (*Objektivprisma*) angebracht ist. Der unendlich weit entfernte Stern S ist als Punkt eines Spaltes zu betrachten; die von demselben ausgehenden Lichtstrahlen fallen wegen der großen Entfernung des Sternes parallel auf das Prisma P. Das durch das Prisma in die verschiedenen Farben zerlegte Licht bildet in der Brennebene des Fernrohres ein fadenförmiges Spektrum; beispielsweise wird in R das Bild des Sternes in einer bestimmten roten Strahlenart abgebildet, in V in einer violetten. Dazwischen sind alle anderen Farben verteilt, vorausgesetzt, daß der Stern Licht von sämtlichen Wellenlängen aussendet. Mittels des Okulars o erblickt man demnach im Fernrohre an Stelle des punktförmigen Sternes eine feine Linie in den Regenbogenfarben. Da in diesem sehr schmalen Spektrum Einzelheiten, wie die meist sehr zarten Fraunhoferschen Linien, nicht mehr gut erkannt werden können, muß man dasselbe verbreitern, indem man es durch eine Zylinderlinse betrachtet. Eine

solche besitzt die Eigenschaft, einen leuchtenden Punkt in eine feine Lichtlinie umzugestalten. Eine derartige Zylinderlinse muß bei allen Spektroskopen verwendet werden, die zur direkten Betrachtung der Spektra punktförmiger Objekte, also besonders der Fixsterne, dienen; sie kann aber je nach der Konstruktion des Spektroskops an verschiedenen Stellen in den Gang der Lichtstrahlen eingeschaltet werden. Beim Objektivprisma wird sie am besten mit dem Okular verbunden, und ihre Brennweite wird in jedem einzelnen Falle so ausgewählt, daß die Breite des Spektralbandes nicht größer wird, als es für die Erkennung feiner Details erforderlich ist, da mit der Verbreiterung die Lichtstärke der meist ohnehin schwachen Sternspektra abnimmt.

Setzt man in die Brennebene eine lichtempfindliche Platte, so lassen sich die Sternspektra photographieren, und es leuchtet ein, daß man auf der Platte nicht nur das Spektrum eines Sternes, sondern vielmehr die Spektra aller Sterne erhält, die sich im Gesichtsfelde des Fernrohres befinden. Das Objektivprisma ist demnach ein vorzügliches Hilfsmittel zu spektrographischen Durchmusterungen des Himmels. Man kann allerdings zur Verbreiterung aller auf einer Platte sich abbildenden Spektra keine Zylinderlinse in Anwendung bringen; jedoch läßt sich eine Verbreiterung einfach dadurch erreichen, daß man das Uhrwerk, durch welches das Fernrohr der täglichen Bewegung der Sterne folgt, etwas vor- oder nachgehen läßt. Um die erwünschte Verbreiterung senkrecht zur Längsausdehnung des Spektrums zu erhalten, muß man die brechende Kante des Prismas parallel zur täglichen Bewegung stellen. Es reihen sich dann während der Exposition die linienartigen Bilder von jedem einzelnen Spektrum zu einem Bande aneinander, dessen Breite von der Dauer der Exposition und der Größe der Beschleunigung oder Verzögerung des Uhrwerks abhängt.

Um die volle Lichtstärke eines Refraktors auszunützen, muß man dem Objektivprisma die Größe des Objektivs geben; für größere Fernrohre erreicht das Prisma demnach beträchtliche Dimensionen und ein erhebliches Gewicht. Obwohl nun die Herstellung großer Prismen sehr schwierig und kostspielig ist, werden doch Objektivprismen in Verbindung mit mittelgroßen Instrumenten vielfach benutzt, in größerem Umfange zuerst in Amerika, z. B. auf dem Observatorium des Harvard College. Der brechende Winkel der Prismen liegt meist zwischen 7°5 und 45°. Will man stärkere Dispersion haben, so müssen zwei, ja sogar drei Prismen vor das Objektiv gesetzt werden.

Der Vorteil der Anwendung von Objektivprismen liegt hauptsächlich in der großen Lichtstärke der Spektra. Die Nachteile bestehen in der geringeren Schärfe der Spektra infolge der durch die Luftunruhe hervor-

gerufenen Schwankungen des Brennpunktsbildes, die mit der Länge des Fernrohres zunehmen, und in der beschränkten Anwendbarkeit. Wie ohne weiteres einleuchtet, können Objektivprismen von Objekten, die eine merkliche Ausdehnung in der Brennebene des Fernrohres besitzen, z. B. von Sonne, Mond und größeren Planeten, keine reinen Spektra geben; auch lassen sich nicht gleichzeitig mit den Sternspektren die Spektra irdischer

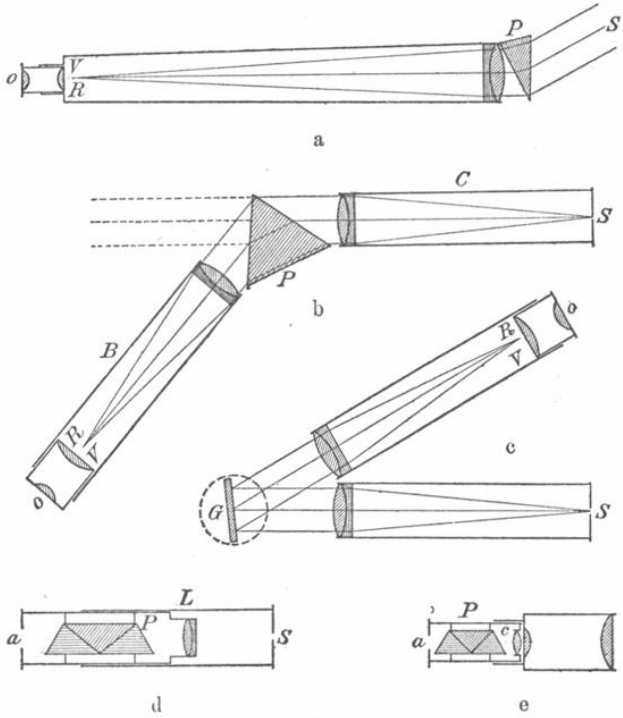

Fig. 96a—e.

Stoffe aufnehmen, und man kann daher keine Vergleichspektra erhalten, die für alle feineren Untersuchungen und Messungen unentbehrlich sind.

Die weitaus größte Anwendbarkeit hat das *zusammengesetzte Spektroskop*, welches gleichzeitig die größte Genauigkeit spektralanalytischer Messungen bei der Untersuchung sowohl irdischer Lichtquellen, als auch zölestischer Objekte gewährt. Aus Fig. 96b ist die Anordnung derartiger Spektroskope zu erkennen. In dem Brennpunkte einer achromatischen Linse befindet sich ein Spalt S, dessen Weite mit Hilfe einer feinen Schraube nach Belieben geändert werden kann. Das Rohr C mit Objektiv und Spalt führt den Namen *Kollimator*. Die von einer vor dem Spalte befindlichen Lichtquelle ausgehenden Strahlen werden nach dem Durchgange durch

den Spalt von dem Kollimatorobjektiv aufgefangen, treten parallel aus demselben aus, fallen auf das Prisma *P*, werden zerlegt und können nun durch das Fernrohr *B*, welches *Beobachtungsrohr* genannt wird, nach ihrer Vereinigung im Brennpunkte beobachtet werden. Hier entsteht ein Spektrum, dessen Breite gleich der vollen Höhe des Spaltes ist, wenn die Lichtquelle den Spalt ganz beleuchtet, welches aber fadenförmig erscheint, wenn die Spitze eines konvergenten Strahlenbündels den Spalt trifft. In diesem Falle ist wieder eine Verbreiterung des Spektrums durch eine Zylinderlinse erforderlich, die entweder vor dem Okular *o* des Beobachtungsfernrohres angebracht wird oder in einiger Entfernung vor dem Spalte *S*, so daß die Spitze des konvergenten Strahlenkegels durch sie zu einer feinen Linie ausgezogen wird. Ist das Okular mit einem Mikrometerapparat verbunden, so lassen sich direkte Messungen an den Spektrallinien ausführen. Bringt man dagegen an Stelle des Okulars eine Kassette mit photographischer Platte an, so bildet sich das Spektrum auf der photographischen Platte ab und kann nach der Entwicklung derselben unter einem Mikroskop ausgemessen werden. Der Apparat wird dann *Spektrograph* genannt. In der Astrophysik verwendet man jetzt fast ausschließlich Spektrographen.

Um die Zerstreuung weiter zu treiben und mit der größeren Ausdehnung des Spektrums größere Genauigkeit der Messungen zu erzielen, kann man anstatt des einen Prismas mehrere Prismen (meist mit einem brechenden Winkel von 60°) anwenden, die für eine bestimmte Fraunhofersche Linie auf das Minimum der Ablenkung gestellt werden. Bei einer derartigen Anordnung des Apparats kann man es erreichen, daß die Prismen durch eine mechanische Vorrichtung automatisch mit der Bewegung des Beobachtungsrohres gedreht und auf das Minimum der Ablenkung desjenigen Lichtstrahls gestellt werden, der sich in der Mitte des Gesichtsfeldes des Beobachtungsrohres befindet. Solche Apparate sind jedoch mehr für Laboratoriumszwecke geeignet und finden höchstens noch bei Beobachtungen an der Sonne Anwendung, weil mit der Bewegbarkeit einzelner Teile eines Spektralapparats seine Stabilität abnimmt und gerade diese ein Haupterfordernis für die Erzielung großer Genauigkeit bei spektroskopischen Messungen ist. Aus demselben Grunde sind auch die sogenannten *Spektrometer*, Apparate, bei welchen sich das Beobachtungsrohr gegen das Kollimatorrohr verstellen läßt und der Winkel zwischen der optischen Achse des Kollimators und des Beobachtungsrohres mittels einer feinen Kreisteilung bestimmt werden kann, nicht mehr für astrophysikalische Beobachtungen an Himmelskörpern im Gebrauch, trotz der Vorteile, die sie sonst bieten.

Zur Zerlegung des Lichtes in seine Spektralfarben kann man sich an

Stelle von Prismen auch der sogenannten *Beugungs-* und *Diffraktionsgitter* bedienen. Bereits Fraunhofer hatte solche Gitter zu optischen Versuchen angefertigt, aber erst einem anderen deutschen Optiker, Nobert, gelang es um die Mitte des vorigen Jahrhunderts, feine Gitter auf Glas in so vorzüglicher Weise herzustellen, daß sie sehr reine Spektra gaben, in denen die Fraunhoferschen Linien gut sichtbar waren. In gleicher Weise sind die von Rutherfurd hergestellten Gitter berühmt. Zu Ausgang des Jahrhunderts wurden dieselben jedoch durch die Rowlandschen Gitter bei weitem übertroffen, die geradezu Wunderwerke der Technik sind. Rowland stellte die ersten Gitter mit einer von ihm konstruierten Teilmaschine selbst her, und zwar auf Spiegelmetall. Gegenwärtig sind die nach ihm benannten Gitter, die Brashear liefert, in den verschiedensten Formen und in verschiedener Feinheit der Teilung in Anwendung. Ein Gitter mittlerer Größe hat beispielsweise folgende Dimensionen: Länge der Linien 5 cm, Breite der geteilten Fläche 8 cm, Anzahl der Linien 45400. Da aber die Gitter (dieselben geben gleichzeitig eine ganze Reihe von Spektren von verschiedener Dispersion) sehr viel lichtschwächere Spektra liefern als die Prismen, so finden sie in der Astrophysik im wesentlichen nur bei Beobachtungen der Sonne Anwendung. Die Anordnung der Gitterspektroskope, Gitterspektrometer und Gitterspektrographen ist aus der schematischen Darstellung Fig. 96c ersichtlich. *S* ist der Spalt, *G* das Gitter, *o* das Okular des Beobachtungsrohres.

Vielfach wendet man im Laboratorium auch Gitter an, welche auf einem Konkavspiegel hergestellt sind. Der Apparat besteht dann nur aus Spalt, Gitter und Okular, oder statt des letzteren der photographischen Kassette.

Es ist hier nicht möglich, die verschiedenen Formen von Spektralapparaten, die bei der Beobachtung von Sternspektren Anwendung gefunden haben und noch finden, einigermaßen erschöpfend anzuführen. Nur der zusammengesetzten Prismensysteme sei noch Erwähnung getan. Solche Systeme werden hergestellt durch die Verbindung eines Prismas von stark dispergierendem Flintglase mit zwei an den Seitenflächen aufgekitteten Crownglasprismen von kleinem brechendem Winkel. Die brechenden Winkel der Prismen und die Brechungsverhältnisse der Glassorten werden dabei so gewählt, daß der mittlere Strahl, der durch die drei Prismen geht, eine geringere Ablenkung erfährt, als im einfachen Prisma, daß aber immer noch ein großer Betrag der ursprünglichen Dispersion des Flintglasprismas übrig bleibt (*Compound Prisms*).

Man kann sogar erreichen, daß der mittlere, das Prismensystem durchlaufende Strahl dasselbe genau unter dem Winkel verläßt, unter welchem

er aufgefallen ist (*Geradsichtige Prismen*, *Prismes à vision directe*). Außer der Bequemlichkeit, daß die Strahlen beim Austritt aus dem Prismensystem keine erheblichen Ablenkungen erfahren haben, bieten die geradsichtigen Systeme noch den Vorteil, daß bei ihnen die Notwendigkeit, paralleles Licht zu verwenden, nicht vorhanden ist.

Eine schematische Darstellung dieser zu vielen Zwecken außerordentlich brauchbaren kleinen Instrumente mit geradsichtigen Prismen ist in Fig. 96d gegeben. *S* ist der Spalt; die achromatische Linse bei *L* vertritt gleichzeitig die Stelle der Linse des Kollimators und des Beobachtungsrohres. Sie wird so gestellt, daß bei Wegnahme des Prismensystems *P* der Beobachter durch die Öffnung *a* den Spalt scharf sehen würde; bei eingeschobenem Prismensatz wird alsdann die feine Lichtlinie, als welche der Spalt sichtbar ist, in ein Spektrum ausgezogen. Will man mit Hilfe dieses Apparats ein Sternspektrum untersuchen, so wird derselbe an einem Refraktor nach Wegnahme des Fernrohrokulars so angebracht, daß der Spalt sich im Brennpunkte des Objektivs befindet; bei punktartigen, auf den Spalt projizierten Objekten (Sternen) bedarf man noch einer Zylinderlinse, die bei *a* angebracht wird.

Ausschließlich zur Untersuchung von Sternspektren ist das *Okularspektroskop* (Fig. 96e) verwendbar. Es besteht aus einer Hülse, die ein geradsichtiges Prismensystem nebst einer Zylinderlinse enthält und auf die Okularhülse eines Refraktors aufgesteckt werden kann. Das kleine Instrument bietet den Vorteil, daß jederzeit von einem im Gesichtsfelde befindlichen Sterne ein Spektrum erhalten werden kann, ohne daß größere Veränderungen an dem Okularteile des Fernrohres vorgenommen werden müssen.

Nach diesen allgemeinen Besprechungen verschiedener Apparate an schematischen Figuren wird das Verständnis der Abbildungen wirklicher, zu verschiedenen Zwecken dienender Apparate, zu denen wir uns jetzt wenden, nicht schwer fallen.

