

## Elemente

der

### Astronomie und mathematischen Geographie.

#### Erster Abschnitt.

##### Axenumdrehung der Erde.

§ 347. Anblick des Himmels; Horizont. Der Himmel stellt sich dem Beobachter als ein (abgeflachtes) halbkugelförmiges Gewölbe dar, welches mit seiner kreisförmigen Grundfläche auf der Erde zu ruhen scheint. Denkt man sich das Himmelsgewölbe nach unten zur vollen Himmelskugel erweitert, so nennt man den höchsten und tiefsten Punkt derselben bezüglich Zenith und Nadir. Die gemeinschaftliche Grundfläche der sichtbaren und unsichtbaren Hälfte der Himmelskugel heißt der Horizont (*ὄριζεν*, begrenzen) oder Gesichtskreis. Der Horizont ist also derjenige größte Kreis der Himmelskugel, welcher senkrecht von der durch den Beobachtungspunkt als Mittelpunkt gelegten Vertikalen durchschnitten wird, also gleichweit vom Zenith und Nadir entfernt ist. Unterschieden von diesem, genauer als wahrer oder geometrischer Horizont bezeichneten, ist der scheinbare Horizont, der durch die zufällige Gestalt der Erdoberfläche bestimmt wird.

Der scheinbare Horizont ist ebenso abhängig von der Erhebung des Beobachtungspunktes über der Erde. Als wirklicher Kreis würde er sich nur darstellen, wenn die Erde eine wahre Kugelgestalt hätte, und der Standpunkt etwa auf dem freien, unbewegten Meere angenommen würde. Der wahre Horizont dagegen ist unabhängig von der Höhe des Beobachtungspunktes. Denkt man sich durch den Mittelpunkt der Erde parallel zur Tangentialebene der Erde am Fußpunkt des Beobachters eine Ebene gelegt, so wird durch diese und die Tangentialebene, wenn man beide bis zur Region der Fixsterne (§ 398) ausgedehnt denkt, weil gegen die Dimensionen der Himmelskugel die der Erde als verschwindend klein zu erachten sind, auf der Himmelskugel eine Zone von unendlich kleiner Breite, d. h. derselbe Durchschnittskreis bestimmt, der wahre Horizont. Weiterhin ist der wahre Horizont kurzweg als Horizont bezeichnet.

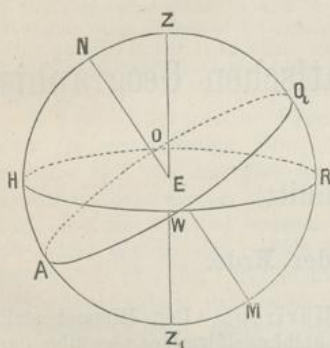
In der Nacht zeigt sich der Himmel mit einer großen Anzahl von Gestirnen bedeckt, unter denen sich, abgesehen vom Monde, die Fixsterne durch ihr scharfes, funkelndes Licht von den in ruhigem, matterem

Glanz leuchtenden Planeten (*πλανῆσθαι*, herumschweifen) unterscheiden lassen. Bei Tage werden die Sterne dem unbewaffneten Auge durch das von der Atmosphäre reflektierte Sonnenlicht verdunkelt.

Bei totalen Sonnenfinsternissen werden die helleren Gestirne sichtbar; ebenso lassen sich dieselben auch bei Tage durch ein Fernrohr auffinden.

§ 348. Scheinbare tägliche Drehung der Himmelskugel. Eine kurze Beobachtung genügt zur Wahrnehmung, daß sich der ganze Himmel um eine gegen den Horizont *HR* (Fig. 293) geneigte Axe *NM*, die sogenannte

Fig. 293.



Himmels- oder Weltaxe, dreht, so daß einzig die Schnittpunkte dieser Axe mit der Himmelskugel unbeweglich bleiben, die beiden Himmelspole, unterschieden als Nordpol *N* und Südpol *M*. Die Bewegung der Gestirne nämlich erfolgt von Osten nach Westen auf parallelen, zur Himmelsaxe senkrechten Kreisen mit gleichförmiger Winkelgeschwindigkeit, vermöge deren sie in jeder Stunde einen Bogen von ungefähr 15 Grad beschreiben (§ 354). Ein großer Teil der Sterne geht dabei am Osthimmel auf und am Westhimmel unter.

Zur genaueren Feststellung dieser Bewegung nennt man den Vertikalkreis durch die Weltaxe den Mittagkreis oder Meridian des Ortes und die Schnittpunkte des Meridians mit dem Horizont den Nordpunkt *H* und den Südpunkt *R*, von denen auf dem Horizont gleichweit entfernt der Ostpunkt *O* und der Westpunkt *W* liegen. Den Meridian erreichen die Gestirne im höchsten und niedrigsten Punkt ihrer Bahn, also zum Teil in der Mitte der Zeit zwischen ihrem Auf- und Niedergang, die Sonne selbst um Mittag. Der Himmelsäquator *AQ* ist derjenige größte Kreis der Himmelskugel, welcher durch die Himmelsaxe senkrecht durchschnitten wird. Er geht durch den Ost- und den Westpunkt und wird in diesen Punkten durch den Horizont halbiert. Er teilt die Himmelskugel in zwei Hälften, welche als nördliche und südliche Halbkugel des Himmels unterschieden werden. Die Lage von Punkten am Himmel läßt sich nunmehr bestimmen, indem man sich durch die beiden Pole ein System von Kreisen gelegt denkt, die Himmelsmeridiane, welche den Äquator senkrecht durchschneiden und senkrecht zur Himmelsaxe ein zweites System von Kreisen, welche sämtlich dem Äquator parallel sind und Parallelkreise genannt werden (§ 351).

Die scheinbare Drehung der Himmelskugel ist (§ 352) eine Folge der täglichen Axenumdrehung der Erde. Erdaxe und Weltaxe fallen darum zusammen, ebenso der Äquator der Erde und der Himmelsäquator, sowie auch die Erdmeridiane erweitert mit den Himmelsmeridianen übereinkommen (§ 363).

§ 349. Cirkumpolarsterne; Sternbilder. Die scheinbare tägliche Bewegung der Sterne erfolgt in Parallelkreisen (§ 348), deren höchster und niedrigster Punkt auf dem Meridian des Beobachters liegen und bezüglich

als ih  
und d  
dieser  
halb  
kump  
minati  
oberh  
Tagbe  
Cirku  
Horiz

halten  
Himm  
Grupp  
einzel

Zi  
zugsw  
stern  
gewen  
sich C  
den kl  
der Gi

Ni  
in etw  
die Gi  
Capell  
und zu  
und B  
zwischen  
Zwilli  
des Ke  
und w  
am Äq  
liegt i  
des D  
Kron  
Leier  
zwischen  
vom A  
A  
höhe  
Das M  
Bestin  
des w

sich e  
wegt,  
Meile  
um e

\*)  
vier al  
rung e  
beinah  
äufers  
führt e  
Linie,

als ihr oberer und unterer Kulminationspunkt bezeichnet werden, und die verschiedenen Himmelsmeridiane sind als ebensoviele Durchmesser dieser Bahnen anzusehen. Sterne, deren unterer Kulminationspunkt oberhalb des Horizontes liegt, welche also niemals untergehen, heißen Cirkumpolarsterne. Für den äußersten dieser Sterne ist der untere Kulminationspunkt der Nordpunkt (§ 348). Den Bogen, welchen die Gestirne oberhalb des Horizontes beschreiben, nennt man ihren Tagbogen. Der Tagbogen eines Gestirns im Äquator ist demnach ein Halbkreis, der eines Cirkumpolarsternes ein voller Kreis. Sterne, deren Bahnen unterhalb des Horizontes liegen, bleiben dem Beschauer unsichtbar.

Abgesehen von dieser scheinbaren Bewegung in Parallelkreisen behalten die Fixsterne (vergl. jedoch § 404) ihre gegenseitige Stellung am Himmel bei. Sie werden nach dieser ihrer unveränderlichen Stellung in Gruppen zusammengefaßt, die sogenannten Sternbilder, welche sich nach einzelnen heller leuchtenden Repräsentanten leicht unterscheiden lassen.

Zur Orientierung am Nordhimmel dienen in der mittleren Breite von 50° vorzugsweise der große Bär (der große Wagen), der kleine Bär mit dem Polarstern, die Cassiopeja\*, auf deren einer, dem Kopf des großen Bären zugewendeten, ziemlich sternarmen Seite die Giraffe und auf deren anderer Seite sich Cepheus und weiterhin der Drache befinden, der mit seinem Schweife den kleinen Bären umschlingt und sich zwischen diesem und dem großen Bären, der Giraffe zu, hinstreckt. (Vergl. die Sternkarten.)

Nunmehr liegen, vom Polarstern aus gerechnet, jenseits der Cassiopeja, in etwa der doppelten Entfernung wie diese, das Sternbild Andromeda, über die Giraffe hin Perseus und der Fuhrmann mit dem Stern erster Größe Capella, zwischen beiden weiterhin die Plejaden und Hyaden (mit Aldebaran) und zum Teil bis über den Äquator hinaus der Orion (mit  $\alpha$  Orionis [Beteigeuze] und Rigel), noch tiefer der große Hund (mit dem Sirius). Weiter kommen zwischen dem Fuhrmann und dem Kopf des großen Bären das Sternbild der Zwillinge (Kastor und Pollux) und nahe am Äquator Procyon; ferner jenseits des Kopfes des großen Bären der kleine und der große Löwe (mit Regulus) und weiterhin jenseits des Schwanzes des großen Bären die Jagdhunde und am Äquator die Jungfrau (mit Spica); das Sternbild Bootes (mit Arcturus) liegt in der etwa dreifachen Verlängerung des kleinen Bären über den Schweif des Drachen hinaus, dann jenseits des Kopfes des Drachen erst die nördliche Krone (über den Äquator hinaus der Skorpion [mit Antares]), und dann die Leier (mit Wega), darüber hinaus am Äquator der Adler [mit Atair], endlich zwischen der Leier und Andromeda der Schwan (mit Deneb) und 30° südlich vom Äquator der südliche Fisch (mit Fomalhaut).

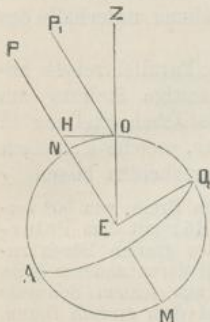
Aus der oberen und unteren Kulmination eines Gestirns läßt sich die Polhöhe (§ 350) des Beobachtungsortes bestimmen, ferner die Lage des Meridians. Das Meridianfernrohr ist nur im Meridian beweglich und dient demnach zur Bestimmung der Kulminationszeit der Gestirne und, bei Beobachtung der Sonne, des wahren Mittags (§ 359).

§ 350. Gestalt und Dimensionen der Erde; Polhöhe. Wenn sich ein Beobachter auf demselben Meridian von Süden nach Norden bewegt, so erhebt sich nach Zurücklegung einer Strecke von 15 geographischen Meilen (111 km) der Nordpol um einen Grad und verringert sich demnach um ebensoviel die Neigung des Äquators. Die umgekehrte Erscheinung

\*) Der große Bär ist charakterisiert durch sieben hellere Sterne, von denen sich vier als Eckpunkte eines länglichen Vierecks, die drei übrigen nahezu in der Verlängerung einer Seite desselben darstellen, die Cassiopeja durch fünf hellere Sterne, welche beinahe die Figur des Buchstabens W bilden. Die gerade Linie durch die beiden äußersten Sterne des Vierecks im großen Bären, etwa um das Sechsfache vergrößert, führt auf den Polarstern, und dieser liegt wieder ziemlich in der Mitte einer geraden Linie, welche die Mitte des großen Bären mit der Cassiopeja verbindet.

tritt bei der Bewegung nach Süden hin ein, bis am Äquator der Erde selbst der Nordpol mit dem Nordpunkt (§ 348) zusammenfällt, und der Äquator ein Vertikalkreis wird. Entsprechende Erscheinungen machen sich auf der Südhalfte der Erde geltend. Allgemein findet sich, daß die Erhebung des Pols über den Horizont, die Polhöhe, übereinkommt mit der geographischen Breite des Ortes, und darum ist die Bestimmung der Polhöhe von so hoher Bedeutung für die geographische Ortsbestimmung (§ 364).

Fig. 294.



In Fig. 294 ist  $OP_1 \parallel MN$ , folglich  $\angle ZOP_1 = OEN$  und als deren Komplementwinkel die Polhöhe  $P_1OH$  gleich der geographischen Breite  $OEQ$ .

Aus der Übereinstimmung der geographischen Breite mit der Polhöhe und der gleichen Länge der Meridiangrade läßt sich ein Schluß auf die Kugelgestalt der Erde machen. Bestätigt wird dieser Schluß durch die überall auf der Erde beobachtete Kreisform des Horizontes (§ 347), durch die bekannte Erscheinung, daß man von entfernten hohen Gegenständen beim Annähern zuerst die oberen Teile am Horizont auftauchen sieht, durch Umregelungen der Erde, durch den kreisförmigen Schatten der Erde bei Mondfinsternissen (§ 384) und endlich durch die Beobachtung der Kugelform an anderen Himmelskörpern, im besonderen an der Sonne, am Monde und an den größeren Planeten. Gradmessungen der Erde, durch Bouguer und La Condamine in den Jahren 1736—1744 in Peru ausgeführt und durch spätere Messungen an anderen Teilen der Erdoberfläche bestätigt, haben ergeben, daß die Meridiangrade mit der geographischen Breite zunehmen, daß also die Erde an den Polen abgeplattet ist. Auf dasselbe Resultat war bereits Newton durch theoretische Untersuchungen geführt worden.

Die erste annähernd richtige Bestimmung der Ausdehnungen der Erde rührt von Eratosthenes (276—195 v. Chr.) her, der aus der Höhendifferenz der Sonne zur Zeit der Sonnenwende in Alexandrien und Syene (Assuan), die etwa  $\frac{1}{50}$  des Kreisumfanges beträgt, während er die Entfernung beider Orte auf 5000 Stadien schätzte, den Umfang eines Erdmeridians auf 250000 Stadien (46400 km) berechnete. Im Jahre 1617 wurde zuerst von Snellius zur Messung der Länge eines Bogens auf der Erde die Triangulation angewandt. Genauere Gradmessungen sind später 1669 von Picard und Cassini in Frankreich ausgeführt worden; als Resultat derselben ergab sich (fälschlich), daß ein Meridiangrad im südlichen Frankreich größer sei als im nördlichen, woraus auf die Form der Erde als eines verlängerten Ellipsoids geschlossen werden mußte. Nach den genauesten Berechnungen Bessels beträgt die Länge des Äquatorialhalbmessers der Erde 6377,4 km, die des Polarhalbmessers 6356,08 km, ihr Unterschied 21,32 km. Als die Abplattung der Erde bezeichnet man den Unterschied der beiden Halbmesser dividiert durch den Äquatorialhalbmesser; dieselbe ist nach den Besselschen Berechnungen gleich  $\frac{1}{299,1528}$  (§ 56). — Die Längeneinheit, das Meter, ist ursprünglich als der zehnmillionste Teil eines Meridianquadranten der Erde bestimmt worden. Dieser Bestimmung würden Meridiane vom Halbmesser 6365,5 km zugehören, wenn man dieselben als kreisförmig annehmen wollte.

Daß die Erde genau genommen auch nicht die Form eines Umdrehungsellipsoids (Sphäroids) besitzt, hat sich erst durch Längengradmessungen (§ 351) ergeben. Diese wurden zuerst 1811 in Frankreich unternommen und 10 Jahre später von Brest bis Straßburg durchgeführt; sie erfahren einen neuen Aufschwung, seitdem die Telegraphie den geodätischen Messungen dienbar gemacht

werden  
Leben  
schen  
Genera  
außer  
die Nu  
die in  
genom  
Gestalt  
astron

§  
mische  
bleibt  
zeit d  
Zeitun  
Wester  
unters  
baren  
diese  
mehr

Fü  
nicht i  
in vers  
welche  
Höhe, s  
meter z  
Fernrol  
Breite

§  
wegung  
den, u  
Vorurt  
die täg  
Täusch  
ihre A  
Tages  
immer  
Lauf a  
sache v  
bespro  
Axenun  
erschei  
vorhebe

1.  
körper,  
2.  
Erde se  
Zeit vo  
3.  
an den  
drehung

werden konnte. Die umfassendste Gradmessung ist 1857 von W. Struve ins Leben gerufen, 1861 durch den General Baeyer († 1885) zu einer mitteleuropäischen und endlich 1864 in einer von fast allen beteiligten Staaten beschickten Generalkonferenz zu einer europäischen erweitert worden. Bei dieser werden außer astronomischen und geodätischen Arbeiten auch Nivellements ausgeführt, die Nullpunkte der einzelnen Länder (vergl. § 95) mit einander verbunden, sowie die in den wichtigsten Seehäfen bestehenden Pegel in das Nivellierungsnetz aufgenommen; endlich werden auch, weil die Intensität der Schwerkraft mit der Gestalt der Erde in innigem Zusammenhang steht (§ 63), an möglichst vielen, astronomisch bestimmten Punkten Pendelbeobachtungen angestellt.

§ 351. Zeit- und Längenunterschiede. Wählt man zu astronomischen Beobachtungen verschiedene Punkte desselben Parallelkreises, so bleibt die Polhöhe (§ 350) dieselbe, dagegen ändert sich die Kulminationszeit der Gestirne und im besonderen auch die der Sonne, es tritt also ein Zeitunterschied ein, welcher mit zunehmender Entfernung von Osten nach Westen hin wächst. Für jeden Längengrad (§ 364) beträgt der Zeitunterschied den 360. Teil eines Tages, d. h. 4 Minuten, weil bei der scheinbaren Drehung der Himmelskugel um ihre Axe ein Gestirn gerade um diese Zeit früher in den Meridian gelangt, als für einen um einen Grad mehr westlich gelegenen Punkt der Erde.

Für alle Punkte der Erde, welche sich nur in der geographischen Breite, nicht in der Länge, unterscheiden, kommt derselbe Stern zu gleicher Zeit, aber in verschiedener Höhe in den Meridian; dagegen für alle Punkte gleicher Breite, welche sich also nur in der Länge unterscheiden, gelangt derselbe Stern in gleicher Höhe, aber zu verschiedener Zeit in den Meridian. Darum dienen gute Chronometer zur Bestimmung der geographischen Länge (vergl. § 355), während durch Fernrohre, welche zur Beobachtung der Höhe der Gestirne dienen, die geographische Breite eines Ortes festgestellt wird (§ 350).

§ 352. Axenumdrehung der Erde. Die bisher betrachtete Bewegung der Himmelskugel ist jahrtausendlang als solche aufgefaßt worden, und es hat langer Forschungen und eines schweren Kampfes gegen Vorurteile bedurft, ehe sich die Überzeugung Geltung verschafft hat, daß die tägliche Umdrehung des Himmels nur eine scheinbare ist, also auf Täuschung beruht und nur die Folge ist einer Bewegung der Erde um ihre Axe, welche in der Richtung von West nach Ost innerhalb eines Tages erfolgt. Obschon der Sprachgebrauch selbst, nach welchem man immer noch die Gestirne auf- und untergehen, die Sonne ihren täglichen Lauf am Himmel beschreiben läßt u. s. w., der Klarlegung dieser Thatsache widerstreitet, so lassen sich, abgesehen vor allem davon, daß die besprochene tägliche Bewegung der Himmelskugel durch Annahme der Axenumdrehung der Erde als mit den einfachsten Mitteln bewerkstelligt erscheint, für diese Axenumdrehung folgende Gründe vorzugsweise hervorheben:

1. Das Massenverhältnis der Erde und der meisten Himmelskörper, z. B. zur Sonne wie 1 : 324439 (§ 370).
2. Alle Himmelskörper, wie verschieden ihre Entfernung von der Erde sein mag, legen ihren scheinbaren Lauf um die Erde in der gleichen Zeit von 24 Stunden zurück.
3. Die Analogie mit den an anderen Himmelskörpern, vorzugsweise an den Planeten und an der Sonne selbst (§ 372), beobachteten Umdrehungsbewegungen.

4. Die Abplattung der Erde an den Polen, dargethan durch die Abnahme der Schwerkraft von den Polen zum Äquator (§ 350).

Der Astronom Richer mußte im Jahre 1672 sein in Paris reguliertes Sekundenpendel nahezu um 2,8 mm verkürzen, als er mit demselben in Cayenne Beobachtungen anstellte, weil es in 24 Stunden um 148 Sekunden zu spät ging, während er nach seiner Rückkehr nach Paris die frühere Pendellänge wiederherzustellen hatte (vergl. § 63).

5. Die Luftströmungen in der Erdatmosphäre, im besonderen die Passat- und Gegenpassatströmungen (§ 252).

6. Die östliche Abweichung von der vertikalen Richtung eines aus großer Höhe fallenden Körpers. Vermöge der vermehrten Schwerkraft, welche ein Punkt in größerer Erhebung über der Erdoberfläche, z. B. an der Spitze eines Turmes, verglichen mit einem Punkt am Fuß desselben, besitzt, ergibt sich für den ersteren eine größere horizontale Drehungskomponente in der Richtung der Axenumdrehung, d. h. von Westen nach Osten, so daß ein von der Spitze herabfallender Körper in dieser Richtung der Drehung eines Punktes am Fuß voraneilen muß.

Schon von Newton ist 1679 diese Abweichung vorausgesagt worden, bestätigt wurde sie durch Versuche von Reich in Freiberg, bei denen sich für eine Fallhöhe von 158,5 m und die Beschleunigung der Erdschwere  $g = 9,811$  m, in der geogr. Breite  $50^{\circ} 57'$  eine östliche Abweichung von 28 mm ergab, während die Theorie eine solche von 27,5 mm erforderte. Außer der östlichen zeigt ein fallender Körper auch eine, wenn auch nur sehr geringe, südliche Abweichung von der vertikalen Richtung.

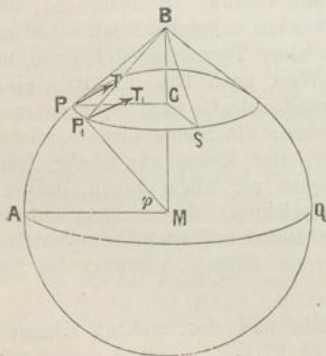
7. Der Foucaultsche Pendelversuch. Ein möglichst frei aufgehängtes Pendel zeigt im Sinne der scheinbaren täglichen Drehungsrichtung der Himmelskugel eine Drehung seiner Schwingungsebene. Die Schwingungsebene eines Pendels nämlich, auf welches andere Kräfte als die Schwere nicht einwirken, muß in der That unveränderlich bleiben; darum ändert sich ihr Winkel mit allen auf der sich unter ihr drehenden Erde fest gegebenen Richtungen und zwar in der

Weise, daß an jedem Pol diese Richtungsänderung in 24 Stunden  $360^{\circ}$ , also in einer Stunde  $15^{\circ}$  beträgt, während am Äquator dieselbe sich auf Null reduziert: An einem Aufhängungspunkt in der Breite  $\varphi$  dreht sich die Schwingungsebene in einer Stunde um den Winkel  $15^{\circ} \cdot \sin \varphi$ .

Es sei  $APQ$  (Fig. 295) ein Erdmeridian,  $AMP = \varphi$  die geographische Breite des Aufhängungspunktes  $P$ . In einem sehr kleinen Zeitraum beschreibe, vermöge der Axendrehung der Erde, der Punkt  $P$  das Element  $PP_1$  des Parallelkreises, das als geradlinig angesehen werden mag. Schwingt das Pendel anfänglich in der durch die Tangente  $PT$  dargestellten Richtung, so ist wegen der Unveränderlichkeit der Rich-

tung der Schwingungsebene durch  $P_1T_1$   $\parallel PT$  die Schwingungsrichtung in  $P_1$  dargestellt; die Richtungen der Meridiane dagegen in  $P$  und  $P_1$  sind die der Tangenten  $PB$  und  $P_1B$ . Im ganzen wird von  $PB$  ein Kegelmantel beschrieben, das Element  $PBP_1$  ist als eben anzusehen, und weil in seiner Ebene die parallelen Linien  $PT$  und  $P_1T_1$  enthalten sind, so ist Winkel  $PBP_1 = BP_1T_1 = BPT_1$ , also wird durch diesen Winkel die scheinbare Richtungsabweichung der Schwingungsebene in  $P_1$  dargestellt.

Fig. 295.



Al  
Bogen  
währen  
den B  
Schwin  
des Ma  
7 beze  
Mantel  
Breite

Fo  
und sp  
gestellt  
In  
ebene e  
Die  
sehen v  
seit Hi  
geänder  
der dur  
(§ 388)  
so schn

§  
Die Be  
die ein  
welche  
es sich  
bei ein  
Grunde  
HR de  
scissena  
Gestirn  
auf den  
Ordinat  
Azimu  
fangspu  
punkt  
man da  
und Os  
also da  
viel G  
seiner  
ridian  
Gestir  
90° ge  
Gestirns

Zur  
Fernroh  
einem h  
werden l  
liegt im  
Höhenbe  
erfunden  
einem h  
mäßigste

Allmählich setzt sich im Laufe der Zeit aus den Bogenelementen  $PP_1$  der Bogen  $PS$ , aus den Flächenelementen  $PBP_1$  das Mantelstück  $PBS$  zusammen; während also infolge der Axenumdrehung der Erde der Aufhängungspunkt  $P$  den Bogen  $PS$  beschreibt, summieren sich die scheinbaren Abweichungen der Schwingungsebene des Pendels zu einem Winkel, welcher sich durch Applanierung des Mantelstückes  $PBS$  ergibt. Es sei dieser Winkel durch  $\gamma_1$ ,  $PBS$  aber durch  $\gamma$  bezeichnet, so verhält sich  $\gamma_1$  zu  $\gamma$ , wie der Kreisabschnitt  $PBS$  zu dem Mantelstück  $PBS$ , d. h. wie  $\cos BPC$  zu 1, und weil  $BPC$  das Komplement der Breite ist, so ist:

$$\gamma_1 = \gamma \cdot \sin \varphi.$$

Foucault hat seine Versuche öffentlich zuerst 1851 im Pariser Observatorium und später im Pantheon, die letzteren mit einem 62 Meter langen Pendel, angestellt.

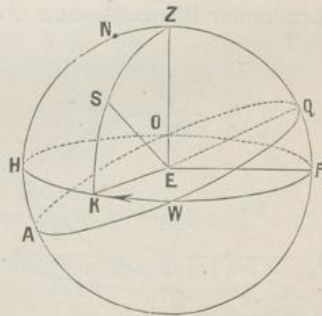
In der Breite von Berlin, d. h. für  $\varphi = 50^\circ 30'$ , dreht sich die Schwingungsebene eines Pendels in 24 Stunden um  $285^\circ 30'$ , also in einer Stunde um  $11^\circ 54'$ .

Die Zeit der Axenumdrehung der Erde kann als unveränderlich angesehen werden; wenigstens hat Laplace den Schluss gemacht, daß sich diese Zeit seit Hipparch, d. h. seit 2000 Jahren, nicht um den hundertsten Teil einer Sekunde geändert hat. Aus neueren Berechnungen jedoch über den hindernden Einfluß der durch Sonne und Mond bewirkten abwechselnden Bildung von Ebbe und Flut (§ 388) hat sich ergeben, daß die Erde sich vor 10000 Millionen Jahren etwa doppelt so schnell um ihre Axe gedreht haben mag als jetzt.

§ 353. Das Horizontalsystem, Azimut und Höhenwinkel. Die Bestimmung der Lage eines Punktes am Himmel geschieht ähnlich wie die eines Punktes in der Ebene, nämlich durch rechtwinklige Koordinaten, welche ihrem jedesmaligen Zweck entsprechend gewählt werden. Handelt es sich um die Feststellung der augenblicklichen Lage eines Gestirns  $S$  bei einer Beobachtung, so bedient man sich des Horizontalsystems. Zu Grunde liegt demselben der Horizont  $HR$  des Ortes, entsprechend der Abscissenaxe, und die Höhe  $SK$  des Gestirns über dem Horizont, gemessen auf dem zugehörigen Vertikalkreise, als Ordinate; diese Koordinaten heißen Azimut und Höhenwinkel. Als Anfangspunkt für das Azimut gilt der Südpunkt  $R$ , und von diesem aus rechnet man das Azimut über Westen, Norden und Osten von  $0^\circ$  bis  $360^\circ$ , so daß also das Azimut  $RK$  angiebt, wieviel Grade nach Westen hin von seiner höchsten Stellung im Meridian des Beobachtungsortes das Gestirn vorgerückt ist. Der Höhenwinkel  $SK = h$  wird von  $0^\circ$  bis  $90^\circ$  gezählt und ist jedesmal das Komplement der Zenithdistanz  $SZ$  des Gestirns.

Zur Bestimmung des Azimuts und des Höhenwinkels dient vorzugsweise ein Fernrohr (ein sogenanntes Universalinstrument), dessen Stellung zugleich auf einem horizontalen und auf einem vertikalen, genau graduierten Kreise abgelesen werden kann; der nach dem Nullpunkt des horizontalen Kreises gerichtete Radius liegt im Meridian des Beobachtungsortes. — Das einfachste Instrument zu einer Höhenbestimmung ist der von Hadley (1731), (von Newton wohl schon 1700) erfundene Sextant, durch welchen man das Gestirn  $S$  selbst und sein Bild in einem horizontalen Spiegel, einem künstlichen Horizont, der sich am zweckmäßigsten durch Quecksilber herstellen läßt, zur Deckung bringt.

Fig. 296.



die  
Se-  
anne  
ring,  
her-  
eren

ines  
ang-  
che,  
Fuß  
itale  
sten  
eser

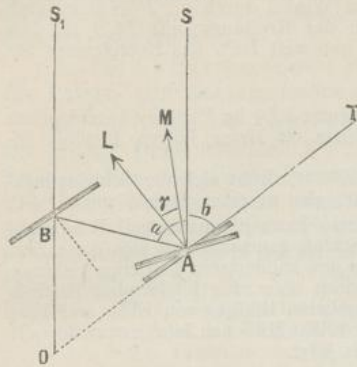
ätigt  
Fall-  
der  
die  
fal-  
von

dfge-  
tung  
ngs-  
were  
ndert  
ge-  
der  
tich-  
60°,  
wäh-  
Null  
unkt  
win-  
den

idian,  
Auf-  
einen  
Axen-  
Ele-  
s ge-  
wingt  
die  
z, so  
Rich-  
dar-  
Tan-  
leben,  
paral-  
BPT,  
hwin-

Der Winkel  $S_1OT = SAT = b$  (Fig. 297), unter welchem die beiden (unendlich entfernten) Punkte  $S$  und  $T$  von  $O$  aus erscheinen, ist doppelt so groß als der Winkel  $\gamma = LAM$ , um welchen der Spiegel  $A$  (die Alhidade) gedreht ist;  $LA$  und  $MA$  sind Einfallslotte für die verschiedenen Stellungen des Spiegels.

Fig. 297.

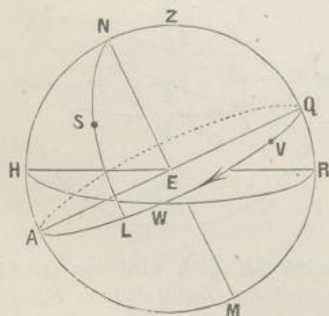


In der That ist, wenn man den Winkel  $BAS = a$  setzt, Winkel  $BAT = a + b$ ,  $BAL = \frac{a}{2}$ ,  $MAT = \frac{a+b}{2}$ , folglich  $LAM$  oder  $\gamma = \frac{b}{2}$ .

Zur Feststellung der durch Beobachtungen am Himmel gewonnenen Resultate hat man die durch die Brechung der Lichtstrahlen in der Atmosphäre veranlaßte Ablenkung derselben von ihrem geradlinigen Wege in Betracht zu ziehen, also eine Korrektur wegen der atmosphärischen Strahlenbrechung zu machen, welche um so größer ist, je flacher gegen den Horizont die Lichtstrahlen in die Atmosphäre eintreten. Die Ablenkung der Lichtstrahlen steigt bis über einen halben Grad und ist außerdem, weil die Luft nicht immer dieselbe Dichtigkeit besitzt, von dem Stand des Quecksilbers im Thermometer und Barometer abhängig. Um zuverlässige Resultate aus Beobachtungen zu erhalten; dürfen diese sich nicht unter eine Höhe von  $25^\circ$  ausdehnen.

§ 354. Das Äquatorialsystem, Rektascension und Deklination. Um die gegenseitige Stellung der Gestirne zu einander zu bestimmen, also vorzugsweise auch um ihre Lage auf einer Sternkarte festzustellen, dient das Äquatorialsystem. Als Fundamentalkreis tritt hier (Fig. 298) der Himmelsäquator  $AQ$  auf, und auf diesen wird der Ort eines Gestirns  $S$  bezogen, einmal durch seine Entfernung vom Äquator  $SL$ , die Deklination  $\delta$ , welche auf dem durch das Gestirn gehenden Meridian nördlich und südlich von  $0^\circ$  bis  $90^\circ$  gezählt wird, und ferner durch den Abstand dieses Meridians von einem bestimmten Punkt des Äquators, dem Frühlings- und nachtaggleichenpunkt  $V$  (§ 356), durch die Rektascension  $VL$  (genauer  $VQAL$ )  $= \alpha$ , welche von Westen durch Süden nach Osten, also entgegengesetzt der durch die Pfeilspitze angedeuteten scheinbaren Drehung der Himmelskugel, gerechnet wird von  $0^\circ$  bis  $360^\circ$ .

Fig. 298.



Die Rektascension  $\alpha$  eines Gestirns giebt an, um wieviel Grade bei der scheinbaren Umdrehung der Himmelskugel dasselbe hinter dem Äquinoktialpunkte  $V$  zurück ist, oder wenn man die Gradanzahl in Zeit überträgt, indem jeden 15 Grad, 15 Bogenminuten, 15 Bogensekunden bezüglich eine Stunde, eine Zeitminute, eine Zeitsekunde entspricht (§ 348), um wieviel Zeit das betreffende Gestirn später kulminiert als der Punkt  $V$ . Um diese Übertragung von Bogenmaß in Zeitmaß zu erübrigen, wird in der Regel die Rektascension von vornherein in Zeitmaß ausgedrückt.

eines  
oder  
Kulmi  
währe

§  
Äquat  
vorzug  
hervor  
gestell  
Z das  
N der  
H, O  
Ostpun  
Ort ein  
tikalkr  
winkel  
von h.  
Azimut  
die Po  
NM d  
SL die  
(genaue  
§ 354  
dem Ä  
messen  
V  
ten El  
dreieck

wo e  
dieser

Es  
Beobach  
leicht se

folglich

Ode  
eines St

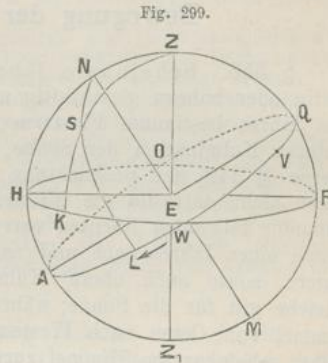
wo beid  
gezählt

Joe



Von der Rektascension wohl zu unterscheiden ist der Stundenwinkel eines Gestirns, durch welchen die Größe der Drehung der Himmelskugel oder die Zeit ausgedrückt wird, welche verflossen ist seit seiner oberen Kulmination, so daß der Stundenwinkel mit jeder Stunde um  $15^\circ$  wächst, während die Rektascension unverändert dieselbe bleibt.