Fig. 97 zeigt die Einrichtung eines im Laboratorium des Potsdamer Observatoriums benutzten großen Spektrometers von sehr vollkommener Ausführung. Links in der Abbildung befindet sich das Kollimatorrohr, rechts das Beobachtungsfernrohr, jedes von 1 m Länge. In der Mitte erblickt man einen runden Tisch, auf welchem ein Prisma oder ein Gitter aufgestellt werden kann. Der Teilkreis, der mit Hilfe von zwei Mikroskopen von unten abgelesen wird, hat einen Durchmesser von 50 cm.

Fig. 98 stellt das von Brashear gebaute Sternspektroskop der Licksternwarte dar; sie zeigt den Apparat in Verbindung mit dem großen Refraktor dieses Observatoriums.

Es sei hier noch bemerkt, daß die Spaltöffnung bei Sternspektroskopen sehr gering sein muß, wenn reine Spektra erhalten werden sollen; sie

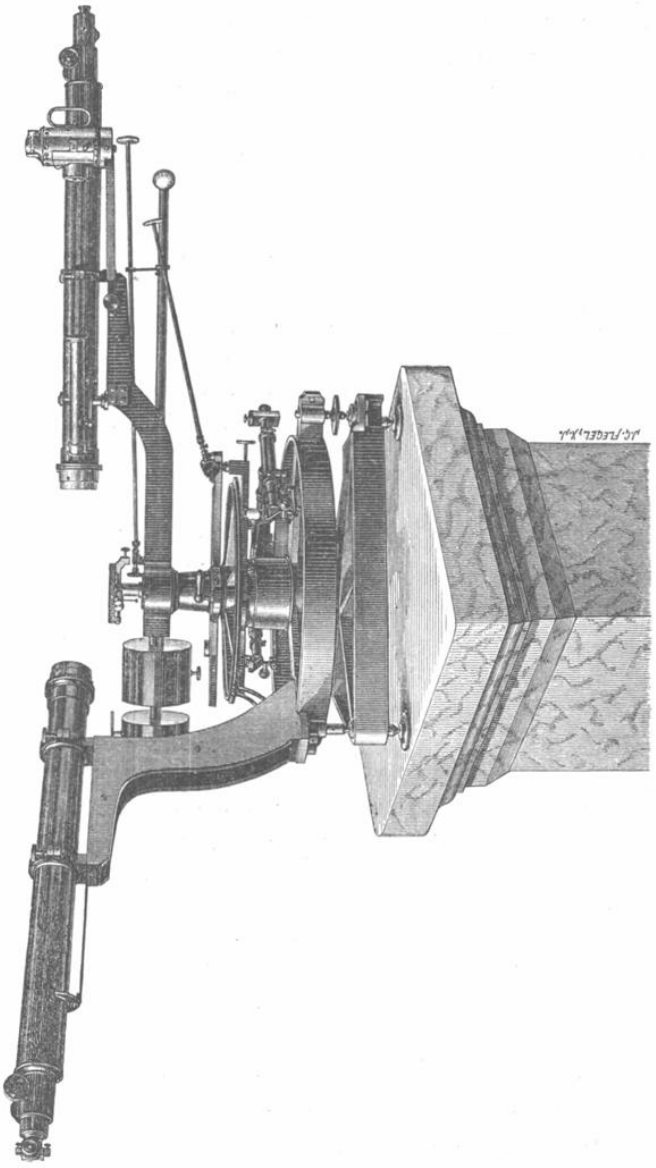

Fig. 97. Spektrometer des Potsdamer Observatoriums.

richtet sich zum Teil nach dem Verhältnis der Dimensionen von Kollimator und Beobachtungsrohr, beträgt aber selten über 0.1 mm. Bei den neuen größeren Spektrographen, mit denen die feinsten Bewegungsmessungen vor-

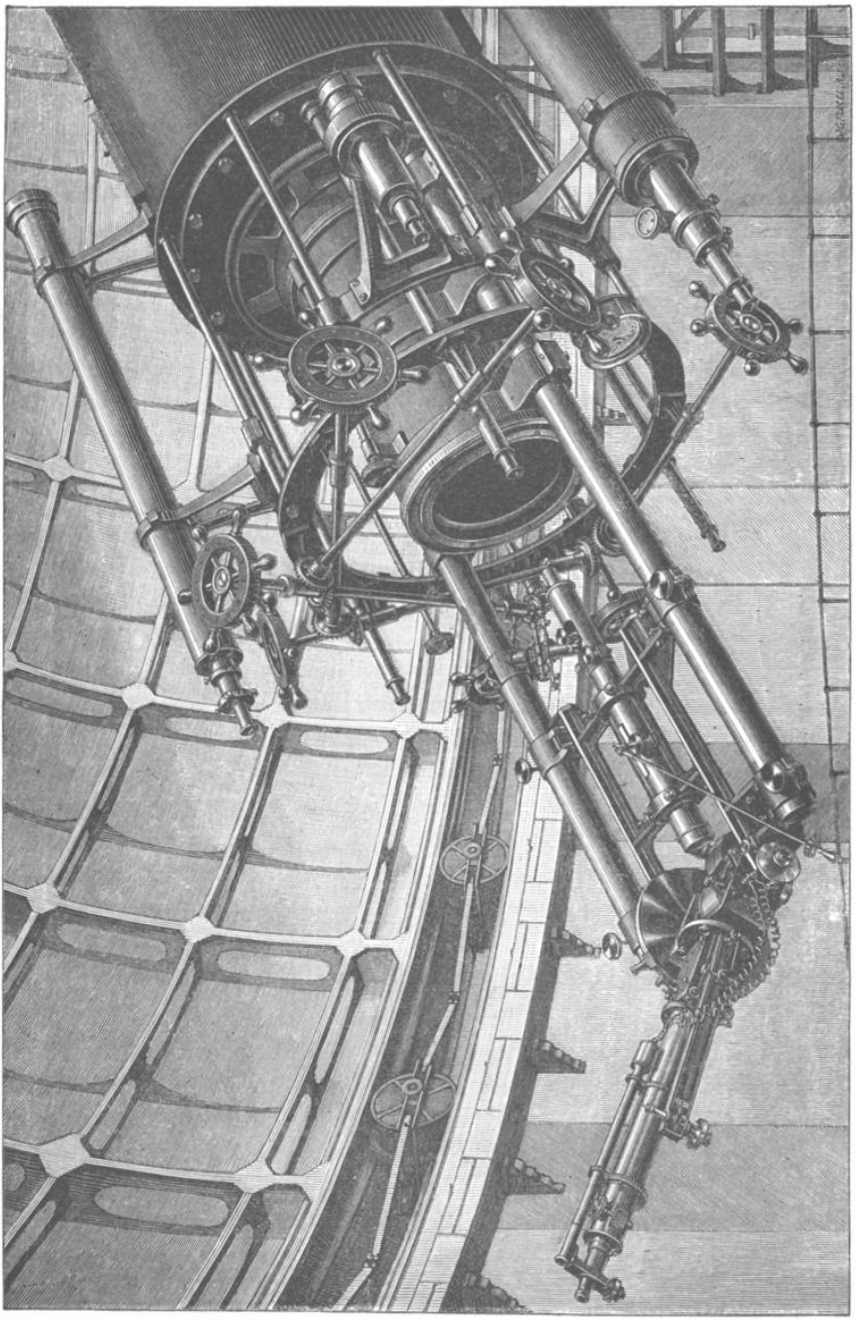

Fig. 98. Spektroskop der Lickstern-warte.

genommen werden, schwankt sie zwischen 0.01 und 0.03 mm. Es ist daher nicht leicht, das im Brennpunkte des Refraktors entstehende Sternbildchen immer genau auf dem Spalte des Spektroskops zu halten, und es sind dazu ganz besondere Einrichtungen ersonnen worden.

Fig. 99 stellt ein Sternspektroskop (von Merz in München nach Secchis Angaben geliefert) im Durchschnitt dar, wie es noch heutigen Tages mit einigen Modifikationen vielfach zur Beobachtung der Protuberanzen am Sonnenrande, besonders in Verbindung mit mittelgroßen Refraktoren, verwendet wird. Eine neuere Form solcher *Protuberanzspektroskope*, wie sie von Toepfer in Potsdam in vorzüglicher Ausstattung hergestellt werden, zeigt Fig. 100. Im allgemeinen unterscheiden sich die Protuberanzspektroskope von Sternspektroskopen mit ähnlicher Konstruktion durch eine beträchtlich stärkere Dispersion, einmal, weil die große Helligkeit der Sonne

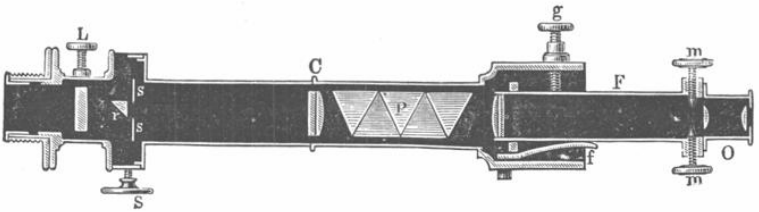

Fig. 99. Sternspektroskop nach Secchi (Querschnitt).

Bei *L* Zylinderlinse; *s s* Spalt, durch *S* verstellbar; bei *C* Kollimatorlinse; *P* Prismensystem mit gerader Durchsicht; *F O* Beobachtungsfernrohr, mittels Mikrometerschraube *g* und Feder *f* drehbar; *r* kleines Prisma für Vergleichspektrum; *m m* zwei Spitzen, die als Marken dienen.

dies erlaubt, dann aber auch, weil es allein mit Hilfe starker Dispersion möglich ist, die Protuberanzen gut sichtbar zu machen. Es beruht das auf folgendem. Die Helligkeit der Protuberanz am Sonnenrande ist immer beträchtlich geringer, als diejenige unserer von der Sonne erleuchteten Atmosphäre. Nur bei totalen Sonnenfinsternissen, wenn der Himmel in der nächsten Umgebung des Sonnenrandes kein direktes Sonnenlicht mehr empfängt, tritt das umgekehrte Verhältnis der Helligkeiten ein, und die Protuberanzen werden sichtbar. Nun besteht das Spektrum einer Protuberanz aus wenigen hellen Linien, von denen besonders eine im Rot, die Wasserstofflinie *C*, sich durch ihre Helligkeit auszeichnet. Je stärker aber die Dispersion eines Spektroskops ist, um so mehr werden die hellen Linien voneinander entfernt, ohne indessen an Helligkeit in demselben Maße abzunehmen. Dagegen wird die Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums der Erdatmosphäre bei großer Dispersion sehr stark geschwächt, und man kann die Verhältnisse so wählen, daß selbst bei weitem Spalte das kontinuierliche Spektrum schwächer ist, als die Protuberanzlinien. Damit sind

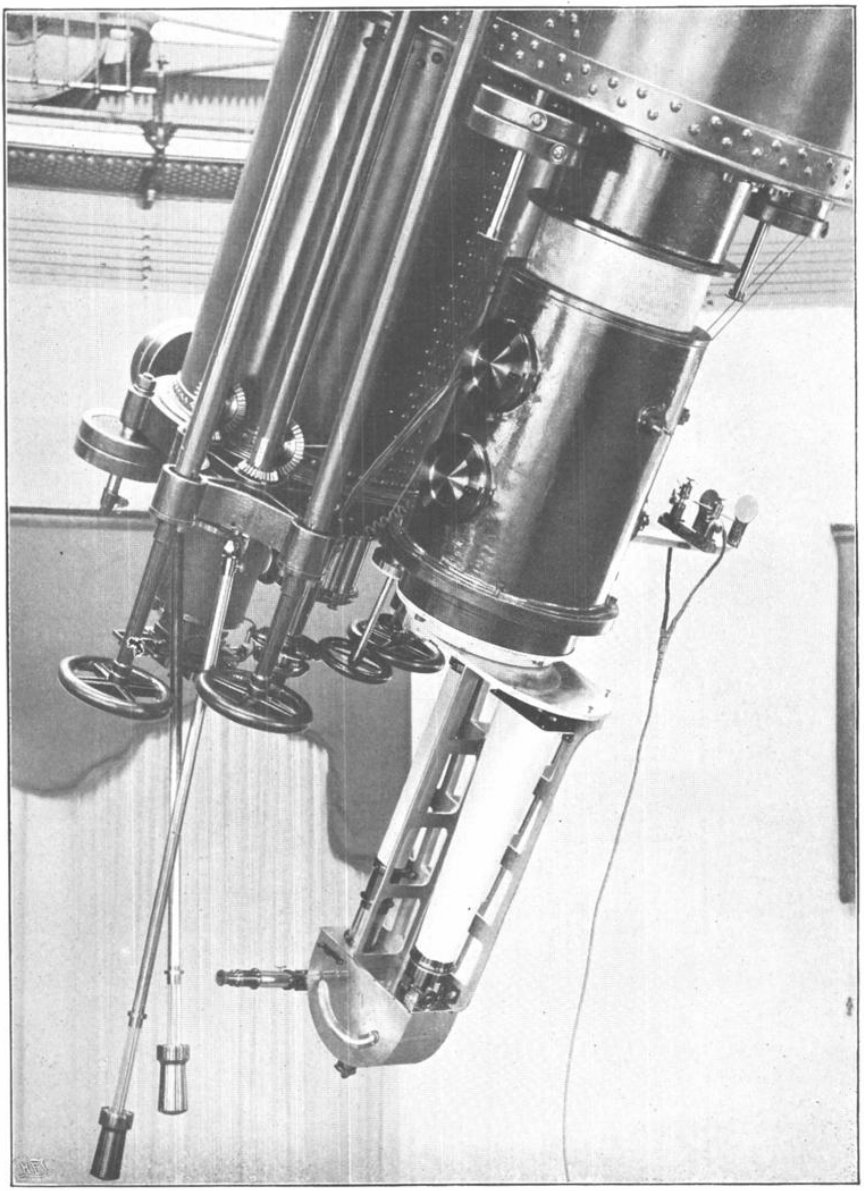

Fig. 101. Stern-Spektrograph am großen Refraktor des Observatoriums zu Potsdam.

aber die Bedingungen für die Sichtbarkeit der Protuberanzen erfüllt, indem man dieselben nun direkt durch den Spalt hindurch in dem der betreffenden Linie eigentümlichen Lichte (meistens wählt man dazu die Linie *C*) mit allen ihren Details beobachten kann. Es ist zu dem Zweck erforderlich, den Spalt des Spektroskops tangential zum Sonnenrande zu stellen und während der Beobachtung in dieser Richtung zu erhalten, was mit Hilfe eines Uhrwerks am Refraktor bei einiger Übung ohne Schwierigkeit gelingt.

Fig. 102 zeigt den im Jahre 1888 von H. C. Vogel konstruierten Potsdamer Spektrographen, in Verbindung mit dem damals größten Refraktor des Potsdamer Observatoriums (30 cm Öffnung). Ersterer besitzt zwei Compound-Prismen, die für die dritte Linie des Wasserstoffspektrums (im Dunkelblau) unveränderlich auf das Minimum der Ablenkung gestellt sind. Kollimator- und Kameraobjektiv haben 41 cm Brennweite. Um dem Apparat große Stabilität zu verleihen, hat bei seinem Bau fast ausschließ-

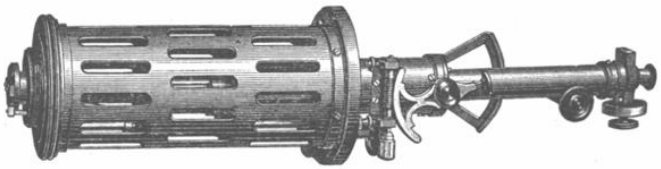

Fig. 100. Protuberanzspektroskop von Toepfer.

lich Gußstahl Verwendung gefunden. Der Apparat hat gegenwärtig nur noch historisches Interesse, da mit ihm die ersten genauen Bestimmungen der Bewegung in der Gesichtslinie bei einer größeren Anzahl von Sternen ausgeführt und ferner einige interessante Entdeckungen auf dem Gebiete der sogenannten spektroskopischen Doppelsterne gemacht worden sind.