§ 355. Das Polardreieck. Die Elemente des Horizontal- und des Äquatorialsystems vereinigt dienen zur Beantwortung vieler Fragen, welche vorzugsweise die Bestimmung der Zeit betreffen, und von denen einzelne hervorgehoben werden mögen. In Fig. 299 sei die Himmelskugel dargestellt und zwar sei  $HR$  der Horizont,  $Z$  das Zenith,  $AQ$  der Äquator und  $N$  der Nordpol, so sind (§ 348)  $R, W, H, O$  bezüglich der Süd-, West-, Nord-, Ostpunkt; legt man jetzt durch  $S$ , den Ort eines beliebigen Sternes, den Vertikalkreis  $ZSK$ , so ist  $SK$  der Höhenwinkel  $h$  und  $SZ$ , das Komplement von  $h$ , die Zenithdistanz  $z$ ,  $RK$  das Azimut  $a$  des Sternes (§ 353) und  $NH$  die Polhöhe  $\varphi$ , und wenn durch  $S$  und  $NM$  der Meridian gelegt wird, so ist  $SL$  die nördliche Deklination  $\delta$  und  $VL$  (genauer  $VQOAL$ ) die Rektascension  $\alpha$  (§ 354), endlich der Winkel  $QNL$ , auf dem Äquator durch den Bogen  $QL$  gemessen, der Stundenwinkel  $\tau$ .



Von besonderer Bedeutung für den Zusammenhang der eben erwähnten Elemente ist das sphärische Dreieck  $NSZ$ , das sogenannte Polardreieck des Sternes, dessen Seiten und Winkel, wie folgt, darzustellen sind:

$$\begin{aligned} SZ &= 90^\circ - h = z, & SNZ &= \tau, \\ NS &= 90^\circ - \delta, & NZS &= 180^\circ - a, \\ ZN &= 90^\circ - \varphi, & ZSN &= \varepsilon, \end{aligned}$$

wo  $\varepsilon$  der parallaktische Winkel des Sternes heißt. Aus jeden drei dieser Bestimmungsstücke sind die übrigen leicht zu berechnen.

Es sei beispielsweise die geographische Breite eines Ortes  $\varphi$  und bei einmaliger Beobachtung Azimut und Höhe eines Sternes bekannt, so ist durch Rechnung leicht seine Deklination und sein Stundenwinkel zu bestimmen. Gegeben sind:

$$NZ = 90^\circ - \varphi, \quad Z = 180^\circ - a, \quad SZ = z,$$

folglich ergibt sich die Deklination  $\delta$  aus der Gleichung:

$$\cos SN = \cos NZ \cdot \cos SZ + \sin NZ \cdot \sin SZ \cdot \cos Z$$

oder:

$$\sin \delta = \sin \varphi \cdot \cos z - \cos \varphi \cdot \sin z \cdot \cos a.$$

Oder ist aus der Polhöhe eines Ortes, der Deklination und dem Höhenwinkel eines Sternes sein Stundenwinkel zu finden, so ergibt sich:

$$\operatorname{tg} \frac{\tau}{2} = \pm \sqrt{\frac{\sin(s - \varphi) \cdot \sin(s - \delta)}{\cos s \cdot \cos(s - z)}},$$

wo beide Zeichen in Betracht kommen können, weil der Stundenwinkel  $\tau$  bis  $360^\circ$  gezählt wird (§ 354), und  $s = \frac{\varphi + \delta + z}{2}$  zu setzen ist. Ist die Sonne das be-

obachtete Gestirn, so ergibt sich als Resultat der Stundenwinkel der Sonne, d. h. die wahre Sonnenzeit (§ 359). Darum wird die Beobachtung der Höhe der Sonne von großer Bedeutung für die Zeit- und Längenbestimmung, zumal auf offener See, durch Vergleichung mit einem guten Chronometer, welches etwa die mittlere Zeit eines seiner Länge nach bekannten Hafenplatzes zeigt.

## Zweiter Abschnitt.

### Bewegung der Erde um die Sonne.

§ 356. Scheinbare jährliche Bewegung der Sonne. Gleichzeitig oder nahezu gleichzeitig mit der Sonne kulminieren zu jeder Zeit des Jahres bestimmte Fixsterne, unter denen sich während der Zeit der unteren Kulmination der Sonne, d. h. um Mitternacht, die Cirkumpolarsterne (§ 349) der Beobachtung nicht entziehen. Bei dieser Beobachtung findet sich, daß die um Mitternacht kulminierenden Sterne in den auf einander folgenden Nächten vorrücken und zwar in der Weise, daß im Laufe eines Jahres nach und nach jeder Teil des Fixsternhimmels seine untere (sowie auch obere) Kulmination um Mitternacht erreicht. Das Gleiche gilt für die Sonne; während aber auf diese bezogen der Fixsternhimmel von Osten nach Westen vorzurücken scheint, bleibt die Sonne selbst scheinbar am Himmel zurück, oder macht an diesem alljährlich in der Richtung von Westen nach Osten, also entgegengesetzt der scheinbaren täglichen Drehung der Himmelskugel, einen Umlauf. Dabei ändern sich zugleich von Tage zu Tage der Höhenwinkel der Sonne, im besonderen ihre Mittagshöhe (§ 353) und die Punkte ihres Auf- und Unterganges. Wenn man nunmehr die verschiedenen Stellungen der Sonne in eine Sternkarte, oder besser auf einen Himmelsglobus einträgt, so zeigt sich, daß die Sonne während eines Jahres einen größten Kreis am Himmel beschreibt, die Ekliptik (*ἐκλειπτικὸς κύκλος*), welcher gegen den Äquator die ungefähre Neigung von  $23\frac{1}{2}^{\circ}$  hat. Befindet sich die Sonne in einem der beiden Schnittpunkte von Äquator und Ekliptik, so beträgt ihr Tagbogen (§ 349)  $180^{\circ}$ , sind also Tag und Nacht einander gleich: diese Schnittpunkte heißen darum auch der Frühlings- und Herbst-Tag- undnachtgleichenpunkt (Äquinoktialpunkte  $\Omega$  und  $\Upsilon$ , vergl. die Anm.). Während des Sommers befindet sich die Sonne auf der nördlichen Hälfte der Himmelskugel und zwar in ihrer größten Entfernung, nämlich  $23\frac{1}{2}^{\circ}$  vom Äquator zur Sommersonnenwende am 21. Juni, während sie die entgegengesetzte tiefste Stelle am Südhimmel am 21. Dezember im Wintersonnenwendepunkt einnimmt (§ 366). Vom Frühlings-Äquinoktium aus kommt sie dabei im Laufe eines Jahres nach einander in die zwölf Sternbilder des Tierkreises oder Zodiakus:

Widder,	Stier,	Zwillinge, —
Krebs,	Löwe,	Jungfrau, —
Wage	Skorpion,	Schütze, —
Steinbock,	Wassermann,	Fische,

deren jedes  $30^{\circ}$  des Tierkreises umfaßt.

I  
welch  
Pete  
Nach  
29400  
2000  
ein n  
§ 361

deren  
heißer  
mache  
kreise  
gleich  
die St  
A  
eigent  
Sonne  
jedoch  
leichte  
den a  
auf d  
stimm  
mit de  
terisie  
durch  
Knote  
Richtu

§  
Eklip  
am H  
über  
einem  
§§ 3.  
(Fig.  
EK  
deren  
kugel  
südl  
und  
Gestir  
nördli  
den  
und  
Kreise  
gemes  
stirns.  
Osten

Di  
Schwa  
Mond  
punkt  
Sonne  
März  
I  
(§ 35

Die Schiefe der Ekliptik schwankt zwischen gewissen Grenzen in Perioden, welche viele Jahrtausende umfassen, im Jahre 1880 war sie (nach Struve und Peters)  $23^{\circ} 27' 16,5''$  und gegenwärtig wird sie jährlich um  $\frac{1}{2}$  Sekunde kleiner. Nach den Untersuchungen von Lagrange hat die Schiefe der Ekliptik im Jahre 29400 v. Chr. ein Maximum von  $27^{\circ} 31'$ , 14400 v. Chr. ein Minimum von  $21^{\circ} 20'$ , 2000 v. Chr. ein neues Maximum von  $23^{\circ} 53'$  erreicht. Im Jahre 6600 n. Chr. wird ein neues Minimum von  $22^{\circ} 54'$  eintreten. — Die Zeichen des Tierkreises (vergl. § 361, Fig. 301),

Sunt Aries, Taurus, Gemini, Cancer, Leo, Virgo,  
Libraque, Scorpius, Arcitenens, Caper, Amphora, Pisces)

deren Namen sich auch in der geographischen Bestimmung der Grenzkreise der heißen Zone, der Wendekreise des Krebses und des Steinbocks (§ 367), geltend machen, sind wohl zu unterscheiden von den gleichnamigen Sternbildern des Tierkreises, welche je um ein Zeichen voraus sind, so daß jetzt der Frühlingsnachtgleichenpunkt  $\varrho$  am Anfange des Sternbildes der Fische liegt (vergl. § 358 und die Sternkarte).

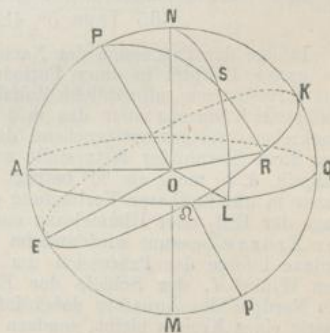
Anmerkung. Die Zeichen für die Frühlings- und Herbstnachtgleichen sind eigentlich  $\gamma$  (Widder) und  $\zeta$  (Wage), weil zu Frühlings- und Herbstanfang die Sonne sich bezüglich im Sternbilde des Widders und der Wage befindet. Hier jedoch sind für diese Punkte der Ekliptik absichtlich, um die Übersicht zu erleichtern, die Zeichen  $\varrho$  und  $\varpi$  gewählt worden, welche allgemeiner bezüglich den auf- und absteigenden Knoten bedeuten, Knoten als Durchschnitte der auf die Himmelskugel übertragenen Bahn eines Himmelskörpers mit einer bestimmten Fundamentalebene, hier der scheinbaren Bahn der Sonne in der Ekliptik mit der Äquatorialebene. Das Zeichen  $\varrho$  für das Frühlingsäquinoktium charakterisiert als aufsteigender Knoten alsdann zugleich den Durchgang der Sonne durch den Äquator von Süden nach Norden, das Zeichen  $\varpi$ , absteigender Knoten, für das Herbstäquinoktium den Durchgang durch den Äquator in der Richtung von Norden nach Süden.

§ 357. Das ekliptische System, Länge und Breite. Die Ekliptik dient als Fundamentalkreis zur Ortsbestimmung eines Punktes am Himmel, zumal bei Untersuchungen über die Bewegung der Planeten, nach einem neuen Koordinatensystem (vergl. §§ 353 und 354). Man denkt sich (Fig. 300) in der Mitte  $O$  der Ekliptik  $EK$  eine senkrechte Axe errichtet, deren Schnittpunkte mit der Himmelskugel,  $P$  und  $p$ , der nördliche und südliche Pol der Ekliptik heißen, und nennt dann den Abstand eines Gestirns  $S$  von der Ekliptik  $SR$  seine nördliche oder südliche Breite, und den Abstand des durch das Gestirn und die Axe der Ekliptik gelegten Kreises  $PSR$  von  $\Omega$ , auf der Ekliptik gemessen,  $R\Omega$ , die Länge des Gestirns, die letztere gemessen in der Richtung von Westen über Süden nach Osten von  $0^{\circ}$  bis  $360^{\circ}$ .

Die astronomische Breite der Sonne ist stets gleich Null, wenn man von einer Schwankung zwischen  $\pm 1,25''$  absieht, welche daher kommt, daß sich Erde und Mond um ihren gemeinschaftlichen Schwerpunkt bewegen, wodurch der Erdmittelpunkt abwechselnd über und unter die Ekliptik zu liegen kommt; die Länge der Sonne ist im April zwischen  $10^{\circ}$  bis  $40^{\circ}$ , im Mai zwischen  $40^{\circ}$  bis  $70^{\circ}$  u. s. w., im März zwischen  $340^{\circ}$  und  $10^{\circ}$  (vergl. die Sternkarte).

Die Wechselbeziehung des ekliptischen und des Äquatorialsystems (§ 354) wird aus Fig. 300 klar, wo  $AQ$  den Äquator,  $NM$  die Weltaxe,

Fig. 300.



$EK$  die Ekliptik,  $P$  und  $p$  den nördlichen und südlichen Pol der Ekliptik bedeuten, also  $PN = KQ = i$  die Schiefe der Ekliptik. Ist  $S$  wieder das Gestirn, so ist  $SR = \beta$  die Breite und  $R\Omega = \lambda$  die Länge, ferner  $SL = \delta$  die Deklination,  $L\Omega = \alpha$  die Rektascension und demnach im  $\triangle PNS$ :

$$\begin{aligned} PN &= i, & NPS &= 90^\circ - \lambda, \\ NS &= 90^\circ - \delta, & PNS &= AOL = 90^\circ + \alpha. \\ PS &= 90^\circ - \beta, \end{aligned}$$

§ 358. Siderisches und tropisches Sonnenjahr. Um ihren scheinbaren jährlichen Umlauf am Fixsternhimmel zu vollenden, braucht die Sonne 365 Tage  $6^h 9^m 9^s = 365,25636$  Tage; dieser Zeitraum, welcher also erforderlich ist, damit die Sonne die frühere Stellung unter den Fixsternen wiedererreicht, oder damit derselbe Fixstern zu derselben Zeit denselben Meridian erreicht, also etwa um Mitternacht kulminiert (§ 356), ist ein siderisches Sonnenjahr. Davon zu unterscheiden ist die Zeit, welche verfließt zwischen zwei auf einander folgenden Frühlingsäquinoktien, d. h. zwischen zwei aufsteigenden Durchgängen der Sonne durch den Äquator, welcher Zeitraum tropisches Sonnenjahr genannt wird. Die ungleiche Dauer des siderischen und tropischen Sonnenjahres ist daraus zu erklären, daß die Äquinoktialpunkte nicht feste Punkte der Ekliptik sind, sondern auf dieser sich langsam rückwärts bewegen. Diese Rückwärtsbewegung erfolgt in der Richtung von Osten nach Westen, also im Sinne der scheinbaren täglichen Bewegung des Himmels, bringt also alljährlich die Sonne den Sternen scheinbar voraus und wird darum als Präcession der Nachtgleichen bezeichnet. Dieselbe beträgt im Jahre 50,21 Bogensekunden, welche die Sonne in etwa 20 Minuten durchläuft. Um diese Zeit ist also das tropische Sonnenjahr kürzer als das siderische. Genauer ist die Dauer des tropischen Sonnenjahres:

$$365 \text{ Tage } 5^h 48^m 48^s = 365,24222 \text{ Tage.}$$

Infolge der Präcession der Nachtgleichen wird durch jeden Äquinoktialpunkt die ganze Ekliptik in einer Periode von 25868 Jahren durchlaufen und findet eine fortwährende, allmähliche Zunahme der Länge der Gestirne statt (§ 357); es erklärt sich daraus auch das in § 356 erwähnte Vorrücken der Sternbilder des Tierkreises, welches entsprechend dem Zeitraum von ungefähr 2000 Jahren, seitdem diese Sternbilder festgestellt worden sind, mehr als den zwölften Teil der Ekliptik, d. h. mehr als  $30^\circ$  beträgt. Mit der Präcession der Nachtgleichen steht ferner in unmittelbarer Verbindung eine allmähliche Änderung in der gegenseitigen Lage der Erd- oder Himmelsaxe und der Axe der Ekliptik, welche als Nutation der Erdaxe benannt wird und im wesentlichen darin besteht, daß, während die Erdaxe infolge der Präcession um die Axe der Ekliptik in 25868 Jahren unter dem Winkel  $i$ , der Schiefe der Ekliptik, einen Kegelmantel beschreibt (§ 64), der Nordpol des Äquators dabei infolge der Nutation nicht immer auf der Peripherie eines Kreises bleibt, sondern sich dem Mittelpunkt desselben bald nähert, bald von ihm entfernt, sowie auch die Präcession nicht gleichmäßig fortschreitet. Bei genauerer Bestimmung bewegt sich der Pol des Äquators auf einer kleinen Ellipse, deren scheinbare Halbachsen  $0,15'$  und  $0,11'$  betragen, während der Mittelpunkt dieser Ellipse um den Pol der Ekliptik einen Kreis mit dem scheinbaren Radius  $i$  beschreibt.

§ 359. Sonnen- und Sterntag, Sonnenzeit, Zeitgleichung. Mit Frühlingsanfang, am 21. März, steht die Sonne im Äquinoktialpunkt, geht also gleichzeitig mit diesem durch den Meridian; am folgenden Tage ist sie bereits um nahezu einen Grad auf der Ekliptik von Westen nach Osten weitergerückt, also der  $\Omega$  ihr ziemlich um 4 Minuten voraus, so

dafs e  
so be  
täglich  
den B  
zweisch  
Sonn  
der er  
I  
tag m  
so dal  
tionsz  
(§ 35:  
Dauer  
einmal  
digkei  
ferner,  
dern a  
spielsv  
21. Se  
Differe  
wahre  
sich ni  
förmig  
derselb  
zwei a  
tropise  
die Zei  
Sonne.  
der wa

Janua

Febru

März

April

Mai

Juni

Mar  
oder aus  
die mittl  
Das  
Sterntag

dafs die Sonne 4 Minuten später durch den Meridian geht als der  $\Omega$ , und so beträgt die Verspätung des Durchganges der Sonne durch den Meridian täglich etwa 4 Minuten. Die Zeitdauer zwischen zwei aufeinander folgenden Kulminationen eines Fixsternes wird ein Sterntag genannt, die Zeit zwischen zwei aufeinander folgenden Kulminationen der Sonne ein wahrer Sonnentag. Der letztere ist demnach um etwa 4 Minuten länger als der erstere.

Die Astronomen pflegen nach Sternzeit zu rechnen und jeden Sterntag mit dem Moment der Kulmination des Äquinoktialpunktes zu beginnen, so dafs die Rektascension eines Sternes (§ 354) unmittelbar seine Kulminationszeit angiebt. Bei der Unveränderlichkeit der Axenumdrehung der Erde (§ 352) ist auch der Sterntag von unveränderlicher Länge; dagegen ist die Dauer eines wahren Sonnentages innerhalb gewisser Grenzen veränderlich, einmal weil dieselbe abhängig ist von dem mit ungleichförmiger Geschwindigkeit erfolgenden Fortrücken der Sonne auf der Ekliptik (§ 362) und ferner, weil diese Bewegung der Sonne nicht auf dem Äquator selbst, sondern auf der zu ihm schief gelegenen Ebene der Ekliptik stattfindet. Beispielsweise ist am 21. Dezember der wahre Sonnentag  $\frac{1}{2}$  Minute länger, am 21. September um ebensoviel kürzer als bei seiner mittleren Länge. Diese Differenzen auszugleichen, rechnet man im bürgerlichen Leben nicht nach wahren, sondern nach sogenannten mittleren Sonnentagen. Man denkt sich nämlich eine mittlere Sonne, welche auf dem Äquator mit gleichförmiger Geschwindigkeit fortrückt, so dafs sie ihren ganzen Umlauf in derselben Zeit zurücklegt wie die wahre Sonne auf der Ekliptik, zwischen zwei auf einander folgenden Frühlingsäquinoktien, d. h. innerhalb eines tropischen Jahres. Die mittlere Dauer eines Sonnentages ist dann die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Kulminationen der mittleren Sonne. Der Unterschied zwischen der Kulminationszeit der mittleren und der wahren Sonne heifst die Zeitgleichung.

Tabelle der Zeitgleichungen.

Januar	1 . . .	3,8	Minuten	Juli	10 . . .	4,9	Minuten
	11 . . .	8,2	"		20 . . .	5,9	"
	21 . . .	11,6	"		30 . . .	6,1	"
	31 . . .	13,7	"	August	9 . . .	5,2	"
Februar	10 . . .	14,6	"		19 . . .	3,4	"
	20 . . .	14,0	"		29 . . .	0,8	"
März	2 . . .	12,4	"	September	8 . . .	—	2,3
	12 . . .	10,0	"		18 . . .	—	5,8
	22 . . .	7,1	"		28 . . .	—	9,3
April	1 . . .	4,0	"	Oktober	8 . . .	—	12,6
	11 . . .	1,1	"		18 . . .	—	14,7
	21 . . .	— 1,6	"		28 . . .	—	16,1
Mai	1 . . .	— 3,1	"	November	7 . . .	—	16,2
	11 . . .	— 3,9	"		17 . . .	—	14,9
	21 . . .	— 3,8	"		27 . . .	—	12,2
	31 . . .	— 2,8	"	Dezember	7 . . .	—	8,4
Juni	10 . . .	— 1,1	"		17 . . .	—	3,7
	20 . . .	1,0	"		27 . . .	—	1,2
	30 . . .	3,1	"				

Man hat diese Zeiten in Minuten zu der durch eine Sonnenuhr angezeigten, oder aus der Sonnenhöhe berechneten (§ 355) wahren Sonnenzeit zu addieren, um die mittlere Sonnenzeit zu erhalten.

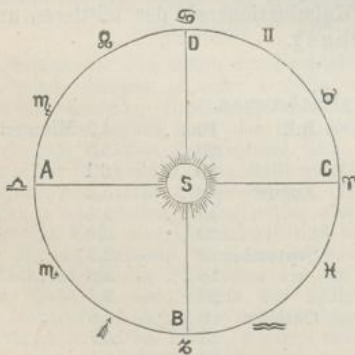
Das tropische Sonnenjahr hat 365,24222 mittlere Sonnentage und 366,24222 Sterntage, also ist die Dauer eines Sterntages  $23^h 56^m 4^s$  mittlere Sonnenzeit.

§ 360. Kalender. Die Länge eines mittleren Sonnentages (§ 359) steht zu der Zeitdauer des tropischen Jahres in einem irrationalen Verhältnis, so daß die Feststellung der bürgerlichen Zeitrechnung, welche nach ganzen Tagen und vollen Jahren geschehen muß, nicht ohne Schwierigkeiten ist. Durch Julius Cäsar wurde auf Anweisung des Sosigenes, eines bedeutenden Astronomen von Alexandrien, dem Überschufs des tropischen Jahres von 0,24222 über eine volle Tageszahl dadurch Rechnung getragen, daß jedes vierte Jahr einen Tag mehr als 365 Tage enthalten sollte. Dadurch wurde aber ein Fehler begangen von jährlich  $0,25 - 0,24222 = 0,00778$  Tagen, der also in 100 Jahren sich auf einen Überschufs von 0,778 d. h. ziemlich  $\frac{3}{4}$  Tagen beläuft. Es sind demnach in 400 Jahren nach dem Julianischen Kalender, der gegenwärtig noch von der griechischen Kirche festgehalten wird, 3 Tage zu viel gerechnet. Um diesem Übelstande abzuweichen, ist durch den von Papst Gregor XIII. im Jahre 1581 eingeführten Gregorianischen Kalender die Änderung getroffen worden, daß innerhalb jeder vier Jahrhunderte drei Schalttage ausfallen, nämlich nur diejenigen Vielfachen von hundert Jahren Schaltjahre sein sollten, welche selbst sich durch 4 teilen lassen. Der nunmehr noch übrigbleibende Fehler beläuft sich erst in 4000 Jahren auf nahezu einen Tag, der dann wieder ausfallen muß.

Die alten Ägypter zählten das Jahr zu 365 Tagen, die Griechen und die Römer vor Cäsar rechneten nach Mondjahren von je 354 Tagen, welche nach Bedürfnis zu Sonnenjahren mit bestimmten Jahreszeiten ergänzt wurden, bis sich die Verwirrung nicht mehr lösen zu lassen, und im Jahre 45 v. Chr. der Julianische Kalender eingeführt wurde. Cäsar sah sich gezwungen, dem Jahre 46 nicht weniger als

67 Tage zuzufügen, so daß dieses Jahr annus confusionis genannt wurde. Dagegen mußte Gregor XIII. 1582 zehn Tage fortlassen, so daß dem 4. Oktober sofort der 15. folgte. Der Gregorianische Kalender ist nur allmählich eingeführt worden, im protestantischen Deutschland erst 1700, in England 1752. Den Russen sind wir gegenwärtig im Datum um 12 Tage voraus.

Fig. 301.



zu Thorn, gestorben 11. Juni 1543 zu Frauenburg) gezeigt hat, gleich den übrigen Planeten, in einer kreisähnlichen Ellipse (vergl. § 379) um die Sonne als Centralkörper und zwar in der Richtung von Westen durch Süden nach Osten. Ein auf der Erde befindlicher Beobachter glaubt die Sonne an derjenigen Stelle der Ekliptik zu sehen, welche diametral entgegengesetzt ist derjenigen, die er selbst einnimmt, und während er mit der Erde die Ekliptik in der Richtung  $ABCD$  durchläuft (Fig. 301), meint er, daß die Sonne nach und nach die Stellen  $C, D, A, B$  einnimmt, d. h. die Ekliptik in gleicher Richtung zurücklegt.

§ 361. Bewegung der Erde um die Sonne. Wie die tägliche Drehung der Himmelskugel nur eine scheinbare ist (§ 352), so ist auch die jährliche Bewegung der Sonne in der Ekliptik nur das Resultat einer Täuschung. Die Erde bewegt sich, wie Kopernikus (Nikolaus Kopernikus, geboren 19. Februar 1473

D  
axe g  
in eine  
Sonne  
Äquin  
zur Ze

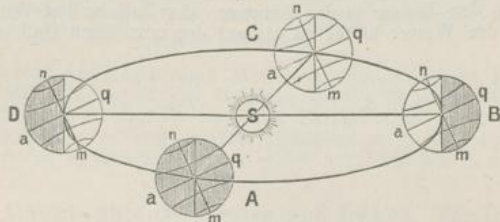
die ve  
samme

E  
Umdre  
im W  
Körpe  
beweg  
findet.  
(§ 387

S  
Gesch  
daß d  
zeigt;  
größte  
Schwir  
auf ve  
Keppe  
in der  
1. Jant  
ferne,  
zu die  
d. h. v  
Beweg  
dieselb  
täglich  
schwin  
30 und  
der Er  
Termin  
die Ge  
schwin  
fernung

Die Schiefe der Ekliptik läßt sich aus der Neigung der Erdaxe gegen die Ebene der Erdbahn erklären. Die Fig. 302 verdeutlicht in einer perspektivischen Ansicht der Erdbahn die Stellung der Erde zur Sonne *S* während der vier Jahreszeiten. In *A* und *C*, zur Zeit der Äquinoktien, steht die Sonne senkrecht über dem Äquator, in *B* und *D*, zur Zeit der Sonnenwende, nördlich, bezüglich südlich vom Äquator. Wie

Fig. 302.



die verschiedenen Jahreszeiten auf der Erde mit diesen Stellungen zusammenhängen, bleibt einer späteren Darstellung (§ 366) überlassen.

Es liegt nahe, an einen mechanischen Zusammenhang zwischen der Umdrehung der Erde um ihre Axe und ihrer fortschreitenden Bewegung im Weltenraume zu denken, insofern jeder sich um seine Axe drehende Körper, wenn diese Axe selbst nicht befestigt ist, sich räumlich fortbewegt. Weshalb aber diese Bewegung der Erde um die Sonne stattfindet, ist erst mit der Aufstellung des Newtonschen Gravitationsgesetzes (§ 387) klar geworden.

§ 362. Elliptische Gestalt der Erdbahn; ungleichförmige Geschwindigkeit der Erde. Bei genauerer Beobachtung findet sich, daß die Sonne zu verschiedenen Zeiten des Jahres eine verschiedene Größe zeigt; ihr Durchmesser nämlich erscheint Anfang Januar unter seinem größten Sehwinkel  $32' 35''$ , Anfang Juli dagegen unter seinem kleinsten Sehwinkel  $31' 30''$ . Macht man aus dieser Beobachtung einen Schluß auf verschiedene Abstände der Sonne, so befindet sich, in Bestätigung des Keplerschen Gesetzes von der Bewegung der Planeten in einer Ellipse, in deren einem Brennpunkt die Sonne steht (§ 379), die Erde am 1. Januar in ihrer Sonnennähe, im Perihelium, am 2. Juli in ihrer Sonnenferne, im Aphelium. Ihre Entfernungen von der Sonne verhalten sich zu diesen Zeitpunkten nahezu umgekehrt wie die zugehörigen Sehwinkel, d. h. wie 29:30. Auch ergibt sich für die Sonne bei ihrer scheinbaren Bewegung um die Erde eine verschiedene Geschwindigkeit, und zwar ist dieselbe im Perihel am größten, täglich etwa  $61'$ , im Aphel am kleinsten, täglich etwa  $57'$ , in ihrer Bahn auf der Ekliptik. Diese scheinbaren Geschwindigkeiten der Sonne verhalten sich nahezu wie die Quadrate von 30 und 29, sind also nicht bloß eine Folge der verschiedenen Entfernung der Erde von der Sonne, sondern es ergibt sich daraus, daß zu diesen Terminen auch die Geschwindigkeit selbst eine andere ist und zwar, daß die Geschwindigkeit der Erde zur Zeit des Perihels sich zu ihrer Geschwindigkeit zur Zeit des Aphels umgekehrt wie die jedesmaligen Entfernungen der Erde von der Sonne, d. h. wie 30:29 verhält. Und dieses

Gesetz bewährt sich für die ganze Umlaufsbewegung der Erde um die Sonne.

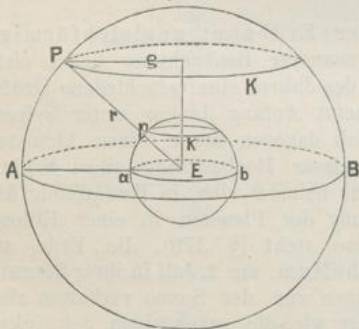
Dafs mit abnehmender Entfernung von der Sonne die Geschwindigkeit der Erde, welche durchschnittlich für die Sekunde 29,5 km oder 4 geographische Meilen beträgt, zunimmt, dient zur Bestätigung des sogenannten Flächensatzes (§ 379), nämlich dafs bei der Bewegung der Planeten um die Sonne vom Radius vector in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume bestrichen werden. Ferner stimmt mit der Beobachtung, dafs wir im Januar der Sonne näher sind als im Juli, die bekannte Erfahrung überein, dafs auf der südlichen Halbkugel der Erde, im besonderen in Australien, wo der Januar in den Sommer, der Juli in den Winter fällt, der Sommer heifser, der Winter kälter ist als auf der nördlichen Halbkugel.

### Dritter Abschnitt.

#### Mathematische Geographie.

§ 363. Übertragung astronomischer Ortsbestimmungen auf die Erde. Äquator, Pole, Parallelkreise, Meridiane der Erde. Denkt man sich die Erde und den Himmel als zwei concentrische Kugeln, welcher Vorstellung sich am besten die scheinbare Drehung der Himmelskugel um die Erde anpafst, so lassen sich die in den ersten Ab-

Fig. 303.



schnitten an der Himmelskugel besprochenen Punkte und Kreise unmittelbar auf die Erde übertragen, indem man jedem Punkt  $P$  am Himmel denjenigen Punkt  $p$  der Erde entsprechen lässt, in welchem die Verbindungslinie von  $P$  mit dem Mittelpunkt  $E$  der Erde deren Oberfläche durchschneidet. Es gehört dann ebenso zu jeder Linie am Himmel eine ähnliche Linie auf der ihr zugewendeten Seite der Erde, also zu jedem Himmelskreise  $K$  ein Kreis  $k$  auf der Erde und im besonderen zu jedem grössten Kugelkreise  $AB$  am Himmel ein grösster Kugelkreis  $ab$  der Erde.

Zur Bezeichnung derjenigen Punkte und Kreise, welche auf der Erdkugel den am Himmel bestimmten Punkten und Kreisen entsprechen, dienen grösstenteils auch dieselben Namen. Die Erdaxe ist ein Teil der Himmelsaxe, ihre Schnittpunkte mit der Oberfläche der Erde sind die beiden Pole, der Nordpol und der Südpol der Erde. Demnach ist auch die Ebene durch die Himmelsaxe zugleich eine Ebene durch die Erdaxe, und es entsprechen den Himmelsmeridianen die Erdmeridiane als Kreise durch einen beliebigen Punkt auf der Erde und die Erdaxe.

Ebens  
Erdä  
bezeic  
hat un  
Äquate  
und a  
Äquate  
wird d  
so daf  
Deklin

Be  
dem Ä  
Erdrad  
nach el  
multipl

§  
eines I  
Äquate  
AQ ab  
bezoge  
gemess  
ihm zu  
ausged  
Centriv  
geogr  
die ge  
Äquato  
Meridia  
stimmte  
Winkel  
Meridia  
Anfang  
der du  
wie Gr  
derselbe  
Insel F

Di  
rialsyste  
90° ge  
Breite  
ascensio  
westlic

Wei  
Breite h  
gehören,  
schieden  
oder der  
schieden  
Das Ana  
sie auf d  
auf vers  
eines Or



Ebenso ergibt der Himmelsäquator als Durchschnitt mit der Erde den Erdäquator, so daß auch dieser als derjenige größte Kreis der Erde zu bezeichnen ist, welcher überall gleiche Entfernung von den beiden Polen hat und darum die sämtlichen Erdmeridiane senkrecht durchschneidet. Der Äquator teilt die Erde in die nördliche und südliche Halbkugel, und als Parallelkreise bezeichnet man auch auf der Erde alle dem Äquator parallelen Kreise. Der Abstand jedes Parallelkreises vom Äquator wird durch den zwischen ihnen liegenden Bogen der Meridiane gemessen, so daß also jedem Parallelkreise auf der Erde ein Kreis von bestimmter Deklination (§ 354) am Himmel zugehört.

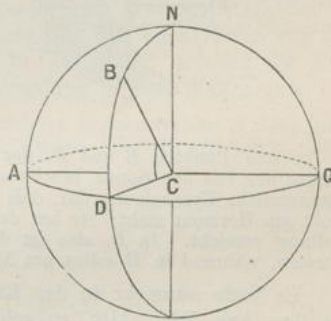
Bezeichnet man den Bogen eines Meridians zwischen einem Parallelkreis und dem Äquator oder den zugehörigen Centriwinkel des Meridians durch  $\varphi$  und den Erdradius durch  $r$ , so ist der Radius  $\rho$  des Parallelkreises  $\rho = r \cos \varphi$ , und demnach ebenso ein Grad des Parallelkreises gleich einem Äquatorialgrade, 111,3 km, multipliziert mit  $\cos \varphi$ , also z. B. für  $\varphi = 60^\circ$  nur 55,65 km u. s. w.

§ 364. Geographische Breite und Länge. Zur Ortsbestimmung eines Punktes  $B$  auf der Erdkugel dienen dieselben Elemente, welche beim Äquatorialsystem (§ 354) zur Anwendung kommen, nämlich der Äquator  $AQ$  als Fundamentalkreis und auf ihn bezogen die Entfernung des Punktes, gemessen durch den Bogen  $BD$  des ihm zugehörigen Meridians in Graden ausgedrückt, oder der entsprechende Centriwinkel  $BCD$  des Meridians, die geographische Breite, und ferner die geographische Länge, d. i. der Äquatorialbogen  $AD$  zwischen dem Meridian des Ortes und einem bestimmten Anfangsmeridian, oder der Winkel  $ACD$ , welchen diese beiden Meridiane mit einander bilden. Als Anfangsmeridian  $NA$  wird entweder der durch eine bestimmte Sternwarte, wie Greenwich, Paris u. s. w. gewählt oder, damit alle Orte Europas auf derselben Seite des Anfangsmeridians liegen, der Meridian durch die Insel Ferro.

Die geographische Breite, entsprechend der Deklination im Äquatorialsystem, wird vom Äquator aus nach Norden und Süden von  $0^\circ$  bis  $90^\circ$  gerechnet und werden demnach Orte nördlicher und südlicher Breite unterschieden. Die geographische Länge, entsprechend der Rektascension der Gestirne, rechnet man vom Anfangsmeridian östlich und westlich von  $0^\circ$  bis  $180^\circ$ .

Weil alle Orte auf demselben Parallelkreise (§ 363) dieselbe geographische Breite haben und umgekehrt, bei gleicher Breite demselben Parallelkreise zugehören, so ergibt sich der Breitenunterschied zweier Orte, auch wenn sie verschiedene Länge besitzen, wenn sie zugleich auf derselben, nämlich der nördlichen oder der südlichen Erdhälfte liegen, durch Subtraktion, wenn sie dagegen verschiedenen Erdhälften angehören, durch Addition ihrer entsprechenden Breiten. Das Analoge gilt bei Bestimmung des Längenunterschiedes zweier Orte, je nachdem sie auf derselben durch den Anfangsmeridian bestimmten Erdhälfte liegen, oder auf verschiedenen Erdhälften. Daß die geographische Breite mit der Polhöhe eines Ortes übereinkommt, ist bereits in § 350 zum Austrag gekommen, ebenso

Fig. 304.

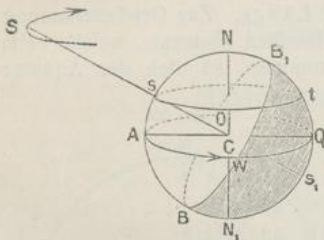


in § 351, durch welche Mittel die geographische Länge eines Ortes bestimmt wird. Ein Verzeichnis der Länge und Breite einiger Sternwarten folgt am Schluss.

§ 365. Beleuchtung der Erde durch die Sonne; die Tageszeiten. Die Wirkung der Licht- und Wärmestrahlen der Sonne auf die Erde verteilt sich in eigentümlicher Weise über deren ganze Oberfläche, vermöge der doppelten Bewegung der Erde um ihre Axe und um die Sonne.

Durch die bei der großen Entfernung der Sonne von der Erde (§ 370) als parallel anzunehmenden Sonnenstrahlen wird jederzeit die eine Hälfte der Erde beleuchtet, während die andere, der Sonne abgewendete Seite dunkel bleibt. Demnach ist stets auf der einen Hälfte der Erde Tag, auf der anderen Nacht. Dabei ergibt sich als der Mittelpunkt der erleuchteten Erdoberfläche der dem Mittelpunkt  $S$  der Sonne entsprechende Punkt  $s$  auf der Erde (§ 363), für welchen die Sonne momentan im Zenith steht.

Fig. 305.



In den Punkten  $B$  und  $B_1$ , der Meridiane durch  $s$  und  $s_1$ , welche an der Grenze der von der Sonne beschienenen Erdhälfte liegen, bietet sich dabei die eigentümliche Erscheinung dar, daß die Sonne in  $B$  um Mittag, in  $B_1$  um Mitternacht am Horizont steht; sie hat dabei in  $B$  ihre höchste, in  $B_1$  ihre niedrigste Stellung erreicht. In  $B_1$  also ist das Phänomen der Mitternachtssonne eingetreten, während in  $B$  selbst um Mittag die Nacht nicht aufhört.

Es finde nunmehr in der Richtung von  $AWQ$  die Drehung der Erde um ihre Axe  $NN_1$  statt, so scheint sich die Sonne in der entgegengesetzten Richtung, nämlich  $AOQ$ , zu bewegen und zwar auf einem bestimmten Parallelkreise zum Äquator, ihrem Tagbogen (§ 349), welchem auf der Erde der Parallelkreis  $st$  entspricht. Alle Punkte dieses Kreises, d. h. von gleicher Breite wie  $s$ , haben demnach im Laufe der 24 Stunden die Sonne nach einander im Zenith und zwar nach Verlauf von je einer Stunde im Vorschreiten von 15 Grad (§ 351). Denkt man sich also von dem Meridian  $NsN_1$  aus nach Osten und Westen die je um  $15^\circ$  in der Länge sich unterscheidenden Meridiankreise gelegt, so nehmen dieselben nach Westen hin alle diejenigen Punkte der Erde auf, in denen der Mittag später als in den Punkten des Kreises  $NsN_1$  und zwar bezüglich nach Verlauf von 1, 2, 3 . . . 12 Stunden eintritt, während in den nach Osten gelegenen Meridianen der Reihe nach der Mittag um 1, 2, 3 . . . 12 Stunden früher eingetreten ist\*). Für die Punkte  $BOB_1$  der Schatten-

\*) Eine Änderung des Datums tritt nur bei dem  $180^\circ$  östlich oder westlich von Greenwich gelegenen Meridian (Datumsgrenze) ein, der fast ganz in die Südsee, östlich von Asien und Australien fällt, so daß Schiffe, je nachdem sie diesen Meridian nach Osten oder nach Westen hin passieren, einen Tag zurück- oder einen Tag vorzudatieren haben.

grenze  
gang,

We  
senkrec  
Ebenen  
folglich  
6 Uhr (mittags)  
Zeit der  
grenze  
Bei  
für alle  
 $180^\circ$ , f  
Halbkug  
Entgege  
wenn d  
(§ 356),

§  
zeiten  
der str  
sich di  
wesentl  
Mittag,  
des At  
nur ein  
Di  
zeit (F

man si  
Erdfäc  
stücke  
Es seien  
cylinder  
fallende  
durch s  
verschie  
kung de  
Punkte  
stücke  
eben an

grenze  $BOB_1W$  findet bei der Stellung der Sonne in  $S$  Sonnenaufgang, für die Punkte der anderen Hälfte  $BWB_1$  Sonnenuntergang statt.

Weil  $SC$  senkrecht steht auf der Ebene der Schattengrenze  $BOB_1W$ , und  $NC$  senkrecht auf der Ebene des Äquators  $AOQW$ , so ist der Durchschnitt beider Ebenen,  $OW$ , senkrecht auf der Ebene  $SCN$ , der anfänglichen Meridianebene; folglich ist für die Punkte des durch  $W$  gehenden Meridians die Vormittagszeit 6 Uhr (Morgen) und für die Punkte des durch  $O$  gehenden Meridians die Nachmittagszeit 6 Uhr (Abend). Ebenso läßt sich durch eine einfache Rechnung die Zeit des Sonnenaufganges und Sonnenunterganges für jeden Punkt der Schattengrenze  $BWB_1$  bestimmen.

Bei der in Fig. 305 gewählten Stellung der Sonne nördlich vom Äquator ist für alle Punkte der Nordhälfte der Erde der Tagbogen der Sonne größer als  $180^\circ$ , für alle Punkte der Südhalfte kleiner als  $180^\circ$ , d. h. auf der nördlichen Halbkugel sind die Tage länger, auf der südlichen kürzer als die Nächte. Das Entgegengesetzte tritt ein bei einer Stellung der Sonne südlich vom Äquator. Nur wenn die Sonne sich im Äquator selbst befindet, d. h. zur Zeit der Äquinoktien (§ 356), haben auf der ganzen Erde Tag und Nacht gleiche Länge.

§ 366. Erwärmung der Erde durch die Sonne; die Jahreszeiten. Die Erwärmung der Erde ist fast ausschließlich ein Resultat der strahlenden Wärme der Sonne und findet demnach nur statt, solange sich die Sonne über dem Horizont befindet, also am Tage, ist dann aber wesentlich von der Höhe der Sonne abhängig und zwar am stärksten am Mittag, wo die Sonne ihre größte Höhe erreicht, am schwächsten zur Zeit des Auf- und Unterganges der Sonne. In der Nacht erleidet die Erde nur einen Wärmeverlust durch die Ausstrahlung in den Weltraum.

Die Erde wird durch die parallel einfallenden Sonnenstrahlen (§ 365) jederzeit (Fig. 306) von einem ganzen Strahlencylinder  $DBB_1D_1$  getroffen. Denkt

Fig. 306.

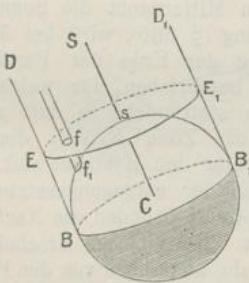
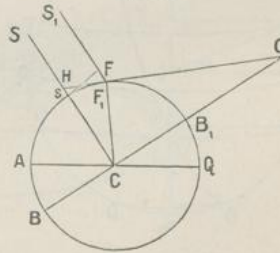


Fig. 307.



man sich nunmehr in  $s$ , dem Schnittpunkt der Axe dieses Cylinders mit der Erdoberfläche, die Tangentialebene an die letztere gelegt, so erleiden gleiche Flächenstücke dieser Ebene durch die Sonne gleiche Erleuchtung und gleiche Erwärmung. Es seien auf dem Durchschnittskreis  $EE_1$  der Tangentialebene mit dem Strahlencylinder Flächenstücke  $f$  von gleichem Inhalt verzeichnet und die auf dieselben auffallenden Strahlencylinder bis zur Erdoberfläche erweitert, so erhalten auch die durch sie auf der Erde begrenzten Flächenstücke  $f_1$ , obschon im allgemeinen von verschiedener Größe, gleichviel Licht und Wärme, wenn von der verschiedenen Wirkung der Licht- und Wärmestrahlen bei verschiedenen Entfernungen der einzelnen Punkte der Erde von der Sonne abgesehen wird. Nunmehr mögen die Flächenstücke  $f$  so klein angenommen werden, daß die zugehörigen Flächenstücke  $f_1$  als eben anzusehen sind, so findet zwischen  $f$  und  $f_1$ , wenn  $\alpha$  der Winkel ist der

Tangentialebenen in  $s$  und  $F_1$  (Fig. 307, in welcher  $f$  und  $f_1$  bezüglich durch  $F$  und  $F_1$  ersetzt sind), die bekannte Beziehung statt  $f = f_1 \cos \alpha$ , woraus sich

$$f_1 = \frac{f}{\cos \alpha}$$

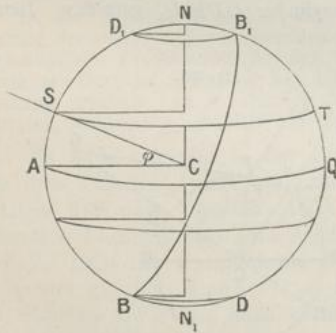
ergiebt. Der Winkel  $\alpha$  ist  $= F_1GC = F_1Cs$ . Wenn man also die Wärmemenge, welche das Flächenstück  $f$  der Tangentialebene, die von den Sonnenstrahlen senkrecht getroffen wird, in einer Sekunde von der Sonne erhält, durch  $W$  bezeichnet,

so erhält das Flächenstück  $f_1 = \frac{f}{\cos \alpha}$ , welches um den Bogen  $sF_1 = \alpha$  von  $s$  entfernt ist, die gleich große Wärmemenge, folglich ein Flächenstück  $f$  in der gleichen Entfernung die Wärmemenge  $W \cos \alpha$ , oder wenn man durch  $\beta$  den Winkel  $S, F_1, H$  bezeichnet, unter welchem die Sonnenstrahlen das Flächenstück  $f_1$  erreichen, und welcher den Winkel  $\alpha$  zu  $90^\circ$  ergänzt, d. h. wenn  $\beta$  der Höhenwinkel der Sonne ist, so erhält  $f_1$  in einer Sekunde die Wärmemenge:

$$W \sin \beta,$$

also: gleiche Flächenstücke auf der Erde erhalten bei gleichem Einfallswinkel der Sonnenstrahlen in gleicher Zeit gleichviel Wärme von der Sonne; und bei verschiedenen Einfallswinkeln sind die gleichen Flächenstücke auf der Erde erteilten Wärmemengen proportional dem Sinus des Höhenwinkels der Sonne.

Während sich die Erde um ihre Axe  $NN_1$  dreht (Fig. 308), d. h. im Zeitraum eines vollen Tages, beschreibt der Punkt  $S$ , für den sich die Sonne im Zenith befindet, und dessen Breite etwa  $\varphi$  sein möge, den Parallelkreis  $ST$ , haben also nach und nach alle Punkte der Breite  $\varphi$  am Mittag die stärkste Erwärmung. Dem entsprechend empfängt auch die nördliche Hälfte der Erde, welcher der Parallelkreis  $ST$  angehört, innerhalb 24 Stunden mehr Licht und Wärme von der Sonne, als die Süd-



hälfte, welche um mehr als die Breite  $\varphi$  vom Zenithstande der Sonne entfernt ist. Durch den Punkt  $B_1$ , für den um Mitternacht die Sonne nicht unterging (§ 365), wird bei der Umdrehung der Erde der Parallelkreis  $B_1D_1$  beschrieben, für welchen das Gleiche stattfindet, so daß also für die ganze Zone  $B_1ND_1$  die Sonne nicht unter den Horizont sinkt, während auf der entgegengesetzten Zone  $BN_1D$  in 24 Stunden die Nacht nicht aufhört. Die gleichen Erscheinungen treten ein, abgesehen von der Parallelverschiebung der Kreise  $ST$ ,  $B_1D_1$  und  $BD$ , solange sich die Sonne nördlich vom Äquator befindet. Im ganzen empfängt alsdann der Norden mehr Licht und Wärme von der Sonne als der Süden, und es herrscht infolgedessen nördlich vom Äquator, wo die Tagbogen der Sonne mehr als  $180^\circ$  betragen, die warme Jahreszeit, der Sommer, dagegen südlich vom Äquator, wo die Tage kürzer sind als die Nächte, die kalte Jahreszeit, der Winter. In vollkommen entgegengesetzter Art macht sich der Einfluß der Sonne auf die Erde geltend, solange sie ihre Stellung südlich vom Äquator behauptet, indem dadurch auf der Nordhälfte der Erde der Winter, auf der Südhälfte der Sommer bedingt wird. Nur beim Übergang der Sonne vom Nordhimmel zum Südhimmel und umgekehrt, d. h. wenn

sich die  
teilen  
beginnt  
andere

Die  
während  
 $23\frac{1}{2}$  Gr  
äquinok  
größte  
daher d  
im Nord  
Nächte,  
d. h. mi  
Süden d  
der Son  
die Jahr  
Auf  
der Som  
verschie  
Anfang  
Umlauf  
keit besi  
bindung  
Sonne, d  
Erdbahn  
nächst g  
das kürz  
eine klei

Zu  
Fig. 30  
tivische  
Erde an

der Erd  
21. Mär  
Äquator  
axe auf  
verteiler  
kreis ge  
senkrech  
Zwische  
im Früh  
Herbst,  
der Son

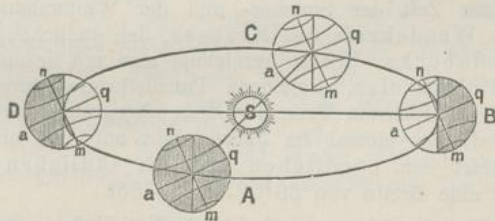
sich die Sonne im Äquator befindet, also zur Zeit der Äquinoktien, verteilen sich Licht und Wärme gleichmäßig auf beide Hälften der Erde, beginnt also mit dem Frühling für die eine Erdhälfte die warme, für die andere Hälfte mit dem Herbst die kalte Jahreszeit.

Die Sonne geht am 21. März und am 23. September durch den Äquator, während sie am 21. Juni und am 21. Dezember ihren weitesten Abstand, nämlich  $23\frac{1}{2}$  Grad bezüglich nördlich und südlich vom Äquator erreicht. Vom Frühlings-äquinoktium an also nehmen im Norden die Tage zu, bis sie am 21. Juni ihre größte Länge erreichen. Alsdann kehrt die Sonne wieder zum Äquator zurück — daher der Name Sonnenwende oder Solstitium — nehmen also die Nächte im Norden zu, bis mit der Herbst-Tagundnachtgleiche der Norden die längeren Nächte, der Süden die längeren Tage bekommt. Vom 21. Dezember an endlich, d. h. mit der Wintersonnenwende des Nordens, wo im Norden der kürzeste, im Süden der längste Tag eingetreten ist, gleichen sich allmählich, mit der Rückkehr der Sonne zum Äquator, Tag und Nacht in ihrer Zeitdauer, und demnach auch die Jahreszeiten in ihrem Gegensatz, wieder aus.

Auf der Nordhälfte der Erde dauert gegenwärtig der Frühling 92 Tage  $21^h$ , der Sommer 93 Tage  $14^h$ , der Herbst 89 Tage  $17^h$ , der Winter 89 Tage  $2^h$ . Die verschiedene Länge der Jahreszeiten ist eine Folge davon, daß sich die Erde Anfang Januar im Perihel, Anfang Juli im Aphel befindet (§ 362), also in ihrer Umlaufbewegung um die Sonne im Herbst und Winter eine größere Geschwindigkeit besitzt, als im Frühling und Sommer; hierzu kommt noch, daß die Verbindungslinie der beiden Äquinoktien, welche zugleich durch den Mittelpunkt der Sonne, d. h. durch den dem Perihel zunächst gelegenen Brennpunkt (§ 379) der Erdbahn geht, diese in zwei ungleiche Stücke teilt, von denen das der Sonne zunächst gelegene, von der Erde im Winterhalbjahr ihrer Nordhälfte durchlaufene, das kürzere ist. Wegen der Präcession der Nachtgleichen (§ 358) tritt alljährlich eine kleine Änderung in der Länge der Jahreszeiten ein.

Zur Veranschaulichung der gewonnenen Resultate dient auch die Fig. 302, in welcher der Jahresumlauf der Erde um die Sonne in perspektivischer Lage dargestellt ist. *A, B, C, D* sind die vier Stellungen der Erde am Beginn der einzelnen Jahreszeiten, *nm* die unveränderte Stellung

Fig. 302.



der Erdaxe, um welche die tägliche Umdrehung der Erde stattfindet. Am 21. März (*A*) und am 23. September (*C*) hat die Sonne ihre Stellung im Äquator, d. h. im Zenith über dem Erdäquator; die Projektion der Erdaxe auf die Ekliptik wird eine Tangente der Erdbahn. Licht und Wärme verteilen sich gleichmäßig über beide Hälften der Erde. Der Erleuchtungskreis geht durch die beiden Pole *n* und *m* der Erde und steht demnach senkrecht auf dem Äquator. Beide Erdhälften befinden sich in der Zwischenzeit zwischen Sommer und Winter und zwar in *A* die Nordhälfte im Frühling, die Südhälfte im Herbst, dagegen in *C* die Nordhälfte im Herbst, die Südhälfte im Frühling. Am 21. Juni (*B*) wendet die Erde der Sonne ihre nördliche, am 21. Dezember (*D*) ihre südliche Halbkugel

zu: in beiden Stellungen haben die Projektionen der Erdaxe auf die Ekliptik die Richtung eines Radius der Erdbahn. In der Stellung *B* hat der Breitenkreis  $23\frac{1}{2}^{\circ}$  die Sonne um Mittag im Zenith und erstreckt sich der Erleuchtungskreis bis zur Breite  $66\frac{1}{2}^{\circ}$ . Die Nordhälfte der Erde hat längere Tage und kürzere Nächte als die Südhälfte; auf der ersteren herrscht also die wärmere, auf der letzteren die kältere Jahreszeit. Umgekehrt verhält es sich bei der Stellung *D* am 21. Dezember, wo im Norden der Winter, im Süden der Sommer beginnt.

§ 367. Die Wendekreise und Polarkreise. Zwischen den Gegensätzen, welche der Norden und der Süden der Erde in Beziehung auf die Jahreszeiten darstellen, nämlich daß gleichzeitig mit dem nördlichen Sommer der südliche Winter eintritt, zu seinem Höhepunkt wächst und wieder endigt und umgekehrt, bildet die Äquatorialgegend insofern die Vermittelung, als hier, wo die Unterschiede in der Dauer des Tages und der Nacht fortfallen, auch nicht mehr ein halbjähriger Sommer und ein halbjähriger Winter eintritt. Weil nämlich am Äquator die Sonne zur Zeit der Äquinoktien um Mittag im Zenith steht, dagegen zur Zeit der Sonnenwende die größte Abweichung ( $23\frac{1}{2}^{\circ}$ ) vom Äquator, also die Höhe  $66\frac{1}{2}^{\circ}$  besitzt, so sind hier der 21. März und der 23. September die heißesten, der 21. Juni und der 21. Dezember dagegen die am wenigsten heißen Tage. Anstelle des Sommers und Winters treten in den Äquatorialgebenden die Regenzeiten. Vom Äquator aber bis zur Breite der Sonnenwende nähern sich einander mehr und mehr diejenigen beiden Tage des Jahres, an denen die Sonne um Mittag im Zenith steht, und macht sich darum durch Konzentration der Wärme allmählich mehr ein heißer Hochsommer geltend. Man nennt die Parallelkreise in der Breite  $23\frac{1}{2}^{\circ}$  auf beiden Seiten des Äquators, oberhalb deren die Sonnenwende stattfindet, also die Sonne einmal im Jahre im Zenith steht, die Wendekreise (circuli tropici) und zwar, entsprechend der Stellung der Sonne in der Ekliptik zur Zeit der Sommer- und der Wintersonnenwende, den nördlichen den Wendekreis des Krebses, den südlichen den Wendekreis des Steinbocks. Ebenso bezeichnet man mit besonderen Namen, nämlich der Polarkreise, diejenigen Parallelkreise, durch welche die nördlichsten und südlichsten Teile der Erde abgegrenzt werden, an denen die Sonne mindestens einmal im Jahre nicht auf- und nicht untergeht, und unterscheidet den nördlichen und den südlichen Polarkreis. Beiden kommt eine Breite von  $66\frac{1}{2}^{\circ}$  zu (§ 365).

Der Unterschied der Jahreszeiten ist durch die Schiefe der Ekliptik bedingt. Fiele die Ekliptik mit dem Äquator zusammen, d. h. hätte die Erdaxe zur Ebene ihrer Bahn um die Sonne eine senkrechte Lage, so würde der Tagbogen der Sonne das ganze Jahr unverändert  $180^{\circ}$  betragen, Tag und Nacht also würden auf der ganzen Erde von gleicher Dauer sein, und ebenso würde überall die Sonne täglich im Ostpunkt aufgehen und im Westpunkt untergehen und um Mittag dieselbe Höhe, das Komplement der geographischen Breite, erreichen. Demnach würde sowohl die Erleuchtung, als die Erwärmung der Erde durch die Sonne während des ganzen Jahres keine Änderung erfahren. Die Äquatorialgebenden würden unerträglich von der Hitze, die Polargebenden von der Kälte zu leiden haben. — Wenn dagegen die Schiefe der Ekliptik  $90^{\circ}$  betrüge, d. h. der Äquator der Erde auf der Ebene ihrer Bahn senkrecht stände, oder die Erdaxe in die Ebene ihrer Bahn fiele, so würde an den Polen der heißeste Hochsommer herrschen, weil die Sonne zur Sommersonnenwende den ganzen Tag über im Zenith stehen würde; am Äquator dagegen würde die Sonne zur Zeit der Solstitien den ganzen Tag über bezüglich am Nord- oder am Südpunkt feststehen, so daß also

wie zu  
Jahre

durch  
gegen  
Jahres  
einmal  
unter

darum  
von 4  
Im Ge  
beiden  
auf de

geht u  
Mittag  
Zonen  
südlich

einzel  
Hochs  
oder M  
jedoch  
spitzen

Wärme  
in den  
hindur  
der E  
in den  
verlore

Z  
Zone,  
Breiteg  
auf be

um M  
innerh  
raum i  
Breite  
dauern

Vo  
komme  
mäßigt  
Wendel  
28 Min

die Dat  
an sch  
und En  
den Ho  
noch v

Sonnen  
wirkend  
Punkte  
Breiten  
und Wi

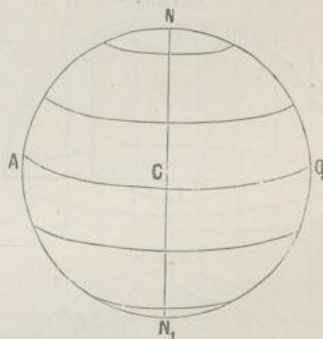
wie zur Zeit der Nachtgleichen zweimal im Jahre Sommer, so auch zweimal im Jahre Winter sein würde.

§ 368. Die fünf Zonen. Nach der verschiedenen Erwärmung durch die Sonne unterscheidet man auf der Erde fünf durch Parallelkreise gegen einander abgegrenzte Zonen. Die größte Erwärmung im Laufe des Jahres erfolgt zwischen den Wendekreisen (§ 367), wo die Sonne mindestens einmal im Jahre im Zenith steht und ihre Mittagshöhe am Äquator nicht unter  $66\frac{1}{2}^{\circ}$ , an den Wendekreisen nicht unter  $43^{\circ}$  sinkt. Man nennt darum den Äquatorialgürtel zwischen den Wendekreisen, der eine Breite von  $47^{\circ}$  besitzt, die heiße Zone, bisweilen auch den Tropengürtel. Im Gegensatz hierzu heißen die durch die Polarkreise abgegrenzten, die beiden Pole bis zur Breite  $66\frac{1}{2}^{\circ}$  umgebenden Teile der Erdoberfläche, auf denen die Sonne mindestens einmal im Jahre (im Sommer) nicht untergeht und (im Winter) nicht aufgeht, und auch am längsten Tage die Mittagshöhe  $47^{\circ}$  (an den Polen nur  $23\frac{1}{2}^{\circ}$ ) nicht übersteigt, die kalten Zonen, oder die nördliche und die südliche Polarzone. Die Sonne geht in einzelnen Gegenden der kalten Zone im Hochsommer mehrere Tage, ja Wochen oder Monate nicht unter, ihre Strahlen jedoch treffen die Erde unter einem so spitzen Winkel, daß sie nur eine geringe Wärmewirkung äußern (§ 366), während in den langen, ebenfalls selbst Monate hindurch andauernden Winternächten der Erdoberfläche durch Ausstrahlung in den Weltraum sehr viel Wärme verloren geht.

Zwischen der kalten und heißen Zone, also eingeschlossen von den Breitengraden  $66\frac{1}{2}^{\circ}$  und  $23\frac{1}{2}^{\circ}$ , liegen auf beiden Erdhälften die gemäßigten Zonen. In ihnen erreicht selbst um Mittag die Sonne niemals das Zenith des Beobachters; es wechseln innerhalb jeder 24 Stunden Tag und Nacht mit um so größerem Spielraum in der Verschiedenheit ihrer Länge, je größer die geographische Breite eines Ortes ist. Sommer und Winter sind durch die länger andauernden, vermittelnden Jahreszeiten Frühling und Herbst getrennt.

Von den 512 Million Quadratkilometern, welche die Erdoberfläche beträgt, kommen etwa 204 Million auf die heiße Zone, 264 Million auf die beiden gemäßigten und 44 Million auf die beiden kalten Zonen. — Während an den Wendekreisen der längste Tag und demnach auch die längste Nacht 13 Stunden 28 Minuten betragen, nimmt von den Polarkreisen, d. h. von der Breite  $66\frac{1}{2}^{\circ}$  an, die Dauer des längsten Tages schnell zu, so daß dieselbe von der Breite  $67^{\circ}$  18' an schon mehr als einen Monat beträgt. Es ist dabei vorausgesetzt, daß Anfang und Ende des Tages von dem Hindurchgehen des Mittelpunktes der Sonne durch den Horizont aus gerechnet werden, während in Wirklichkeit die Sonnenstrahlen noch von bedeutender Leuchtkraft sind, wenn bereits mehr als die Hälfte der Sonnenscheibe sich unterhalb des Horizontes befindet; außerdem wird auch die Sonnenscheibe selbst durch die in der Nähe des Horizontes vorzugsweise stark wirkende atmosphärische Strahlenbrechung (§ 353) gehoben, so daß für alle Punkte der Erde die Tageslänge einen Zuwachs erhält, der in den höheren Breiten mehrere Stunden betragen kann. — Die Temperaturdifferenz im Sommer und Winter wird mit abnehmender geographischer Breite geringer: so beträgt der

Fig. 309.

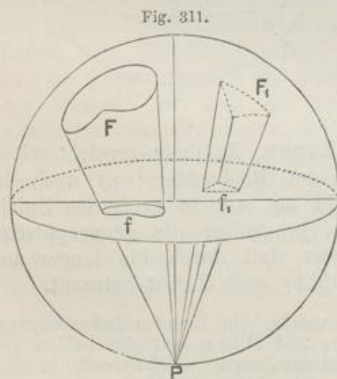
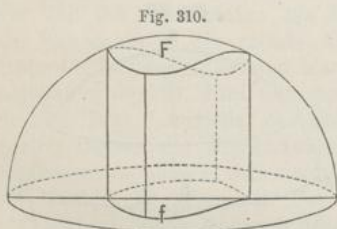


Unterschied zwischen der mittleren Temperatur des heißesten und des kältesten Monats für

Jakutsk . . .	Breite 62° 2'	63,5° C.
München . . .	„ 48° 9'	19,5° C.
Palermo . . .	„ 38° 7'	13,9° C.
Mexiko . . .	„ 19° 26'	7,9° C.
Quito . . .	„ 0° 14'	1,7° C.

§ 369. Kartenprojektionen. Ein genaues Bild der Oberfläche der Erde oder der Himmelskugel ist einzig auf einem Erd- oder Himmelsglobus darzustellen: durch eine ebene Zeichnung, eine Erd- oder Himmelskarte, läßt sich immer nur ein mehr oder weniger verzerrtes Bild geben, weil kein Teil einer Kugelfläche — von der Abplattung der Erde wird ganz abgesehen — auf eine Ebene ausgebreitet oder projiziert werden kann, ohne gröfsere oder geringere Ausdehnung oder Zusammenziehung einzelner Teile. Zur praktischen Anwendung bei Zeichnung von geographischen oder Sternkarten gelangen vorzugsweise drei Projektionssysteme,

das orthographische, das stereographische und die Mercatorprojektion.



1. Bei der orthographischen Projektion (Fig. 310) wird jeder Punkt der Halbkugel auf ihre Grundebene senkrecht projiziert, so daß durch die Karte die Halbkugel dargestellt wird, wie sie einem in sehr großer (unendlicher) Entfernung über der Grundebene befindlichen Auge erscheinen würde. Es werden dabei nur die mittleren Teile der Halbkugel in ziemlich unveränderter Form abgebildet, die seitlich gelegenen aber erleiden große Verzerrungen, so daß sich die orthographische Projektion nur zur Darstellung kleiner Teile der Kugel eignet.

2. Die stereographische Projektion ist von diesem Mangel im ganzen frei. Um eine Figur  $F$  (Fig. 311) von einer Halbkugel auf deren Grundebene zu übertragen, denkt man sich die Halbkugel zur vollen Kugel erweitert und den tiefsten Punkt  $P$  der Erweiterung, d. i. den unteren Pol der Grundebene, mit sämtlichen Punkten von  $F$  verbunden, so sind die Schnittpunkte der Verbindungslinien ebensoviele Punkte der zu entwerfenden Karte. Diese selbst stellt also das Bild der Figur  $F$  dar, wie diese einem in  $P$  befindlichen Auge erscheint. Als Vorteile der stereographischen Projektion sind hervorzuheben, daß im allgemeinen Kreise der Halbkugel auch Kreise in der Zeichnung werden, und daß sehr kleine Dreiecke der Halbkugel in ähnliche Dreiecke auf die Zeichnung übertragen werden, so daß die gezeichnete Figur der zu projizierenden in den kleinsten Teilen ähnlich ist. Während bei der orthographischen Projektion die seitlichen

Figuren  
Zeichn  
graphis

3.

erfährt  
werden

Systeme

Man le

Linie (

die Me

parallel

den Ta

dem Äc

— und

vorzugs

Äquator

projizie

bunden,

Verbind

Kugelflä

die Cyli

vielen J

Figur, v

ausgebr

projekti

Karte er

largegen

(Fig. 31

Die

struktion

angenähe

sind die

zu reduzi

sprechen

Längeng

Abscissen

tion das

graphisch

Teilen ä

daß anst

 $y_1 = r$ .

Diese Or

erst für

für  $\varphi =$ 

Aufs

auch bei

in welch

dromis

Mercator

übrigen

dies Pt.

Jochu



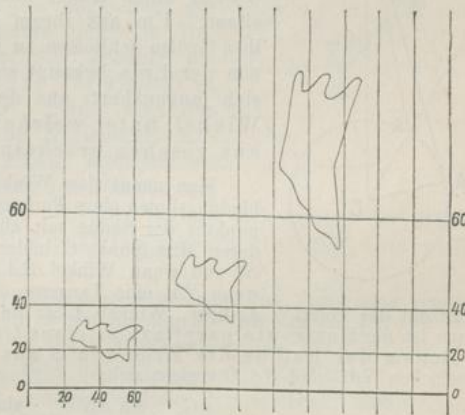
Figuren, in Vergleich mit den der Mitte näher gelegenen, sich in der Zeichnung sehr verengt darstellen, erscheinen dieselben bei der stereographischen dagegen sehr erweitert.