Ein Spektrograph neuerer Konstruktion ist in Fig. 101 dargestellt in Verbindung mit dem im Jahre 1899 vollendeten großen Doppelrefraktor des Potsdamer Observatoriums (Fig. 62). Dieser Apparat, von Toepfer erbaut, besitzt drei einfache Prismen mit brechendem Winkel von etwas über 60°; die Brechungsverhältnisse sind so gewählt, daß die Ablenkung des aus dem Kollimator austretenden Strahlenzylinders durch die Prismen volle 180° beträgt. Zur Beurteilung der Dimensionen dieses Spektrographen sei angegeben, daß die Kamera, die an ihrer konischen Form kenntlich ist, eine Länge von 70 cm besitzt. Beim Gebrauch ist der Apparat mit einem Holzkasten umgeben, der im Innern eine Heizvorrichtung enthält, die aus saitenartig über Glasröhren gespannten dünnen Neusilberdrähten besteht; beim Durchgange eines elektrischen Stromes werden die Drähte erwärmt.

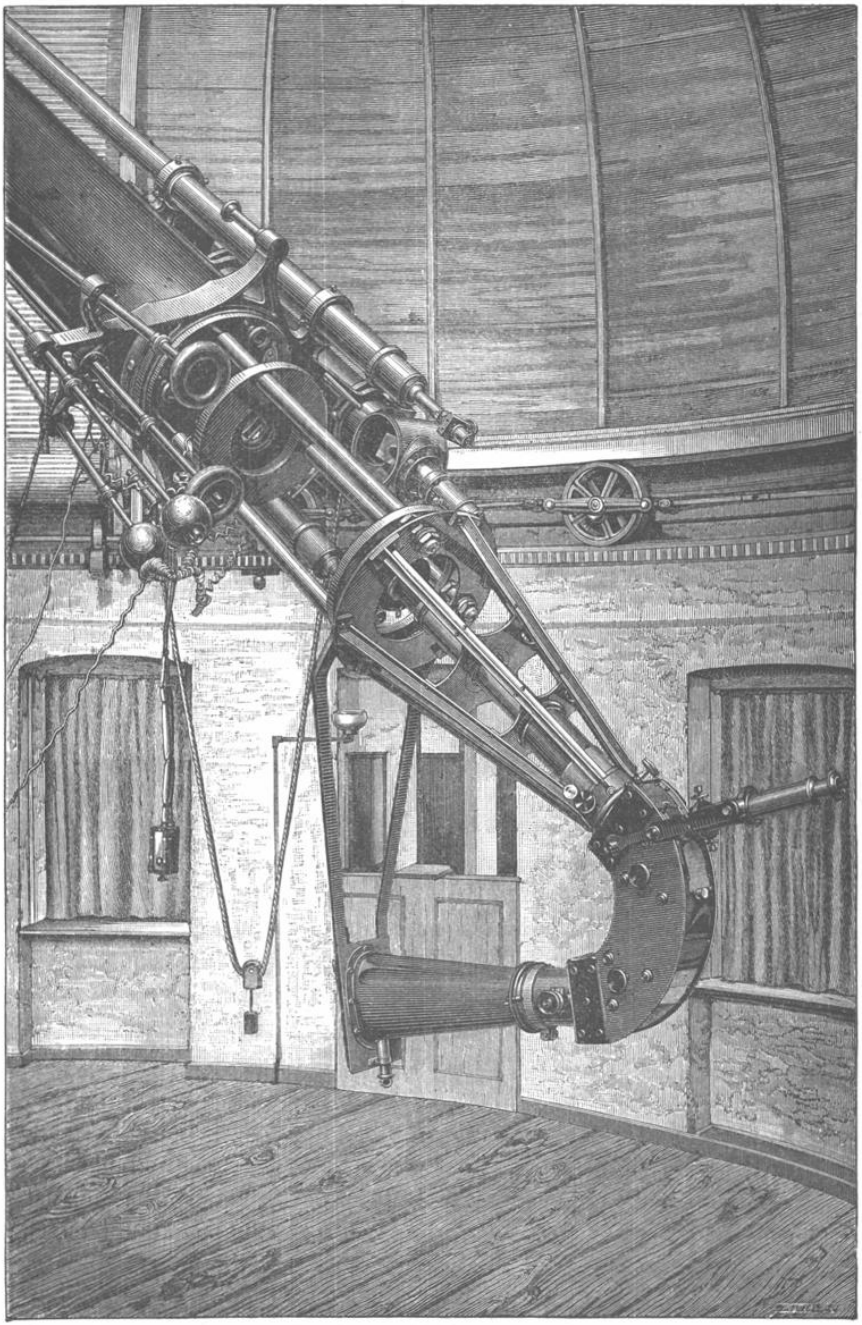

Fig. 102. Alter Spektrograph des Potsdamer Observatoriums.

Mit dieser Heizvorrichtung ist man imstande, die Temperatur im Kasten während der Exposition, die oft stundenlang dauert, innerhalb eines Zehntelgrades konstant zu erhalten. Die außerordentlich feinen Beobachtungen erfordern diese Vorsichtsmaßregel. Bei Temperaturschwankungen erleiden nämlich sowohl die optischen als auch die mechanischen Teile des Spektrographen Änderungen, welche große Fehler in den Aufnahmen erzeugen würden.

3. Die Photometrie.

Nächst der Spektralanalyse bildet die Photometrie die wichtigste Disziplin der Astrophysik; sie lehrt den Astronomen, die Helligkeiten der Gestirne zu ermitteln, und setzt ihn damit in den Stand, aus den so gewonnenen Daten ebenfalls Schlüsse auf ihre Konstitution zu ziehen.

Die Photometrie ist der älteste Zweig der Astrophysik, denn die Versuche, die Helligkeiten der Sterne zu bestimmen, reichen bis in das Altertum zurück. Schon Ptolemäus hat uns in seinem Almagest (s. S. 28) einen Sternkatalog hinterlassen, in dem die Sterne nach ihrer Helligkeit in sogenannte Größenklassen eingeteilt sind. Auf dem Standpunkte dieser einfachen Klassifizierung ist man dann freilich länger als anderthalb Jahrtausende hindurch stehen geblieben, und erst die Entdeckung von Veränderungen in der Leuchtkraft einzelner Sterne hat das Verlangen nach genaueren Bestimmungen der Sternhelligkeiten wachgerufen, um die beobachteten Schwankungen besser verfolgen und neue entdecken zu können. Zunächst aber fehlte es noch an den wissenschaftlichen Grundlagen, auf denen sich eine Photometrie der Gestirne aufbauen konnte, und erst die Arbeiten der großen Physiker des 17. und 18. Jahrhunderts, besonders die klassischen Werke von Bouguer und Lambert, lieferten diese unentbehrlichen Fundamente.

Das Hauptprinzip, auf welchem alle photometrischen Beobachtungen beruhen, ist durch die physiologische Eigentümlichkeit unseres Auges gegeben, Vergleichungen zwischen zwei verschiedenen Helligkeiten nur dann einigermaßen genau ausführen zu können, wenn die Unterschiede gering sind. Jedes Auge sieht sofort, daß die Sonne außerordentlich viel heller ist, als der Mond; es ist aber nicht imstande, zu schätzen, wievielmal so hell, ob tausend- oder millionenmal. Dagegen kann ein geübter Beobachter mit ziemlicher Sicherheit angeben, ob zwei Sterne gleich hell sind; die Erfahrung hat gelehrt, daß man bei solchen Gleichheitsschätzungen bis zu einer Genauigkeit von ein bis zwei Prozent der Gesamthelligkeit gelangen kann. Die Aufgabe eines *Photometers* (so nennt man die zu Helligkeitsmessungen dienenden Apparate) wird daher darin bestehen, dem Auge

auch die genaue Bestimmung von großen Helligkeitsunterschieden zu ermöglichen, indem es das Licht des helleren von zwei miteinander zu vergleichenden Objekten in meßbarer Weise soweit verringert, daß es dem des schwächeren gleich wird.

Auch ohne besondere Apparate sind mit dem bloßen Auge oder mit Hilfe eines Fernrohres recht gute Beobachtungen ausführbar unter Benutzung der besonders von Argelander eingeführten und auch heute noch mit Erfolg angewandten Methode der *Stufenschätzungen*. Dieselbe ist allerdings nur anwendbar, wenn es sich um die Vergleichung zweier Sterne handelt, deren Helligkeiten nicht sehr verschieden sind. Bedarf es beim Betrachten der Sterne einiger Überlegung, um zu erkennen, ob der eine Stern etwas heller ist als der andere, so nennt man die Differenz eine Lichtstufe; ein gut wahrnehmbarer Unterschied bedeutet zwei Stufen, ein sofort auffallender drei Stufen. Wenn ein geübter Beobachter sich auf diese drei Differenzen beschränkt, so ist der Begriff einer Stufe recht sicher und konstant. Ihr Wert fällt zwar bei verschiedenen Beobachtern verschieden aus, beträgt im allgemeinen aber annähernd eine zehntel Größenklasse. So einfach diese Methode ist, hat sie doch in der Hand gewissenhafter Beobachter, wie Argelander, Schönfeld u. a. m., wichtige Beiträge zur Kenntnis der veränderlichen Sterne geliefert.

Die eigentlichen Photometer unterscheiden sich in erster Linie durch die Art und Weise, wie die Abschwächung des Lichtes erreicht wird. Den ältesten Photometern von Lambert, Bouguer, Rumford u. a. liegt das Fundamentalgesetz zugrunde, daß die Helligkeit einer Lichtquelle im quadratischen Verhältnis der Entfernung vom Auge abnimmt, also z. B. nur $^1/_4$ ist, wenn die Entfernung die doppelte wird. Auch Herschels *Astrometer* und Steinheils *Prismenphotometer* beruhen auf diesem Gesetze. Herschel verglich mit seinem Instrumente die Helligkeiten der mit bloßem Auge sichtbaren Sterne mit der Helligkeit der durch eine Linse sternartig verkleinerten Mondscheibe, deren Bild er auf einem Schirme auffing. Die Entfernung dieses Schirmes vom Auge wurde so lange geändert, bis der künstliche und der wirkliche Stern dem Beobachter gleich hell erschienen. So unvollkommen dieser Apparat auch war, so verdient er doch, besonders erwähnt zu werden, da Herschel mit ihm den ersten nicht auf bloßen Schätzungen beruhenden Helligkeitskatalog einer Anzahl heller Sterne hergestellt hat.

Mit dem Steinheilschen Prismenphotometer können zwei beliebige Sterne am Himmel direkt miteinander verglichen werden. Vor den beiden Hälften eines nach Art des Heliometers durchschnittenen Fernrohrobjektivs sind totalreflektierende Prismen angebracht, durch welche das Licht zweier

Sterne nach dem Okular geworfen wird. Das Okular befindet sich nicht genau im Brennpunkte des Objektivs, sondern außerhalb desselben, so daß die Sterne dem Auge nicht als Punkte, sondern als Scheiben erscheinen, deren Helligkeit von dem Abstande des Okulars vom Brennpunkt abhängt. Die Vergleichung der beiden Sterne wird nun in der Weise ausgeführt, daß man die beiden Objektivhälften einzeln so lange gegen das feststehende Okular verschiebt, bis die Flächenhelligkeit der beiden Sternscheiben, aus denen zur Vergleichung zwei gleich große Stücke herausgeblendet werden, die gleiche ist. Aus der Größe der Verschiebungen, die an einer Skala abgelesen werden, läßt sich dann die Helligkeitsdifferenz der beiden Sterne berechnen.

Mit einem solchen Instrument hat Seidel die Helligkeiten der Hauptplaneten und einer größeren Zahl (über 200) von Fixsternen ermittelt, sowie wertvolle Untersuchungen über die Absorption des Lichtes in der Erdatmosphäre angestellt. Die komplizierte Konstruktion des Instruments, seine unbequeme Handhabung und die auf helle Objekte beschränkte Anwendbarkeit haben aber eine größere Verbreitung des Steinheilschen Photometers verhindert, und Seidel scheint der einzige geblieben zu sein, der mit ihm Messungen ausgeführt hat.

Ein anderes photometrisches Prinzip, welches vielfach Verwendung gefunden hat, besteht in der teilweisen Abblendung der freien Öffnung des Fernrohrobjektivs oder des aus dem Objektiv austretenden Strahlenkegels. Mannigfache Apparate sind hierauf gegründet worden, von denen hier nur das Bouguersche und das Schwerdsche Photometer erwähnt werden mögen. Indessen unterliegen die mit derartigen Instrumenten ausgeführten Beobachtungen gewichtigen Bedenken, besonders infolge des Umstandes, daß durch die Anbringung von Blenden vor dem Objektiv oder im Strahlengange Beugungserscheinungen hervorgerufen werden, welche die Verteilung des Lichtes in den Brennpunktsbildern verändern, und es haben daher alle diese Apparate nur beschränkte Anwendung auf den Himmel gefunden. Dasselbe gilt auch für einige weitere photometrische Prinzipien, wie die Anwendung rotierender Scheiben, der Reflexion des Lichtes an spiegelnden Flächen, u. a. m.