3. Durch die Mercatorprojektion (Gerhard Mercator, † 1594), erfährt die Kugel eine Darstellung, wie sie von keinem Punkt aus gesehen werden kann. Anstelle der Parallelkreise und der Meridiane treten zwei Systeme paralleler, einander senkrecht durchschneidender gerader Linien. Man legt (zu angenäherter Konstruktion) etwa den Äquator als eine gerade Linie (Abscissenaxe) zu Grunde, errichtet auf ihm in gleichen Abständen die Meridiane als Lote (Ordinaten) und trägt die Parallelkreise als Linien parallel zum Äquator ein, in Abständen von diesem, welche gleich sind den Tangenten der zugehörigen Breite an einem Kreise, dessen Umfang dem Äquator gleich ist. Oder man denkt sich an die darzustellende Kugel — und um eine ganze Kugelfläche darzustellen, ist die Mercatorprojektion vorzugsweise geeignet — eine Cylinderfläche gelegt, welche die Kugel im Äquator berührt, und den Mittelpunkt der Kugel mit den Punkten der zu projizierenden Figur  $F$  verbunden, so durchschneiden die Verbindungslinien, über die Kugelfläche hinaus verlängert, die Cylinderfläche in ebensovielen Punkten einer neuen Figur, welche auf die Ebene ausgebreitet die Mercatorprojektion darstellt. Auf der Karte erscheinen dabei die Polargegenden sehr ausgedehnt (Fig. 312).

Die oben angegebene Konstruktion ist, wie bemerkt, nur angenähert richtig. In der That sind die Ordinaten in der Art zu reduzieren, daß an jeder entsprechenden Stelle Breiten- und Längengrade und Ordinaten- und Abscissengrade auf der Projektion dasselbe Verhältnis haben. Demnach ist auch hier, wie bei der stereographischen Projektion, die gezeichnete Figur der zu projizierenden in den kleinsten Teilen ähnlich. Bei genauer Bestimmung durch analytische Mittel ergibt sich, daß anstelle der der Breite  $\varphi$  zukommenden Ordinate  $y = r \cdot \operatorname{tg} \varphi$  die Ordinate  $y_1 = r \cdot \log \operatorname{nat} \operatorname{tg} \left( \frac{\pi}{4} + \frac{\varphi}{2} \right)$  zu setzen ist, wo  $r$  den Radius der Erde bedeutet. Diese Ordinaten stimmen für kleine Werte von  $\varphi$  fast ganz überein und zeigen erst für höhere Breiten größere Unterschiede. Es hat nämlich die Differenz  $\frac{y - y_1}{r}$  für  $\varphi = 20^\circ, 40^\circ, 60^\circ, 80^\circ$  bezüglich die Werte 0,01, 0,08, 0,41, 3,23.

Außer bei Darstellung der ganzen Erdoberfläche wird die Mercatorprojektion auch bei Schiffskarten den übrigen Projektionsmethoden vorgezogen, weil die Linie, in welcher sich ein Schiff in demselben Windstriche bewegt, die sogenannte loxodromische Linie, mit allen Meridianen denselben Winkel bildet, also bei der Mercatorprojektion eine gerade Linie wird. Die meiste Anwendung findet im übrigen die stereographische Projektion; dieser Projektion hat sich schon Claudius Ptolemäus (um 120 n. Chr.) in seiner Geographie bedient.

Fig. 312.



## Vierter Abschnitt.

## Das Sonnensystem.

## A. Die Sonne.

§ 370. Abstand der Sonne von der Erde, Gröfse der Sonne. Die Sonne erscheint, von der Erde aus gesehen, als eine in blendendem Licht strahlende, kreisförmige Scheibe, deren mittlerer Durchmesser (§ 362)

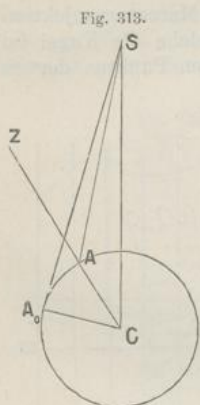


Fig. 313.

32' 2,5'' beträgt. Aus der Ortsveränderung gewisser dunklen Flecke auf ihr, von denen in § 372 genauer die Rede sein wird, läßt sich auf eine Axenumdrehung der Sonne schließen; weil aber trotzdem die Sonne unveränderlich die Kreisform zeigt, so muß sie die Gestalt einer Kugel ohne merkliche Abplattung besitzen. Um aus ihrem scheinbaren Durchmesser auf ihre Gröfse schließen zu können, muß ihre Entfernung von der Erde bekannt sein. Diese aber selbst ergibt sich (angenähert) aus der Gröfse der Erde und dem Winkel, unter welchem die Erde von der Sonne aus gesehen erscheint.

Man nennt den Winkel  $ASC = \alpha_1$ , welchen die Verbindungslinien eines Punktes  $S$  am Himmel, z. B. des Mittelpunktes der Sonne mit einem Punkt  $A$  der Erde und mit deren Mittelpunkt  $C$  bilden, die Parallaxe des Punktes  $S$ , und wenn Winkel  $SA_0C$  ein Rechter ist, was eintritt, wenn  $SA_0$  eine Tangente der Erdkugel wird, so daß  $S$  im Horizont des Punktes  $A_0$  liegt, Winkel  $A_0SC$  die Horizontalparallaxe. Demnach ist die Horizontalparallaxe  $\alpha_0$  eines Gestirns  $S$  der Winkel, unter welchem der Radius der Erde von  $S$  aus gesehen erscheint. In den Dreiecken  $SAC$  und  $SA_0C$  ergibt sich:

$$\frac{AC}{SC} = \frac{\sin ASC}{\sin SAC} = \frac{\sin \alpha_1}{\sin ZAS}$$

und:

$$\frac{A_0C}{SC} = \sin A_0SC = \sin \alpha_0,$$

folglich:

$$1. \quad \sin \alpha_0 = \frac{\sin \alpha_1}{\sin ZAS},$$

wo Winkel  $ZAS$  die Zenithdistanz des Gestirnes im Beobachtungspunkt  $A$  ist.

Aus den Parallaxen  $\alpha_1$  und  $\beta_1$  eines Gestirns  $S$  für zwei Stationen  $A$  und  $B$  desselben Meridians die Horizontalparallaxe des Gestirns zu berechnen. Von  $A$  und  $B$  aus gesehen projiziert sich  $S$  auf die Himmelskugel bezüglich in den Punkten  $a$  und  $b$  (Fig. 314); demnach erscheint  $S$  von  $A$  und  $B$  aus um den Bogen  $ab$  auf der Himmelskugel verschoben. In  $A$  und  $B$  sei gleichzeitig, etwa um Mitternacht, die Höhe des Gestirns  $S$  beobachtet worden (§ 353), (die Sonnenhöhe etwa um Mittag) und demnach die Zenithdistanzen  $\alpha_2$  und  $\beta_2$  gefunden worden. Nunmehr ist:

$$\alpha_1 = \alpha_2 - \alpha \quad \text{und} \quad \beta_1 = \beta_2 - \beta,$$

folglich:

$$\alpha_1 + \beta_1 = \alpha_2 + \beta_2 - (\alpha + \beta),$$

wo  $\alpha + \beta$   
ist, z. B.  
ihrer Bre  
Es ergieb

sin  
und ange  
für die Sc  
sin  $\beta_1$  s  
 $\alpha + \alpha_1 =$   
2.

Liege  
demselben  
Zenithdis  
ihrer Ver  
Orte auf

Du  
rizonta  
funden  
thoden  
stimmt v  
der So  
Erdradit  
axe 8,8''

Die Entf  
oder 20  
messer  
697 000

Der  
Erde fast

Die  
Erdmass  
um welc  
etwa 46  
Das Vol  
Erde un  
Viertel  
Beobach  
ist die S

Der  
0,05'' gen  
von etwa  
sind die  
für die S  
fernung d  
würde, u  
das Licht  
ist 6 milli  
geteilt u  
solchen E  
seinen Ur  
entfernt  
Grade, d

wo  $\alpha + \beta$  aus der geographischen Breite der Orte  $A$  und  $B$  leicht zu bestimmen ist, z. B. wenn diese Orte auf verschiedenen Halbkugeln liegen, gleich der Summe ihrer Breiten, also bekannt ist. Darum ist auch  $\alpha_1 + \beta_1$  als bekannt anzusehen. Es ergibt sich aber:

$$\frac{CA}{CS} = \frac{CB}{CS} = \frac{\sin \alpha_1}{\sin(\alpha + \alpha_1)} = \frac{\sin \beta_1}{\sin \alpha_1 + \sin \beta_1} = \frac{\sin(\beta + \beta_1)}{\sin(\alpha + \alpha_1) + \sin(\beta + \beta_1)}$$

und angenähert, weil  $\alpha_1$  und  $\beta_1$  für die Gestirne, auch für die Sonne, sehr kleine Winkel sind, also  $\sin \alpha_1$  und  $\sin \beta_1$  sich durch  $\alpha_1$  und  $\beta_1$  ersetzen lassen, und  $\alpha + \alpha_1 = \alpha_2$ ,  $\beta + \beta_1 = \beta_2$  sind:

$$2. \quad \frac{CA}{CS} = \frac{\alpha_1 + \beta_1}{\sin \alpha_2 + \sin \beta_2} = \sin \alpha_0 \quad (\text{Gl. 1}).$$

Liegen die Stationen  $A$  und  $B$  nicht genau auf demselben Meridian, so kann man doch leicht die Zenithdistanzen  $\alpha_2$  und  $\beta_2$  von  $S$  mit Berücksichtigung ihrer Veränderung infolge der Längendifferenz beider Orte auf dieselbe Zeit reduzieren.

Durch ein derartiges Verfahren ist die Horizontalparallaxe der Sonne angenähert gefunden und später durch andere indirekte Methoden (§ 376) auf den Wert  $8,8''$  genauer bestimmt worden. Die Entfernung der Erde von der Sonne ergibt sich jetzt, indem man den Erdradius durch den Sinus der Horizontalparallaxe  $8,8''$  dividiert, d. h. mit  $23\,439$  multipliziert. Die Entfernung beträgt demnach  $149\,500\,000$  km oder  $20\,140\,000$  geogr. Meilen. Hieraus ergibt sich weiter der Halbmesser der Sonne durch Multiplikation mit  $\sin 16' 1,25''$ , also gleich  $697\,000$  km oder  $93\,900$  Meilen.

Der Halbmesser der Sonne ist fast doppelt so groß, ihre Entfernung von der Erde fast  $400$  mal so groß als die Entfernung des Mondes von der Erde (§ 381).

Die Masse der Sonne ist (nach Leverrier) das  $324\,439$  fache der Erdmasse (§ 387), und darum liegt der Schwerpunkt von Sonne und Erde, um welchen sie sich bewegen, noch innerhalb der ersteren, nämlich nur etwa  $460$  km oder  $62$  geogr. Meilen vom Mittelpunkt derselben entfernt. Das Volumen der Sonne ist etwa  $1,3$  millionen mal größer als das der Erde und ihre mittlere Dichtigkeit darum nur  $0,249$  oder fast ein Viertel der Dichtigkeit der Erde, folglich, da sich die letztere aus den Beobachtungen von Reich und Cavendish (§ 58) gleich  $5,6$  ergeben hat, ist die Sonne durchschnittlich nur  $1,4$  so dicht als das Wasser.

Der Wert der Horizontalparallaxe der Sonne  $8,8''$  ist wahrscheinlich bis auf  $0,05''$  genau: diesem Winkel aber entspricht eine Änderung für den Sonnenabstand von etwa  $70\,000$  km und für den Sonnenhalbmesser von etwa  $4\,000$  km, und darum sind die obigen Werte in der abgerundeten Form dargestellt. (Die Zahl  $324\,439$  für die Sonnenmasse ist dem *Annuaire pour l'an 1882* entnommen.) Die Entfernung der Sonne ist so groß, daß eine Kanonenkugel etwa  $10$  Jahre brauchen würde, um die Sonne mit gleich bleibender Geschwindigkeit ( $500$  m) zu erreichen, das Licht  $8$  Min., obschon es  $300\,000$  km in der Sekunde zurücklegt. Die Sonne ist  $6$  millionenmal größer als der Mond; denkt man sich die Sonne in zwei Hälften geteilt und in jeder Hälfte eine möglichst große Hohlkugel, so würde in einer solchen Hohlkugel, die Erde in deren Mitte angenommen, der Mond nahezu frei seinen Umlauf um die Erde machen können, obschon er  $384\,000$  km von der Erde entfernt ist. In ihrem Volumen übertrifft die Sonne die Planeten in so hohem Grade, daß alle Planetenkugeln zusammengenommen noch nicht den  $560$ sten Teil

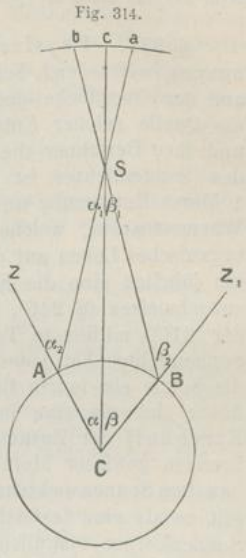


Fig. 314.

ne.  
dem  
362)  
isser  
auer  
ung  
onne  
die  
be-  
auf  
ung  
gibt  
dem  
onne  
  
Ver-  
ittel-  
l mit  
ktes  
tritt,  
S im  
Dem-  
nter  
den

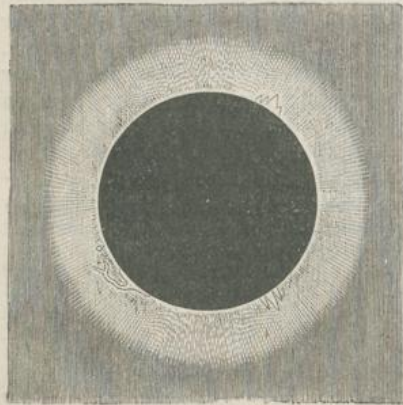
t.  
onen  
irns  
mels-  
on A  
B sei  
orden  
an  $\alpha_2$

der Sonnenkugel an Raum einnehmen. Ein frei fallender Körper würde auf der Sonne eine mehr als 27mal grössere Beschleunigung erhalten als auf der Erde, also innerhalb der ersten Sekunde die Geschwindigkeit 267 m erlangen; ebenso würde auch das Gewicht eines Körpers an der Sonnenoberfläche 27mal größer sein, als das eines Körpers von gleicher Masse auf der Erde.

§ 371. Physische Beschaffenheit der Sonne. Die Erscheinungen, welche sich bei sorgfältigen, jahrelang fortgesetzten Beobachtungen auf der Oberfläche der Sonne kundgegeben haben, sind in neuerer Zeit die Quelle reicher Entdeckungen geworden. Die Sonne ist für die Erde und ihre Bewohner die vorzüglichste Licht- und Wärmequelle. Die Stärke des Sonnenlichtes ist (§ 132) gleich der von 60000 Stearinkerzen in 1 Meter Entfernung und 600 000 mal so groß als die des Vollmondes. Die Wärmestrahlen, welche die Erde von der Sonne erhält, und ohne welche organisches Leben auf der Erde nicht möglich sein würde, sind hinreichend, um jährlich eine die Erde in der Dicke von 30 m umgebende Eisschicht zu schmelzen (§ 240), und doch gelangt von den Strahlen der Sonne nur der 2160 millionste Teil auf die Erde. Die prismatische Zerlegung des Sonnenlichtes hat jedes Bedenken beseitigt in betreff der Annahme, daß die Sonne ein feurig flüssiger Körper ist, oder wenigstens, daß ihre Oberfläche sich als eine feurige Dampfatosphäre darstellt. Ja seitdem von Kirchhoff der Zusammenhang nachgewiesen ist zwischen den beim Verbrennen gewisser Metalle im Spektrum sich zeigenden, hellen Linien und den dem Sonnenspektrum charakteristischen, dunklen Fraunhoferschen Linien, gilt es als eine feststehende Thatsache, daß in der den lichtaussendenden Sonnenkörper umhüllenden, glühenden Dampfschicht Natrium, Eisen, Calcium, Mangan, Nickel in gasförmigem Zustande enthalten sind (§ 150).

Von Frankland ist beobachtet worden, daß Wasserstoff in Sauerstoff bei hohem Druck brennend mit hellem Licht leuchtet und ein kontinuierliches Spektrum liefert, während das Wasserstoffspektrum unter gewöhnlichen Umständen aus drei scharf begrenzten hellen Linien besteht (§ 149). Demnach hat Zöllner als wahrscheinlich dargestellt, daß die sichtbare Oberfläche der Sonnenscheibe durch eine Wasserstoffatmosphäre gebildet wird, deren Spektrum durch gesteigerten Druck kontinuierlich geworden ist.

Fig. 315.



Weitere Entdeckungen haben sich an eine während der kurzen Dauer einer totalen Sonnenfinsternis (§ 383) hervortretende Erscheinung angeschlossen. Nämlich die die Sonne ganz verdeckende, dunkle Mondscheibe erscheint alsdann von einem hellen Strahlenkranz (corona) umgeben, und außerdem zeigen sich an einzelnen Stellen Hervorragungen (Protuberanzen) von eigentümlichem matteren, rosenfarbenen Licht, welche sich Tausende von Meilen über die Oberfläche der Sonne hinaus erstrecken. (Vgl. Fig. 315, in welcher die totale Sonnenfinsternis vom 28. Juli 1851 dargestellt ist.) Bald nach der totalen Sonnenfinsternis vom 18. August 1868 gelang es dem französischen Physiker

Janss  
zufinde  
häufige  
Stellen  
Spektra  
Eruptiv  
stellen,  
welche  
N:  
peratur  
Innern  
aus de  
Atmosph  
Gle  
sich di  
Locky  
über ein  
Guntoor  
Man ha  
rand hi  
25° bis  
eine sol  
bis drei  
Ma  
erfährt  
Ausstrah  
Erde se  
finden i  
Meteorn  
der Ber  
dem Ve  
lebendig  
Temper  
die Erh  
des Wa  
grofs ist  
oberfläch  
von auf  
Druck e  
genüge  
messer  
Zeit zu  
letzten  
700 km  
nur um  
besten I  
§  
Erfindu  
schon  
von seh  
West z  
sind, v  
Man ha  
um ein  
dieser  
Neigung

Janssen, die Protuberanzen auch an der nicht verdunkelten Sonne aufzufinden, und seitdem hat man dieses Phänomen, welches sich in ebenso häufigem Wechsel von Form und Größe, sowie an den verschiedensten Stellen der Sonnenoberfläche wiederholt, vielfach beobachtet. Durch die Spektralanalyse hat sich herausgestellt, daß sich in den Protuberanzen Eruptionen von glühenden Gasen, vorzugsweise von Wasserstoffgas, darstellen, ja daß die ganze Sonne von einer glühenden Hülle solcher Gase, welche Chromosphäre genannt wird, umgeben ist.

Nach Berechnungen von Zöllner ergibt sich als die mittlere Temperatur der Sonnenatmosphäre 27 000° C. und als die Temperatur im Innern der Sonne etwa 70 000° C., ferner daß im Innern der Räume, aus denen die Protuberanzen hervorbrechen, ein Druck von über 4 Mill. Atmosphären herrscht.

Gleiche Ansprüche mit Janssen hat auf die Priorität der Entdeckung, daß sich die Protuberanzen jederzeit beobachten lassen, der englische Physiker Lockyer, der die Grundidee dazu schon 1866 gefaßt hatte, und dessen Bericht über eine am 22. Oktober 1868 gelungene Beobachtung gleichzeitig mit dem aus Guntoor eingetroffenen Janssenschen Bericht in Paris zur Veröffentlichung gelangte. Man hat Protuberanzen beobachtet, welche sich bis über 10 Min. über den Sonnenrand hinaus, also bis zu einer Höhe von fast  $\frac{1}{3}$  des Sonnendurchmessers und auf 25° bis 30° des Umfangs der Sonnenscheibe erstreckt haben, und dabei brauchte eine solche Flammenwelle, um bis zur Höhe von 2 Min. aufzuwirbeln, nur zwei bis drei Sekunden Zeit.

Man hat die Frage aufgeworfen, ob die Sonne auf irgend eine Weise Ersatz erfährt für den ungeheuren Verlust an Wärme, den sie fortwährend durch ihre Ausstrahlung in den Weltenraum erleidet, da doch ihre Wärmewirkung auf die Erde seit Jahrhunderten ungeändert geblieben ist, und glaubt diesen Ersatz zu finden in der Entwicklung neuer Wärme, welche durch das Hineinfallen von Meteor Massen in den Sonnenkörper bedingt ist. Derartige Massen (§ 393) erreichen, der Berechnung nach, die Sonne mit einer Geschwindigkeit von 400–600 km, mit dem Verlust dieser ungeheuren Geschwindigkeit beim Eintreten in die Sonne wird lebendige Kraft frei, welche, in Wärme übergeführt, der stürzenden Masse eine Temperaturerhöhung von etwa 50 Mill. Graden C. oder der millionfachen Masse die Erhöhung von etwa 50° C. erteilt, die spezifische Wärme der Masse gleich der des Wassers vorausgesetzt, während die des Eisens z. B. in der That nur  $\frac{1}{9}$  so groß ist. Außerdem hat Helmholtz darauf hingewiesen, daß, wenn die Sonnenoberfläche durch ihre Wärmeausstrahlung wirklich erkaltet, sich der Sonnenkörper von außenher zusammenzieht und demnach auf die inneren Teile ein erhöhter Druck ausgeübt wird, der eine erneute Wärmeentwicklung zur Folge hat; es genüge eine Zusammenziehung des Sonnenkörpers um wenige Meter im Durchmesser während eines Jahres, um den gesamten Wärmeverbrauch innerhalb dieser Zeit zu decken: Wenn aber in der That der Sonnendurchmesser innerhalb der letzten zwei Jahrhunderte, seitdem er genauer beobachtet worden ist, sogar um 700 km abgenommen haben sollte, so würde sich ihr scheinbarer Durchmesser doch nur um eine Sekunde vermindert haben, d. h. um eine Größe, über welche die besten Beobachtungsinstrumente noch jetzt im Zweifel lassen.

§ 372. Sonnenflecke, Umdrehungszeit der Sonne. Bald nach Erfindung des Fernrohrs sind auf der Sonnenscheibe (von Fabricius schon 1611) dunklere Flecke bemerkt worden, welche, im allgemeinen von sehr veränderlicher Natur, eine fortschreitende Bewegung von Ost nach West zeigen, zum Teil auch, nachdem sie am Westrande verschwunden sind, von neuem als am Ostrand wiederkehrend beobachtet werden. Man hat daraus einen Schluß auf die regelmäßige Umdrehung der Sonne um eine in ihrer Richtung unveränderliche Axe gemacht, und die Dauer dieser Umdrehung ist 1886 von Spörer auf 25 Tage 5<sup>h</sup> 28<sup>m</sup>, sowie die Neigung des Sonnenäquators und der Ekliptik zu 6° 57' bestimmt worden.

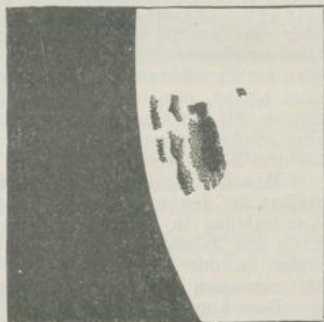
Größere Sonnenflecke, die selbst dem bloßen Auge sichtbar sind, übertreffen an Ausdehnung die Oberfläche der Erde; nur wenige überdauern eine oder mehrere Umdrehungen der Sonne, sie verschwinden nach und nach spurlos und werden durch andere, neu entstehende wieder ersetzt. Bisweilen ist die Sonne ganz fleckenfrei. Man hat für die Zu- und Abnahme in ihrer Zahl und Größe eine sehr ausgesprochene Periodicität von 11,1 Jahren beobachtet, nämlich für die Zunahme durchschnittlich 3,7 Jahre, für die Abnahme 7,4 Jahre. In der Nähe der Sonnenflecke zeigen sich oft Stellen, die durch ein helleres Licht vor den übrigen Teilen der Sonnenoberfläche hervortreten und Sonnenfackeln genannt werden. Dieselben sind gewöhnlich von beträchtlichen Protuberanzen begleitet und vielleicht mit diesen zu identifizieren, so daß die Protuberanzen am Sonnenrande erscheinende Fackeln sind.

Fig. 316.



22. Sept. 1870.

Fig. 316a.



19. Sept.

Fig. 316b.



20. Sept.

Fig. 316c.



21. Sept.

In Fig. 316 ist die Sonne dargestellt, wie sie sich dem bewaffneten Auge am 22. Sept. 1870 gezeigt hat; das allmähliche Vorrücken der Fleckengruppe auf der linken Seite, während der vorhergehenden Tage, ist in den Figuren 316a—c zur Anschauung gebracht.

Die Sonnenflecke sind keineswegs ganz dunkel; vielmehr hat Zöllner gefunden, daß sie noch 4000mal soviel Licht ausstrahlen, als gleich große Flächen

des V  
eines s  
diese V  
und di  
Sonnen  
genau  
Schlach  
schwin  
strahlu  
welche  
stellen.  
die So  
unten,  
kühlun  
Gleich  
äußere  
werden

W  
Nähe  
Breiter  
und ve  
so ist  
Axe s  
hervor  
etwa 2  
folgend  
länger  
rande,  
rande  
Zeit d  
der Ek  
selbst  
gemach  
Umdre  
der Pr

woraus

Die  
richti  
versch  
scheinl  
stellen  
Am 4.  
punkte  
3. Sep

nen s  
Licht  
sichtb  
auch  
sie, i  
schnel  
bezeic  
Saturn  
skopis  
Asterc

des Vollmondes. Um ihre wahre Farbe zu erkennen, erzeugte Busolt, mittelst eines sechsfüßigen Fernrohrs, ein Sonnenbild auf einer weißen Fläche; er fand auf diese Weise die Sonnenscheibe selbst farblos, aber durchweg hellviolett gesprenkelt und die Flecke von dunkelvioletter Farbe. Bei genauer Beobachtung zeigen die Sonnenflecke einen dunkleren Kern, der von einem weniger dunklen Hof, der sogenannten *Penumbra*, umgeben ist. Nach Zöllner sind die Sonnenflecke Schlackenmassen zu vergleichen, welche auf der feurig flüssigen Sonnenoberfläche schwimmen. Über ihnen bilden sich dann, wegen der durch sie verminderten Ausstrahlung der Wärme, wolkenartige Verdichtungen der Sonnenatmosphäre, durch welche hindurch die Schlackeninseln als Kerne erscheinen; die Wolken selbst stellen sich als *Penumbra* für einen oder mehrere Kerne dar. Nach Lockyer ist die Sonnenkugel von einer Atmosphäre umgeben, in der sich die schweren Gase unten, die leichteren oben befinden. Durch die an der Oberfläche erfolgende Abkühlung sinken die kälteren Massen nach unten und erzeugen so die Sonnenflecke. Gleichzeitig erfolgen Strömungen heißer Massen nach oben, die zum Teil die äußere Hülle durchbrechen und in Form von Protuberanzen emporgeschleudert werden.

Weil die Sonnenflecke eine eigene Bewegung zeigen, die vorzugsweise in der Nähe des Sonnenäquators als übereinstimmend und in höheren heliographischen Breiten als entgegengesetzt der Umdrehungsbewegung der Sonne beobachtet wird, und vermöge deren sich im allgemeinen die Sonnenflecke vom Äquator entfernen, so ist die genauere Bestimmung der Umdrehungszeit der Sonne um ihre Axe sehr schwierig und in der That auch erst aus langjährigen Beobachtungen hervorgegangen. Im allgemeinen vergehen etwa 27 Tage zwischen den auf einander folgenden Zeiten des Hervortretens eines länger andauernden Sonnenfleckes am Ost- oder seines Verschwindens am West- rande der Sonne; weil nun während dieser Zeit die Erde selbst um ungefähr  $27^\circ$  in der Ekliptik vorgerückt ist, muß die Sonne selbst  $27^\circ$  mehr als eine volle Umdrehung gemacht haben. Man erhält also die wahre Umdrehungszeit der Sonne angenähert aus der Proportion

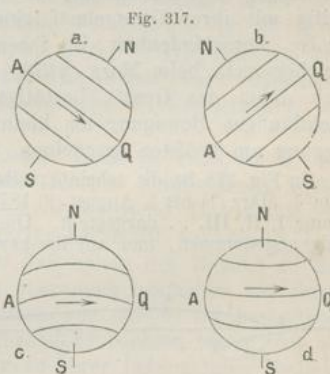
$$x : 27 \text{ Tage} = 360^\circ : 387^\circ$$

woraus:

$$x = 25 \text{ Tage.}$$

Die Unveränderlichkeit der Axenrichtung der Sonne ergibt sich aus den verschiedenen Formen, in denen sich die scheinbaren Bahnen der Sonnenflecke darstellen, wie aus den Figuren 317 hervorgeht.

Am 4. Juni (a) und am 6. Dezember (b) befindet sich die Erde in den Schnittpunkten der Äquatorialebene der Sonne mit der Erdbahn, am 5. März (c) und am 3. September (d) in der Projektionsebene der Sonnenaxe auf die Ekliptik.



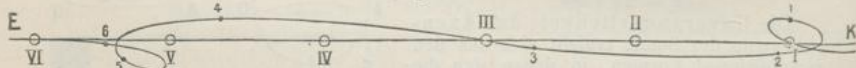
## B. Die Planeten.

§ 373. Scheinbare Bewegung der Planeten. Die Planeten zeichnen sich unter den Gestirnen durch ihr ruhiges, zum Teil auch matteres Licht aus und dadurch, daß sie, wenigstens alle, die mit bloßem Auge sichtbar sind, sich in guten Fernrohren scheibenförmig zeigen, zum Teil auch mit Phasen, welche denen des Mondes gleichen; ferner verändern sie, in auf einander folgenden Nächten beobachtet, mehr oder weniger schnell ihre Lage zu den anderen Gestirnen. Als hell leuchtend sind zu bezeichnen die Planeten Venus, Mars, Jupiter und in matterem Lichte Saturn, dem unbewaffneten Auge aber nur selten sichtbar Merkur, teleskopisch (nahezu) Uranus, Neptun, Ceres, Pallas und die übrigen sogenannten Asteroiden.

Die scheinbare Bewegung der Planeten ist weit unregelmäßiger als die der Sonne und des Mondes. Im allgemeinen findet sie zwar ebenfalls in der Hauptrichtung von Westen nach Osten statt und, abgesehen von der Bewegung der Asteroiden, in nahen Grenzen auf beiden Seiten der Ekliptik; während jedoch die scheinbare Bewegung der Sonne und die wirkliche Bewegung des Mondes ziemlich gleichförmig ist, bewegen sich die Planeten bald schneller, bald langsamer bis zum Stillstande, so daß sie ihre Stelle am Fixsternhimmel eine Zeit lang gar nicht zu verändern scheinen; fernerhin bewegen sie sich selbst rückwärts, also von Osten nach Westen, mit wachsender Geschwindigkeit, welche sich wieder verringert, bis ein neuer Stillstand eintritt zur Vermittelung ihres Überganges in die anfängliche Richtung von W. nach O. Die vorwärts schreitende, rechtläufige (direkte) Bewegung überwiegt dabei weit die rückläufige (retrograde). Regelmäßig scheinen bei dieser Bewegung nur die Durchgänge durch die Ekliptik zu sein, welche auch hier als Knoten der Bahn (vergl. § 356) bezeichnet werden. Die Zeit nämlich zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen durch denselben Knoten, den aufsteigenden ( $\Omega$ ) oder den absteigenden ( $\Upsilon$ ), ist immer dieselbe, der Planet mag sich rechtläufig oder rückläufig, beschleunigt oder verzögert bewegen. Gleichzeitig mit ihrer Unregelmäßigkeit in der Bewegung läßt sich auch eine große Verschiedenheit in ihrem scheinbaren Durchmesser beobachten, welcher z. B. beim Mars (§ 380) zwischen 4" und 22" schwankt; es findet sich dabei das Gesetz bestätigt, daß die Planeten bei der schnellsten rechtläufigen Bewegung am kleinsten, bei der schnellsten rückläufigen Bewegung am größten erscheinen.

In Fig. 318 ist die scheinbare Bewegung eines Planeten 1, 2, 3, . . . (des Merkur vom 1. März (1) bis 1. August (6) 1875, von Monat zu Monat) zugleich mit der der Sonne I, II, III, . . . dargestellt. Die Ekliptik  $EK$  ist als Fundamentallinie geradlinig angenommen, und auf ihr bewegt sich die Sonne nahezu mit gleichförmiger

Fig. 318.



Geschwindigkeit, während der Planet in seinem scheinbaren Lauf, 1, 2, 3, . . . da er die Strecken 12, 23, 34, 45 . . . bezüglich in gleichen Zeiten zurücklegt, eine sehr ungleichförmige Geschwindigkeit besitzt. Von 2 bis 4, sowie von jenseits 5 und über 6 hinaus, bewegt sich der Planet in gleicher Richtung mit der Sonne, also rechtläufig und schneller wie diese, dagegen in den Schleifen, in der Nähe von 1 und 5, der Richtung der Sonne entgegengesetzt von Osten nach Westen, also rückläufig, mit Stillstandspunkten zwischen 1 und 2 und zwischen 5 und 6, in denen er die Sonne mit gleicher Geschwindigkeit (§ 376) zu begleiten scheint. Zugleich ist er zwischen 3 und 4 von der Westseite der Sonne auf deren Ostseite übergegangen und zwischen 5 und 6 wieder auf die Westseite zurückgekehrt. In den Stellungen 1 und 5 zeigt der Planet seinen größten, in der Stellung zwischen 3 und 4 seinen kleinsten Durchmesser.

§ 374. Centralbewegung um die Sonne. Die Planeten haben eine ähnliche Beziehung wie die Erde zur Sonne, als ihrem Centrum der Bewegung und ihrer gemeinschaftlichen Licht- und Wärmequelle. So unregelmäßig ihre Bewegung von der Erde aus erscheint (§ 373), so zeigt sich in allem Wechsel der Geschwindigkeit und Richtung vollkommene Regelmäßigkeit, wenn ihre Bewegung auf die Sonne bezogen wird. Die Planeten bewegen sich sämtlich in der Nähe der Ekliptik, von welcher

sie, a  
Merku  
bezeich  
die de  
in rec  
in der  
hin, v  
werden  
vieles  
Beweg  
haben  
Planet  
Beweg  
aus ih  
ihrem  
gange  
erfolgt  
junkt  
unter  
läufige  
aus sic  
Sonne  
punkte  
der So  
A

Körper  
strahle  
Sonne  
fernung  
telesko  
Spektr  
an den  
Mond  
zur So  
eigenes

Du  
glänzen  
zeigen,  
Abstände  
(okkul  
auch ve  
nahme  
dagegen  
von der  
durch  
die Pla  
genom  
linie, c

§  
sich in  
der So  
für die

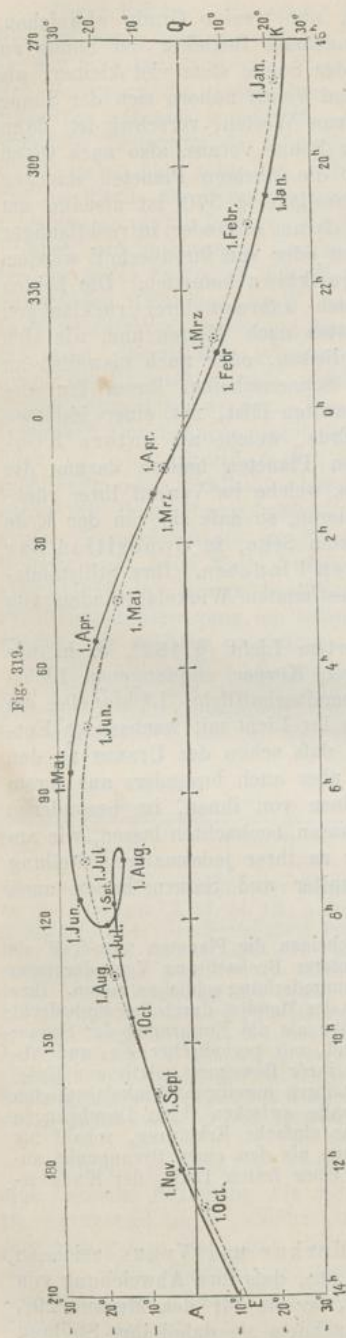


sie, abgesehen von einzelnen Asteroiden, nur wenige Grade abweichen, Merkur und Venus sind sogar als unwandelbare Begleiter der Sonne zu bezeichnen, indem ihre Entfernung von der Sonne stets viel kleiner, als die der Erde ist. Die Planeten Merkur und Venus nähern sich der Sonne in rechtläufiger Bewegung (§ 373), also von Westen, verschwinden dann in den Strahlen der Sonne, um später der Sonne voraus, also nach Osten hin, wieder zum Vorschein zu kommen; die übrigen Planeten dagegen werden von der Sonne überholt. Ihre Parallaxe (§ 370) ist alsdann um vieles kleiner als die der Sonne: sie sind darum entweder in rechtläufiger Bewegung hinter der Sonne herumgegangen oder von ihr überholt worden, haben sich mit ihr in der (oberen) Konjunktion befunden. Die beiden Planeten Merkur und Venus wechseln auch während ihrer rückläufigen Bewegung ihre Stellung zur Sonne von Osten nach Westen und, wie sich aus ihrer alsdann größeren Parallaxe schliessen, oder auch bisweilen an ihrem wirklichen Vorübergange vor der Sonnenscheibe, ihrem Durchgange durch die Sonne (§ 376), beobachten läßt, mit einer indessen erfolgten Stellung zwischen Sonne und Erde, welche als untere Konjunktion bezeichnet wird. Diese beiden Planeten heißen darum die unteren Planeten. Die übrigen Planeten, welche im Verlauf ihrer rückläufigen Bewegung um Mitternacht kulminieren, so daß sie von der Erde aus sich auf der der Sonne entgegengesetzten Seite, in Opposition zur Sonne befinden, heißen dagegen die oberen Planeten. Ihre Stillstandspunkte erreichen sämtliche Planeten in bestimmten Winkelabständen von der Sonne (§ 376).

Alle Planeten leuchten mit polarisiertem Licht (§ 182), d. h. wie Körper, welche nur die von einem anderen Körper empfangenen Lichtstrahlen zurückwerfen, und daß ihre gemeinschaftliche Lichtquelle die Sonne ist, ergiebt sich einmal daraus, daß ihr Licht mit wachsender Entfernung von dieser immer matter wird, so daß schon der Uranus zu den teleskopischen Planeten gezählt wird, dann aber auch besonders aus ihrem Spektrum (§ 150) und weil sich an einzelnen von ihnen, im besonderen an den unteren Planeten und am Mars, Phasen beobachten lassen, wie am Monde, welche in genaue Übereinstimmung zu ihrer jedesmaligen Stellung zur Sonne zu bringen sind (§ 376). Jupiter und Saturn haben auch eigenes Licht.

Durch ein gutes Fernrohr beobachtet, erscheinen die Planeten zum Teil als glänzende Scheiben, an denen sich bei fortgesetzter Beobachtung Veränderungen zeigen, welche auf ihre Kugelform und eine Axenumdrehung schliessen lassen. Ihre Abstände von der Erde sind viel größer, als die des Mondes, durch den sie bedeckt (okkultiert) werden können, meist auch größer als die Entfernung der Sonne; auch verändern sich diese Abstände fortwährend, mit periodischer Zu- und Abnahme und scheinbar ohne Zusammenhang mit ihrer Bewegung relativ zur Erde, dagegen in vollkommener Übereinstimmung mit ihren jeweiligen Winkelabständen von der Sonne. Auch die gleichen Zeitintervalle zwischen ihren Durchgängen durch die Ekliptik (§ 373) gestatten sofort eine einfache Erklärung, sobald für die Planeten eine elliptische Bahn um die Sonne als den einen Brennpunkt angenommen wird, deren Ebene die Ekliptik in einer festen Linie, der Knotenlinie, durchschneidet.

§ 375. Die unteren Planeten. Merkur und Venus zeichnen sich in ihrer Bewegung am Himmel dadurch aus, daß ihre Abweichung von der Sonne eine bestimmte Grenze innehält, welche für den Merkur  $29^{\circ}$ , für die Venus  $47^{\circ}$  nicht überschreitet; je nachdem sie dabei ihre Stellung



westlich oder östlich von der Sonne einnehmen, erscheinen sie als Morgen- oder Abendsterne. Der Merkur bleibt dabei wegen seiner großen Nähe an der Sonne meist in ihren Strahlen verborgen und ist darum dem unbewaffneten Auge nur äußerst selten und immer nur sehr kurze Zeit sichtbar. Im übrigen stimmt seine Bewegung um die Sonne mit der der Venus, welche ausschließlich als Morgen- und Abendstern benannt wird, überein.

In Figur 319 ist der scheinbare Gang der Venus von Anfang Januar bis Mitte November 1876 dargestellt und zugleich für jeden Monatsanfang die Stellung der Sonne in der Ekliptik zur Vergleichung verzeichnet. Die Venus befindet sich bald südlich, bald nördlich von der Ekliptik. Sie legt bis Mitte Juni fast den halben Äquator (genauer 170 Grad) in der Richtung von Westen nach Osten zurück, geht dann vom 21. Juni bis zum 5. August rückwärts, so daß sich ihre Rektascension um 18° verringert, und nachdem sie so in ihrer Bahn eine Schleife gemacht hat, wendet sie sich von neuem nach Osten hin der ihr indessen vorausgeeilten Sonne zu. Die erste Hälfte des Jahres (bis zum 14. Juli) ist sie Abendstern, die übrige Zeit Morgenstern; am 5. Mai hat sie ihre größte östliche und am 23. September ihre größte westliche Abweichung von der Sonne (bezüglich 45° 32' und 46° 8'); endlich sei noch hinzugefügt, daß sie ihren größten Glanz als Abendstern am 8. Juni, als Morgenstern am 18. August zeigt.

Zur Erklärung dieser scheinbar unregelmäßigen Bewegung beziehe man die Bahn der Venus auf die Ekliptik. Die Venus hat zuletzt am 9. November 1875 im absteigenden Knoten (§ 373) die Ekliptik durchschnitten, befindet sich also Anfang Januar 1876 notwendig südlich derselben, am 1. März geht sie dann aufsteigend, am 21. Juni wieder absteigend und endlich am 11. Oktober von neuem aufsteigend durch die Ekliptik. Die Zwischenzeit zwischen je zwei dieser aufsteigenden und absteigenden Knoten beträgt genau 224,7 Tage (vergl. § 378). Die gleiche Zeit verfließt zwischen dem 5. Januar und dem 17. August, wo die Venus ihre größte südliche, und zwischen dem 26. April und 6. Dezember, wo sie ihre größte nördliche heliocentrische Breite (von je 3° 23,5') erreicht. Die Venus bewegt sich also in einer Bahn, welche in regelmäßigen Zeit-

interva  
beibeh

der B  
zeiti  
Sonn  
konce  
dritte  
einem  
sprech  
und  
schen  
samm  
lungen  
des P  
nes s  
am Hi  
worde

sich  
Morg  
weites  
Abwe  
Sonne  
zeiti  
der  
Plan  
nach  
sich  
über  
schein  
Aben  
Abwe  
Vorri  
keit  
weite  
Gesch  
hin b  
schein  
schei  
Forts  
wiegt  
näher  
ersch  
zweit  
läuff  
von  
Bewe  
Vors  
Boge

intervallen die der Erde durchschneidet und zu dieser eine bestimmte Neigung beibehält.

Zur weiteren Erläuterung der Rechtläufigkeit und Rückläufigkeit in der Bewegung der Venus wird die Fig. 320 dienen, in welcher die gleichzeitige Bewegung der Erde und eines unteren Planeten um die Sonne dargestellt ist, unter der Annahme, daß beide Bewegungen in concentrischen Kreisen der Ekliptik stattfinden. Zugleich sind auf einem dritten concentrischen Kreise die Örter verzeichnet, in denen der Planet einem Beobachter auf der Erde erscheint: es sind dabei durch die ent-

sprechenden großen und kleinen lateinischen und die griechischen Buchstaben zusammengehörige Stellungen der Erde und des Planeten und seines scheinbaren Ortes am Himmel angedeutet worden.

In  $a$  ( $\alpha$ ) befindet sich der Planet als Morgenstern in seiner weitesten westlichen Abweichung von der Sonne. Bei dem gleichzeitigen Vorrücken der Erde und des Planeten, bezüglich nach  $B$  und  $b$ , nähert

sich der letztere der Sonne und setzt diese (rechtläufige) Bewegung über  $c$  ( $\gamma$ ), den Punkt seiner oberen Konjunktion, wo er am kleinsten erscheint, fort, indem er hier auf die Ostseite der Sonne hinübertritt, also Abendstern wird, und erreicht als solcher in  $d$  ( $\delta$ ) seine größte östliche Abweichung von der Sonne. Während bis hierher durch das gleichzeitige Vorrücken von Erde und Planet eine Zunahme der scheinbaren Geschwindigkeit des letzteren am Himmel bedingt war, ist von  $d$  an das Resultat der weiteren Bewegung des Planeten eine Verringerung seiner scheinbaren Geschwindigkeit, weil nunmehr Erde und Planet sich nach derselben Seite hin bewegen, und es tritt bald ein Punkt ein, wo der Planet stillzustehen scheint (§ 376); durch diesen Stillstandspunkt hindurch wird der Planet scheinbar rückläufig, weil jetzt seine wahre Geschwindigkeit in der dem Fortschreiten der Sonne entgegengesetzten Richtung die der Erde überwiegt. Bei weiterem Vorrücken scheint er sich jetzt der Sonne rasch zu nähern, geht in  $e$  ( $E$ ) durch seine untere Konjunktion, wo er am größten erscheint, wird alsdann von neuem Morgenstern und, nachdem er zum zweiten Mal einen Stillstandspunkt durchmessen hat, kommt er mit rechtläufiger Bewegung in  $f$  ( $\theta$ ) wieder in seine größte westliche Abweichung von der Sonne. Von hier ab wiederholt sich die bisher beschriebene Bewegung, die also im ganzen in einem sich periodisch wiederholenden Vorschreiten im Sinn der scheinbaren Jahresbewegung der Sonne um eine Bogenlänge  $\alpha d$  und nachherigen Rückgang um den Bogen  $\delta \theta$  besteht.

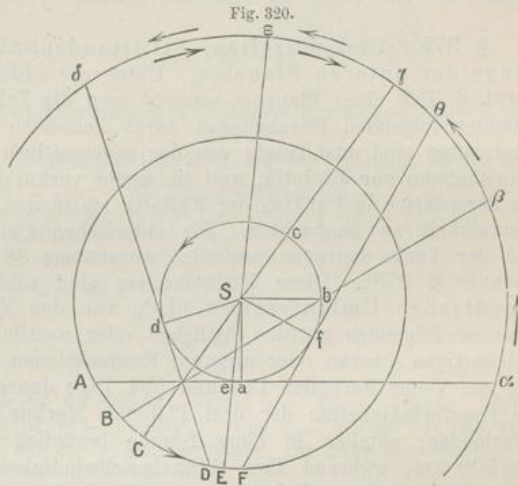


Fig. 320.

are  
nar  
und  
die  
zur  
be-  
von  
fast  
rad)  
sten  
zum  
ihre  
und  
eife  
nem  
aus-  
des  
end-  
am  
und  
iche  
45°  
azu-  
als  
tern

un-  
die  
Die  
1875  
klip-  
An-  
der-  
stei-  
und  
auf-  
nden  
enau  
Zeit  
dem  
süd-  
und  
liche  
23,5°  
so in  
Zeit-

Die Winkel  $aAS = dDS = fFS = \alpha$  geben die größte Abweichung des Planeten von der Sonne an. Aus ihrer genauen Beobachtung gewinnt man ein neues Mittel, angenähert den Abstand des Planeten von der Sonne zu berechnen. Es ergibt sich:

$$aS = AS \cdot \sin \alpha,$$

also wenn man die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne gleich 20 Millionen Meilen annimmt, für den Merkur, d. h.  $\alpha = 29^\circ$ ,  $aS = 9\,096\,000$  Meilen, und für die Venus, d. h.  $\alpha = 47^\circ$ ,  $aS = 14\,853\,000$  Meilen. In der That ist die mittlere Entfernung des Merkur von der Sonne 8 Millionen Meilen, die der Venus 15 Millionen Meilen.

§ 376. Umlaufszeiten, Stillstandspunkte, Phasen, Durchgänge der unteren Planeten. Unter der siderischen Umlaufszeit (vergl. § 358) eines Planeten versteht man die Zeit zwischen je zwei auf einander folgenden Durchgängen durch denselben Knoten. Diese Durchgangszeiten sind unabhängig von der gegenseitigen Neigung der Planetenbahn zur Ekliptik, weil sie weder verkürzt noch verlängert durch die Perspektive in Punkten der Ekliptik stattfinden, und mit beträchtlicher Genauigkeit zu beobachten. Die siderischen Umlaufszeiten des Merkur und der Venus betragen bezüglich angenähert 88 Tage und  $224\frac{2}{3}$  Tage (genauer § 378). Diese Umlaufszeiten sind sehr verschieden von den synodischen Umlaufszeiten, d. h. von den Zeiten zwischen den auf einander folgenden größten östlichen oder westlichen Abweichungen oder gleichartigen (oberen oder unteren) Konjunktionen, welche für den Merkur und die Venus bezüglich 116 und 584 Tage dauern. Demnach sind auch die Geschwindigkeiten der drei Planeten Merkur, Venus und Erde sehr verschieden, nämlich in einer Stunde bezüglich 176 000, 128 700 und 109 500 km, während ihre Winkelgeschwindigkeiten sich bezüglich wie 25:10:6 verhalten. Bei der unteren Konjunktion also, in  $E, e$  (Fig. 320), lassen die unteren Planeten die Erde hinter sich, ist demnach, von dieser aus beobachtet, ihre Bewegung rückläufig (§ 375).

Um den Augenblick zu bestimmen, wo der Planet durch die Ekliptik geht, hat man zu der Zeit, wo er sich in ihrer Nähe befindet, täglich seine Rektascension und Deklination (§ 354) zu beobachten und daraus durch Rechnung die Länge und Breite des Planeten abzuleiten (§ 357). Ergeben sich dabei zwei Zeiten, an denen er auf entgegengesetzten Seiten der Ekliptik gestanden hat, so wird aus ihnen und der täglichen Änderung der Breite, welche ziemlich gleichförmig stattfindet, durch eine einfache Proportion die Zeit berechnet, wo die Breite verschwindet, also der Planet durch die Ekliptik geht. Bei den unteren Planeten, besonders bei dem Merkur, ist die Neigung der Bahn zur Ekliptik (§ 378) groß genug, um dieses Verfahren zu rechtfertigen. — Daß die synodischen Umlaufszeiten der Planeten viel länger als die siderischen Umlaufszeiten sind, ergibt sich leicht aus Fig. 320. Während nämlich der Planet von der ersten größten westlichen Abweichung in  $a$  bis zur nächsten in  $f$  gelangt, hat er außer dem vollen Umlauf  $abcd$  noch den Bogen  $af$  zurückgelegt. Die tropische Umlaufszeit der Planeten ist, wie bei der Erde, die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen durch den Äquinoktialpunkt (§ 358); dieselbe ist für die unteren Planeten nur wenig, bezüglich um eine Minute und 8 Minuten, kürzer als die siderische Umlaufszeit.

Bestimmung der Stillstandspunkte. In den Punkten  $d$  und  $f$  (Fig. 320), bezüglich der größten östlichen und westlichen Abweichung des Planeten, ist seine scheinbare Bewegung rückläufig, nämlich das Resultat der alleinigen Bewegung der Erde, in dem dazwischen liegenden Punkt  $e$  der unteren Konjunktion rückläufig: darum müssen notwendig

zwischen  
(Fig. 3  
gelegt  
der E

W  
schwin  
der als  
E und  
V  
v

und:

es sei

$\frac{V}{v} =$   
zur Be

aus de

F  
cos  $\psi =$   
d. h. w  
kreisfö  
punkte  
die der  
von de  
gefähr  
42 Tag

I

neten

Fig. 3

ersche

junkt

bei ih

Sonne

Stellu

dunkel

(in  $D$ ).

tümlic

Bezug

von ih

ist un

ihrer

Abwei

I

den u

zwischen  $d$  und  $e$ , sowie  $e$  und  $f$ , Stillstandspunkte eintreten. Ist  $P$  (Fig. 321) ein solcher Punkt, so wird, wenn  $Pp$  und  $Ee$  gleichzeitig zurückgelegte Bahnelemente des Planeten  $P$  und der Erde  $E$  sind,  $PE \parallel pe$  sein.

Werden durch  $V$  und  $v$  bezüglich die Geschwindigkeiten und durch  $R$  und  $r$  die Radien der als kreisförmig vorausgesetzten Bahnen von  $E$  und  $P$  bezeichnet, so ergibt sich:

$$\frac{V}{v} = \frac{Ee}{Pp} = \frac{ET}{PT} = \frac{\sin TPE}{\sin TEP} = \frac{\cos SPQ}{\cos SEP} = \frac{\cos(\varphi + \psi)}{\cos \varphi};$$

und:

$$\frac{R}{r} = \frac{\sin(\varphi + \psi)}{\sin \varphi};$$

es seien die als bekannt vorauszusetzenden Verhältnisse der Radien  $\frac{R}{r} = m$  und

$\frac{V}{v} = n$ , zwischen denen übrigens die Gleichung  $mn^2 = 1$  besteht, so hat man

zur Bestimmung der Winkel  $\varphi$  und  $\psi$  die beiden Gleichungen

$\sin(\varphi + \psi) = m \sin \varphi$  und  $\cos(\varphi + \psi) = n \cos \varphi$ ,  
aus denen sich sofort durch Elimination des Winkels  $\psi$  ergibt:

$$1 = m^2 \sin^2 \varphi + n^2 \cos^2 \varphi,$$

$$\text{d. h. } \sin^2 \varphi = \frac{1 - n^2}{m^2 - n^2},$$

oder auch:

$$\cos \psi = \frac{1 + mn}{m + n}.$$

Für Merkur und Erde ist für mittlere Werte  $m = 2,5$ ,  $n = 0,625$ , folglich  $\cos \psi = 0,82$ ,  $\sin \varphi = \sqrt{0,104}$ , d. h.  $\psi = 34^\circ 55'$  und  $\varphi = 18^\circ 49'$ . In der That, d. h. wenn man nicht, wie bei der obigen Herleitung, die Bahn der Planeten als kreisförmig annimmt, liegen die Stillstandspunkte des Merkur zwischen  $15^\circ$  und  $20^\circ$ , die der Venus in nahezu  $29^\circ$  Abweichung von der Sonne. — Der Merkur ist ungefähr 22 Tage rückläufig, die Venus etwa 42 Tage.

Die Phasen der unteren Planeten sind sofort aus der beistehenden Fig. 322 zu entnehmen. Die Planeten erscheinen voll bei ihrer oberen Konjunktion (in  $A$ ), zur Hälfte erleuchtet bei ihrer größten Abweichung von der Sonne (in  $B$ ), sichelförmig bei einer Stellung wie in  $C$ , endlich ganz verdunkelt bei ihrer unteren Konjunktion (in  $D$ ). Zu bemerken ist dabei die eigentümliche Veränderlichkeit der Venus in Bezug ihrer Helligkeit, welche zugleich von ihrer scheinbaren Größe abhängig ist und darum ihr Maximum während ihrer rechtläufigen Bewegung für die Abweichung  $40^\circ$  von der Sonne erreicht.

Die Durchgänge (§ 374) der Venus finden selten statt, nämlich in den ungleichen, aber regelmäÙig wiederkehrenden Zwischenräumen von

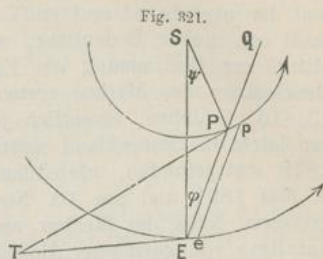
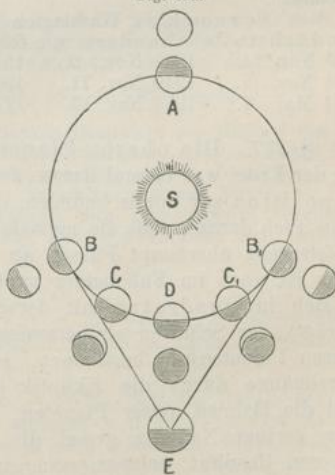


Fig. 322.



8 Jahren,  $105\frac{1}{2}$  Jahren, dann wieder 8 und  $121\frac{1}{2}$  Jahren, so daß im ganzen alle 243 Jahre vier Durchgänge stattfinden. Der letzte Durchgang hat am 6. Dezember 1882 stattgefunden, nach einer 8jährigen Pause, und der nächste ist erst am 7. Juni 2004 zu erwarten. Diese Durchgänge sind von hoher Bedeutung, weil mit ihrer Beobachtung das genaueste Mittel zur Bestimmung der Entfernung der Sonne gewonnen wird. Die Durchgänge des Merkur treten häufiger ein, nämlich gewöhnlich alle 13, 13, 7 Jahre, eigentlich jedoch mit einer Periode von 217 Jahren; der letzte in Deutschland sichtbare Durchgang des Merkur hat am 6. Mai 1878 stattgefunden, nächstdem sind solche Durchgänge zu erwarten am 9. Mai 1891 und am 10. November 1894. Dieselben sind, wegen der größeren Nähe des Merkur an der Sonne, zur Bestimmung der Sonnenparallaxe von geringerer Bedeutung.

Aus den Durchgängen der Venus im Juni der Jahre 1761 und 1769, zu deren Beobachtung zuerst Expeditionen ausgerüstet worden sind, nachdem Halley schon 1677 auf ihre Wichtigkeit für astronomische Zwecke aufmerksam gemacht hatte, hat Encke für die Sonnenparallaxe den Wert  $8,57''$  berechnet, aus dem für die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne 20682000 geographische Meilen folgt. Für den Venusdurchgang vom 8. Dezember 1874 waren mehr als 60 Stationen über Asien und Neuholland, sowie den Großen und den Indischen Ocean hin, unter denen fünf vom Deutschen Reich, eingerichtet. Die Beobachtungen, zu denen das erste Mal auch die Photographie dienstbar gemacht worden ist, sind größtenteils wohl gelungen, besonders die heliometrischen Messungen. Von dem noch zu errechnenden Resultat erwartet man eine Erhöhung der Sonnenparallaxe. Zunächst hat Airy Berechnungen über die Beobachtungen des Durchganges von 1874 veröffentlicht, denen er allerdings von den 29 englischen Expeditionen nur drei zu Grunde legte. Danach ergibt sich als Mittelwert der Sonnenparallaxe  $8,76''$  und demnach die Entfernung der Sonne von der Erde gleich 20236500 geogr. Meilen. Auch zur Beobachtung des Venusdurchganges am 6./12. 1882, dessen Anfang in Deutschland sichtbar gewesen ist, sind mehrere Expeditionen ausgerüstet worden, vom Deutschen Reich je zwei nach Nordamerika und nach Südamerika, von deren letzteren die nach Punta Arenas von Prof. Auwers (Berlin) geleitet worden ist. Das Phänomen hat einen für die Beobachtung meist günstigen Verlauf genommen.

Von Newcomb in Washington sind die Durchgänge des Merkur für das nächste Jahrhundert, wie folgt, bestimmt worden:

1907 Nov. 14.	1927 Nov. 9.	1957 Mai 5.	1973 Nov. 9.	1999 Nov. 15.
1914 Nov. 7.	1940 Nov. 11.	1960 Nov. 7.	1986 Nov. 12.	
1924 Mai 7.	1953 Nov. 14.	1970 Mai 8.	1993 Nov. 5.	

§ 377. Die oberen Planeten. Die Bahnen derselben umschließen die der Erde, was einmal daraus folgt, daß die oberen Planeten sich auch in Opposition zur Sonne befinden, d. h. um Mitternacht kulminieren können, dann auch daraus, daß sie niemals auch nur halbmondförmig erscheinen, ja größtenteils überhaupt Phasen an sich nicht beobachten lassen. Nur beim Mars ist noch im Fall seiner größten Abweichung von der Sonne, wenn er sich in Quadratur mit derselben befindet (ihre Längendifferenz  $90^\circ$  beträgt), der Schatten einigermaßen sichtbar. Um die Umlaufszeit der oberen Planeten zu bestimmen, ist die Methode der Beobachtung ihrer Durchgänge durch die Ekliptik (§ 376) darum nicht zweckentsprechend, weil die Bahnen dieser Planeten, der größeren wenigstens, sämtlich eine sehr geringe Neigung gegen die Ekliptik haben (§ 378). Zu einem genaueren Resultat gelangt man, indem man durch Beobachtungen in aufeinander folgenden Nächten den Augenblick der Opposition zur Sonne zu bestimmen sucht, d. h. wenn der Längendifferenz zwischen Sonne und Planet  $180^\circ$  beträgt. Die Zeitdifferenz zwischen zwei aufeinander folgenden

Opposi  
sein, w  
ihre B  
dische  
zahl u  
kann  
weil d  
Sorgfa  
Aus d  
einfach

Die  
Durchg  
synodis  
nächste  
durch  
sition f  
tik in  
Aus e  
wie ma  
siderise  
Mars h  
von 78  
positio  
schied  
Teilen

$\alpha = 78$   
54  
zweima  
den gle  
2 E +  
zeichne  
keiten  
durch

Nunme  
denen:  
digkeit  
die sid

Die  
Zeit ih  
läßt si  
wenn  
sich ei  
mit de  
und P  
Elemen  
oberen  
Zeit se  
daß d  
P in  
liegen,  
ESE u  
geschw  
kann  
auch d  
d. h. d  
maßen  
errech  
Di

Oppositionen würde genau die synodische Periode (§ 376) des Planeten sein, wenn die Bahn der Erde und des Planeten concentrische Kreise und ihre Bewegungen gleichförmig wären. Um nunmehr eine mittlere synodische Periode zu erhalten, nimmt man das Mittel aus einer großen Anzahl unter den verschiedensten Umständen beobachteter Oppositionen. Man kann dabei auf Beobachtungen seit nahezu 2000 Jahren Bezug nehmen, weil die Alten die Oppositionen der ihnen bekannten Planeten mit großer Sorgfalt beobachtet und mit ausreichender Genauigkeit verzeichnet haben. Aus der synodischen Periode ergibt sich dann die siderische durch eine einfache Berechnung.

Die siderische Periode, d. i. die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen durch die Ekliptik, ist auch bei den oberen Planeten kleiner als die synodische Periode, weil die Erde, während der Planet von einer Opposition zur nächsten gelangt, selbst einen gewissen, durch die Beobachtung der neuen Opposition festzustellenden Bogen  $\alpha$  der Ekliptik in gleicher Richtung zurückgelegt hat. Aus einem Beispiel wird hervorgehen, wie man aus der synodischen Periode die siderische berechnen kann (Fig. 323). Der Mars hat eine mittlere synodische Periode von 780 Tagen und zeigt von einer Opposition zur anderen einen Längenunterschied von ungefähr  $48^\circ 44'$  oder in Teilen der Ekliptik ausgedrückt  $\alpha E$ , wo

$$\alpha = \frac{731}{5400}$$

in derselben Zeit hat die Erde zweimal ihren Umlauf um die Sonne und den gleichen Bogen  $\alpha E$ , im ganzen also  $2E + \alpha E = (2 + \alpha)E$  zurückgelegt. Bezeichnet man also die Winkelgeschwindigkeiten der Erde und des Mars, bezüglich durch  $\varepsilon$  und  $\mu$ , so ergibt sich:

$$\mu : \varepsilon = 1 + \alpha : 2 + \alpha.$$

Nunmehr verhalten sich die siderischen Perioden zweier Planeten, die Zeiten in denen sie gleiche Räume, die Ekliptik, zurücklegen, umgekehrt wie ihre Geschwindigkeiten, also wird, weil das siderische Jahr der Erde 365,256 Tage enthält (§ 358),

$$\text{die siderische Periode des Mars} = \frac{2 + \alpha}{1 + \alpha} \cdot 365,256 = 686,963 \text{ Tagen.}$$

Die oberen Planeten sind in ihrer scheinbaren Bewegung am Himmel um die Zeit ihrer Opposition rückläufig. Ihre Winkelgeschwindigkeit während dieser Zeit läßt sich leicht durch wiederholte Beobachtung von Tag zu Tag feststellen, und wenn man dann ihre siderische Periode als bekannt annehmen kann, so läßt sich ein Schluß machen auf ihre Entfernung von der Sonne, verglichen mit der der Erde. In der That ist  $Ee$  (Fig. 324) ein Element der Erdbahn und  $Pp$  das entsprechende Element der Bahn eines oberen Planeten um die Zeit seiner Opposition, so daß die Sonne  $S$ ,  $E$  und  $P$  in einer geraden Linie liegen, so sind die Winkel  $ESe$  und  $PSp$  gegeben. Ist  $eR \parallel SQ$ , so ist  $\sphericalangle eQS = \sphericalangle QeR$  die Rückläufigkeitsgeschwindigkeit des Planeten, also ebenfalls bekannt; weil nunmehr auch  $Ee$  bekannt ist, läßt sich aus dem rechtwinkligen  $\triangle eEQ$  leicht  $EQ$  finden, folglich auch durch Hinzufügung von  $ES$  die Seite  $SQ$  und demnach im  $\triangle SQp$  die Seite  $Sp$ , d. h. die Entfernung des Planeten von der Sonne. Auch hier wird sich ein einigermaßen sicheres Resultat erst aus wiederholten Beobachtungen von Oppositionen errechnen lassen.

Die Bestimmung der Massen der Planeten s. § 387.

Fig. 323.

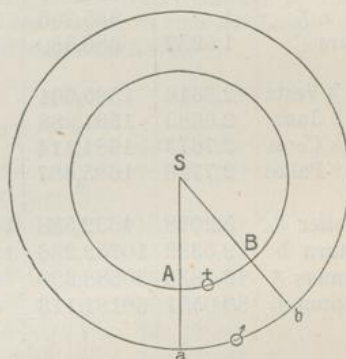
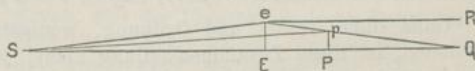


Fig. 324.



§ 378. Elemente des Planetensystems. In der folgenden Tafel\*) sind für die Planeten zusammengestellt:

- (A) Mittlerer Abstand von der Sonne.  
 (B) Mittlere siderische Periode in mittleren Sonnentagen.  
 (C) Durchmesser in Kilometern.  
 (D) Excentricität in Teilen der großen Halbaxe der Bahn.  
 (E) Neigung der Bahn gegen die Ekliptik.  
 (F) Dauer der Rotation in Sternzeit:

	A	B	C	D	E	F
Merkur ☿	0,3871	87,969	4 760	0,2056	7° 0' 8''	s. § 380
Venus ♀	0,7233	224,701	12 740	0,0068	3° 23' 35''	23 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup> 22 <sup>s</sup>
Erde ♂	1	365,256	12 755	0,0168		23 <sup>h</sup> 56 <sup>m</sup> 4 <sup>s</sup>
Mars ♂	1,5237	686,980	6 735	0,0933	1° 51' 2''	24 <sup>h</sup> 37 <sup>m</sup> 23 <sup>s</sup>
☿ Vesta	2,3616	1325,601		0,0884	7° 7' 54''	
♃ Juno	2,6683	1591,988		0,2579	13° 1' 23''	
♁ Ceres	2,7673	1681,414		0,0763	10° 37' 10''	
♃ Pallas	2,7716	1685,337		0,2385	34° 41' 31''	
Jupiter ♃	5,2028	4332,588	141 100	0,0483	1° 18' 41''	9 <sup>h</sup> 55 <sup>m</sup> 37 <sup>s</sup>
Saturn ♄	9,5389	10759,236	118 600	0,0561	2° 29' 40''	10 <sup>h</sup> 14 <sup>m</sup> 24 <sup>s</sup>
Uranus ♅	19,1833	30688,390	49 300	0,0463	0° 46' 20''	
Neptun ♆	30,0551	60181,113	48 400	0,0090	1° 47' 2''	

Zur Erläuterung der in der Kolumne D zusammengestellten Excentricitäten diene folgende Bemerkung. Ist  $a$  die halbe große,  $b$  die halbe kleine Axe der Planetenbahn und  $e$  die Excentricität, d. i. die Entfernung des Mittelpunktes der Bahn von einem Brennpunkt, so ergibt sich aus den Eigenschaften der Ellipse die Gleichung:

$$a^2 - b^2 = e^2,$$

folglich:

$$b^2 = a^2 - e^2 = a^2 \left(1 - \left(\frac{e}{a}\right)^2\right)$$

und wenn man:  $\frac{e}{a} = \varepsilon$  setzt,

$$b^2 = a^2 (1 - \varepsilon^2);$$

in der Kolumne D sind die Werte von  $\varepsilon = \frac{e}{a}$  gegeben, es ist also beispielsweise für den Merkur  $\varepsilon = 0,2056$ ,  $a = 0,3871$ , folglich  $b = a \sqrt{1 - \varepsilon^2} = 0,3788$ .

Ganz ohne Gesetz und Ordnung, wenigstens in den beiden ersten Kolumnen, ist diese Zusammenstellung nicht; jedoch war es dem Scharfsinn Keplers vorbehalten, den inneren Zusammenhang dieser Elemente dahin zu bestimmen, daß die Quadrate der Umlaufzeiten (B) sich wie die Kuben der mittleren Abstände von der Sonne (A) verhalten.

Kepler fand dieses Gesetz aus der genauen Vergleichung der Elemente des Mars, nach den sehr genauen Berechnungen von Tycho Brahe, mit denen der Erde. In der That ist:

\*) Vergl. Annuaire pour l'an 1882.

Set  
sich für

eine ein  
Sonne s

U  
noch s  
seiner  
Zeit be  
bezogen  
mittlere  
aufsteig

S  
17. Dez  
zu Reg  
Da  
in ebe



(Fig. 32  
schriebe

Jochn



\*)  $\log B \zeta = 2,8369439, \log B \ddot{\zeta} = 2,5625977;$   
 doppelte Differenz = 0,5486924;  
 $\log A \zeta = 0,1828974, \log A \ddot{\zeta} = 0;$   
 dreifache Differenz = 0,5486922.