Einen nachhaltigen Aufschwung erfuhr die Himmelsphotometrie erst, als Zöllner das nach ihm benannte Photometer konstruierte und im Jahre 1861 eine Beschreibung desselben veröffentlichte, zugleich mit einer Anzahl von bedeutsamen Messungen, die er damit ausgeführt hatte. Das Wesentliche des *Zöllnerschen Photometers* besteht in der Einführung eines künstlichen Sternes, welcher durch polarisierende Medien meßbar geschwächt werden kann und als Vergleichsobjekt für die zu messenden

Sterne dient. Fig. 103 stellt den Apparat in der Form dar, welche Zöllner ihm schließlich nach mancherlei Änderungen gegeben hat. AB ist ein kleines Fernrohr, welches einerseits um die horizontale Achse CD, andererseits, zugleich mit dem ganzen Apparat, um die vertikale Achse des Stativs gedreht werden kann. Von der Petroleumflamme F fällt Licht durch die kleine Öffnung o' auf die Bikonkavlinse m, welche dazu dient, das Bild der Öffnung zu verkleinern. Das Licht durchläuft dann, wenn

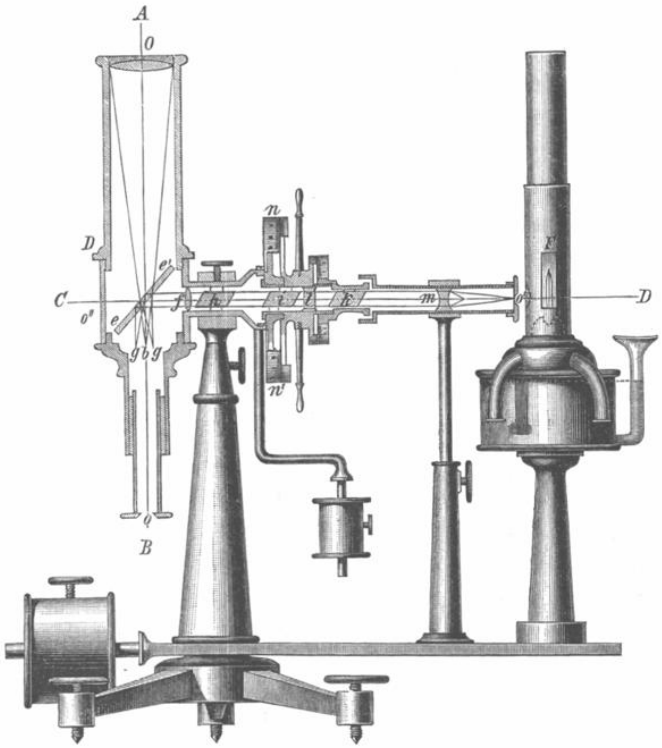

Fig. 103.

wir uns zunächst k und l, deren Bedeutung später erklärt werden soll, fortdenken, zwei sogenannte Nicolprismen i und h und wird durch die Sammellinse f auf die planparallele Glasplatte ee' geworfen. Dieselbe ist unter 45° gegen die Achse CD geneigt, so daß durch Reflexion an der vorderen und der hinteren Glasfläche schließlich in gg zwei verkleinerte, nahezu punktförmige Bilder der Öffnung o' entstehen. Das eine Nicolprisma (h) sitzt in dem seitlichen Rohre fest, das andere (i) dagegen ist drehbar, und die Größe der Drehung kann an einem geteilten Kreise, dem sogenannten Intensitätskreise, mit Hilfe der beiden Nonien n und n'

abgelesen werden. Stehen die Hauptschnitte der beiden Prismen einander parallel, so geht das von dem ersten Prisma zerlegte und polarisierte Licht durch das zweite Prisma ungehindert hindurch. Wird i aber gedreht, so ändert sich, dem Malusschen Gesetze entsprechend, die Intensität des aus h austretenden Lichtes proportional dem Quadrate des Kosinus des Drehungswinkels; man kann also auf diese Weise die Helligkeit der künstlichen Sterne gg beliebig abschwächen und zwar in meßbarer Weise. Die beiden Sterne gg besitzen nicht die gleiche Helligkeit, da der von der Rückseite der Glasplatte reflektierte Strahl innerhalb der Glasplatte noch eine geringe Absorption erleidet. Man benutzt daher zur Messung gegewöhnlich nur den von der vorderen Fläche reflektierten, helleren Stern. Richtet man nun das Fernrohr AB auf einen Stern am Himmel, so erhält man im Brennpunkte des Objektivs O ein Bild dieses Sternes; der Beobachter erblickt daher im Okular o nebeneinander in gleicher Schärfe das Bild b des wirklichen Sternes und den künstlichen Stern g und kann durch Drehung des Prismas i die Helligkeit von g soweit verringern, daß ihm b und g gleich hell erscheinen. Wird dieselbe Messung alsdann mit einem zweiten Sterne ausgeführt, so läßt sich das Helligkeitsverhältnis der beiden beobachteten Sterne berechnen, ohne daß die Intensität des künstlichen Sternes bekannt zu sein braucht.

Zwischen i und m befindet sich nun noch ein drittes Nicolprisma k und eine Bergkristallplatte l, welche den Zweck haben, den künstlichen Sternen eine beliebige Färbung zu geben. Die Änderung der Farben erfolgt durch Drehung von k gegen die übrigen polarisierenden Medien. Wird die Größe dieser Drehung mittels eines besonderen Kreises, des sogenannten Kolorimeterkreises, gemessen, und ist die Dicke der Bergkristallplatte bekannt, so ist die Farbe des Sternes unzweideutig bestimmt; der Apparat kann daher auch zu direkten Farbenmessungen der Gestirne benutzt werden. Da aber die Polarisationsfarben Mischfarben sind und den Farben der Sterne nur teilweise entsprechen, so hat das Kolorimeter als Meßapparat nur sehr geringe Verwendung gefunden.

Die im vorstehenden beschriebene Konstruktion des Zöllnerschen Photometers ist in der Hauptsache bis auf den heutigen Tag unverändert beibehalten worden, jedoch hat die mechanische Ausführung des Instruments mancherlei Änderungen und Verbesserungen erfahren. Fig. 104 stellt ein großes, von Wanschaff für die Potsdamer Sternwarte erbautes Photometer dar, welches sich sehr gut bewährt hat, und nach dessen Muster seitdem von Toepfer in Potsdam mehrere Instrumente in noch größeren Dimensionen ausgeführt worden sind. Das Photometer hat die Form eines Universalinstruments mit gebrochenem Fernrohr; der Beobachter

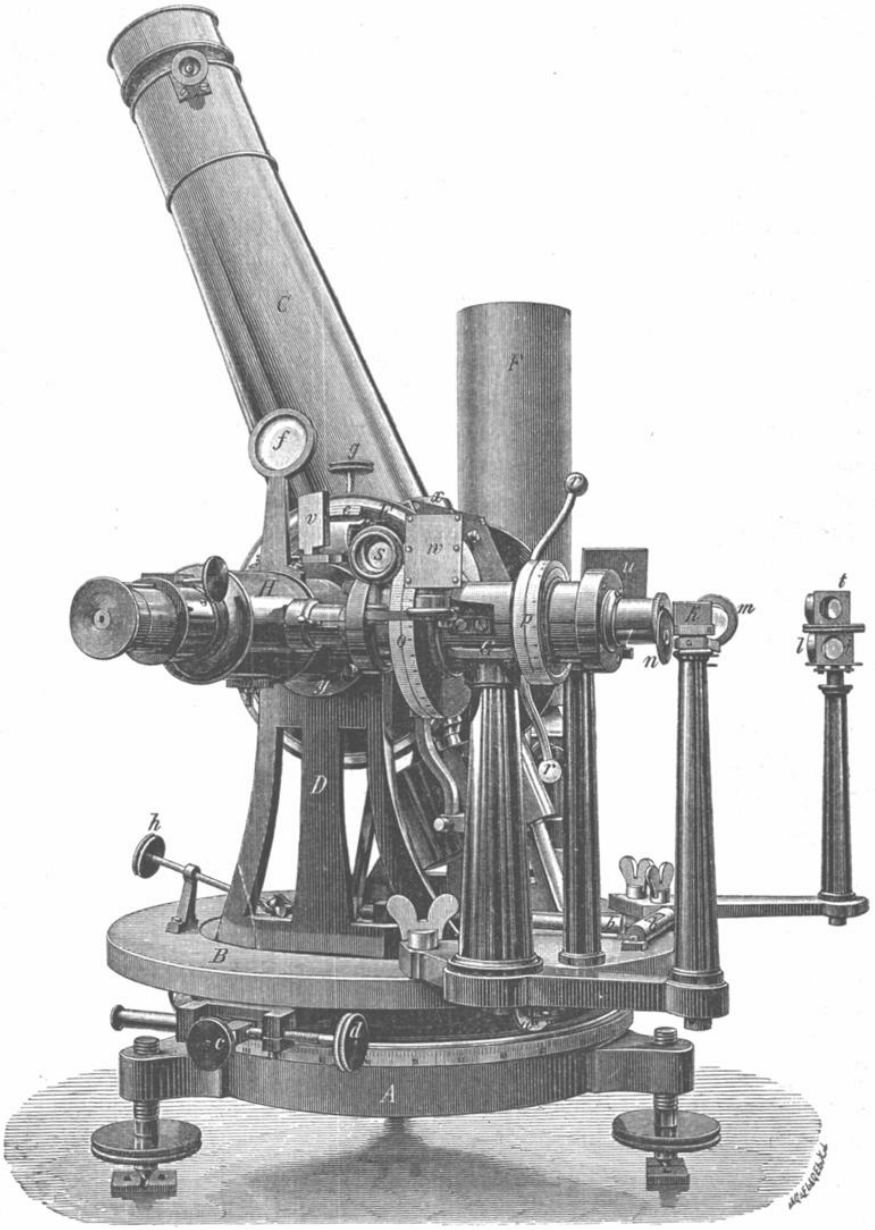

Fig. 104. Großes Photometer von Wanschaff.

blickt daher stets in horizontaler Richtung in das Okular, während bei der älteren Form (Fig. 103) die Haltung des Kopfes von der Höhe des Sternes über dem Horizont abhängt und Sterne in der Nähe des Zenits überhaupt nur mit einem totalreflektierenden Prisma vor dem Okular beobachtet werden können. Die Petroleumlampe befindet sich auf der dem Okular entgegengesetzten Seite des Fernrohres und ist für den Beobachter gänzlich verdeckt; ihr Licht gelangt erst nach mehrmaliger Reflexion und Konzentration durch l, i, m, k in den eigentlichen Photometerapparat. Die Lampe erleuchtet aber außerdem auch mit Hilfe des totalreflektierenden Prismas t und der Spiegel u, v, w den zum Einstellen der Sterne dienenden Höhenkreis E, sowie den Intensitätskreis o und den Kolorimeterkreis p. Das Objektiv hat eine Öffnung von 67 mm und eine Brennweite von 700 mm; es können aber auch statt dessen an den mit x und y bezeichneten Stellen kleinere Objektive von 36.5 mm bzw. 21.5 mm Öffnung und 350 mm bzw. 137 mm Brennweite eingesetzt werden.

Mit dem hier beschriebenen Instrument können noch Sterne der siebenten Größe bequem und sicher gemessen werden. Will man noch schwächere Sterne beobachten, so muß der Photometerapparat mit einem größeren Fernrohre in Verbindung gebracht werden, wie dies in Fig. 105 dargestellt ist. Das in dieser Figur abgebildete Photometer ist von Toepfer erbaut und zeigt gegen die oben beschriebenen Instrumente noch einige nicht unwesentliche Verbesserungen. Die Petroleumlampe ist durch eine elektrische Glühlampe L*) ersetzt, deren Licht von einer bei G befindlichen versilberten Glaskugel reflektiert wird, bevor es in den Photometerapparat gelangt. Außerdem ist das Instrument mit einem Registrierapparat versehen, von dem aber in der Figur nur die beiden nach unten hervorragenden Handgriffe RR zu erkennen sind, und dessen Prinzip auf S. 247 f. näher beschrieben ist. Das ganze Photometer ist in dem Ringe A drehbar, so daß es in jede beliebige Lage gebracht werden kann. Auch hier wird die Photometerlampe benutzt, um mit Hilfe der Prismen pp und des Spiegels s die Kreise zu erleuchten. Soll der Registrierapparat nicht benutzt werden, so erfolgt die Ablesung des Intensitätskreises durch die Lupe l.

Ebenfalls auf dem Polarisationsprinzip beruht das Pickeringsche *Meridianphotometer*. Dasselbe besteht aus einem horizontal liegenden, in der Richtung Ost-West orientierten Fernrohre mit zwei genau gleichen Objektiven. Vor diesen Objektiven befindet sich je ein totalreflektierendes Prisma (oder ein Spiegel), von denen das eine durch eine Feinbewegung in geringem Maße beweglich ist, so daß das Bild eines Polsternes, der

*) In der Figur zum größten Teil durch den Kolorimeterkreis verdeckt.

als Vergleichstern benutzt wird, mit Leichtigkeit beständig im Gesichtsfelde gehalten werden kann. Das andere Prisma ist mit einem Positionskreise versehen und erlaubt, das Licht eines jeden in der Nähe des Meridians befindlichen Sternes in das Fernrohr zu werfen. In der Nähe der Fokalebene der beiden Objektive befindet sich ein doppeltbrechendes achromatisiertes Kalkspatprisma, dessen Winkel so gewählt sind, daß das von dem einen Objektiv herrührende ordentliche Bild beinahe mit dem außer-

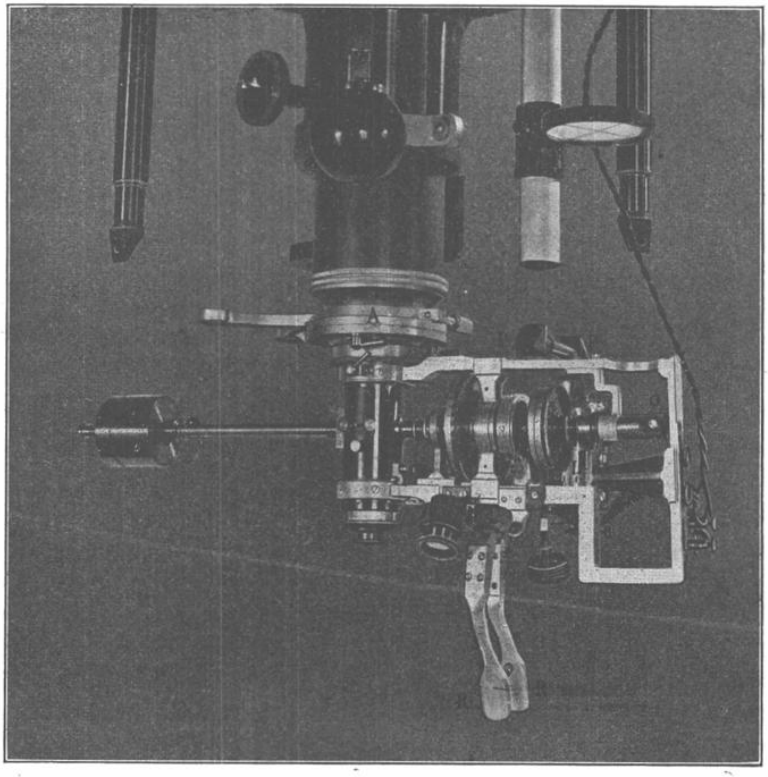

Fig. 105.

ordentlichen Bilde von dem anderen Objektiv koinzidiert, so daß das Licht beider Bilder dieselben Teile des Okulars und des Auges passieren muß. Vor dem Okular ist ein Nicolprisma angebracht, durch dessen Drehung die Gleichheit der Bilder in derselben Weise wie beim Zöllnerschen Photometer hergestellt wird.

Das Pickeringsche Photometer besitzt vor dem Zöllnerschen den großen Vorzug, daß bei ihm zwei wirkliche Sterne miteinander verglichen werden. Der künstliche Stern des Zöllnerschen Instruments besitzt doch ein etwas

anderes Aussehen als die wirklichen Sterne, und die Vergleichung der beiden verschiedenartigen Objekte miteinander kann daher leicht zu Fehlern Veranlassung geben. Dafür hat aber das Pickeringsche Photometer wieder andere Nachteile, von denen der einschneidendste wohl der ist, daß es nur in der Nähe des Meridians Beobachtungen auszuführen gestattet. Ein anderer Übelstand liegt in der Benutzung eines Polsternes als Vergleichsobjekt, da infolgedessen die beiden zu vergleichenden Gestirne unter Umständen sehr weit voneinander entfernt sind, so daß Verschiedenheiten in der Durchsichtigkeit der Luft sehr schädlichen Einfluß auf die Messungen ausüben können. Endlich ist das Instrument verhältnismäßig lichtschwach, so daß für die Beobachtung schwächerer Sterne ziemlich große Dimensionen gewählt werden müssen.