Setzt man die Entfernung des Merkur von der Sonne gleich 4, so ergibt sich für die Entfernung der Planeten (A) von der Sonne annähernd:

Merkur = 4 + 0.3;	Asteroiden = 4 + 8.3;
Venus = 4 + 1.3;	Jupiter = 4 + 16.3;
Erde = 4 + 2.3;	Saturn = 4 + 32.3;
Mars = 4 + 4.3;	Uranus = 4 + 64.3;

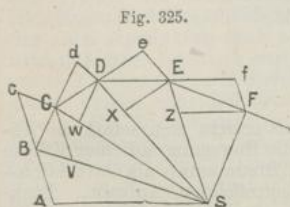
eine einfache Reihe, welcher sich aber der Neptun, für dessen Abstand von der Sonne sich in der That 4 + 102.3 ergibt, nicht mehr einfügen läßt.

Um für jede Zeit die Lage eines Planeten angeben zu können, muß noch seine Epoche, d. h. die (heliocentrische) Länge desjenigen Punktes seiner Bahn bekannt sein, an dem er sich zu irgend einer bestimmten Zeit befunden hat. In der folgenden Tafel sind außer dieser Epoche G, bezogen auf das mittlere Äquinoktium am 1. Jan. 1880, mittags 12 Uhr, mittlerer Berliner Zeit, noch die Länge des Perihels H und die Länge des aufsteigenden Knotens I für dieselbe Zeit zusammengestellt:

	G	H	I
Merkur	167° 18' 18"	75° 35' 11"	46° 54' 28"
Venus	160° 28' 3"	129° 51' 58"	75° 36' 19"
Erde	100° 29' 11"	100° 52' 13"	
Mars	65° 54' 22"	333° 51' 1"	48° 37' 53"
Jupiter	350° 51' 58"	12° 23' 56"	99° 14' 28"
Saturn	21° 52' 46"	90° 40' 56"	112° 37' 6"
Uranus	157° 23' 37"	168° 40' 14"	73° 23' 25"
Neptun	41° 3' 22"	43° 43' 4"	30° 27' 24"

§ 379. Die Keplerschen Gesetze. (Joh. Kepler, geboren 17. Dez. 1571 zu Magstatt bei Weil in Württemberg, gest. 5. Nov. 1630 zu Regensburg.)

Das erste Gesetz. Die Planeten bewegen sich um die Sonne in ebenen Kurven, so daß ihre Verbindungslinien mit der Sonne, die Radii vectores, in gleichen Zeiten gleiche Flächen beschreiben (Flächensatz).



(Fig. 325)  $ASB, BSC, CSD \dots$  die in den einzelnen Momenten beschriebenen Flächenräume, so hat man (vergl. § 57 b):

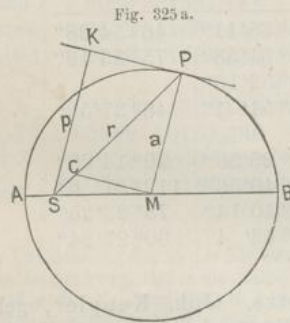
$$\begin{aligned} \triangle ASB &= BSC (= BSc); \\ \triangle BSC &= CSD (= CSd); \\ \triangle CSD &= DSE (= DSe); \text{ u. s. w.} \end{aligned}$$

Das zweite Gesetz. Die Planetenbahnen sind Ellipsen, in deren einem Brennpunkt sich die Sonne befindet. Dasselbe ist eine Folgerung der besonderen Wirkung der Gravitation (§ 387), nämlich daß die Massenanziehungen sich umgekehrt wie die Quadrate der Entfernungen verhalten. (Sect. III der Philos. nat. principia mathematica von Newton).

Bewegt sich ein Massenpunkt auf einer Ellipse infolge einer von einem Brennpunkt ausgehenden Anziehung, so kann man zur Herleitung des Anziehungsgesetzes von folgender Betrachtung ausgehen (Kindel, 1884).

Wenn die Geschwindigkeit des frei beweglichen Massenpunktes  $P$  in krummliniger Bahn konstant ist, so ist die Kraft in jedem Augenblick zu seiner Bewegungsrichtung senkrecht. Ist dagegen die Geschwindigkeit veränderlich, so ist die Kraft schief gegen die Bewegungsrichtung; ihre tangentielle Komponente bewirkt ausschließlich die Geschwindigkeitsänderung, ihre normale Komponente ist von dieser unabhängig, vielmehr nur durch die Größe der augenblicklichen Geschwindigkeit bestimmt. Wenn also beliebig viele Punkte dieselbe Kurve durchlaufen, und wenn in einem gewissen Punkt  $P$  derselben die Geschwindigkeiten sämtlich übereinstimmen, so liegen die Endpunkte derjenigen geraden Linien, durch welche die Kräfte dargestellt werden, in einer geraden Linie, welche zur Tangente in  $P$  parallel ist.

Es mag sich nunmehr der Punkt frei auf einem Kreise mit dem Radius  $a$



bewegen und  $S$  der Mittelpunkt der Anziehung sein (Fig. 325 a), so wird die nach  $S$  gerichtete Kraft  $\varphi$  in jedem Punkt  $P$  der Bahn, in welchem die Geschwindigkeit  $v$  ist, zu der Centralkraft  $\gamma$ , durch welche die Geschwindigkeit  $v$  auf dem Kreise bedingt wird, und für welche in § 55 der Ausdruck  $\frac{v^2}{a}$  gegeben ist, sich verhalten wie  $PC : a$ , wenn  $MC \perp PM$ , d. h. parallel der Tangente  $PK$  ist, man hat also:

$$\varphi : \frac{v^2}{a} = PC : a.$$

Bezeichnet  $T$  die Umlaufzeit und ist  $p$  das von  $S$  auf  $PK$  gefällte Lot, so ist wegen des Flächensatzes:

$$a^2 \pi = \frac{1}{2} v p \cdot T,$$

woraus:

$$\varphi = \frac{v^2}{a^2} \cdot PC = \frac{4 \pi^2 a^2}{T^2} \cdot \frac{PC}{p^2},$$

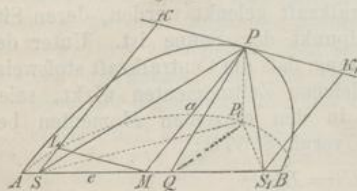
und weil, der Figur entsprechend,  $PC : a = r : p$ ,

so erhält man endlich:

I.

$$\varphi = \frac{4 a^3 \pi^2}{T^2} \cdot \frac{r}{p^3}.$$

Fig. 325 b.



(Fig. 325 b, vergl. § 57 a, 4), so ist die für die Bewegung des Punktes  $P_1$  auf

Hieraus ergibt sich sofort die Lösung der die Bewegung auf einer Ellipse um einen Brennpunkt als Attraktionscentrum betreffenden Aufgabe. Projiziert man nämlich die Figur auf eine Ebene, welche die des Kreises längs  $MS$  unter dem Winkel  $\alpha$  schneidet, der bestimmt ist durch die Gleichung

$$\sin \alpha = \frac{e}{a},$$

wo  $e = MS$  und  $a$  die halbe große Axe der Ellipse  $AP_1B$  wird

$AP, B$  e  
bestimm  
bewieser

d. h. d  
Entfer

Da  
Planet  
der So  
Sonne ;  
zeiten z  
und  $A_1$   
ziehung

wenn a  
so ergie  
d. h., d

Die  
die Erde  
dung der  
suchte (I  
die Einf  
Sonne u  
selbständ  
Erde in  
Sphäre,  
gemeinsc  
den. Die  
nahme e  
bald rüch  
unmittel  
Epicyklo  
um die J  
in der N  
ihnen zu  
dem der  
Hauptwe  
aus welc  
Hinzufüg  
der auch  
nikanis  
systems  
gefügt w  
geben. I  
Planeten  
Systems,  
achtunge  
konzentr  
Gesetze  
sein Pri

§ :  
sächlich  
ihrer B

$AP, B$  erforderliche Kraft  $\varphi_1$  ebenfalls nach  $S$  gerichtet und durch die Proportion bestimmt, wo  $SP_1 = r_1$ , die Projektion von  $SP = r$  ist. Es ist aber in § 57a bewiesen worden, daß  $SK = SP_1$ , d. h.  $p = r_1$  ist, folglich ergibt sich

$$\text{II.} \quad \varphi_1 = \frac{r_1 \varphi}{r} = \frac{4 a^3 \pi^2}{T^2} \cdot \frac{1}{r_1^2}$$

d. h. daß die Anziehung umgekehrt proportional ist dem Quadrat der Entfernung. Zugleich ist damit der Beweis geführt für:

Das dritte Gesetz. Die Quadrate der Umlaufzeiten der Planeten verhalten sich wie die Kuben ihrer Entfernungen von der Sonne (§ 378), aus welchem hervorgeht, daß die Anziehung der Sonne auf alle Planeten dieselbe ist. Denn sind  $T_1$  und  $T_2$  die Umlaufzeiten zweier Planeten,  $a_1$  und  $a_2$  die halben großen Axen ihrer Bahnen, und  $A_1$  und  $A_2$  die auf die Einheit des Abstandes zurückgeführten Anziehungen der Sonne, so hat man nach Gleichung II:

$$A_1 = \frac{4 a_1^3 \pi^2}{T_1^2} \quad \text{und} \quad A_2 = \frac{4 a_2^3 \pi^2}{T_2^2};$$

wenn also durch Beobachtung festgestellt ist, daß  $T_1^2 : T_2^2 = a_1^3 : a_2^3$ , so ergibt sich:

$$A_1 = A_2,$$

d. h., daß die Sonne auf beide Planeten die gleiche Anziehung ausübt.

Die ältesten Astronomen gründeten ihre Weltbetrachtung auf die Annahme, daß die Erde in der Mitte des Weltraumes eine feste Stellung einnehme, und die Bewegung der sämtlichen Himmelskörper in Kreisen stattfinde. Claudius Ptolemäus suchte (120 n. Chr.) das Unregelmäßige in der Planetenbewegung zu erklären durch die Einführung konzentrischer Kreise oder Sphären, in denen sich der Mond, die Sonne und die Planeten — die Sonne auf einer Sphäre zwischen Venus und Mars — selbständig bewegen und weiterhin die Fixsterne befestigt sein sollten, während die Erde in ihrem Mittelpunkt still stehe; alle diese Sphären seien durch eine äußerste Sphäre, das *Primum mobile*, umschlossen, durch welche die inneren Sphären gemeinschaftlich an jedem Tage von Ost nach West um die Erde herumgeführt werden. Die Ungleichheit in der Geschwindigkeit der Himmelskörper wurde auf die Annahme einer excentrischen Kreisbewegung zurückgeführt, und die bald rechtläufige, bald rückläufige Bewegung der Planeten dadurch erklärt, daß sich die Planeten nicht unmittelbar in Kreisen um die Erde bewegen, wie Mond und Sonne, sondern in Epicykloiden, d. h. in Kreisen um Mittelpunkte, welche selbst wieder einen Kreis um die Erde beschreiben. Daß dabei die beiden unteren Planeten fortdauernd in der Nähe der Sonne bleiben, wurde dahin erläutert, daß die Mittelpunkte der ihnen zugehörigen Kreise die Verbindungslinie des Mittelpunktes der Sonne mit dem der Erde nicht verlassen. Das Ptolemäische System findet sich in dem Hauptwerk des Ptolemäus dargestellt, der „*Μεγάλη σύνταξις τῆς ἀστρονομίας*“, aus welcher die arabischen Übersetzer im 9. Jahrh. durch Verstümmelung und Hinzufügung des arabischen Artikels den Namen „*Almagest*“ gebildet haben, der auch gegenwärtig noch bekannter ist als der Originaltitel. — Erst im Kopernikanischen System wurde die Sonne als der Centralkörper des Planetensystems festgestellt und dadurch, daß die Erde in die Reihe der Planeten eingefügt wurde, eine Erklärung der Ungleichheiten in der Planetenbewegung gegeben. Die Form konzentrischer Kreise jedoch hielt Kopernikus noch für die Planetenbahnen fest. Tycho Brahe (1546—1601), ein Gegner des Kopernikanischen Systems, suchte die Hauptaufgabe der Wissenschaft in möglichst genauen Beobachtungen, die er vorzugsweise in bisher unübertroffener Ausdauer auf den Mars konzentrierte. Aus den Resultaten dieser Beobachtungen leitete Kepler seine Gesetze der Planetenbewegung her, und Newton endlich führte diese Gesetze auf sein Prinzip der allgemeinen Massenanziehung zurück (§ 387).

§ 380. Physische Beschreibung der Planeten. Ein hauptsächlichster Unterschied der Planeten wird durch die verschiedene Stärke ihrer Beleuchtung durch die Sonne bedingt; so ist die Wirkung des

Sonnenlichtes auf dem Merkur nahezu siebenmal so groß als auf der Erde, auf dieser 900mal größer als auf dem Neptun. Ebenso wirkt die Schwerkraft auf dem Jupiter  $2\frac{1}{2}$  mal mehr als auf der Erde, auf dem Mars nur halb so sehr u. s. w.

Vom Merkur ist wegen seiner hellen Beleuchtung durch die Sonne, und weil er nur in der Dämmerung beobachtet werden kann, wenig mehr zu sehen, als daß er rund ist und deutliche Phasen zeigt; sein scheinbarer Durchmesser ist zwischen  $5''$  und  $12''$  veränderlich.

Inbetreff einer Axenumdrehung des Merkur hat Schiaparelli in Mailand 1889 aus siebenjährigen Beobachtungen geschlossen, daß dieser Planet sich in nahezu derselben Weise um die Sonne bewegt, wie der Mond um die Erde (§ 385), nämlich, indem er der Sonne beständig dieselbe Hälfte seiner Oberfläche zuwendet, so daß die Dauer seiner Axenumdrehung gleich der seines siderischen Umlaufes, d. h. gleich 87,969 Tagen, ist. Die Richtung der Umdrehungsaxe gleichzeitig festzustellen, ist ihm bei der großen Schwierigkeit der Beobachtung noch nicht gelungen, nur daß die Axe nahezu senkrecht auf der Bahn des Planeten steht.

Während der totalen Sonnenfinsternis am 29. Juli 1878 hat der amerikanische Astronom Watson in Wyoming, wenn seine Beobachtung nicht auf einer Täuschung beruht, einen bisher nicht gesehenen Stern vierter Größe in dem Abstand von nur  $2''$  von der Sonne wahrgenommen, welcher ein neuer, zwischen Merkur und Sonne befindlicher Planet sein kann und identisch mit dem Planeten Vulkan, auf welchen Leverrier aus seinen auf die Durchgänge des Merkur durch die Sonne bezüglichen Berechnungen glaubte schließen zu dürfen.

Auch bei der Venus glänzt der erleuchtete Teil zu hell, um Genaueres erkennen zu lassen, obschon dieser Planet von allen der Erde am nächsten kommt, bis auf  $5\frac{1}{4}$  Mill. Meilen (39 Mill. Kilometer), und sein scheinbarer Durchmesser bis zu  $62''$  wächst. Das blendende Licht der Venussichel verliert sich allmählich zum nicht erleuchteten Teile hin, woraus man auf eine Atmosphäre der Venus einen Schluß gemacht hat; wahrscheinlich ist die Venus oft auch von einer Wolkenschicht umhüllt.

Auf dem Mars, welcher sich dem bloßen Auge durch sein entschieden rotes Licht kenntlich macht, sieht man mit dem Fernrohr deutlich unterschieden, was Festland und Meer sein mag. Das erstere kennzeichnet sich durch eine rötliche, das letztere durch eine grünliche Färbung. An den Polen erscheint der Mars schwach abgeplattet; auch zeigen sich dort zwei weißliche Flecke, wie Schnee glänzend, welche abwechselnd an Größe ab- und zunehmen und deren Ausdehnung sich nach dem Stande der Sonne richtet, wie die der Schneedecken in den Polargegenden der Erde. Sein scheinbarer Durchmesser schwankt zwischen  $4''$  und  $22''$ . Im Jahre 1877 sind zwei Satelliten des Mars entdeckt worden (§ 386).

Die Parallaxe des Mars ist zur Zeit seiner Opposition ungefähr  $25''$ . Newcomb in Washington hat aus mehrfachen Beobachtungen der im Jahre 1862 unter besonders günstigen Umständen eingetretenen Opposition des Mars den Wert  $8,85''$  für die Sonnenparallaxe gefunden und daraus die Entfernung der Sonne auf 20035000 Meilen bestimmt. — Schiaparelli hat 1882 auf dem Mars eine größere Anzahl einfacher und doppelter Linien entdeckt, von ihm Kanäle genannt, welche in der äquatorialen Gegend des Planeten nach allen Richtungen die Kontinente durchsetzen und die Meere der beiden Halbkugeln oder nur die Kanäle selbst verbinden.

Der Jupiter, 1300mal so groß als die Erde, ist durch seine vier Monde gekennzeichnet (§ 386), welche sich um ihn in derselben Richtung bewegen, wie der Mond um die Erde. Er zeigt eine starke Abplattung, insofern sein Polardurchmesser um  $\frac{1}{14}$  kleiner ist als der Äquatorialdurchmesser. Auf seiner Scheibe lassen sich gewisse dunklere Streifen beobachten, auch dunklere veränderliche Flecke, aus deren Beobachtung

sich die  
senkrech  
in der  
hindurch  
ähnlich  
Durchm

Daß  
Lichte  
sphäre  
Auch r  
sonders  
hälfte d  
Jupiter  
Sternwa  
Schluß  
dampf  
Planet  
wahrsch  
Gase un  
diese M  
bildet sic  
richtung  
der bei  
Ausbruc  
den gan  
kann. W  
bildende  
eigenes  
lassen s  
gelbe F

An  
die Erde  
(Fig. 32  
so groß  
und des  
messer  
nämlich  
gezeich  
teilten  
282000  
nur wei  
sich nic  
und die  
Streifen  
laufen  
nach e  
10 St.  
und eb  
Welten  
 $28^{\circ} 10'$   
tiallinie  
jährlich

Geh  
er die L  
Sonne u

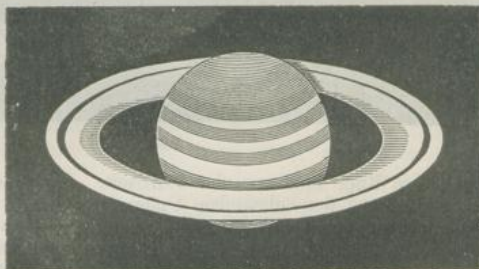
sich die Umdrehungszeit 9 St. 55 Min. um eine zur Richtung der Streifen senkrechte Axe ergibt (Cassini, 1663). Vielleicht existieren die Streifen in der Atmosphäre des Jupiter als Teile eines klaren Himmels, durch welche hindurch man den Kernkörper selbst sieht, und giebt es auf dem Jupiter ähnliche atmosphärische Strömungen, wie die Passatwinde. Der scheinbare Durchmesser des Jupiter verändert sich zwischen 30" und 49".

Dafs der Jupiter, trotz seiner grofsen Entfernung von der Sonne in so hellem Lichte strahlt, ist wohl ein Beweis dafür, dafs er eine stark reflektierende Atmosphäre besitzt, und dafs auf ihm noch eine eigene Lichtentwicklung stattfindet. Auch rote Flecke sind wiederholt auf dem Jupiter beobachtet worden, so besonders 1878 und in den folgenden Jahren ein grofser roter Fleck auf der Südhalbküste dieses Planeten, durch den eine neue Bestimmung der Umdrehungszeit des Jupiter ( $9^h 55^m 19,6^s$ ) ermöglicht worden ist. Prof. H. C. Vogel hat 1873 auf der Sternwarte zu Bothkamp aus einer Reihe spektralanalytischer Untersuchungen den Schluß gemacht, dafs der Jupiter, wie auch andere Planeten, eine mit Wasserdampf gesättigte Atmosphäre hat. Nach Dr. Lohse (1878) ist der Kern des Planeten noch sehr heifs und sind auf ihm häufige vulkanische Ausbrüche höchst wahrscheinlich. Durch die bei solchen Ausbrüchen emporgeschleuderten, glühenden Gase und Dämpfe wird die Wolkendecke des Jupiter durchbrochen, und weil diese Massen von geringerer Umdrehungsgeschwindigkeit sind als der Jupiter, so bildet sich in der Umdrehungsrichtung ein dunkler Streifen, der bei längerer Dauer des Ausbruchs eine Ausdehnung um den ganzen Planeten gewinnen kann. Wenn die solche Streifen bildenden, glühenden Dämpfe eigenes Licht ausstrahlen, lassen sich rötliche und rotgelbe Färbungen beobachten.

Am auffallendsten ist die Erscheinung des Saturn (Fig. 326), der etwa 1000mal so grofs ist als die Erde, und dessen mittlerer Durchmesser 18" grofs erscheint; nämlich aufser acht Monden, von denen die meisten aber nur mit ausgezeichneten Teleskopen sichtbar sind, zeigt er einen konzentrisch getheilten flachen Ring (Huygens, 1656), dessen äufserster Durchmesser über 282 000 Kilometer beträgt, während der Äquatorialdurchmesser des Saturn nur wenig über 126 000 Kilometer grofs ist; die Dicke des Ringes beläuft sich nicht über 400 Kilometer. Der Ring wirft Schatten auf den Saturn und dieser auf den Ring. Aufserdem lassen sich auch auf dem Saturn Streifen beobachten, welche einander und der Äquatorialebene parallel verlaufen und auf eine Axenumdrehung des Saturn schliefsen lassen, die nach einer neueren Feststellung von Hall in Washington (1877) in 10 St. 14 Min. 23,8 Sek. (mittl. Fehler 2,3") erfolgt. Die Drehungsaxe und ebenso der Ring behalten fortdauernd nahezu dieselbe Richtung im Weltraum; die Neigung des Ringes gegen die Ekliptik beträgt etwa  $28^\circ 10' 17''$  und schneidet dieselbe in einer Linie, welche mit der Äquinoktiallinie (1881) den Winkel  $167^\circ 56'$  bildet (die Länge des Knotens wächst jährlich um  $46,5''$ ).

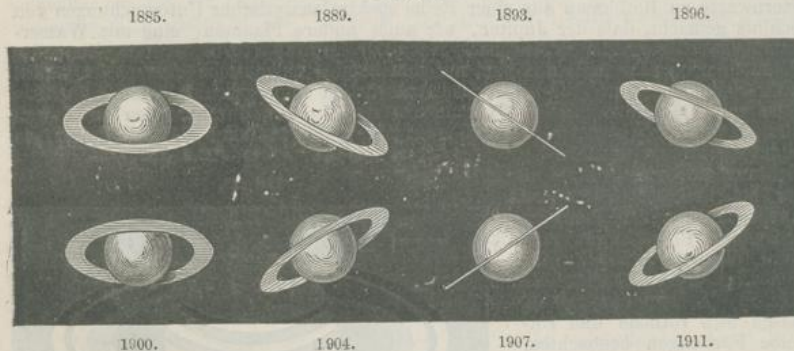
Geht der Saturn durch einen seiner Ringknoten (in C, Fig. 327a), d. h. hat er die Länge  $167^\circ 56'$ , oder  $347^\circ 56'$ , so durchschneidet die Ebene seines Ringes die Sonne und wird von dieser darum nur die Kante des Ringes beleuchtet. Wenn

Fig. 326.



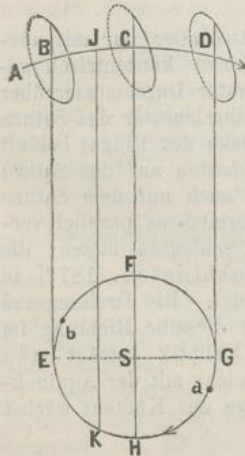
alsdann auch die Erde sich zufällig in der Knotenlinie  $CS$  befindet (in  $F$ , Fig. 327a), was also zur Zeit der Opposition des Saturn stattfindet, welche vorzugsweise günstig zu seiner Beobachtung ist, so kann der Ring nur als eine glänzende, gerade Linie (vergl. Fig. 327, 1893 und 1907) erscheinen, wenn er überhaupt sichtbar ist. In der That jedoch bleibt der Ring alsdann, außer für Fernrohre von größter Öffnung, ganz unsichtbar, wie John Herschel am 29. April 1833 bestätigt hat, obschon er sich zur Beobachtung eines Reflektors von 18 Zoll (46 cm) Öffnung und 20 Fufs (6,1 m) Fokallänge bediente. Der Ring verschwindet ebenfalls, so oft die Erde durch die Ebene des Ringes, d. h. durch eine Schnittlinie dieser Ebene mit der Ekliptik hindurchgeht. Ein solcher Durchgang kann, wie eine einfache Betrachtung zeigt (vergl. die Anm.), nur in der Nähe der Ringknoten des Saturn erfolgen und tritt alsdann mindestens einmal ein, kann sich jedoch auch zwei- und dreimal ereignen. Zu anderen Zeiten wird

Fig. 327.



man den Ring bald von der Nordseite, bald von der Südseite sehen (Fig. 327). Entsprechend der siderischen Umlaufzeit des Saturn beträgt auch die periodische Wiederkehr der verschiedenen Ringgestalten etwa 30 Jahre. Das Gleichgewicht des Ringes wird erhalten durch seine Umdrehung in seiner Ebene in etwa 10 St. 32 Min., welche Zeit nach dem Gravitationsgesetz (§ 387) der Umlaufzeit eines Mondes in der mittleren Entfernung der Breite des Ringes vom Saturn gleichkommt. Wahrscheinlich hat der Ring mehr als eine concentrische Teilung.

Fig. 327a.



Tage geringeren Zeit, als die Erde zu ihrem Umlauf um die Sonne bedarf. Weil nun die Erde in beiden Hälften,  $EFG$  und  $GHE$ , ihrer Bahn durch eine Schnitt-

Anmerkung. Das Verschwinden des Saturnringes. Weil die Ebene des Ringes bei ihrer Fortbewegung sich selbst parallel bleibt, gilt dasselbe für ihre Schnittlinie mit der Ekliptik. In Fig. 327a sei  $S$  die Sonne,  $ABCD$  ein Teil der Saturnbahn, welcher den Ringknoten  $C$  einschließt,  $EFGH$  die Bahn der Erde,  $CS$  die Knotenlinie,  $BE$  und  $DG$  (Tangenten der Erdbahn) und  $JK$  sämtlich parallel  $CS$ , und durch die Pfeile die Bewegungsrichtung beider Planeten angedeutet. Da sich die Schnittlinie der Ringebene mit der Ekliptik in paralleler Richtung fortbewegt, so kann die Erde durch dieselbe nur hindurchgehen, also ein Verschwinden des Ringes nur eintreten, solange sich der Saturn auf der Bahnstrecke  $BD$  befindet. Dieser Bogen  $BD$  ist nur von beschränkter Ausdehnung; denn aus dem Verhältnis der Radien der Saturn- und der Erdbahn (9,54 : 1, § 377) ergibt sich Winkel  $CSB = CSD = 6^\circ 1'$ , d. h.  $BSD = 12^\circ 2'$ . Den Bogen  $BD$  durchläuft der Saturn ungefähr in 359,46 Tagen, d. h. in einer nur um 5,8

linie de  
Zeit m  
finden.

Um  
strecke  
Erde in  
blick, w  
ihrer V  
einem l  
folgend  
Ringebe  
mals in  
verläßt  
Ringese

Be  
des Bog  
ebene  
überhol  
begegnet  
wenn d  
dagegen  
Saturn  
einer d  
des Bo  
d. h. d  
Halbkre  
bFG d

D  
einen  
ist 82  
welche  
Bahn

D  
zu un  
dersell

D  
wird  
mehr  
und n  
photon  
messer  
auf 20  
stark  
Vermu  
Planet

Ve  
worden  
Uranus  
und v  
von Pi  
1802  
längere  
im Au  
Ve  
der Er  
atmosph  
auf ein

linie der Ringebene mit der Ekliptik hindurchgehen kann, so muß während dieser Zeit mindestens ein Durchgang, d. h. ein Verschwinden des Ringes stattfinden.

Um jetzt zu zeigen, daß auch ein wiederholtes Verschwinden auf der Bahnstrecke  $BD$  des Saturn möglich ist, sei durch  $Eb = Ga$  die Länge eines von der Erde in 5,8 Tagen durchlaufenen Bogens dargestellt. Wenn dann in dem Augenblick, wo der Saturn in  $B$  anlangt, sich die Erde in  $a$  befindet, so wird sie bei ihrer Weiterbewegung die ihr entgegenkommende Schnittlinie der Ringebene in einem Punkt des Quadranten  $HE$  erreichen, etwa in  $K$  und dann für die ganze folgende Strecke  $KEFG$  sich, mit bezug auf die Richtung des Saturn, hinter der Ringebene desselben befinden, bis sie die Schnittlinie, also auch den Ring, nochmals in  $G$  einholt, d. i. in dem Augenblick, wo der Saturn den Bogen  $BD$  verläßt: für diese Annahme also tritt ein zweimaliges Verschwinden des Ringes ein.

Befindet sich die Erde beim Eintritt des Saturn in  $B$  in irgend einem Punkt des Bogens  $aHE$ , so wird sie, wie vorhin, zwischen  $H$  und  $E$  durch die Ringebene gehen und sie alsdann nochmals in einem Punkt des Halbkreises  $EFG$  überholen und endlich ihr ein drittes Mal in einem Punkt des Quadranten  $GH$  begegnen, so daß also der Ring dreimal verschwindet. Dasselbe tritt ein, wenn die Stellung  $B$  des Saturn mit der Stellung  $E$  der Erde zusammenfällt; dagegen verschwindet der Ring wiederum nur zweimal, wenn dem Punkt  $B$  der Saturnbahn eine Stellung der Erde zwischen  $E$  und  $b$  entspricht. Daß endlich einer der Stellung  $B$  des Saturn zugehörigen Anfangslage der Erde innerhalb des Bogens  $bFG$  nur ein einziger Durchgang der Erde durch die Ringebene, d. h. ein einmaliges Verschwinden des Ringes entspricht, nämlich im Halbkreise  $GHE$ , ist sofort daraus zu entnehmen, daß auf dem ganzen Bogen  $bFG$  die Erde der Ringebene des Saturn voraus ist.

Der Uranus ist nur teleskopisch zu beobachten; er zeigt weder einen Ring, noch Streifen oder Flecke, hat etwa  $4''$  im Durchmesser und ist 82mal so groß wie die Erde. Begleitet ist er von vier Monden, welche sich rückläufig bewegen, und deren Bahnen fast rechtwinklig die Bahn des Uranus durchschneiden.

Der Neptun ist zu weit entfernt und seit seiner Entdeckung (1846) zu ungünstig für Beobachtungen gelegen, so daß eigentliche Resultate derselben noch zu erwarten sind. Er besitzt mindestens einen Mond.

Die Asteroiden. Die größere Lücke zwischen Mars und Jupiter wird durch eine Menge kleiner Planeten ausgefüllt, von denen bisher mehr als zweihundert beobachtet worden sind. Alle sind teleskopisch und nur an Vesta und Pallas ist eine Scheibe entdeckt worden. Aus photometrischen Vergleichen dürfte den größeren Asteroiden ein Durchmesser zukommen, der für Ceres auf 343, für Vesta auf 318, für Pallas auf 266, für Juno auf 189 km sich belaufen kann. Ihre Bahnen sind stark excentrisch, und stark gegen die Ekliptik geneigt. Man hat die Vermutung aufgestellt, daß die Asteroiden die Trümmer eines größeren Planeten sind.

Von den größeren Planeten ist Uranus 1781 von W. Herschel entdeckt worden, Neptun 1846 durch Berechnung von Unregelmäßigkeiten im Gange des Uranus von Leverrier († 1877) an einer bestimmten Stelle am Himmel vermutet und von Galle aufgefunden worden. Von den Asteroiden sind Ceres 1801 von Piazzi in Palermo, Juno 1804 von Harding in Göttingen, Pallas und Vesta 1802 und 1807 von Olbers in Bremen entdeckt worden, weiter nach einem längeren Zwischenraum Asträa 1845, Hebe 1847 von Henke in Driesen u. s. w., im August 1889 der 287. der Gruppe zwischen Mars und Jupiter.

Von den Absorptionsstreifen des Sonnenspektrums (§ 371) gehört ein Teil der Erdatmosphäre zu, und es hat sich nachweisen lassen, daß mehrere dieser atmosphärischen Linien vom Wasserdampf der Luft herrühren, während andere auf ein zusammengesetztes permanentes Gas, vielleicht Kohlensäure, hindeuten.

Im Spektrum der Venus erscheinen die Fraunhoferschen Linien unverändert, in dem des Mars dagegen und des Jupiter zeigen sich die Absorptionsstreifen der Erdatmosphäre sehr verstärkt, so daß beiden Planeten vielleicht eine Atmosphäre, ähnlich der der Erde, zukommt; außerdem aber enthält das Spektrum des Mars noch starke Absorptionsstreifen im Blau und das des Jupiter im Rot. Das Spektrum des Saturn ist dem des Jupiter sehr ähnlich; auch in den Spektren des Uranus und des Neptun finden sich starke Streifen und mögen immerhin die vier äußersten Planeten noch schwach selbständig leuchten.

Die Fig. 328 soll zur Verdeutlichung der gegenseitigen Beziehungen in der Gröfse der Sonne und der Planeten und der Bahn des Mondes um die Erde dienen.



### C. Die Nebenplaneten.

#### a. Der Mond.

§ 381. Bahn und Gröfse des Mondes. Die Bewegung des Mondes am Fixsternhimmel findet, übereinstimmend mit der scheinbaren Jahresbewegung der Sonne, in einer der scheinbaren täglichen Bewegung der Gestirne entgegengesetzten Richtung statt, jedoch mit größerer Schnelligkeit, und zwar mit einer mittleren siderischen Periode von 27 Tagen 7 St. 43<sup>m</sup> 11,5<sup>s</sup> für den ganzen Umlauf um die Erde. Der Mond beschreibt dabei mit nicht ganz gleichförmiger Geschwindigkeit eine nahezu kreisförmige Bahn, wie daraus hervorgeht, daß der scheinbare Durchmesser des Vollmondes kaum veränderlich ist. Den Abstand des Mondes von der Erde findet man, wie den der Sonne (§ 370), durch Berechnung der Horizontalparallaxe, deren mittlerer Wert sich gleich 57' 19,9" ergibt, oder durch sogenannte Okkultationen, von denen später (§ 383) die Rede sein wird. Die mittlere Entfernung des Mondes von der Erde ergibt sich aus seiner Parallaxe als das 60,273fache des Erdradius, d. h. gleich 684436 Kilometer (51808 geogr. Meilen), ist also nur wenig größer als die Hälfte des Sonnenhalbmessers.

Der mittlere Durchmesser des Mondes, vom Mittelpunkt der Erde aus gesehen, beträgt 31' 5"; er schwankt zwischen 29' und 34'; sein wahrer Durchmesser ist darum das 0,2729fache des Erddurchmessers, d. h. gleich 3481 Kilometer (468 geogr. Meilen), sein Inhalt also 0,0203 oder  $\frac{1}{49}$  des Inhaltes der Erde.

Die Bahn des Mondes ist eine Ellipse, deren Excentricität 0,05491 der großen Halbaxe beträgt (§ 378), und hat zur Ekliptik eine Neigung von 5° 8' 48"; der eine Brennpunkt der elliptischen Mondbahn ist der Mittelpunkt der Erde. Diejenigen Punkte, in denen der Mond der Erde am nächsten kommt, oder von ihr am weitesten entfernt ist, heißen Perigäum, bezüglich Apogäum, ihre Verbindungslinie die Linie der Ap-

sid.  
Ekli  
über  
gefä

sider  
steig  
wür  
Pun  
nach  
Uml  
Bei  
deck  
Mitt  
ände  
bem  
A u  
dure  
schie

Mon  
Rich  
41 %  
unge  
gäur  
310

Eber  
kend  
nicht

Der  
von  
tung  
ersch  
eine  
zeig  
Fig.  
darg

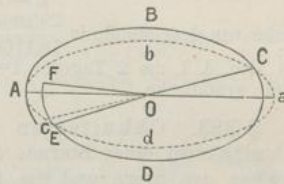
Mon  
jeder



siden. Die Knoten der Mondbahn weichen von Monat zu Monat auf der Ekliptik zurück und zwar täglich um  $3' 10,64''$ , in einem Jahre etwas über  $19^\circ$ ; die Periode dieser rückläufigen Bewegung der Knoten ist ungefähr 18,6 Jahre.

In Fig. 329 bedeutet *Abad* die Ekliptik und *ABCDEF* einen eine ganze siderische Umlaufszeit umfassenden Teil der Mondbahn, und zwar *A* den aufsteigenden Knoten; läge die Bahn in einer Ebene, welche durch *O* ginge, so würde *a* der absteigende Knoten sein. Dieser Knoten tritt aber bereits im Punkt *C* ein, so daß  $\angle AOC < 2R$  ist; ebenso ist der Winkel bis zum nächsten aufsteigenden Knoten  $COE < 2R$ , und demnach wird der siderische Umlauf von *A* aus erst in *F*, nördlich von der Ekliptik abgeschlossen sein. Bei dieser Bewegung kann der Mond allmählich jeden Punkt des Himmels bedecken, welcher innerhalb einer Zone von  $10^\circ 18'$  Breite liegt, die Ekliptik als Mittellinie gerechnet. Trotzdem ist seine veränderte Stellung bei einem Umlauf nur wenig bemerklich; denn wenn der Mond, wie zwischen *A* und *F*, die ganze Ekliptik in der Länge durchmessen hat, so beträgt sein Breitenunterschied durchschnittlich doch nur  $8'$ .

Fig. 329.

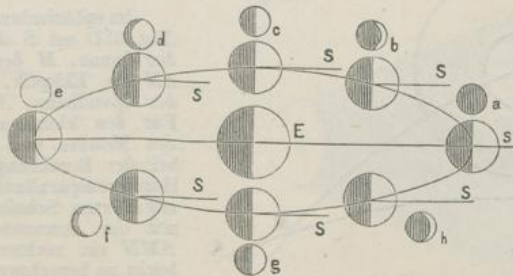


Auch die große Axe der elliptischen Mondbahn, die Apsidenlinie, ändert ihre Richtung im Raume alljährlich um etwa  $41^\circ$ , bei jedem Umlauf um die Erde um ungefähr  $3^\circ$ , und zwar schreitet das Perigäum rechtläufig vor und macht einen ganzen Umlauf am Himmel in 8 Jahren 310 Tagen und 14 St. mittlerer Sonnenzeit.

Gleichzeitig rücken also auch die Axen der elliptischen Mondbahn in ihrer Ebene immer weiter vor, und es zeigt darum diese Ebene im ganzen eine schwan-kende Bewegung, so daß die Berechnung der jedesmaligen Stellung des Mondes nicht einfach ist.

§ 382. Die Mondphasen; synodische Periode des Mondes. Der Mond erhält sein Licht von der Sonne und, weil seine Entfernung von dieser 400mal so groß ist als von der Erde, in fast paralleler Richtung der Strahlen, so daß er stets zur Hälfte von der Sonne beleuchtet erscheint. Je nach seiner verschiedenen Stellung zur Erde bietet er dieser einen mehr oder weniger beleuchteten Teil seiner Oberfläche dar, und er zeigt darum verschiedene Phasen, die ohne besondere Erläuterung aus der Fig. 330 klar werden, in der die Mondbahn in perspektivischer Ansicht dargestellt ist.

Fig. 330.



Die Mondmonate werden durch die regelmäÙig wiederkehrenden Mondphasen bestimmt; sie dauern von Neumond zu Neumond, d. h. von jeder Konjunktion des Mondes mit der Sonne bis zur nächstfolgenden.

Diese synodische Periode des Mondes (vergl. § 376) ist wegen der scheinbaren Bewegung der Sonne größer als die siderische (§ 381), nämlich 29 Tage 12<sup>h</sup> 44<sup>m</sup> 2,9<sup>s</sup>. Man findet aus ihr durch dasselbe Verfahren die siderische Periode, wie früher (§ 377) aus der synodischen Umlaufzeit eines oberen Planeten die siderische Umlaufzeit und umgekehrt.

Nennt man den Überschufs der synodischen über die siderische Periode des Mondes, in Teilen der Ekliptik ausgedrückt,  $\alpha$ , so daß der Bogen  $\alpha$  von der Sonne in derselben Zeit zurückgelegt wird, als die ganze Ekliptik, d. i. 1 vermehrt um  $\alpha$ , vom Monde, so hat man, wenn man weiter die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne  $\frac{360}{365,24222} = 0,98565$  durch  $\sigma$ , die des Mondes  $\frac{360}{27,32166} = 13,1764$  durch  $\mu$  bezeichnet:

$$\sigma : \mu = \alpha : 1 + \alpha,$$

$$\text{woraus: } \alpha = \frac{\sigma}{\mu - \sigma} = 0,080852 = 29,1067^{\circ},$$

welche von dem Monde in  $\frac{29,1067}{13,1764} = 2,209$  Tagen zurückgelegt werden um diese Zeit also, d. i. um 2 Tage 5<sup>h</sup> 1<sup>m</sup>, ist die siderische Periode des Mondes kleiner als die synodische.

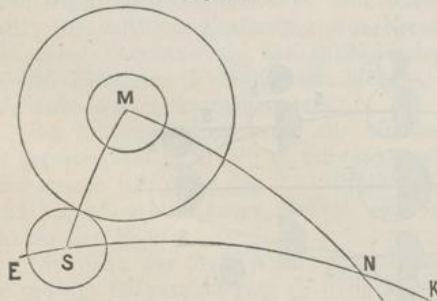
§ 383. Okkultation der Gestirne; Sonnenfinsternis. Eine Okkultation eines Sternes durch den Mond tritt ein, sobald der Mond zwischen den Stern und die Erde tritt. Eigentümlich ist dabei das plötzliche Verschwinden oder Wiedererscheinen des Gestirns, je nachdem dasselbe von dem Monde verdeckt wird, oder die Bedeckung aufhört, zumal wenn ein solches Ereignis am dunklen Rande der Mondscheibe zu beobachten ist.

Derartige Sternbedeckungen sind von Bedeutung für die Längenbestimmung eines Ortes, sowie für die Bestimmung der Parallaxe des Mondes, und es werden aus diesem Grunde für die Hauptsternwarten die Okkultationen der helleren Fixsterne auf Jahre vorausberechnet.

Eine Okkultation der Sonne durch den Mond, auch wenn sie nur teilweise stattfindet, wird als Sonnenfinsternis bezeichnet. Eine solche tritt demnach ein, sobald im Moment der größten Nähe von Mond und Sonne der vom Mittelpunkt der Erde aus berechnete, sogenannte geocentrische Abstand ihrer Mittelpunkte kleiner ist, als die Summe ihrer Radien und der Horizontalparallaxe des Mondes, welche Summe höchstens den Wert

1° 34' 27" erreicht. Die paralaktische Zugabe ist durch die Größe der Erde bedingt.

Fig. 331.



1° 34' 27" und  $\sphericalangle MNS = 5^{\circ} 8' 48''$  (§ 381) gegeben sind:

$$\sin SN = \frac{\sin SM}{\sin SNM}$$

$$\text{d. i.: } SN = 17^{\circ} 50'.$$

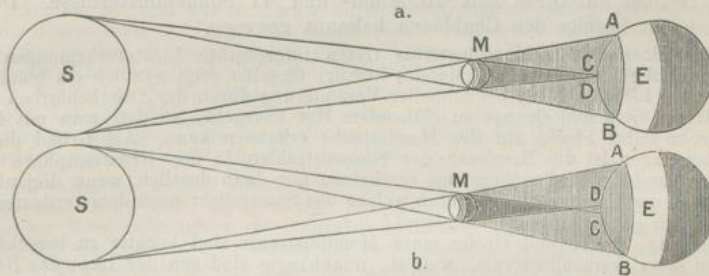
Im sphärischen Dreieck  $SNM$  (Fig. 331) sei  $S$  der Mittelpunkt der Sonne,  $M$  der des Mondes,  $SN$  die Ekliptik,  $MN$  ein Teil der Mondbahn,  $N$  der Knoten. Für den kleinsten Abstand  $MS$  des Mondes von der Sonne ist bei der Berührung der um die Horizontalparallaxe des Mondes erweiterten Scheibe des Mondes mit der Sonnenscheibe Winkel  $SMN$  ein rechter, folglich  $SN$  leicht zu berechnen, wenn  $SM =$

Wenn also im Augenblick des Neumondes der Knoten des Mondes dem Mittelpunkt der Sonne näher liegt als  $17^{\circ} 50'$ , so kann auf eine, irgendwo auf der Erde zu beobachtende Sonnenfinsternis geschlossen werden. Man hat also die Sonnen- und Mondtafeln zu Rate zu ziehen, um die Lage des Knotens und die genauen (scheinbaren) Halbmesser der Sonne und des Mondes kennen zu lernen, ferner die Lokalparallaxe und die Vergrößerung des Monddurchmessers, wie sie durch die nähere Stellung des Beobachters, verglichen mit der im Mittelpunkt der Erde, bedingt wird.

Die Sonnenfinsternis wird central genannt für diejenigen Orte der Erde, an denen während der Finsternis die Mittelpunkte von Mond und Sonne sich einen Augenblick decken, ringförmig, wenn die Mondscheibe von der Sonnenscheibe umhüllt wird, total, wenn die letztere von der ersteren ganz bedeckt wird, partial für alle Orte, für welche ein seitlicher Teil der Sonnenscheibe unverdeckt bleibt, d. h. welche nur im Halbschatten des Mondes liegen.

Die Figuren 332a und 332b werden dazu dienen, eine totale und eine ringförmige Sonnenfinsternis zu verdeutlichen; auf der Mittelzone  $CD$  ist die Finsternis bezüglich total (a) oder ringförmig (b), auf der Außenzone, begrenzt durch die

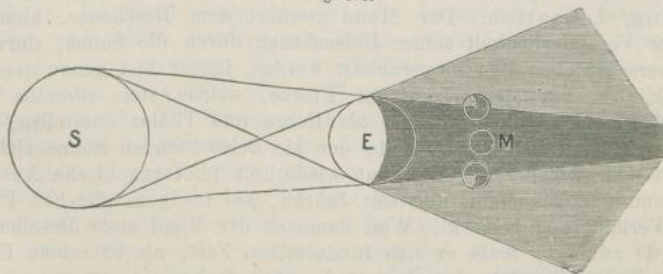
Fig. 332.



Kreise  $AB$  und  $CD$ , partial, im gemeinsamen Mittelpunkt dieser Kreise central. Die größte Ausdehnung wird eine totale Sonnenfinsternis erreichen, wenn sich die Erde  $E$  im Aphel, der Mond  $M$  im Perigäum befindet, eine ringförmige Sonnenfinsternis, wenn sich die Erde im Perihel, der Mond im Apogäum befindet. Über die Lichterscheinungen bei totalen Sonnenfinsternissen s. § 371.

§ 384. Mondfinsternis. Periodicität der Finsternisse. Wie bei der Stellung von Sonne, Mond und Erde im Fall der Konjunktion

Fig. 333.



(Fig. 332) eine Sonnenfinsternis eintreten kann, so ermöglicht sich bei der Stellung dieser drei Körper in der Reihenfolge Sonne, Erde, Mond, d. h. im Fall der Opposition (Fig. 333), eine Mondfinsternis, ein teilweiser oder

totaler Durchgang des Mondes durch den Schatten der Erde. Dabei ist der Eintritt des Mondes in den Halbschatten der Erde nicht wahrzunehmen; dagegen ist die Erde so groß, daß ihr Schattenkegel weit über den Mond hinausreichen kann, so daß hier eine gegenseitige Stellung wie in Fig. 332b, durch welche eine ringförmige Sonnenfinsternis bedingt war, nicht möglich ist. Auch die Mondfinsternisse werden in totale und partielle unterschieden.

Die Sonne geht (rechtläufig) den Gestirnen täglich um  $0,98565^\circ$  voraus (§ 382), während die Mondknoten (§ 381) täglich um  $3' 10,64'' = 0,05295^\circ$  hinter den Gestirnen, folglich um  $1,0386^\circ$  hinter der Sonne zurückbleiben, also weil  $360:1,0386 = 346,62$ , haben nach Verlauf von 346,62 Tagen die Mondknoten wieder dieselbe Stellung zur Sonne. Das 19fache dieser Periode beträgt 6585,78 Tage; eigentümlicherweise machen 223 mittlere synodische Umläufe des Mondes (§ 382) 6585,32 Tage aus; der Unterschied also der mittleren Lage des Knotens beim Beginn und nach Verlauf von 223 Mondumläufen ist fast unmerklich, und darum ist diese Zeit eine Periode für alle Verfinsterungen, d. h. sowohl die Sonnen- als die Mondfinsternisse kehren periodisch in 18 Jahren und 10 Tagen wieder. Man rechnet auf diese Zeit 29 Mond- und 41 Sonnenfinsternisse. Diese Periode ist bereits den Chaldäern bekannt gewesen.

Bei einer totalen Mondfinsternis treten interessante Lichterscheinungen an der verdunkelten Scheibe des Mondes hervor; dieselbe zeigt nämlich ein bläulich-grünlisches Licht, welches bei schneller Veränderung durch die Zwischenfarben des Spektrums Gelb und Orange zu glühendem Rot übergeht, so daß man mit dem Fernrohr selbst Flecke auf der Mondscheibe erkennen kann. Als Grund dieser Erscheinungen ist die Brechung der Sonnenstrahlen in der Erdatmosphäre anzusehen, und die Farbenübergänge erscheinen nur dann deutlich, wenn diejenigen Schichten der Erdatmosphäre, durch welche das Sonnenlicht nach dem verfinsterten Monde hin gebrochen wird, klar sind.

Anfang, Dauer und Größe einer Mondfinsternis sind leichter zu berechnen, als bei einer Sonnenfinsternis, weil sie unabhängig sind von der Lage des Beobachtungsortes auf der Erde. Die Spitze des Kernschattenkegels liegt immer in der Ekliptik, und man braucht nur die Lage des Mondes zur Zeit des Vollmondes aus den Mondtafeln zu entnehmen und dann zu berechnen, in welchen Momenten vor und nach dem Vollmond der Abstand des Mittelpunktes des Mondes von der Axe des Schattenkegels gleich ist der Summe der Halbmesser des Mondes und des Kernschattens, um Beginn und Ende der Mondfinsternis festzustellen. Eine Mondfinsternis, d. h. ein Eintreten des Mondes in den Kernschatten, findet nicht statt, wenn zur Zeit des Vollmondes der Abstand des Mittelpunktes der Sonne von einem Knoten der Mondbahn größer ist als  $11^\circ 21'$ .

§ 385. Physische Beschaffenheit des Mondes, Axendrehung, Libration. Der Mond gewährt dem Beschauer, abgesehen von der Veränderlichkeit seiner Beleuchtung durch die Sonne, durch die seine verschiedenen Phasen veranlaßt werden, immer fast genau denselben Anblick. Im besonderen zeigt er Flecke, welche stets dieselbe Stelle behaupten und sich teleskopisch als Berge und Thäler darstellen, deren Schatten einzig nach dem Stande der sie beleuchtenden Sonne sich verlängern oder verkürzen. Man hat wiederholt photographische Ansichten des Mondes aufgenommen und seit Jahren, bei übrigens gleichen Phasen, keine Veränderung bemerkt. Weil demnach der Mond stets dieselbe Seite der Erde zukehrt, muß er sich in derselben Zeit, als er seinen Umlauf um die Erde vollendet, einmal um seine Axe drehen.

Bei genauerer Bestimmung hat sich ergeben, daß die Umdrehung in einer Ebene erfolgt, welche unter dem Winkel  $1^\circ 30' 11''$  gegen die Ekliptik geneigt ist, und in einer Zeit, welche mit der siderischen Um-

lauf  
um  
dreh  
die  
des  
die  
steh  
Nor  
Vor

glatt  
hebt  
ganz  
und  
info  
ist l  
kein  
Okk  
Som  
zu s  
Info  
erwi  
auch  
Lich  
dunl  
mac  
Mon

ding  
ein  
gieb  
I :  
die  
ein  
zeit  
The  
der

des  
Ges  
Abb  
Jup  
beo  
in l  
falle  
Jup  
sche  
stän  
tota  
ster  
digl  
geo

laufszeit (§ 381) übereinkommt. Während aber die Bewegung des Mondes um die Erde nicht gleichförmig ist, ergibt sich bei seiner Axenumdrehung eine unveränderliche Winkelgeschwindigkeit; darum schwanken die Schnittpunkte der Centrale von Erde und Mond mit der Oberfläche des letzteren einigermassen auf dieser hin und her, und weil außerdem die Umdrehungsaxe des Mondes nicht ganz senkrecht auf seiner Bahn steht, so kommt während der einen Hälfte des siderischen Umlaufes der Nordpol, während der anderen der Südpol des Mondes ein wenig zum Vorschein. Diese Erscheinung heißt Libration des Mondes.

Die konvexe, äußere Grenze des beleuchteten Mondes ist kreisrund und fast glatt, die Schattengrenze aber sehr rauh, weil die in ihrer Nähe gelegenen Erhebungen der Mondoberfläche, die zum Teil als einzelne Berge, zum Teil als ganze Gebirge, besonders Ringgebirge mit kraterförmigen Vertiefungen, erscheinen und eine Höhe bis über 7200 m erreichen, also höher wie der Chimborazo sind, infolge der für sie untergehenden Sonne lange Schatten werfen. Beim Vollmond ist kein Schatten zu sehen. Auf der uns zugewendeten Seite besitzt der Mond keine Spur von Wolken, oder von einer Atmosphäre, wie aus den plötzlichen Okkultationen der Gestirne (§ 383), den Lichterscheinungen bei einer totalen Sonnenfinsternis (§ 371) und den vollkommen schwarzen Schatten der Mondberge zu schliessen ist, und was sich auch durch Spektraluntersuchungen bestätigt hat. Infolgedessen muß die Oberfläche des Mondes vorzugsweise stark von der Sonne erwärmt werden; trotzdem ist die eigene Wärme des Mondes sehr gering, weil auch die Wärmeausstrahlung in den Weltraum kein Hindernis erfährt. Eigenes Licht besitzt der Mond nicht; der matte Lichtschein, durch welchen sich der dunkle Teil des Mondes, nahe vor oder nach dem Neumond, noch sichtbar macht, ist nur eine Folge der Reflexion des Lichtes der Erde, die alsdann dem Monde in voller Beleuchtung gegenübersteht.

Es existieren genaue Mondkarten schon von Hevel und Cassini, neuerdings von Beer und Mädler und in großem Maßstabe ausgeführte Karten einzelner Mondlandschaften von Schmidt in Athen. Die Lohrmannsche Karte giebt ein mit größter Sorgfalt entworfenes Bild der Mondoberfläche (Maßstab 1 : 3566400) aus den Jahren 1822—36. Julius Schmidt in Athen († 1884) hat die Beobachtung gemacht, daß seit 1866 an einer bestimmten Stelle des Mondes ein Krater seine Gestalt verändert hat. Nach einer Untersuchung von Huggins zeigten die Sterne Sirius, Arkturus u. a. mehr Einfluß auf einen empfindlichen Thermomultiplikator als der Vollmond, bei dem sich nur ein unsicherer Ausschlag der Magnetnadel ergab.

#### b. Die Trabanten der übrigen Planeten.

§ 386. Die Monde des Jupiter, des Saturn, des Uranus und des Mars. Dieselben entsprechen in ihren Bewegungen den Keplerschen Gesetzen und stellen insofern mit ihrem Centalkörper im kleinen ein Abbild des Sonnensystems dar, im besonderen die vier Monde des Jupiter, welche sich schon durch Fernrohre von mäßiger Vergrößerung beobachten lassen. Sie bewegen sich von West nach Ost, also rechtläufig, in Ebenen, welche nahezu mit der des Äquators des Jupiter zusammenfallen und, weil dieser selbst nur um  $3^{\circ} 5' 30''$  gegen die Ebene der Jupiterbahn geneigt ist, wenig von der Ekliptik verschieden sind. Darum scheinen sie sich nahezu geradlinig zu bewegen. Sie haben derartige Abstände vom Jupiter, daß die drei inneren bei jedem Umlauf um diesen total verfinstert werden, und diese regelmäÙig wiederkehrenden Verfinsterungen haben (Olaf Römer 1675) auf die Entdeckung der Geschwindigkeit des Lichtes geführt (§ 133) und lassen sich zur Bestimmung der geographischen Länge verwerten.

In Jupiterhalbmessern ausgedrückt sind die Abstände seiner Monde vom Jupiter:

	6,05;	9,62;	15,35;	27;
ihre Umlaufzeiten in Tagen:				
	1,769;	3,551;	7,155;	16,689;
ihre Durchmesser in Kilometern:				
	3925;	3525;	5758;	4927.

Während von den acht Saturnmonden die Bahnen der inneren fast in die Ebene des Ringes fallen, ist die des siebenten um  $21^{\circ}$  (Mädler) gegen diese geneigt. Die Umlaufperiode des dritten Saturntrabanten ist doppelt so groß als die des ersten, und ebenso die des vierten das doppelte der Periode des zweiten, ja sogar 494 Umläufe des ersten Mondes, 340 des zweiten, 247 des dritten, 170 des vierten betragen sämtlich 465 Tage 18 St. Von den vier mit Sicherheit (1874—1875 von Newcomb in Washington) beobachteten Monden des Uranus ist zu bemerken, daß ihre Bahnebenen fast senkrecht zur Ekliptik stehen ( $78^{\circ} 58'$ ), und ihre Bewegung rückläufig ist; ihre Umlaufzeiten betragen  $2\frac{1}{2}$ , 4, 9,  $13\frac{1}{2}$  Tage. Sie gelten als besonders schwierige Objekte für die Beobachtung. Ein Trabant des Neptun ist bereits 1846 von Lassell aufgefunden worden (Umlaufzeit 5,877 Tage).

Im August 1877 sind von Hall in Washington zwei Satelliten des Mars, Phobos und Deimos, entdeckt worden, welche bezüglich nur einen Abstand von 9350 und 23400 Kilometer vom Mars haben, deren Umlaufzeit  $7^h 38,5^m$  und  $30^h 14^m$  beträgt, während ihr Durchmesser nur 9 und 10,5 km groß ist. Außerdem hat Hall für den schwächsten Trabanten des Saturn, den Hyperion, eine Umlaufzeit von 21,3 Tagen und die Neigung seiner Bahn gegen die Ringebene gleich  $7^{\circ} 3,8'$  gefunden. Zu diesen Entdeckungen hat ein Fernrohr von 65,6 cm Objektivöffnung verholfen.

§ 387. Gravitationsgesetz. Masse der Himmelskörper. Durch die genauere Bestimmung der Bewegung des Mondes um die Erde und der Dimensionen des Erdkörpers selbst ist Newton zur Feststellung eines Gesetzes gelangt, welches nicht allein die elliptische Mondbahn und die Bewegung aller Trabanten um ihren Centralplaneten, sowie die der Planeten selbst um die Sonne als die Wirkungen einer und derselben Naturkraft darstellt, sondern auch weit über die Grenzen des Sonnensystems hinaus die Bahnen der Kometen (§ 390) und der Doppelsterne (§ 403) regelt, und welches ebenso zur Erklärung der Gesetze der Bewegung und des Gleichgewichtes der Naturkörper überhaupt dient. Dieses Gesetz, bekannt unter dem Namen des Gesetzes der allgemeinen Massenanziehung oder Gravitation, lautet (§ 58):

Alle Teile der Materie ziehen einander an mit einer Kraft, welche den anziehenden Massen direkt, den Quadraten der Entfernung umgekehrt proportional ist.

Newton hat ferner bewiesen, daß, wenn die anziehenden Körper Kugeln sind von gleichmäßiger Dichtigkeit, oder welche aus concentrischen Schichten von gleicher Dichtigkeit bestehen (Princip. lib. I, propos. 75, 76), die Anziehung dieselbe ist, als wenn ihre ganze Masse im Mittelpunkt vereinigt wäre, und dadurch die unmittelbare Anwendung des Gravitationsgesetzes auf die Himmelskörper ermöglicht. Eine solche wurde denn auch in der Zurückführung der Bewegung der Planeten und Monde um ihren Centralkörper auf das gleiche Anziehungsgesetz gemacht und ebenso in der Bestimmung der Masse der Himmelskörper und der Fallbeschleunigung auf ihrer Oberfläche.

Bezeichnet man die Massen zweier als kugelförmig angenommenen Himmelskörper durch  $m$  und  $m_1$ , die Entfernung ihrer Mittelpunkte durch  $r$ , so ist ihre gegenseitige Anziehung, dem Gravitationsgesetz entsprechend:

$$f \cdot \frac{mm_1}{r^2},$$

wo  $f$  ein konstanter Faktor ist; die durch diese Anziehung bewirkte Beschleunigung für die Masse  $m$  ist gleich  $f \cdot \frac{m_1}{r^2}$ , für die Masse  $m_1$  gleich  $f \cdot \frac{m}{r^2}$ , also unabhängig von der Masse des beschleunigten Körpers. Wird die Beschleunigung, welche ein Himmelskörper, wie die Erde, auf einen Körper an ihrer Oberfläche ausübt, durch  $\gamma$  bezeichnet, der Radius des betreffenden Himmelskörpers durch  $\rho$  und seine Masse durch  $m$ , so hat man also:

$$\gamma = h \cdot \frac{m}{\rho^2},$$

wo  $h$  wiederum einen konstanten Wert besitzt. Newton hat gezeigt, daß diese Beschleunigung sich bis auf die Bewegung der Himmelskörper um ihren Centralkörper ausdehnt, so daß sich also, wenn  $M$  die Masse der Sonne,  $R$  die Entfernung ihres Mittelpunktes von dem eines Planeten und  $G$  die Fallbeschleunigung infolge der Anziehung der Sonne bedeuten, ergibt:

$$G = h \cdot \frac{M}{R^2}$$

und ebenso, wenn  $m$  die Masse eines anderen Centralkörpers,  $r$  die Entfernung seines Mittelpunktes von dem eines Trabanten und  $g$  die Beschleunigung des Falles auf ersterem bezeichnen:

$$g = h \cdot \frac{m}{r^2}.$$

Andererseits ergibt sich aus den Umlaufzeiten  $T$  und  $t$ , bezüglich des Planeten um die Sonne und des Trabanten um seinen Centralplaneten (§ 55):

$$G = \frac{4\pi^2 R}{T^2} \text{ und } g = \frac{4\pi^2 r}{t^2},$$

folglich:

$$\frac{M}{m} = \frac{R^3 t^2}{r^3 T^2}.$$

Ist  $M = m$ , findet also die Bewegung um denselben Centralkörper statt, so wird  $R^3 t^2 = r^3 T^2$ , d. h.  $T^2 : t^2 = R^3 : r^3$ , entsprechend dem dritten Keplerschen Gesetz (§ 379). Um nunmehr das Massenverhältnis der Sonne und der Erde zu bestimmen, vergleiche man die siderische Umlaufzeit der Erde, 365,2564 Tage (§ 358), mit der des Mondes 27,32166 Tage (§ 381), und die Entfernungen der Sonne und des Mondes von der Erde, welche bezüglich das 23439- und 59,965fache des Erdradius betragen; man erhält daraus:

$$M = 334550 m;$$

als genauere Wert ergibt sich, wenn man die Abweichung der Bahn der Erde und des Mondes von der Kreisform sowie die Abplattung der Erde nicht vernachlässigt,  $M = 324439 m$  (§ 370). Ebenso läßt sich aus der Vergleichung der Umlaufzeit des äußersten Jupitertrabanten (§ 386) mit der des Mondes die Masse des Jupiter bestimmen, bezogen auf die der Erde, = 309  $m$ , ferner die Masse des Saturn = 92  $m$  und die Masse des Uranus = 13,5  $m$ .

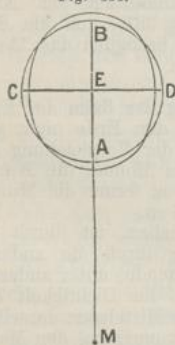
Die Masse derjenigen Planeten, welche keine Monde haben, ist durch die Störungen bestimmt worden, welche sie in ihrer Bewegung durch die anderen Planeten erleiden, oder selbst auf diese ausüben, die des Erdmondes unter anderem durch die Erscheinung der Ebbe und Flut (§ 388), endlich die Dichtigkeit der Erde selbst durch Versuche mittelst der Drehwage (§ 58). Als Mittelwert derselben hat sich 5,6 ergeben und daraus sind, weil die Dichtigkeit proportional der Masse und umgekehrt proportional dem Volumen ist, hergeleitet worden die Werte für die mittlere Dichtigkeit der Sonne = 1,3, des Merkur = 6,6, der Venus = 4,5, des Mars = 4,0, des Jupiter = 1,36, des Saturn = 0,72, des Uranus = 1,31.

Isaak Newton (geb. 25. Dez. 1642, gest. 20. März 1727) versuchte bereits in den Jahren 1665 und 1666 die Größe der Anziehungskraft der Erde auf den Mond aus den damals bekannten Dimensionen der Erde zu bestimmen. Er fand dieselbe um ein Sechstel größer, als sie sich aus der Umlaufbewegung des Mondes ergibt. Im Jahre 1682, wo er mit den Ergebnissen der indessen erfolgten ge-

naueren Gradmessung von Picard (§ 350) bekannt wurde, nahm er seine Berechnung wieder auf und fand diese nunmehr in vollkommener Übereinstimmung mit seinem Gravitationsgesetz. Das Manuskript seines berühmten Werkes „*Philosophiae naturalis principia mathematica*“ überreichte er der Königlichen Societät zu London am 28. April 1686. In diesem Werke führte er auch die Präcession der Nachtgleichen (§ 358) auf die ungleiche Anziehung zurück, welche Sonne und Mond auf die Erde vermöge der Abplattung der letzteren ausüben, und stellte ebenso als eine Folge dieser Anziehung die Erscheinung der Flut und Ebbe dar.

§ 388. Flut und Ebbe. In eigentümlichem Zusammenhange mit der Umlaufsbewegung des Mondes um die Erde und der scheinbaren, jährlichen Bewegung der Sonne stehen die regelmässigen, periodisch wiederkehrenden Schwankungen in der Höhe des Meeresspiegels, welche täglich zweimal erfolgen und in einem abwechselnden Emporsteigen und Sinken der Meeresoberfläche bestehen, Erscheinungen, welche unter dem Namen von Flut und Ebbe bekannt sind. Die genauere Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Fluten beträgt  $12^{\text{h}}.25^{\text{m}} 14^{\text{s}}$ , also eine halbe scheinbare, tägliche Umlaufszeit des Mondes (§ 382), und es zeigt sich bei sorgfältiger Beobachtung, daß der Mond bei seiner, infolge der Axenumdrehung der Erde erfolgenden, scheinbaren Bewegung um die Erde, von einer doppelten Flutwelle des Meeres begleitet wird, von denen die eine sich auf der dem Monde zugekehrten, die zweite auf der ihm abgewendeten Seite der Erde erhebt. Eine zweite doppelte Flutwelle, jedoch von viel geringerer Höhe, folgt in gleichzeitiger Konjunktion und Opposition der Sonne mit einer Periode, die mit dem tropischen Sonnenjahr (§ 358) übereinkommt. Die Erhebung dieser Fluten ist außerdem abhängig von dem jedesmaligen Abstände des Mondes und der Sonne von der Erde, also bezüglich am grössten zur Zeit des Perigäums und des Perihels. Durch Vereinigung beider Flutwellen, also während des Neumondes und während des Vollmondes, steigt das Meer in der Springflut am höchsten empor, dagegen tritt während des ersten und letzten Mondviertels die Flut nur in geringer Höhe auf. Sechs Stunden nach der Flut tritt die Ebbe ein.

Fig. 334.



In Fig. 334 bedeutet der Kreis *ADBC* einen durch den Mittelpunkt *M* des Mondes gelegten Centralschnitt der Erde. Die Anziehung des Mondes wirkt am stärksten auf den ihm zunächst liegenden Punkt *A*, für den er im Zenith steht, am wenigsten auf den entgegengesetzten Punkt *B* der Erde, mit mittlerer Stärke aber auf alle in gleichem Abstände von *A* und *B* gelegenen Punkte, wie *C* und *D*. Infolge dieser verschiedenen starken Anziehung wird die bewegliche Wasserhülle der Erde, das Meer, in *A* emporgehoben, während in *B*, weil der mittlere Erdkörper selbst der stärkeren Anziehung des Mondes Folge leistet, das Meer zurückbleibt, so daß also zugleich in *A* und *B* eine Flutwelle entsteht; in der mittleren Region *CD* dagegen tritt vielmehr, infolge des Emporsteigens der Wasserwellen in *A* und *B*, eine Erniedrigung des Meeresspiegels, die Ebbe, ein.