Ein ganz anderes Prinzip liegt dem sogenannten *Keilphotometer* zugrunde, welches zuerst von Kayser in Danzig angegeben, im Jahre 1881 aber von Pritchard in Oxford ganz unabhängig von neuem konstruiert und in Anwendung gebracht worden ist. Dasselbe besteht im wesentlichen aus einem Keil von neutral absorbierendem, dunklem Glase, der durch das Gesichtsfeld des Fernrohres bewegt werden kann. Eine Skala gibt an, bei welcher Dicke des Keiles das Licht eines Sternes zum Verschwinden oder zum Wiederauftauchen gebracht wird, und es lassen sich auf diese Weise aus den bekannten Absorptionsverhältnissen des Keiles die Helligkeitsdifferenzen der beobachteten Sterne berechnen. Scheinbar hat diese Methode mit dem anfangs auseinandergesetzten Prinzip, bei einer Vergleichung das hellere Objekt auf die gleiche Stufe wie das schwächere zu bringen, nichts zu tun; es ist das aber doch der Fall, da das Verschwinden eines Sternes erfolgt, wenn seine Helligkeit gleich derjenigen des Untergrundes ist.

Fig. 106 zeigt ein vom Mechaniker Toepfer in Potsdam angefertigtes Keilphotometer, welches leicht an jedes beliebige Fernrohr angebracht werden kann. Das Okular ist entfernt, so daß man den im Inneren des kleinen metallenen Kastens befindlichen Keil erblickt, sowie zwei Stege, welche die Mitte des Gesichtsfeldes fixieren. Der Keil ist mittels der Schrauben *cc* an dem Rahmen *b* befestigt und kann zugleich mit diesem mit Hilfe des Triebes *a* fortbewegt werden. *i* ist ein Index, an welchem eine dahinter befindliche, ebenfalls an dem Rahmen *b* befestigte Skala abgelesen werden kann, *f* endlich ein Schieber, mit dessen Hilfe sich erforderlichenfalls das ganze Gesichtsfeld bis auf einen schmalen Ausschnitt in der Mitte abdecken läßt. Über dem Photometer befindet sich eine in dieser Form zuerst von E. v. Gothard angegebene Registriervorrichtung, welche es dem Beobachter ermöglicht, beliebig viele Einstellungen am

Photometer zu machen, ohne gezwungen zu sein, dieselben jedesmal am Index i abzulesen. Durch Niederdrücken des Hebels l preßt man einen unter dem Kissen m herumgeführten Papierstreifen gegen die mit einer erhabenen Teilung versehene Skala e und fixiert so auf dem Papiere die jedesmalige Stellung des Keiles. Beim Loslassen des Hebels l bewirkt die Feder n eine kleine Drehung des Rades k und damit ein weiteres Abwickeln des Papierstreifens von der Rolle g, so daß für eine neue Registrierung Platz wird.

Das Keilphotometer in der soeben beschriebenen Form ist ein ungemein bequemer und handlicher Apparat; die Genauigkeit der mit ihm ausgeführten Beobachtungen ist aber etwas geringer, als sie mit den Polarisationsphotometern erreicht werden kann. Dies liegt vor allen Dingen daran, daß die Empfindlichkeit des Auges, welche bei den Beobachtungen mit dem Keilphotometer eine wichtige Rolle spielt, nicht unerheblichen Schwankungen unterworfen ist. Auch die Helligkeit des Himmelsgrundes übt einen starken Einfluß auf die Messungen aus, da ja die Beobachtung, wie schon erwähnt, eigentlich darin besteht, daß man die Helligkeit des Sternes gleich der des Himmelsgrundes macht. Eine weitere Quelle der Unsicherheit bildet die Bestimmung der Absorption des Keiles, welche um so schwieriger ist, als es ein absolut neutrales, d. h. alle Farben in gleichem Grade absorbierendes Glas nicht gibt, so daß die Absorption streng genommen für jede einzelne Sternfarbe ermittelt werden müßte. Um wirklich gute Resultate zu erzielen, muß man daher das Keilphotometer mit großer Vorsicht handhaben.

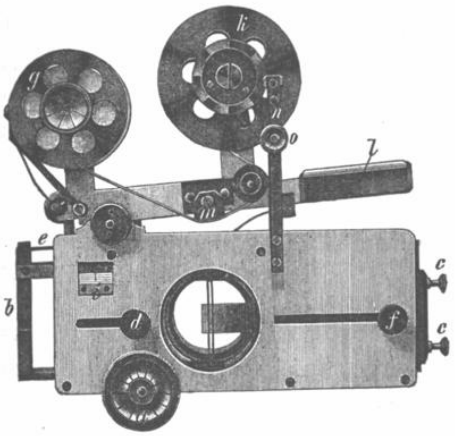

Fig. 106.

Auch mit Hilfe der Photographie lassen sich photometrische Bestimmungen an Himmelskörpern ausführen, und zwar nach zwei verschiedenen Methoden. Nimmt man mittels eines Fernrohres einen Teil des Himmels auf einer photographischen Platte auf, so erkennt man auf dem erhaltenen Negativ, daß die Bilder der helleren Sterne merklich größer sind als die der schwächeren. Umgekehrt können daher die Durchmesser der auf der photographischen Platte entstandenen Sternscheibchen dazu benutzt werden, die Helligkeiten der aufgenommenen Gestirne zu ermitteln, vorausgesetzt,

daß man eine Beziehung zwischen der Helligkeit und dem Durchmesser des Scheibchens kennt. Diese Methode ist die ältere, da sie bereits 1857 von G. P. Bond zu photographischen Helligkeitsmessungen angewendet worden ist. Die Bilder der helleren Sterne auf der Platte sind aber nicht nur größer, sondern auch intensiver geschwärzt als die der schwächeren, man kann daher auch aus dem Grade der Schwärzung der photographischen Bilder die Helligkeiten ableiten, sobald man eine Beziehung zwischen der Helligkeit und der Schwärzung besitzt. Diese zweite Methode hat zuerst Schwarzschild in einwurfsfreier Weise und in größerem Umfange angewendet, und sie wird in letzter Zeit fast allgemein bevorzugt, obwohl sie in einem Punkte im Nachteil gegenüber dem Verfahren der Durchmessermessungen ist. Es sind nämlich die fokalen Bilder bei guten Fernrohren so klein, daß sich ihre Schwärzungen mit einem dazu geeigneten Instrumente, dem weiter unten beschriebenen Mikrophotometer, nicht messen lassen. Man muß also Aufnahmeverfahren verwenden, welche größere Bilder geben. Hierdurch wird aber natürlich die Intensität der Bilder herabgesetzt, und man ist gezwungen, Instrumente verhältnismäßig großer Dimensionen und sehr lange Belichtungszeiten anzuwenden, wenn die Helligkeiten schwacher Sterne bestimmt werden sollen. Diese Vergrößerung der Bilder wird nun entweder dadurch erreicht, daß man die photographische Aufnahme nach einem Vorschlage von Janssen nicht in der Brennebene des Fernrohres, sondern etwas außerhalb derselben macht (extrafokale Aufnahmen), oder daß man der Kassette während der Aufnahme eine derartige Bewegung erteilt, daß jeder Stern eine kleine schraffierte Fläche erzeugt (Schraffierkassette von Schwarzschild).

Für beide Methoden ist es, wie schon erwähnt, erforderlich, eine Beziehung zwischen den auf die Platte einwirkenden Intensitäten und dem durch diese Intensitäten hervorgerufenen Effekt (Durchmessergröße oder Schwärzung) zu besitzen. Der nächstliegende Weg hierzu, der auch in der Tat zuerst beschritten wurde, ist der, daß man die Helligkeiten einiger der auf der Platte vorhandenen Sterne durch visuelle photometrische Messungen bestimmt und nun mittels dieser Sternhelligkeiten die gesuchte Beziehung etwa durch ein graphisches Verfahren oder durch eine Formel herstellt. Dieses Verfahren ist für die Durchmessermethode von zahlreichen Astronomen (Charlier, Scheiner, Trépied, Kapteyn, Turner, Christie usw.) benutzt worden. Es hat sich namentlich zu Helligkeitsmessungen für Durchmusterungen und für die photographische Himmelskarte bewährt, wo man die visuellen Helligkeiten genügend vieler Sterne kennt und nicht zu hohe Ansprüche an die Genauigkeit stellt.

Trotz der großen Einfachheit eignet sich dieses Verfahren aber nicht

für einen allgemeinen Gebrauch. Man besitzt nämlich nur für die hellen Sterne bis einschließlich der 7.5. Größenklasse visuelle photometrische Messungen von genügender Genauigkeit, für die schwachen und schwächsten Sterne dagegen keine oder nur vereinzelte. Vor allem macht aber die verschiedene Farbe der Sterne große Schwierigkeiten. Dem menschlichen Auge, für welches die stärkste Empfindlichkeit im Gelb liegt, erscheint ein gelber oder rötlicher Stern heller, als der Platte, welche die größte Empfindlichkeit im Blau und Violett hat. So wird z. B. der rote Stern α Orionis vom Auge nahezu ebenso hell geschätzt, als der weiße Stern α Aquilae; auf einer photographischen Aufnahme aber wird α Orionis um mehrere Größenklassen schwächer erhalten, als α Aquilae.

Aus diesen Gründen war man bald bestrebt, auf andere Weise, als oben auseinandergesetzt wurde, die nötige Beziehung zwischen Intensität und Bilddurchmesser bzw. Schwärzung zu finden. Gegenwärtig wendet man für die genauesten Messungen das folgende, besonders durch die Arbeiten von Schwarzschild vervollkommnete Verfahren an. Man macht von der zu untersuchenden Gegend zwei Aufnahmen von gleicher Expositionsdauer; bei der zweiten setzt man aber vor das Objektiv des Fernrohres ein sorgfältig hergestelltes Drahtgitter, dessen lichtschwächende Wirkung (Absorptionskonstante) im Laboratorium genau bestimmt worden ist. Aus der Differenz der Bilddurchmesser bzw. der Schwärzungen auf den zwei Aufnahmen läßt sich dann mit Hilfe der Absorptionskonstante des Gitters die gesuchte Beziehung berechnen.

Für den Fall, daß man die Schwärzungen der Sternbilder verwendet, gibt es aber noch ein zweites Verfahren, das darin besteht, daß im Laboratorium auf die Platte direkt eine Helligkeitsskala aufkopiert wird, die nach Beendigung der Sternaufnahme mit dieser entwickelt wird. Man belichtet hierzu eine Anzahl Felder eines seitlich von der Sternaufnahme gelegenen Plattenstückes mit einer Reihe bekannter, passend abgestufter Intensitäten unter Einhaltung derselben Expositionszeit, welche die Sternaufnahme hat, und erhält so ohne weiteres die gesuchte Beziehung zwischen Helligkeit und Schwärzung. Auf diese Weise hat Parkhurst aus extrafokalen Aufnahmen die photographischen Helligkeiten der Sterne in der Polgegend bestimmt. Es mag noch erwähnt werden, daß dieser Astrophysiker unter Benutzung von farbenempfindlichen photographischen Platten nach den oben auseinandergesetzten Methoden auch visuelle Sternhelligkeiten bestimmt hat, deren Genauigkeit die der direkten visuellen Messungen nahezu erreicht.

Die photographische Photometrie, deren Anwendung auf genaue Messungen von Sternhelligkeiten erst jüngeren Datums ist, hat schon recht

wertvolle Resultate gezeitigt, und es ist zu erwarten, daß sie nach eingehenderer experimenteller Untersuchung ihrer Grundlagen noch weiter vervollkommnet werden kann.

Die Schwärzungen mißt man am bequemsten und sichersten mit einem Hartmannschen Mikrophotometer (Fig. 107), wie es vom Mechaniker Toepfer in Potsdam gebaut wird. Es ist dies ein Apparat, mit welchem man durch

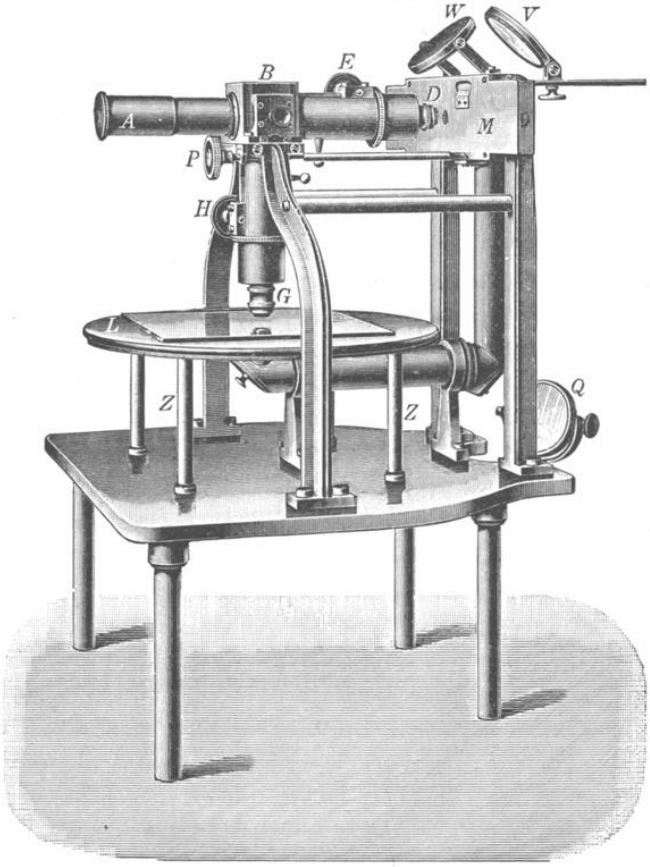

Fig. 107. Mikrophotometer.

eine besondere optische Einrichtung (Lummer-Brodhunsches Prisma) beliebige Teile einer photographischen Aufnahme unmittelbar neben einer Skala sichtbar machen und mit dieser sehr genau vergleichen kann.

In den letzten Jahren hat Stebbins versucht, auch die Selenzelle zur Messung von Sternhelligkeiten zu verwenden. Das Selen in seiner metallischen Modifikation verringert nämlich den Widerstand, welchen es einem hindurchfließenden elektrischen Strom entgegensetzt, in erheblichem Maße,

wenn es mit Licht bestrahlt wird. Stebbins brachte nun eine Selenzelle im Brennpunkt eines großen Fernrohres an und maß die bei der Belichtung durch Sterne stattfindenden Widerstandsänderungen mit einem sehr empfindlichen Ampèremeter. Aus diesen Änderungen konnte er die Helligkeitsdifferenzen der untersuchten Sterne berechnen. Leider ist das Verfahren wegen der relativ geringen Lichtempfindlichkeit der Selenzelle bisher nur auf die hellsten Sterne anwendbar. Stebbins konnte aber so z. B. sehr geringe periodische Helligkeitsänderungen einiger Sterne auffinden und mit großer Genauigkeit messen.

Handelt es sich darum, die Intensitäten der verschiedenen Teile des Spektrums zweier Gestirne messend miteinander zu vergleichen, so bedient man sich eines *Spektralphotometers*. Dieses besteht aus einem zusammengesetzten Spektralapparat, in welchem neben dem Spektrum des zu untersuchenden Gestirnes das Spektrum einer mit konstanter Helligkeit brennenden Lampe erzeugt wird. Die Intensität des kontinuierlichen Spektrums dieser Lampe läßt sich nun ähnlich wie bei dem gewöhnlichen Photometer mit Hilfe von Nicolprismen meßbar verändern, so daß die Helligkeit verschiedener Teile des Sternspektrums gegen die des Lampenspektrums bestimmt werden kann. Derartige Messungen werden z. B. für die Bestimmung der Temperatur der Sterne ausgeführt.

Im Anschluß an die Darstellung der photometrischen Methoden ist noch eine Erscheinung zu besprechen, welche in der Photometrie dieselbe Rolle spielt, wie die Refraktion in der Astrometrie. Schon dem ungeübten Beobachter muß es auffallen, daß ein Stern um so schwächer erscheint, je weiter er von dem Zenit des Beobachtungsortes absteht. Dies geht so weit, daß unmittelbar am Horizont dem unbewaffneten Auge selbst in ganz klaren Nächten nur noch Sterne der ersten und der zweiten Größenklasse sichtbar bleiben, während Sterne der dritten Größe bereits nicht mehr zu erkennen sind. Der Grund hierfür liegt in der Absorption, welche die Atmosphäre der Erde auf die Lichtstrahlen, die sie passieren, ausübt, und welche natürlich um so größer wird, je länger der in der Atmosphäre zurückgelegte Weg ist. Diese *Extinktion des Lichtes* ist für einen gegebenen Beobachtungsort ebenso wie die Refraktion nahezu der Tangente der Zenitdistanz proportional; sie ändert sich aber außerdem mit der Höhe des Beobachtungsortes über dem Meeresspiegel, oder, richtiger ausgedrückt, mit dem Barometerstande, welcher ja ein Maß für die über dem Beobachtungsorte befindliche Luftmenge bildet. Der Betrag der Extinktion für die verschiedenen Zenitdistanzen ist auf empirischem Wege, besonders von Seidel in München und Müller in Potsdam, ermittelt worden. Der folgende kleine Auszug aus der von Müller für Potsdam aufgestellten mittleren Extinktions-

tabelle läßt deutlich erkennen, welche außerordentlich großen Beträge die Schwächung des Lichtes in der Nähe des Horizonts erreicht.

Zenitdistanz	Extinktion		Zenitdistanz	Extinktion	
0°	0.00	Größenklassen	65°	0.32	Größenklassen
20	0.01	»	70	0.45	»
30	0.03	»	75	0.65	»
40	0.06	»	80	0.98	»
50	0.12	»	84	1.49	»
60	0.23	»	88	3.10	»

Die Extinktion des Lichtes in der Erdatmosphäre ist nicht für alle Strahlengattungen dieselbe; vielmehr werden die blauen und violetten Strahlen viel stärker absorbiert, als die grünen, und diese wiederum stärker als die gelben und roten. Infolgedessen müßte streng genommen für jede einzelne Sternfarbe auch eine besondere Extinktionstabelle aufgestellt werden. Die vorstehend mitgeteilten Zahlenwerte sind für eine mittlere Sternfarbe berechnet und haben ausschließlich für optisch-photometrische Beobachtungen Gültigkeit. Bei photographischen Helligkeitsmessungen dagegen, bei denen die blauen und violetten Lichtstrahlen verwendet werden, ist der Betrag der Extinktion wesentlich höher und zwar nahezu doppelt so groß, als bei den optischen Beobachtungen.

4. Die Photographie.

Wohl kaum jemals hat eine Erfindung sich so rasch aus kleinen Anfängen weiter entwickelt und eine so weit über ihre selbständige Bedeutung hinausgehende Stellung erlangt, wie die Photographie. Fast in allen Gebieten menschlicher Tätigkeit bedient man sich heutzutage derselben, und es kann nicht Wunder nehmen, daß sie auch in der Astronomie als Beobachtungsverfahren bereits frühzeitig Eingang gefunden hat und sich immer weitere Kreise erobert. Daguerre selbst hatte die ersten Versuche gemacht, die Gestirne des Himmels auf der empfindlichen Platte festzuhalten; freilich waren seine Resultate, dem damaligen Zustande seiner großen Erfindung entsprechend, noch sehr unvollkommen. Doch der Anfang war gemacht, und wir sehen, daß jeder neue Fortschritt der photographischen Technik auch neue Versuche auf dem Gebiete der zölestischen Photographie hervorrief. Waren es in der ersten Zeit nur die hellsten Objekte des Himmels, Sonne und Mond, die photographiert werden konnten, so ermöglichte es die viel größere Empfindlichkeit der späteren Verfahren (Albuminplatten,

nasses Kollodiumverfahren), auch Teile des Fixsternhimmels aufzunehmen. Aus jener Jugendzeit der Astrophotographie sind außer den herrlichen Mondaufnahmen von Draper und Rutherfurd insbesondere die zahlreichen Sternaufnahmen des letzteren zu erwähnen, deren großer wissenschaftlicher Wert erst später nach ihrer Ausmessung und Reduktion erkannt worden ist.

Eine neue und zugleich die wichtigste Epoche beginnt indessen erst im Jahre 1871, als der Engländer Maddox die Bromsilbergelatine-Emulsion erfand, mit der es unter Benutzung lichtstarker Fernrohre gelingt, weiter in die Tiefen des Weltraumes einzudringen, als dies bisher dem Auge vergönnt war. Der beispiellose Aufschwung der Astrophotographie, welcher mit der Einführung der Bromsilbergelatineplatten begann, wurde insbesondere durch die wertvollen Eigenschaften dieser Platten bedingt. Sehen wir nämlich von der Aufnahme des hellsten Gestirnes, der Sonne, und in gewissem Sinne auch noch von der des Mondes ab, so ist das Haupterfordernis, welches bei der Anwendung der Photographie in der Astronomie zu erfüllen ist, eine möglichst hohe Empfindlichkeit der photographischen Schicht. Tatsächlich ist nun die Lichtempfindlichkeit der modernen Bromsilbergelatineplatte eine so hohe, daß die bei allen älteren Verfahren verwendeten Platten in dieser Beziehung bei weitem von ihr übertroffen werden. Eine zweite, namentlich für Messungszwecke unumgänglich nötige Eigenschaft der Gelatineplatte ist die, daß bei dem Entwickeln und Fixieren nach der Exposition die belichtete Schicht in weit geringerem Maße Verziehungen unterworfen ist, als dies bei den meisten früheren Verfahren der Fall war, wo oftmals infolge des Ablösens oder der unregelmäßigen Ausdehnung der Bildschicht die Messungen recht unsicher wurden. Aber selbst die vorhandenen kleinen Änderungen der Schicht lassen sich bei den Bromsilbergelatineplatten zum Teil dadurch unschädlich machen, daß man vor der Entwicklung der Platte ein feines Netz aufkopiert, was z. B. bei dem Kollodiumprozeß, wo die Platten in feuchtem Zustande zur Exposition gelangten, nicht möglich war. Bedenkt man fernerhin, daß Bromsilbergelatineplatten beliebig lange in lichtempfindlichem Zustande haltbar sind, daß ihre Exposition nicht wie bei den Kollodiumplatten in feuchtem Zustande zu erfolgen hat, wodurch der Dauer der Belichtung eine ziemlich enge Grenze gesetzt war, daß endlich die Behandlung der Platte höchst einfach, die fertiggestellte Platte recht unempfindlich gegen mechanische Einwirkungen ist, so wird man leicht begreifen, daß ohne die Erfindung der Bromsilbergelatineplatten wohl kaum ein so rasches Aufblühen der Astrophotographie stattgefunden haben würde. Doch darf nicht unerwähnt bleiben, daß mit der Entwicklung der photographischen Technik auch eine große Vervollkommnung der praktischen Optik Hand in Hand ging, der

hier ganz neue Aufgaben gestellt wurden, und es wäre ungerecht, wollte man den wichtigen Einfluß dieser Fortschritte unterschätzen. Wir werden dieser großen Dienste, welche die praktische Optik geleistet hat, zu gedenken haben, wenn wir die einzelnen Anwendungen der Photographie in der Astronomie besprechen, wozu wir jetzt übergehen wollen.

Wie schon oben angedeutet, sind photographische Aufnahmen der Sonne bereits in den ersten Zeiten in vorzüglicher Weise gelungen, und es ist das auch leicht erklärlich, da bei diesem Gestirne eine solche Lichtfülle vorhanden ist, daß es keiner großen Empfindlichkeit der Platte bedarf, sondern vielmehr das Übermaß von Licht es ist, welches Schwierigkeiten bereitet, so daß man zur Herstellung von Sonnenphotographien besondere Instrumente konstruieren mußte, welche man *Heliographen* nennt. Diese Instrumente bestehen im wesentlichen aus einem Fernrohre, das statt des Okulars eine Kamera besitzt und außerdem mit einem Momentverschluß versehen ist. Das Objektiv ist für die chemischen Strahlen achromatisiert. Man gibt dem Instrument gewöhnlich eine unveränderliche, feste Aufstellung und wirft die Sonnenstrahlen mittels eines vollkommen ebenen versilberten Glasspiegels in das Fernrohr hinein. Der Spiegel selbst ist in einer mit Uhrwerk versehenen Montierung befestigt, wodurch es ermöglicht wird, das Sonnenlicht beliebig lange Zeit unverändert in derselben Richtung zu reflektieren (*Heliostat*)*). Die übliche Einrichtung des Momentverschlusses besteht bei dem Heliographen in einem Schieber, der sich nahe der Brennebene des Objektivs bewegt und einen feinen Spalt enthält, dessen Weite je nach der Durchsichtigkeit der Luft und nach der Höhe der Sonne über dem Horizont reguliert werden kann. Dieser Spalt wird durch eine starke Feder im Moment der Exposition vorbeigeschnellt, so daß das Sonnenbild nicht auf einmal aufgenommen wird, sondern in den einzelnen Teilen, die dem vorbeifliegenden Spalte entsprechen, in außerordentlich kurzer Zeit hintereinander. Durch diesen Momentverschluß läßt sich also die nötige Kürze der Expositionszeit erzielen, welche meist nur $^1/_{1000}$ Sekunde beträgt, obwohl außerdem noch sehr unempfindliche Platten (Chlorsilberemulsion) verwendet werden. Will man ein großes Sonnenbild haben, auf dem viel Detail erkannt werden kann, und trotzdem dem Fernrohre nicht eine übermäßige Länge geben, so kann man noch in der Nähe des Brenn-

*) Die gewöhnlichen Heliostaten (auch *Siderostaten* genannt) haben den großen Nachteil, daß sie das reflektierte Bild drehen, so daß es nicht möglich ist, längere photographische Aufnahmen mit ihnen zu machen. Man vermeidet diesen Übelstand, wenn man die Ebene des Spiegels der Erdachse parallel legt; allerdings muß man dann, wenn das Fernrohr nicht bewegt werden soll, noch einen zweiten Spiegel verwenden. In dieser, zuerst von Lippmann vorgeschlagenen Form führt das Instrument den Namen *Zölostat*.

punktes des Fernrohrobjektivs ein sogenanntes Vergrößerungssystem anbringen. Mittels dieser Heliographen werden jetzt täglich an verschiedenen Orten der Erde (Meudon, Potsdam, Greenwich u. a.) Sonnenaufnahmen angefertigt, sofern es das Wetter zuläßt. Die schönsten, auch heute noch unübertroffenen, rühren von Janssen in Meudon her, welcher der Vervollkommnung dieses Spezialzweiges der zölestischen Photographie sein ganzes Leben gewidmet hat. In dem Kapitel über die Sonne wird noch von seinen Resultaten die Rede sein.

Wenn nun auch die Aufnahme der Sonne mit dem Heliographen nach obigem keinerlei technische Schwierigkeiten bietet, so tritt doch, wie überhaupt bei allen photographischen Aufnahmen am Himmel, hierbei eine Erscheinung in besonders hohem Grade auf, welche schwere Störungen erzeugt und es nur in den seltensten Fällen gestattet, wirklich tadellose Bilder der Sonne zu erhalten: das ist die Luftunruhe. Wir haben uns mit derselben schon früher (S. 132 f.) beschäftigt, müssen aber hier nochmals auf sie zurückkommen, da sie bei der Photographie zölestischer Objekte in anderer Art schädlich wirkt, als bei der direkten Beobachtung. Die atmosphärischen Störungen können sich in zwei Formen äußern, die allerdings meist zusammen, wenn auch in sehr verschiedenem Grade, auftreten, hier aber des besseren Verständnisses wegen einzeln besprochen werden sollen. Bilden sich in der Atmosphäre Schlieren ungleich warmer, also auch ungleich dichter Luft, die mit gekrümmten Grenzflächen versehen sind und deshalb wie schwache Linsen wirken, so wird die Brennweite des Objektivs in raschem Wechsel bald verkleinert, bald vergrößert; das Bild eines Sternes erscheint also, kurze Momente ausgenommen, unscharf. Diese Art der Luftunruhe wirkt bei der direkten Beobachtung mit dem Fernrohr und bei der Photographie in gleicher Weise schädlich; sie macht es unmöglich, feines Detail wahrzunehmen, und man wird zu solchen Zeiten, wo die sogenannte *Bildschärfe* mangelhaft ist, am besten jede Art von Beobachtung unterlassen. Es gibt aber noch eine zweite Form der Luftunruhe, die sich darin äußert, daß die an sich scharfen Bilder beständig hin- und herschwanken, so daß z. B. benachbarte Teile der Sonnenoberfläche eine gleiche, aber von der der anderen Teile völlig verschiedene Bewegung ausführen. Die Beobachtungskunst ermöglicht es nun dem Astronomen, bei der Beobachtung mit dem Auge aus dieser wechselnden Bewegung das Feste und Richtige zu erfassen und zu messen; die photographische Platte aber kann diese Kunst nicht erlernen, und sie zeichnet bei der Sonne z. B. das Bild getreu, wie es im Moment der Exposition war, mit allen seinen Verzerrungen und Verschiebungen. Bei länger dauernden Belichtungen dagegen, wie z. B. für den Mond, wird diese *Luftun-*

ruhe im engeren Sinne in gleicher Weise wie der Mangel an Bildschärfe wirken; die Aufnahmen werden verwaschen und unscharf sein und aller feineren Einzelheiten ermangeln. Am wenigsten werden noch Fixsternaufnahmen (mit Ausnahme derjenigen sehr enger Sternhaufen) durch die Störungen der Atmosphäre beeinflußt, und das hat seinen Grund darin, daß sich die Sterne stets als kleine runde Scheibchen ohne weiteres Detail abbilden, die bei unruhiger Luft weiter keine Änderung erfahren, als daß sie vergrößert werden.

Aus allen diesen Umständen ersieht man, daß die Ruhe der Luft für die Astrophotographie ein viel wichtigerer Faktor ist, als für die direkte Beobachtung, und daß deshalb die Zahl der Tage und Nächte, an denen wirklich schöne Aufnahmen erhalten werden können, sehr viel kleiner ist, als die, an denen optisch beobachtet werden kann.

Nach dem, was soeben über die Luftunruhe gesagt wurde, ist es begreiflich, daß die Schwierigkeiten bei der Photographie des Mondes wesentlich größer sind, als bei der der Sonne, da die Intensität des von der Mondoberfläche reflektierten Lichtes im Verhältnis zu der des Sonnenlichtes außerordentlich gering ist und sehr kurze Aufnahmen in einem Augenblick großer Luftruhe nur möglich sind, wenn man höchstempfindliche Platten verwenden wollte. Dies ist indessen ausgeschlossen, da alle bis jetzt hergestellten höchstempfindlichen Bromsilbergelatineplatten eine ziemlich grobe Struktur besitzen, so daß alle feineren Details auf der Photographie schon hierdurch verloren gehen. Der einzige Weg, gute Mondbilder zu bekommen, ist daher der, daß man bei besonders günstigem Luftzustande eine größere Anzahl Aufnahmen hintereinander macht und dann nachträglich aus diesen die besten aussucht. In dieser Weise ist z. B. von Loewy und Puiseux gearbeitet worden, welche mit dem großen Equatorial coudé der Pariser Sternwarte (neben den Aufnahmen des Lick- und des Yerkesobservatoriums) bisher die schönsten Aufnahmen des Mondes erlangt und in ihrem vortrefflichen Mondatlas publiziert haben. Es mag beiläufig noch erwähnt werden, daß besondere optische Mittel zur Mondphotographie nicht nötig sind, sondern jedes gute Fernrohr, welches eine genügend lange Brennweite besitzt, dazu verwendbar ist, vorausgesetzt, daß man den Fehler unvollkommener Achromasie dadurch beseitigt, daß man eine Gelbscheibe und außerdem farbenempfindliche Platten benutzt.

In einer noch ungünstigeren Lage befindet sich die Photographie gegenüber den Aufnahmen der Oberflächen der großen Planeten. Es kommt bei diesen der Umstand hinzu, daß man wegen der Kleinheit der Planetenbilder, um überhaupt Details erkennen zu können, schon während der Aufnahme oder nach Fertigstellung derselben starke Vergrößerungen

anwenden muß, durch welche natürlich der Einfluß sowohl der Luftunruhe, als auch der Objektivfehler mit vergrößert wird. Die besten Aufnahmen der Planeten, welche man den Amerikanern Lowell und Barnard verdankt, lassen daher auch nicht annähernd die Feinheiten und Einzelheiten erkennen, die man selbst in mittleren Fernrohren mit Leichtigkeit sehen und sogar messen kann. Dagegen ist es möglich gewesen, die Positionen der Monde der Planeten in bezug auf diese auf photographischem Wege zu bestimmen und so die vielfach schwierige, immer aber sehr umständliche direkte Messung dieser teilweise recht schwachen Objekte mit Vorteil zu umgehen.

Der eigentliche Schwerpunkt der Bedeutung der zölestischen Photographie liegt aber in der Darstellung und Ausmessung des Fixsternhimmels und der Nebelwelten, und es soll nunmehr unsere Aufgabe sein, etwas ausführlicher die Methoden hierfür auseinanderzusetzen und die dazu nötigen Instrumente zu beschreiben.

Der fundamentale Unterschied zwischen der Empfindlichkeit einer photographischen Platte und derjenigen unseres Auges beruht auf dem Umstande, daß die Netzhaut ihr Urteil über die Helligkeit eines Gegenstandes nur nach der Intensität des Lichtes ohne Rücksicht auf die Zeitdauer der Lichtwirkung bildet, die photographische Platte dagegen sowohl nach der Intensität, als auch nach der Zeitdauer der Einwirkung. Das Auge sieht bei stundenlanger Betrachtung ein schwaches Sternchen nicht besser, als binnen wenigen Sekunden; bei der photographischen Platte dagegen wird das Bild eines Sternes nach einer Belichtung von wenigen Sekunden bedeutend schwächer sein, als nach einer Belichtung von Stunden. Die photographische Platte ist also dem Auge nicht durch Empfindlichkeit an sich überlegen, sondern dadurch, daß sie es ermöglicht, schwache Lichteindrücke zu summieren, so daß man durch *Dauerbelichtungen* schwache Objekte, die das Auge überhaupt nicht mehr wahrzunehmen vermag, gut sichtbar machen kann.

Eine Dauerbelichtung erfordert nun, daß man die vom Objektiv des Fernrohres erzeugten Sternbilder mit einer den sonstigen astronomischen Messungen entsprechenden Genauigkeit lange Zeit hindurch auf derselben Stelle der Platte festzuhalten vermag. Diese Forderung wird indessen auch bei der besten Aufstellung des Instruments und durch das beste das Fernrohr treibende Uhrwerk nicht ausreichend erfüllt, und selbst wenn dies der Fall wäre, würde die Refraktionsänderung infolge der sich während der Exposition ändernden Höhe des Gestirnes über dem Horizont solche Störungen erzeugen, daß die Aufnahme unbrauchbar würde. Es muß daher der Beobachter nachhelfend eingreifen und durch eine geeignete Vor-

richtung bei sehr starker Vergrößerung einen der abzubildenden Sterne stets genau im Durchschnittspunkte eines Fadenkreuzes halten und hierdurch sowohl Unregelmäßigkeiten der Fernrohrbewegung, als auch die Refraktionsänderung unschädlich machen. Eine hierfür gebräuchliche Vorrichtung besteht darin, daß man das zum Photographieren dienende Objektiv und ein zweites von nahezu derselben Brennweite in einem gemeinschaftlichen Rohr anbringt und dieses zweite Objektiv, in dessen Brennpunkte sich ein Fadenmikrometer befindet, während der Herstellung der Aufnahmen zum Pointieren des Sternes mit dem Auge benutzt. In dieser Weise ist z. B. auch der in Fig. 108 abgebildete kleinere photographische Refraktor des Potsdamer Observatoriums gebaut worden.

Eine andere Einrichtung zum Pointieren, die sich sehr für große Fernrohre, besonders auch für Spiegelteleskope, eignet, ist folgende. Die zur Aufnahme dienende Kassette ist mittels Mikrometerschrauben von sehr großer Ganghöhe in zwei zueinander senkrechten Richtungen beweglich gemacht. Außerdem befindet sich an der einen Seite der Kassette und fest mit ihr verbunden ein mit Fadenkreuz versehenes Okular. Man hält nun einen dem aufzunehmenden möglichst nahen Stern auf diesem Fadenkreuz, indem man mittels jener groben Schrauben das Okular verschiebt, wodurch gleichzeitig die mit ihm fest verbundene Kassette stets in der richtigen Stellung gehalten wird.

Nachdem wir die für alle Daueraufnahmen im weitesten Sinne geltenden Prinzipien besprochen haben, wollen wir zur Beschreibung der für die einzelnen Aufgaben geeigneten Instrumente und Beobachtungsmethoden übergehen.

Das Hauptinstrument der Astrophotographie ist der photographische Refraktor; er hat die weiteste und allgemeinste Verwendung gefunden und wird namentlich immer da bevorzugt werden, wo Messungen an den Platten beabsichtigt werden, so z. B. bei der Herstellung der Aufnahmen für das Himmelskartenunternehmen, für Parallaxenuntersuchungen, für Ausmessung von Sternhaufen, für die Bestimmung der Sonnenparallaxe mit Hilfe des Planeten Eros usw. Er ist also das eigentliche Präzisionsinstrument der Astrophotographie und verdrängt als solches mehr und mehr die mikrometrischen Apparate der älteren Astronomie, insbesondere das Heliometer. Die Vorteile der photographischen Messung sind aber auch zu erheblich, als daß dies anders sein könnte, besonders nachdem eine große Zahl sorgfältiger Untersuchungen gezeigt hat, daß die mit dem photographischen Refraktor erhaltenen Resultate den auf rein astrometrischem Wege erhaltenen an Genauigkeit gleich sind. Die photographische Aufnahme erfordert bei nicht zu schwachen Objekten nur wenige Minuten, läßt sich daher in

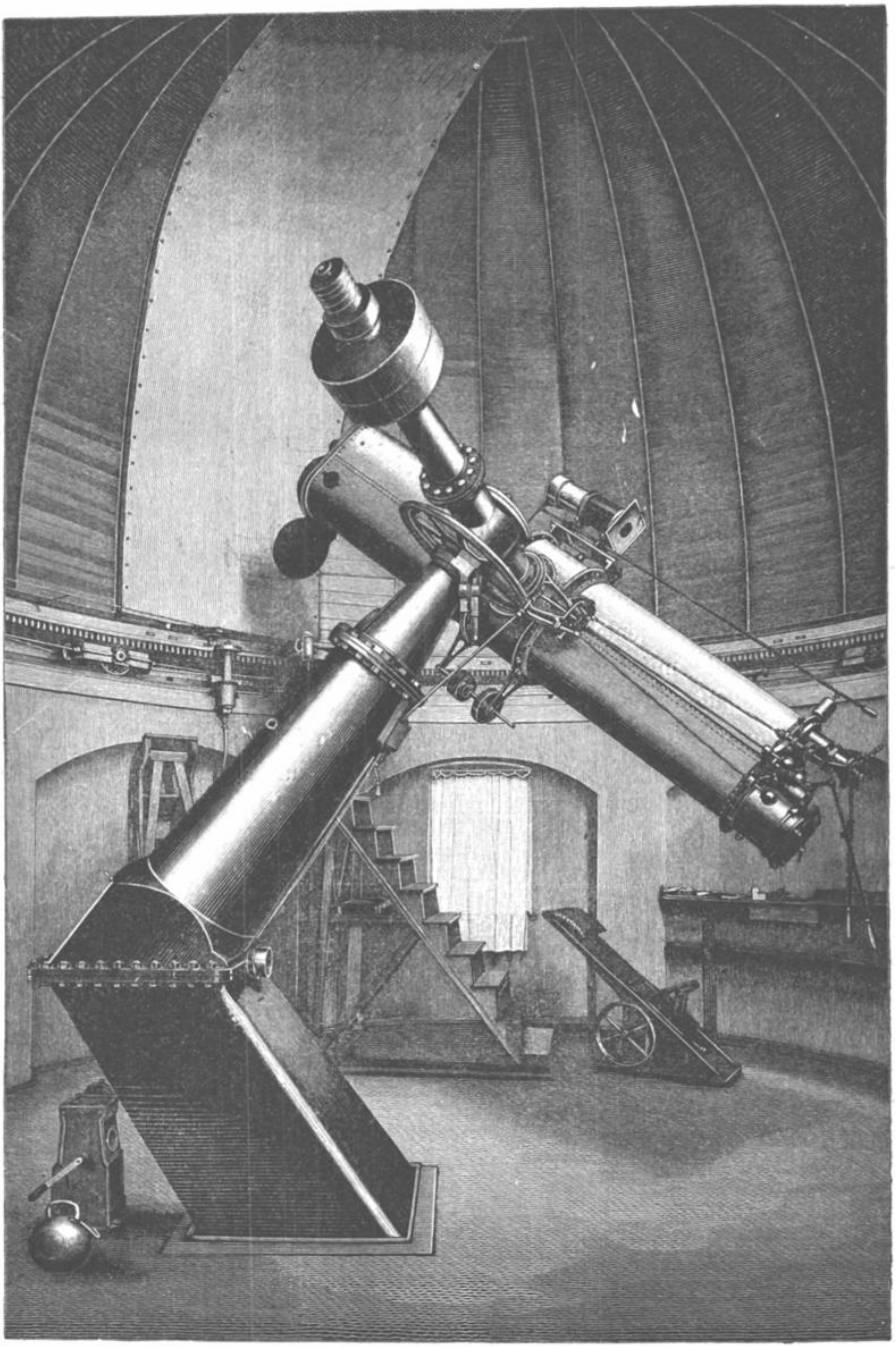

Fig. 108. Photographischer Refraktor des Potsdamer Observatoriums.

kurzer Zeit beliebig oft wiederholen, und es kann selbst bei nur kurzer Klarheit des Himmels noch eine Aufnahme ausgeführt werden, wo eine direkte Messung viel zu viel Zeit erfordern würde und deshalb nicht beendet werden könnte. Auch ist die körperliche Anstrengung des Beobachters, unter welcher leicht die Güte der Beobachtungen leiden kann, bedeutend geringer, als bei direkten Messungen; ferner kann die aufgenommene Platte in Ruhe zu jeder beliebigen Zeit und beliebig oft ausgemessen werden, und dies kann in einem geeigneten Raume geschehen, in welchem der Beobachter nicht der Ungunst des Wetters ausgesetzt ist, wie bei der Beobachtung in der offenen Kuppel. Sollte sich weiterhin bei einer späteren Verarbeitung der Messungen zeigen, daß ein Irrtum untergelaufen ist, so läßt sich dieser jederzeit verbessern, da die betreffende Platte mühelos daraufhin geprüft werden kann. Dies alles sind Vorzüge der messenden Astrophotographie gegenüber der direkten mikrometrischen Messung.

Die Aufstellung des photographischen Refraktors ist stets parallaktisch, wie die der optischen Refraktoren. Beide Arten von Instrumenten unterscheiden sich überhaupt nur dadurch voneinander, daß der photographische Refraktor an Stelle des Okulars eine Kassette zur Aufnahme der lichtempfindlichen Platte besitzt, und daß sein Objektiv eine besondere Konstruktion hat. Man benutzt nämlich meist ein größeres Verhältnis (1 : 10) von Objektivöffnung zur Brennweite, als dies bei den optischen Instrumenten (1 : 15 bis 1 : 20) üblich ist. Weiterhin achromatisiert man das photographische Objektiv für die brechbareren Strahlen, da die Bromsilbergelatineplatte gerade für diese Strahlen maximale Empfindlichkeit hat, und endlich verlangt man, daß es ein größeres Gesichtsfeld (etwa 4 Quadratgrade für die Instrumente der Himmelskartenaufnahmen) korrekt zeichnet. Selbstverständlich müssen nebenbei alle die Bedingungen, die sonst ein gutes Objektiv zu erfüllen hat, in ebendemselben Grade erfüllt sein; so soll z. B. insbesondere die sphärische Aberration möglichst behoben sein. Die neuere praktische Optik hat diese Forderungen zu erfüllen verstanden und Objektive von so großer Vollkommenheit geliefert, daß die Genauigkeit photographischer Messungen, wie sie heute erreicht worden ist, ermöglicht wurde.

Handelt es sich darum, sehr große Gebiete des Himmels durch eine einzige Aufnahme abzubilden (Durchmusterungen), so genügt auch die Größe des Gesichtsfeldes, welches das Objektiv des photographischen Refraktors besitzt, nicht mehr; man muß dann Objektive benutzen, die aus drei und mehr Linsen zusammengesetzt sind. In letzter Zeit haben die Optiker mit Hilfe neuerer Glassorten derartige spezielle Objektive konstruiert (Triplets); vorher verwendete man die besseren Typen gewöhnlicher

photographischer Objektive (Aplanate, Euryskope usw.) dazu. Letztere haben noch größere Öffnungen im Verhältnis zur Brennweite (1 : 5 bis 1 : 3), und sie sind daher auch besonders geeignet zur Aufnahme lichtschwacher, flächenartiger Objekte: Teile der Milchstraße, große Nebelgebilde, Kometen-

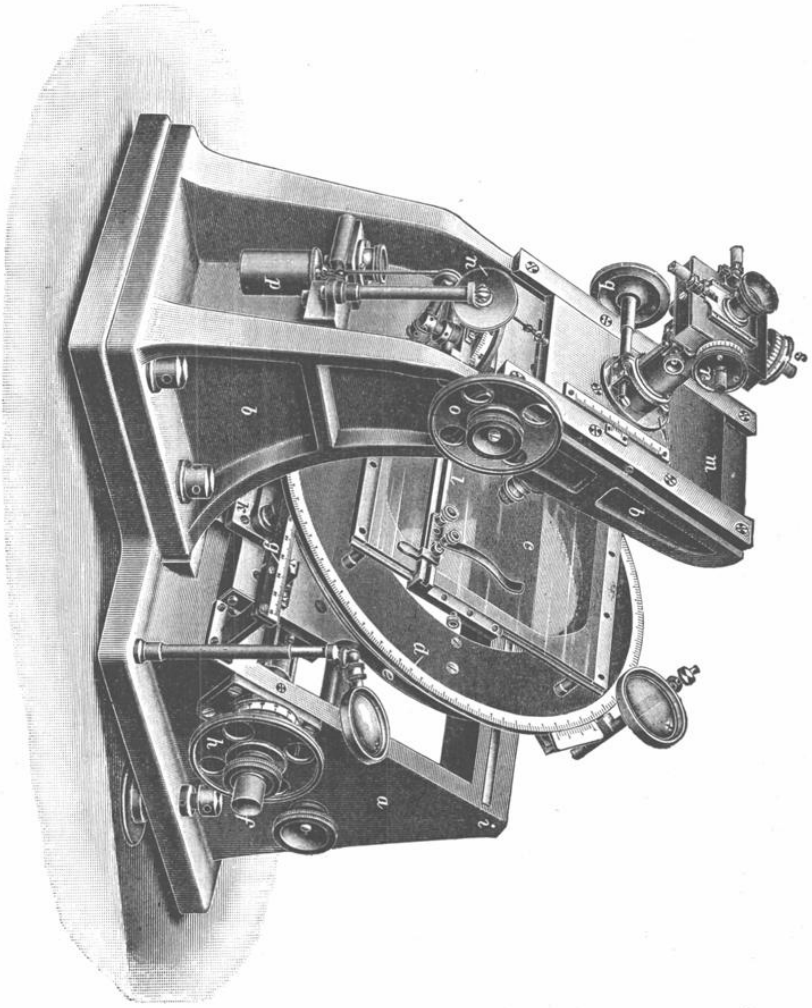

Fig. 109. Meßapparat für photographische Platten.

schweife, Sonnenkorona. Zur Bestimmung genauer Positionen sind die mit solchen Objektiven erhaltenen Platten nicht geeignet; dagegen scheinen die Triplets Aufnahmen zu liefern, die selbst bei der Messung großer Distanzen noch gute Resultate ergeben.

Fig. 109 zeigt einen von Toepfer erbauten Apparat, der zum genauen Ausmessen von photographischen Platten jeder Art bestimmt ist.

Die Objektive mit großem Gesichtsfeld hat man auch vielfach mit Erfolg zum Aufsuchen kleiner Planeten und zur Photographie von Meteoren benutzt, da infolge des großen Bildfeldes die Wahrscheinlichkeit, einen dieser Körper zu photographieren, ziemlich groß wird. Da es von Interesse ist, die Art und Weise dieses Aufsuchens der kleinen Planeten kennen zu lernen und diese Arbeit auch ohne große instrumentelle Mittel von Liebhabern der Astronomie unternommen werden kann, soll in Kürze Näheres darüber gesagt werden. An einem kleinen parallaktisch montierten, mit Uhrwerk versehenen Refraktor befestigt man zwei stabile photographische Kammern, welche mit je einem der oben erwähnten Objektive versehen sind. Man richtet nun das Fernrohr auf einen hellen Stern der Gegend, die man auf das Vorhandensein kleiner Planeten durchmustern will, und belichtet gleichzeitig zwei Platten mehrere Stunden lang, indem man den hellen Stern andauernd sorgfältig auf dem Fadenkreuze des Fernrohres hält. Ist nun ein kleiner Planet in dieser Gegend vorhanden gewesen, so sieht man nach dem Entwickeln der Platte außer den zahlreichen, völlig runden Sternscheibchen eine kurze längliche oder linienartige Spur, die der betreffende Planet infolge seiner Bewegung während der mehrstündigen Belichtung gezogen hat, und zeigen beide Platten dieselbe Erscheinung, so kann man sicher sein, daß diese kurze Linie kein Plattenfehler ist, sondern eine Planetenspur. Bestimmt man dann angenähert den Ort des Planeten mit Hilfe bekannter benachbarter Sterne auf der Platte, so kann man durch Vergleichen dieser Position mit den in den Ephemeriden angegebenen Positionen der kleinen Planeten konstatieren, ob der Planet zu den bereits bekannten gehört oder nicht. Es ist klar, daß das Aufsuchen kleiner Planeten, das früher recht mühevoll war und eine große Kenntnis des Fixsternhimmels erforderte, durch Einführung der Photographie wesentlich erleichtert und fast eine rein mechanische Aufgabe geworden ist. Daher kann es nicht Wunder nehmen, daß die Zahl photographisch entdeckter kleiner Planeten bereits sehr erheblich ist.

Außer den beiden bisher besprochenen Gattungen photographischer Instrumente benutzt man neuerdings mit schönem Erfolge Spiegelteleskope mit großem Öffnungsverhältnis (z. B. 1 : 5) zur Aufnahme der lichtschwächsten Objekte des Himmels, besonders der schwachen Nebel und Sternhaufen. Der Spiegel hat die Eigenschaft vollkommener Achromasie; außerdem aber absorbiert er nicht, wie die Objektive, die ultravioletten Lichtstrahlen. Die Lichtstärke dieses Instruments ist daher — gute Ausführung natürlich vorausgesetzt — sehr groß und übertrifft die der Objektive. In der Tat sind die Resultate, die in letzter Zeit besonders mit den Spiegelteleskopen des Lick- und des Mount Wilson-Observatoriums erhalten worden sind, und

die später in dem Kapitel über die Nebel noch eine Würdigung finden werden, bewundernswert. Leider ist der Anwendung des Spiegels dadurch eine Grenze gesetzt, daß er es infolge eines sehr kleinen Bildfeldes nicht gestattet, Objekte von einigermaßen großer Ausdehnung aufzunehmen.

Wir müssen schließlich noch einer Anwendung der Photographie gedenken, die geradezu epochemachende Fortschritte in der Astrophysik herbeigeführt hat, nämlich der Anwendung auf die Spektroskopie und insbesondere auf die Astrospektroskopie. Hier hat die photographische Platte nicht nur die ultravioletten, dem Auge unzugänglichen Spektralgebiete der Beobachtung erschlossen, sondern sie hat auch eine eigentliche Astrospektroskopie überhaupt erst möglich gemacht. Das Licht auch der hellsten Sterne hat nämlich eine so geringe Intensität, daß in den Sternspektren direkt nur das gröbste Detail erkannt und gemessen werden kann. Die photographische Platte dagegen mit ihrer Fähigkeit, schwache Lichteindrücke, wenn sie nur genügend lange einwirken, zu summieren, macht selbst die Spektra schwacher Sterne der Beobachtung völlig zugänglich, so daß ihr Charakter studiert und die Lage der Spektrallinien infolge der Anwendbarkeit starker Zerstreuungen äußerst genau bestimmt werden kann.

Die zur Spektrographie nötigen Instrumente haben wir bereits kennen gelernt, und den auf diesem Wege erhaltenen Resultaten werden wir später an den verschiedensten Stellen begegnen. Es erübrigt daher hier nur noch, einen Apparat kurz zu beschreiben, der zur Abbildung der Sonne in monochromatischem Lichte dient.

Auf Seite 236f. ist auseinandergesetzt worden, wie die Protuberanzen im Lichte einer einzelnen Spektrallinie beobachtet werden können. Es lag nun nahe, zu versuchen, dieses Verfahren auch mit Anwendung der Photographie zu verwerten und sich dabei nicht nur auf die Abbildung einzelner Protuberanzen zu beschränken, sondern das Verfahren dahin zu erweitern, daß man sämtliche Protuberanzen am Sonnenrande auf einem einzigen Bilde vereint erhielt. Nach zahlreichen vergeblichen Versuchen verschiedener Forscher gelang es endlich Hale in Chicago und nahezu gleichzeitig Deslandres in Meudon, die Aufgabe zu lösen, und zwar in einer Weise, welche weit über das anfänglich gesteckte, oben angegebene Ziel hinausging und Resultate gezeitigt hat, welche für die Physik der Sonne von hoher Bedeutung sind. Hale hat dem *Spektroheliographen*, wie er den von ihm konstruierten Apparat nannte, sehr verschiedene Formen gegeben. Eine der einfachsten, welche sich auch bei mehrjährigen Beobachtungen in Potsdam durchaus bewährt hat, ist die folgende. Ein zusammengesetztes Spektroskop, dessen Kollimator und Kamerarohr einander parallel sind, ist

an einem Refraktor so befestigt, daß sich der Spalt des Kollimators in der Brennebene des Refraktors befindet. Richtet man den Refraktor auf die Sonne, so erhält man in der Brennebene des Kamerarohres ein Spektrum derselben. Aus diesem Spektrum wird nun durch einen in der Brennebene der Kamera angebrachten zweiten Spalt ein ganz schmaler Teil herausgeblendet, welcher nicht breiter sein darf, als die Fraunhofersche Linie, in deren Licht die Aufnahme erfolgen soll. Am besten eignet sich hierfür die dem Spektrum des Kalziumdampfes angehörende Linie *K*. Fällt nun auf den Spalt des Kollimators Licht von einem Objekt, in dem die Kalziumlinie hell auftritt, wie dies z. B. bei den Protuberanzen der Fall ist, so wird man auch in dem zweiten Spalt eine helle Linie erblicken, und wenn sich unmittelbar hinter demselben eine photographische Platte befindet, so wird auf ihr ein Bild der hellen Linie entstehen. Erteilt man dann, während der Refraktor der täglichen Bewegung der Sonne folgt, mit Hilfe geeigneter Vorkehrungen dem ganzen Spektralapparat eine langsame Bewegung senkrecht zur Richtung der optischen Achse des Fernrohres, so wird der erste Spalt nach und nach über die ganze Sonnenscheibe hinweggeführt, und auf der hinter dem zweiten Spalt befindlichen photographischen Platte, welche an dieser Bewegung nicht teilnimmt, bilden sich der Reihe nach alle diejenigen Teile des Sonnenbildes oder seiner Umgebung ab, in denen die Linie *K* hell erscheint. Mit Hilfe dieses Verfahrens ist es also in der Tat möglich, sämtliche Protuberanzen der Sonne jederzeit auf einem einzigen Bilde darzustellen. Bedeutend wichtiger aber ist es noch, daß der Apparat es ermöglicht, in derselben Weise die Kalziumwolken auch auf der Sonne selbst nach Größe und Gestalt photographisch zu fixieren und über die ganze Sonnenscheibe zu verfolgen.

Fig. 110 zeigt den von Toepfer erbauten Spektroheliographen des Potsdamer Observatoriums in Verbindung mit einem Refraktor. Die Bewegung des Spektralapparats wird bei diesem Instrument durch ein an einer langen Schnur hängendes Gewicht bewirkt, während zur Regulierung der Geschwindigkeit eine Wasserbremse dient, die an der rechten Seite des Apparats, unterhalb des zur Ausbalanzierung des Instruments erforderlichen Gegengewichts, zu sehen ist.

Die Verwendbarkeit des Spektroheliographen ist aber keineswegs etwa auf die Benutzung der *K*-Linie beschränkt; bei einer hinreichend großen Dispersion des Spektrums ist es vielmehr möglich, im Lichte jeder beliebigen Fraunhoferschen Linie Spektroheliogramme aufzunehmen. Es ist dabei gleichgültig, ob diese Linie auf der Sonnenscheibe hell oder dunkel auftritt, da auch in dem letzteren Falle die Helligkeit der Linie, wie wir bereits oben erwähnten, noch groß genug ist, um eine hinreichende pho-

tographische Wirkung auszuüben. Wir werden im nächsten Teile sehen, wie z. B. gerade die Aufnahmen in den Wasserstofflinien zu ganz besonders interessanten Resultaten geführt haben.

Statt eines Refraktors kann zur Erzeugung des Sonnenbildes auf dem ersten Spalt des Spektroheliographen natürlich auch ein horizontal liegendes Fernrohr in Verbindung mit einem Heliostaten oder Zölostaten benutzt werden. Diese Anordnung hat den Vorteil, daß es dabei möglich ist, für

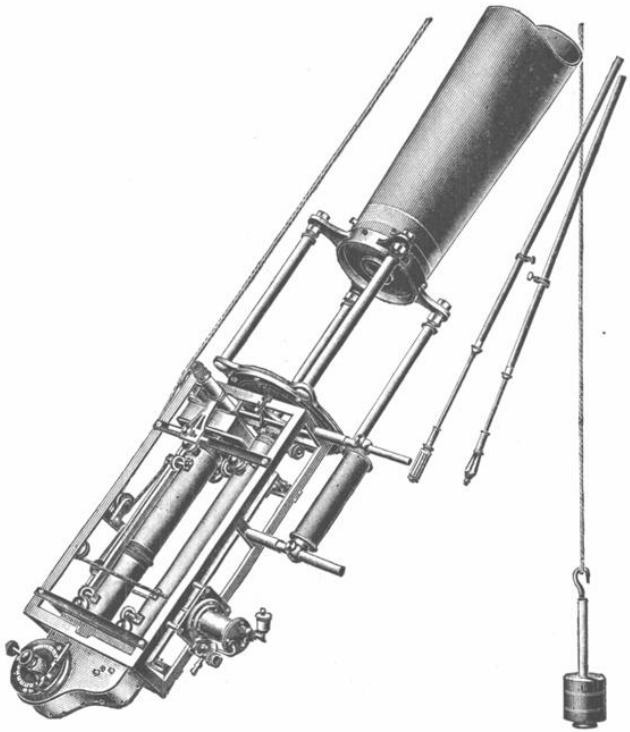

Fig. 110. Spektroheliograph.

die Brennweite des Objektivs und damit für die lineare Größe des Sonnenbildes erheblich größere Dimensionen zu wählen, als sich dies bei einem parallaktisch aufgestellten Refraktor ausführen läßt. Neuerdings hat Hale mit großem Erfolge noch eine andere Aufstellung seines Apparats durchgeführt, nämlich eine vertikale. Er bringt den Zölostaten auf einem eisernen Gerüste in einer erheblichen Höhe über dem Erdboden an und den Apparat selbst in einer in die Erde eingebauten Kammer. Durch diese Anordnung (Turmteleskop) vermeidet er den größten Teil des störenden Einflusses der Luftunruhe und der Temperaturschwankungen. Fig. 111 zeigt das größere

der beiden auf dem Mount Wilson bisher errichteten Turmteleskope. Der Zölostat befindet sich bei diesem Instrumente ca. 48 m über dem Erd-

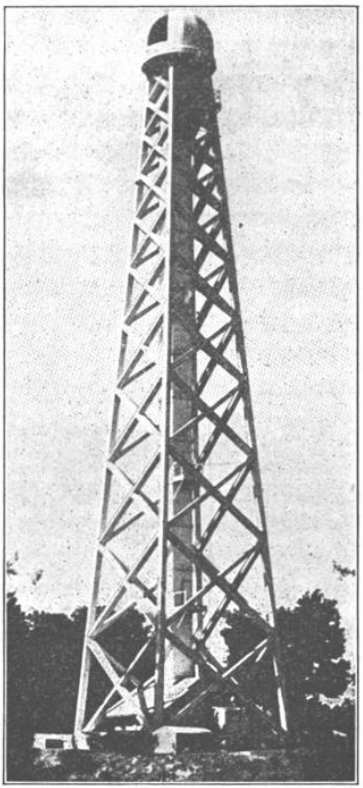

Fig. 111. Turmteleskop.

boden und der Spektroheliograph etwa 24 m unter demselben in einer gemauerten Kammer von ca. 3 m lichter Weite. Ein kleiner elektrischer Aufzug ermöglicht die schnelle Ersteigung des Turmes.