Änderungen in dem regelmässigen Verlauf von Flut und Ebbe werden, abgesehen von dem Einfluß der Stürme, besonders durch die Trägheit des aufsteigenden Wassers und durch die unfällige Gestaltung des festen Landes bedingt, so daß die Zeit des Eintretens der Flut oft selbst für benachbarte Häfen sehr verschieden sein kann; dieselbe bleibt aber für einen und denselben Hafen ebenso konstant, wie auf der hohen See. Von der letzten Kulmination des Mondes an gerechnet, tritt z. B. die Flut ein in Hamburg nach 5 Stunden, in Amsterdam



nach 3 Stunden, in Ostende nach 20 Minuten, in Calais nach 11 Stunden 45 M., in London nach 2 Stunden 45 M., in Cherbourg nach 7 Stunden 45 M., in Lissabon nach 4 Stunden u. s. w. In den französischen Häfen erreichen die Fluten ihre größte Erhebung erst  $1\frac{1}{2}$  Tage nach dem Mondwechsel. Zur Bestimmung der jedesmaligen Höhe der Flut hat Laplace (geb. 1749, † 1827), dem wir überhaupt die eingehendsten Untersuchungen über Ebbe und Flut verdanken, leicht zu handhabende Formeln gegeben. — Aus der Stellung des Mondes in der Nähe der Ekliptik und demnach auch des Äquators läßt sich erklären, daß die Fluten in den Tropenländern höher sein müssen, als in größeren geographischen Breiten. In Ostindien und an den Küsten des tropischen Amerika erreicht darum die Flut eine große Höhe. Oft machen sich aber auch örtliche Ursachen geltend, so daß z. B. im Hafen von St. Malo die Flut oft bis zu 16 Meter emporsteigt. Dagegen ist in der Nordsee die Bewegung des Meeres infolge von Flut und Ebbe geringer und an der nördlichen Küste von Norwegen ganz unbemerkbar, ebenso in kleineren oder ringsum eingeschlossenen Meeren.

### § 389. Die Kometen.

§ 389. Erscheinungsform der Kometen. Als bezeichnend für die Kometen (*κομήτης*, Haarstern) ist hervorzuheben ihre außerordentliche Erscheinung am Himmel, ihr schneller und der Bewegung der übrigen Himmelskörper scheinbar nicht entsprechender Verlauf, ihre zum Teil als ungeheuer groß zu erachtende Ausdehnung und die bisweilen schnellen Veränderungen, welche an ihnen zu beobachten sind. Ihrer eigentlichen Natur nach sind sie meist noch als rätselhaft zu bezeichnen, und erst neuerdings ist für sie ein teilweiser Zusammenhang mit den Sternschnuppenschwärmen (§ 395) dargethan worden, und verdankt man der Spektralanalyse einzelnes zur Aufklärung ihrer Natur.

Die Kometen bestehen meist aus einer großen, mehr oder weniger leuchtenden, nicht scharf begrenzten, nebelhaften Lichtmasse, dem Kopf, von dem aus sich — jedoch nur bei den helleren Kometen, während die teleskopischen nur als eine rundliche Nebelhülle erscheinen — in der Regel ein schwächer leuchtender, mehr oder weniger langer, gegen das Ende sich verbreiternder Schweif, in der Richtung des über den Kopf hinaus verlängerten, von der Sonne aus gezogenen Radius vector, erstreckt. Abweichungen von dieser Regel zeigen die mehrfach geschweiften Kometen und Kometen, deren Schweif der Bewegungsrichtung entgegengesetzt gekrümmt ist.

Ihre größte Ausdehnung scheinen die Schweife kurz nach ihrem Durchgange durch das Perihel zu besitzen; besonders lang war der Schweif des Kometen von 1843, der sich am Himmel über  $65^\circ$  erstreckte, nämlich 30 Mill. Meilen. Ob die Veränderungen, welche die Schweife oft darbieten, immer innere sind, oder sich auf Rotationen zurückführen lassen, ist eine noch zu entscheidende Frage. Der Komet von 1744 zeigte sechs durchschnittlich 4 Grad breite, 30 bis 40 Grad lange Schweife, die durch vollkommen nebelfreie Räume getrennt waren; der Komet von 1824 hatte zwei Schweife, die einen Winkel von  $160^\circ$  zeigten; der Komet Barnard-Hartwig 1886 zeigte nach seinem Periheldurchgange drei Schweife, die sich durch ihre Lage, ihre Helligkeit und ihre Länge sehr scharf von einander unterschieden.

Der Kopf eines Kometen, die Nebelhülle mit dem Kern, besteht im allgemeinen aus einer parabolisch geformten Nebelmasse von sehr veränderlicher Größe; beim Enckeschen Kometen (§ 392) z. B. ist in der Entfernung  $1,7 r$  von der Sonne, wo  $r$  die Entfernung der Erde von der Sonne bedeutet, der Durchmesser des Kometen gleich 25000 Meilen, für  $0,9 r$  gleich 16000 Meilen, für  $0,5 r$  gleich 9000 Meilen beobachtet worden. Die Nebelhülle besteht meist aus einer Anzahl heller Zonen mit

dunkleren Zwischenräumen; auch der Kern ist meist im Umriss unbestimmt, nur selten scheibenförmig. Selbst Sterne von sehr geringer Helligkeit bleiben nahe beim Kern, und selbst wenn sie innerhalb desselben stehen, sichtbar, während sie schon hinter mächtigem Rauche verschwinden. In Fig. 335 ist der Komet von 1819 dargestellt, der nicht sowohl durch seine Größe, als durch seine deutliche Sichtbarkeit für das unbewaffnete Auge ausgezeichnet war.

Fig. 335.



Das Spektrum des Brorsenschen Kometen von 1868 zeigte drei Streifen, deren mittelster am hellsten war. Dieser Beobachtung zufolge dürfte der Komet aus glühenden, also selbstleuchtenden Gasmassen bestehen und haben nur einzelne Teile desselben, vorzugsweise der Schweif, reflektiertes Sonnenlicht gezeigt. Das Spektrum des Kometen II vom Jahre 1868, ebenso des Gouldschen Kometen von 1881, fand Huggins nahe übereinstimmend mit dem des Kohlenwasserstoffs, das sich ergibt, wenn man den Induktionsfunken durch ölbildendes Gas schlagen läßt.

Die Zahl der astronomisch beobachteten Kometen ist ziemlich groß (600—700); derartige Beobachtungen sind in alten Zeiten freilich nur höchst mangelhaft ausgeführt worden, datieren jedoch wegen der Bedeutung, welche der Aberglaube den Kometen beilegte, bis mehrere Jahrhunderte vor unserer Zeitrechnung zurück. Bei der totalen Sonnenfinsternis vom 17. Mai 1882 wurde ein Komet entdeckt, der in der Nähe der verdunkelten Sonne für das bloße Auge sichtbar war.

§ 390. Bewegung der Kometen. Die scheinbare Bewegung der Kometen ist höchst mannigfach; oft sind sie nur wenige Tage sichtbar, oft monatelang, bald bewegen sie sich sehr langsam, bald ungemein schnell, so daß beispielsweise der Komet von 1472 an einem Tage einen Bogen von  $40^\circ$  am Himmel beschrieb. Einige Kometen sind rechtläufig, andere rückläufig, auch schneiden sie im allgemeinen die Ekliptik unter sehr verschiedenen Winkeln. Bei genauerer Untersuchung jedoch gehorchen sie alle dem Newtonschen Attraktionsgesetz (§ 387), indem sie Kegelschnitte beschreiben, in deren einem Brennpunkt sich die Sonne befindet. Ihre Elemente jedoch (§ 378) ergeben zum Teil eine elliptische, zum Teil eine hyperbolische, meist eine parabolische Bahn, welche dem Flächensatz (§ 379) entsprechend, in der Nähe der Sonne mit größerer Geschwindigkeit zurückgelegt wird.

Schiaparelli in Mailand hat für den im August sichtbaren Sternschnuppenschwarm (§ 395) eine parabolische Bahn gefunden, welche merkwürdig mit der des dritten Kometen von 1862 übereinstimmt, nämlich:

	Sternschnuppen vom 10. August.	III. Komet 1862.
Durchgang durch das Perihel	Juli 23,62 mittl. Zeit von Mailand	Aug. 22,9.
Länge des Perihels . . . . .	343° 38'	344° 41'
Länge des aufsteigenden Knotens . . . . .	138° 16'	137° 27'
Neigung zur Ekliptik . . . . .	63° 3'	66° 25'
Periheldistanz . . . . .	0,9643	0,9626
Umlaufszeit . . . . .	105 Jahre (?)	123,4 Jahre(?)
Bewegung . . . . .	rückläufig	rückläufig.

Ebenso fand später Leverrier für den Novemberschwarm bei Annahme einer 33jährigen Umlaufszeit eine Übereinstimmung mit dem I. Kometen von 1866. Vielleicht hat man sich die Kometen zum Teil vorzustellen als dichte Sternschnuppenschwärme, und das Phänomen eines Sternschnuppenregens giebt dann ein Bild, wie sich das Zusammentreffen der Erde mit einem Kometen gestaltet (vergl. § 392, 3).

§ 391. Masse der Kometen. Bei einer großen räumlichen Ausdehnung der Kometen ist ihre Masse als sehr gering zu erachten und darum von keinem meßbaren Einfluß auf die Planetenbewegung. Dagegen sind die Kometen in ihrer eigenen Bewegung sehr dem störenden Einfluß der größeren Planeten unterworfen. In der Nähe der Sonne finden zum Teil Ausscheidungen statt und entwickeln sich besonders die Schweife außerordentlich. Jedenfalls sind die Kometen fortdauernden Veränderungen unterworfen, sie zeigen zum Teil, wie der Donatische Komet von 1858, gasförmige Strömungserscheinungen am Kopfe; ja sie teilen sich sogar vollständig, und am Bielaschen Kometen ist selbst beobachtet worden, daß er zuerst in zwei getrennte Kometen zerfiel und endlich sich in einen Sternschnuppenschwarm auflöste (§ 392).

Der Einfluß der größeren Planeten auf die Kometen ist so bedeutend, daß Kirkwood die Ansicht aufgestellt hat, die Kometen, welche sich gegenwärtig in elliptischen Bahnen bewegen, verdanken diese Periodicität einer Störung durch Planeten, daß also den Kometen ein kosmischer Ursprung zugeschrieben werden müßte. In der That haben 70 Prozent dieser Kometen eine direkte Bewegung; bei 12 derselben fallen die Aphelien nahezu mit der Entfernung des Jupiter von der Sonne zusammen, bei zwei mit der des Saturn, bei drei mit der des Uranus und bei sechs mit der des Neptun.

§ 392. Beschreibung einzelner Kometen. Nur eine kleine Anzahl von Kometen ist wissenschaftlich untersucht, in ihrer Bahn bestimmt und dadurch der Himmelskunde gewonnen worden. Man unterscheidet Kometen, deren periodische Wiederkehr durch Beobachtung festgestellt ist, die sich also in elliptischen Bahnen um die Sonne bewegen, und andere, deren Bahn als parabolisch, oder selbst als hyperbolisch zu betrachten ist. Zu den ersteren gehört als vorzugsweise interessant:

1) Der Halleysche Komet, der erste Komet, dessen Wiederkehr vorherbestimmt worden ist, und zwar von Halley (geb. 1656, † 1742) bei Vergleichung der Elemente der Kometen von 1682, 1607 und 1531. Halley stellte seine Rückkehr auf Ende 1758 oder Anfang 1759 in Aussicht, und in der That wurde, zum Triumph der Wissenschaft, der Komet den 25. Dezember 1758 wiedergesehen, von neuem auch 1835. Seine mittlere Umlaufszeit ist 76 Jahre 2 Monate; 1835 erschien er als Stern erster Größe, mit einem 20° langen Schweife. In seinem Perihel ist er nur halb so weit von der Sonne entfernt als die Erde, dagegen im Aphel nahezu doppelt so weit als der Uranus; sein größter Abstand von der Sonne nämlich beträgt 35,4 r, sein kleinster 0,6 r, wenn r den Radius der Erdbahn bezeichnet. Seine Bewegung ist rückläufig.

2) Der Enckesche Komet. Die Umlaufszeit dieses bereits 1786 beobachteten, nur teleskopischen Kometen wurde von Encke auf 3,3 Jahre

eren  
aus  
teile  
gek-  
881,  
sich

00);  
aus-  
den  
rück.  
ekt,

der  
oft  
so  
von  
rück-  
ver-  
sie  
itte  
hre  
eine  
satz  
lig-

en-  
des

bestimmt. Sein Aphelium liegt noch diesseits der Jupiterbahn. Man hat an ihm eine allmähliche Verkürzung der Umlaufzeit wahrgenommen, die sich in neun Umlaufperioden fast auf einen Tag beläuft und nach Olbers durch den Widerstand eines den Weltenraum erfüllenden Mediums zu erklären wäre. Neuerdings jedoch ist die Genauigkeit dieser Beobachtung angezweifelt worden.

3) Der Bielasche Komet ist ebenfalls nicht mit bloßem Auge sichtbar. Seine Periodicität wurde von Biela zu Josephstadt erkannt und seine Umlaufzeit auf 6,7 Jahre bestimmt. 1845 hat man seine Teilung in zwei Kometen beobachtet, welche beide 1852, jedoch bereits 350000 Meilen von einander entfernt, wiederkehrten; 1859 konnten sie ihrer Lage wegen nicht beobachtet werden; 1865/66 sind sie vergeblich gesucht worden. Endlich am 27. Nov. der Jahre 1872 und 1885, wo die Erde einen derselben passierte, ereignete sich ein glänzender Sternschnuppenfall.

Veranlaßt durch ein Telegramm von Klinkerfues in Göttingen, welcher aus diesem Sternschnuppenfall den Schluß machte, daß der Bielasche Komet gleichzeitig auf der Südhalbk. der Erde bei dem Stern  $\theta$  Centauri aufgefunden werden möchte, beobachtete in der That Pogson, Direktor der Sternwarte in Madras, Anfang Dezember 1872, den Kometen an der betreffenden Stelle des Himmels.

Der große Komet von 1843 hatte eine Schweiflänge von  $60^\circ$ . Kopf und Kern waren von ausgezeichnetem Glanz. Er war selbst am Tage sichtbar, wie der Mond bei Tage als eine weiße Wolke; ausgezeichnet war dieser Komet durch sein geringes Perihel, nämlich nur  $\frac{1}{2}$  des Sonnenhalbmessers, so daß im Perihel der scheinbare Durchmesser der Sonne für ihn  $121^\circ$  betrug, also der Komet unter eine 47000mal größere Licht- und Wärmewirkung der Sonne gelangte als die Erde, allerdings mit der großen Geschwindigkeit von 78 Meilen in einer Sekunde; seine Periode ist 376 Jahre.

Für den Kometen I 1850 hat man eine Umlaufzeit von 28800 Jahren berechnet; der Donatische Komet von 1858 und der von 1861 ergeben parabolische Elemente; zu denen mit hyperbolischer Bahn gehört der Komet VI von 1863. Die Bahn des Coggiaschen Kometen von 1874 ist von Tietjen als elliptisch gefunden worden, seine Umlaufzeit etwa 9000 Jahre; in der Zeit vom 3. bis zum 5. Juli wuchs seine Schweiflänge von 1 Million bis über 5 Millionen Meilen.

#### E. Die Meteorite.

§ 393. Meteorsteine und Aerolithe. Zu den Meteoriten werden gerechnet die mit Getöse zerplatzenden und auf die Erde herabstürzenden Meteorsteine, die Feuerkugeln, welche sich langsamer am Himmel bewegen, und die mit fixsternartigem Glanz nur einen kurzen Moment leuchtenden, meist in parabolischen Kurven sich bewegenden Sternschnuppen. Über die ersteren hat man darum die meiste Kunde gewinnen können, weil sie als Mineralien sich chemisch genau untersuchen lassen; sie sind kosmischen Ursprungs, sehr verschieden in ihrer chemischen Zusammensetzung, bestehen jedoch, so viele bisher gefunden worden sind, aus Grundstoffen, welche sich auch sonst auf der Erde vorfinden; trotzdem sind sie als ganz verschieden von tellurischen Gebilden zu erachten.'

Die Meteorsteine enthalten meist einen starken Prozentsatz Kieselsäure und Magnesia, sowie Eisenoxyd und selbst metallisches Eisen, Nickeloxyd, Thonerde u. s. w. Nach ihrem größeren oder geringeren Eisengehalt unterscheidet man Eisenmeteorite und Steinmeteorite. In der Regel sind sie überzogen von einer meist schwarzen Rinde und im Innern oft von weißlicher Farbe und von feinen Adern durchsetzt. (Widmannstättische Figuren.)

Sie sind zum Teil als geschweifte Feuerkugeln beobachtet worden, welche mit Getöse zerspringen und mit ihren Bruchstücken weite Strecken bedecken. So sammelte man 1860 bei New-Concord (Ohio) 30 Bruchstücke eines mit mehrfachem Knall zerplatzten Meteorits, im Gesamtgewicht von 350 kg, das größte Stück 51,5 kg schwer, und fand als Bestandteile: Kieselsäure 51,25, Eisenoxydul 25,2, Magnesia 8,87, Thonerde 5,325, Calciumoxyd 0,785; Eisen 8,8, Nickel 2,36, Schwefel 1,18 Spuren von Chrom und Phosphor, Wasser 0,035.

Man hat geglaubt, die beiden Ambosse, von denen Jupiter (Ilias XV, 19) spricht, als Meteorite deuten zu dürfen. Der schwarze Stein in der Kaaba zu Mekka ist nach der Untersuchung von Burton ein Meteorstein, von wahrscheinlich sehr hohem Alter. Im Jahre 1492 fiel ein großer Meteorstein zu Ensisheim, von dem ein Fragment in der Kirche aufgehängt ist; 1511 fielen, nach Cardanis Mitteilung, während einer Sonnenfinsternis zu Croma gegen 1200 Steine, von denen einer 130 kg wog; der Meteorit von Bendego, 1784 entdeckt, seit 1888 im Nationalmuseum von Rio de Janeiro, ist 5343 kg schwer und enthält in 100 Teilen 91,9 Eisen, 5,7 Nickel u. s. w. 1870 sind von Nordenskjöld in Grönland große Eisenmeteorite gefunden worden, von 25 000, 10 000, 5000 kg Gewicht. Man hat Verzeichnisse von über 300 Meteoriten mit Angabe des Datums ihres Falles angefertigt. — Über einen großen Meteoriteinfall, der am 3. Februar 1882 bei Mocs in Siebenbürgen stattfand, liegt ein ausführlicher Bericht von Herrn A. Koch vor. Nach diesem ist der Meteorstein wahrscheinlich schon an der nordwestlichen Grenze von Ungarn in die Atmosphäre hineingefahren, dann als Feuerkugel in südöstlicher Richtung weitergefliegen, bis er bei Mocs seine Geschwindigkeit ganz verlor und in unzählige Stücke zerstreut auf die Erde niederfiel. Das Zerstreungsgebiet dieser Bruchstücke hat eine Breite von 3 km und eine Länge von 15 km. Die Anzahl der niedergefallenen Steine wird auf 2000, ihr Gesamtgewicht auf 245 kg geschätzt. Anfangs, also am nordwestlichen Ende, waren die Steine am dichtesten gefallen, selbst aber viel kleiner, als am südöstlichen Ende, wo die größten Stücke, welche ihre Geschwindigkeit länger bewahrt hatten, mehr getrennt gefunden wurden!

Haidinger hat über die Licht-, Wärme- und Schallerscheinungen beim Fallen von Meteorsteinen folgende Theorie aufgestellt: Durch ein Bruchstück oder eine Gruppe von Bruchstücken wird die Atmosphäre der Erde mit einer kosmischen Geschwindigkeit (bis mehrere Meilen in einer Sekunde) getroffen, welcher dieselbe selbst in großer Höhe einen bedeutenden Widerstand entgegensetzt. Während sich infolge desselben die Geschwindigkeit verringert, werden durch das Zusammendrücken der Luft Wärme und Licht entwickelt, der Meteorit rotiert und erhält eine Schmelzrinde. Die durch Pressung vor dem seine Geschwindigkeit verlierenden Meteorit erzeugte, heiße Luftschicht fließt zugleich mit abfliegenden, glühenden Schlackenteilen nach allen Seiten ab und ballt sich hinter dem Meteorit zu einer Feuermasse (§ 394) zusammen. Der Stillstand des Meteors ist das Ende seiner kosmischen Bahn, Licht- und Wärmeentwicklung hören auf; der leere Raum im Innern der Feuerkugel wird plötzlich unter gewaltiger Schallentwicklung ausgefüllt; der innere, kalte Kern des Meteors gleicht sich mit der Hitze der äußeren Rinde aus; der Meteorit fällt als ein der Erde angehöriger, schwerer Körper zur Erde nieder, um so wärmer, aus je besser die Wärme leitendem Material er besteht.

Die Annahme, daß die Meteorsteine Eruptionsprodukte von Mondvulkanen seien, ist kaum festzuhalten; nach Poisson nämlich gehört eine Anfangsgeschwindigkeit von über 2000 m dazu, um einen Körper aus dem Anziehungsgebiet des Mondes in das der Erde zu schleudern, und wollte man für den Meteorit eine Geschwindigkeit von 35 km annehmen, so würde er in elliptischer oder parabolischer Bahn die Erde umkreisen.

§ 394. Feuerkugeln. Man bezeichnet Meteore, welche spezifisch vielleicht nicht von den Aerolithen verschieden sind (§ 393), als Feuer-

kugeln, wenn sie ohne Explosion wieder zu verschwinden scheinen; dieselben sind oft von bedeutender Größe und zeigen nicht selten eine einen Kern umgebende Dunsthülle; ihre Farbe ist selten rein weiß, oft hellblau, rötlich, gelb oder grün. Sie ziehen bei ihrer Bewegung am Himmel in der Regel einen mehr oder minder glänzenden Schweif hinter sich her, der meist konisch gestaltet ist, jedoch auch fächerförmig beobachtet worden ist. Ihre Höhe ist meist nach vielen Meilen zu berechnen.

Einer Feuerkugel, welche am 3. Dezember 1861 über einen großen Teil von Mittelddeutschland hinwegzog, legte Heis eine Lichtstärke von 68 Millionen Gasflammen bei; Halley hat eine Feuerkugel beobachtet, für welche er einen Durchmesser von 2,4 km und eine Höhe von 400 km berechnete, ebenso Petit eine von 3,5 km Durchmesser und 670 km Höhe. Man hat Feuerkugeln registriert, deren Schweife 60 km lang waren, und andere, deren Schweife eine ganze Stunde lang sichtbar blieben. Auch von Feuerkugeln hat man Verzeichnisse angefertigt; im Jahre 1850 allein sind deren 65 beobachtet worden, und zwar waren 4 derselben von Schallentwickelungen begleitet.

§ 395. Sternschnuppen. Wohl nur relativ in ihrer Größe von den Feuerkugeln verschieden, erscheinen die Sternschnuppen, welche sich als solche durch einen sehr schmalen, linienartigen Schweif kennzeichnen und an Helligkeit höchstens etwa der Venus gleichkommen, sporadisch zu allen Zeiten des Jahres ziemlich zahlreich, die meisten vielleicht gegen drei Uhr morgens. Ihre mittlere Geschwindigkeit, verglichen mit der der Erde (§ 362) als Einheit, ist etwa 1,447; die Punkte am Himmel, von denen aus sie zu kommen scheinen, die sogenannten Radiationspunkte der Sternschnuppen, sind zu verschiedenen Zeiten des Jahres verschieden, ebenso die Farbe der Sternschnuppen. Ihre Höhe beträgt meistens 70—80 Kilometer.

Man unterscheidet die sporadischen Sternschnuppen von den periodisch wiederkehrenden. Nach Julius Schmidt in Athen sind zu beobachten die ersten im Jahresmittel 4—5 stündlich, nämlich für die Mitternachtstunde im

Januar	3,6;	Februar	3,6;	März	2,7;	April	3,7;
Mai	3,8;	Juni	3,2;	Juli	7,0;	August	8,2;
September	6,8;	Oktober	9,1;	November	9,5;	Dezember	7,2.

Coulvier-Gravier, ein französischer Forscher, hat nach vieljährigen Beobachtungen festgestellt, daß die Zahl der sporadischen Sternschnuppen mit steigender Nacht wächst und gegen Morgen wieder abnimmt. Nach seiner Statistik fallen durchschnittlich abends zwischen 6 und 7 Uhr 6, gegen 10 Uhr 8, um Mitternacht 10, um 1 Uhr 12, um 3 Uhr 16—17, um 4 Uhr 14, um 6 Uhr morgens etwa 12. Zu erklären ist diese Erscheinung durch die kosmische Bewegung der Erde, bei welcher ihr am meisten voran liegender Teil, d. h. wo der Morgen eben anbricht, von den sich ziemlich gleichmäßig im Weltenraum verteilenden, sporadischen Sternschnuppen notwendig die meisten aufnehmen muß.

Man rechnet 75,8 vom Hundert der Sternschnuppen als weiß; 15,9 v. H. als gelb; 5,7 v. H. als rot; 2,6 v. H. als grün.

Für die Höhe der Feuerkugeln ergab sich nach Denning im Durchschnitt von 80 in den Jahren 1865 bis 1887 beobachteten Fällen beim Beginn der Erscheinung 111 km und beim Erlöschen 49 km. Für die Sternschnuppen dagegen beobachtete derselbe durchschnittlich für den Beginn eine Höhe von 129 km und für das Ende eine Höhe von 87 km.

Die periodische Wiederkehr größerer Sternschnuppenschwärme ist im Anfang dieses Jahrhunderts erkannt worden und zwar zuerst für den Sternschnuppenfall vom 10. bis 12. August, für den Novemberschwarm wohl erst seit dem 12. bis 13. November 1833. Aus dem plötzlichen Er-

scheinen einer großen Menge von Sternschnuppen, während kurz vorher oder nachher das stündliche Mittel kaum übertroffen wird, wie besonders beim Novemberphänomen, läßt sich auf eine wolkenartige Anhäufung von Sternschnuppen schließen.

Die größte Bedeutung hat durch Alexander von Humboldts Beobachtung der Novemberfall von 1799 erlangt, der über ganz Nordamerika, von den Äquatorialgegenden bis Grönland, sichtbar war und einen wahren Sternschnuppenregen bildete. In ungeahnter Großartigkeit wiederholte sich dies Phänomen im November 1833, wo auf einem Flächenraum von 4 Mill. Quadratkilometer zwischen 9 Uhr abends und 7 Uhr morgens etwa eine halbe Million Sternschnuppen gefallen sein mögen, die meisten mit dem Punkt  $150^\circ$  AR und  $+21^\circ$  Dekl. im Sternbild des Löwen als Radiationspunkt. In gleicher Pracht trat das Phänomen im November 1866 auf, wo in Berlin allein auf einer Zone der Himmelskugel von  $30^\circ$  um den Polarstern gezählt wurden:

um $1^h 30^m$	jede Minute	15	Sternschnuppen
$1^h 40^m$	„	25	„
$1^h 50^m$	„	43	„
$2^h$	„	55	„
$2^h 10^m$	„	48	„
$2^h 20^m$	„	35	„
$2^h 30^m$	„	17	„

woraus sich als Dichtigkeitsmaß des Schwarmes um  $1\frac{1}{2}$ , 2,  $2\frac{1}{2}$  Uhr bezüglich 156, 108, 170 km herausstellen. Die meisten Sternschnuppen kamen wieder aus dem großen Löwen, nahe dem Stern  $\gamma$  desselben, aus dem Punkt  $148^\circ$  Asc. Rect.,  $+22^\circ$  Dekl. der Himmelskugel; die durchschnittliche Höhe ihres Aufleuchtens betrug 150 km, des Verschwindens 80 km. Über den Zusammenhang des Sternschnuppenschwarmes vom 27. November 1872 mit dem Bielaschen Kometen ist bereits in § 392 die Rede gewesen.

Die Sternschnuppen des Augustschwarmes haben ihren Strahlungspunkt meist im Perseus, weshalb sie Perseiden genannt werden, und im Gegensatz zu ihnen heißen die Sternschnuppen des Novemberschwarmes die Leoniden. Die Bewegung der Perseiden ist rechtläufig, die der Leoniden rückläufig; die Intensität der Erscheinung ist bei den ersteren geringeren Schwankungen unterworfen als bei den letzteren. Es scheinen also die ersteren einen nahezu gleich dichten Ring um die Sonne zu bilden, die letzteren einen mehr wolkigen. Nach Newton in New Haven beschreibt der Hauptschwarm der Leoniden seine Bahn um die Sonne in 354,62 Tagen, tritt also je nach etwa  $33\frac{1}{4}$  Jahren in eine besonders günstige Stellung zur Erde. Die Übereinstimmung der Elemente beider Schwärme mit denen zweier Kometen ist bereits in § 390 hervorgehoben worden.

Die Spektren der Meteorkerne zeigten schöne prismatische Farben, welche sich mit dem Schwächerwerden der Meteore verloren, die der Schweife erschienen gleichfalls kontinuierlich; wenn aber der Schweif zu verschwinden begann, blieb eine glänzende gelbe Linie sichtbar, welche unter den terrestrischen Flammen nur dem glühenden Natrium zu vergleichen war.

§ 396. Zodiakallicht. Dem Sonnensystem zugehörig, im übrigen jedoch ihrer Natur nach ganz rätselhaft ist eine Lichterscheinung, welche sich uns bisweilen in der mittleren nördlichen Breite an hellen Frühlingsabenden nach Sonnenuntergang, wenn die Abendröte vorüber ist, zeigt. Es erscheint alsdann am westlichen Horizont ein matter Lichtstreifen, kegel- oder linsenförmig sich nach dem Horizont hin erweiternd, in seiner mittleren Richtung nur wenige Grade zur Ekliptik geneigt, so daß die untergegangene Sonne in der Mitte der erweiterten gedachten Linse liegen würde. Dieselbe Erscheinung läßt sich im Herbst am klaren Morgenhimmel vor Beginn der Morgendämmerung beobachten. Der Winkelabstand des Scheitels dieses Lichtkegels von der Sonne wechselt zwischen  $40^\circ$  und  $90^\circ$  und die Breite seiner Basis zwischen  $8^\circ$  und  $30^\circ$ ; die ganze Erscheinung gehört also der Zone des Tierkreises an und ist darum als Zodiakallicht benannt worden. Das Zodiakallicht muß sich, wenn man

dasselbe in Beziehung zur Sonne setzen kann, von dieser aus bis über die Bahn des Merkur und der Venus hinaus, ja selbst bis zur Erdbahn erstrecken und kann darum wohl kaum, wie früher geschehen ist, als eine Sonnenatmosphäre angesehen werden; mit größerer Wahrscheinlichkeit dürfte sich uns in demselben ein um die Sonne herumliegender Nebelring, ähnlich einem ringförmigen Sternschnuppenschwarm (§ 395), darstellen, der zwischen der Venus- und Marsbahn frei schwebt. Heis erklärt das Zodiakallicht als einen nebelartigen Ring, der innerhalb der Mondbahn sich kreisförmig um die Erde bewege.

Die Sichtbarkeit des Zodiakallichtes scheint dadurch bedingt zu sein, daß sein Scheitel einen möglichst großen Winkelabstand von der Sonne zeigt, daß also die große Axe seiner Linsenform einen möglichst großen Winkel mit dem Horizont bildet, was auf der nördlichen Erdhälfte eintritt, wenn der Frühlingspunkt westlich, der Herbstpunkt östlich am Horizont steht. Im höheren Norden sind die Verhältnisse zur Beobachtung des Zodiakallichtes ungünstiger; dagegen nennt Humboldt dieses Licht einen beständigen Schmuck der Tropennächte. Für die südlichen Breiten läßt sich das Zodiakallicht am vorteilhaftesten zur Abendzeit im Herbst- und des Morgens im Frühlingsäquinoktium beobachten. — Nach Untersuchungen von Angström besteht das Spektrum des Zodiakallichtes aus einer einzigen hellen Linie, welche nahezu die Mitte zwischen den Fraunhofer'schen Linien *D* und *E* hält.

## Fünfter Abschnitt.

### Die Fixsterne.

§ 397. Einteilung nach der Helligkeit. Der Name Fixstern zur Bezeichnung eines Gestirns, welches seinen Ort am Himmel unveränderlich festhält, ist nicht absolut zu nehmen; vielmehr ist es wahrscheinlich, daß sämtliche Fixsterne, wenn auch nur sehr langsam und nur bei genauen Beobachtungen merklich, ihre Stellung verändern (§ 404). Man teilt die Fixsterne, aufer nach ihrer Gruppierung in gewisse Sternbilder (§ 349), auch nach ihrem Glanz ein in Sterne erster, zweiter, dritter u. s. w. Größe. Diese Einteilung ist insofern ganz willkürlich, als keine feste Grenze zwischen den Gestirnen verschiedener Größe zu ziehen ist; trotzdem sind alle Astronomen in ihr übereingekommen und zählen 23 oder 24 Sterne der ersten Größe, 50 bis 60 der zweiten, etwa 200 der dritten Größe u. s. w. Die kleinsten Sterne, welche man noch mit bloßem Auge unterscheiden kann, sind von der sechsten bis siebenten Größe. Die teleskopischen Gestirne werden bis zur 16. Größe unterschieden, ja es scheint für dieselben keine Grenze in betreff der Größenabteilung zu geben. Die Sterne desselben Sternbildes werden, ihrer Helligkeit nach geordnet, mit den auf einander folgenden griechischen Buchstaben bezeichnet, oder mit Zahlen versehen; die helleren haben meist auch besondere Namen erhalten. Man rechnet im ganzen bis zur siebenten Größe 12—15000 Fixsterne.

Zur Bestimmung der Helligkeit der Gestirne hat man verschiedene Methoden und Instrumente, unter denen ein von Zöllner konstruiertes, sogenanntes Polarisations-Astrophotometer hervorzuheben ist. Die scheinbare Größe (§ 400) der Fixsterne übrigens ist jedenfalls abhängig



von der Entfernung, der wirklichen Größe der Sterne und der Helligkeit der leuchtenden Oberfläche, über welche Elemente wir fast nur auf Hypothesen angewiesen sind. Nach ihrer Helligkeit geordnet sind die hauptsächlichsten (vergl. die Sternkarten).

## Sterne erster Größe:

a) Nördlich: Arkturus, Capella, Wega, Procyon, Beteigeuze ( $\alpha$  Orionis), Aldebaran, Atair, Pollux, Regulus.

b) Südlich: Sirius,  $\eta$  Argus, Canopus,  $\alpha$  Centauri, Rigel,  $\alpha$  Eridani,  $\beta$  Centauri,  $\alpha$  Crucis, Antares, Spica, Fomalhaut.

## Sterne zweiter Größe:

a) Nördlich:  $\alpha$  Cygni, Kastor,  $\epsilon$  Ursae,  $\alpha$  Ursae,  $\alpha$  Persei,  $\eta$  Ursae,  $\gamma$  Orionis,  $\beta$  Tauri, Polaris,  $\gamma$  Leonis,  $\alpha$  Arietis,  $\zeta$  Ursae,  $\beta$  Andromedae,  $\beta$  Aurigae,  $\gamma$  Andromedae,  $\gamma$  Cassiopejae,  $\alpha$  Andromedae,  $\alpha$  Cassiopejae,  $\gamma$  Geminorum, Algol ( $\beta$  Persei).

b) Südlich:  $\beta$  Crucis,  $\alpha$  Gruis,  $\gamma$  Crucis,  $\epsilon$  Orionis,  $\epsilon$  Canis,  $\lambda$  Scorpii,  $\zeta$  Orionis,  $\beta$  Argus,  $\gamma$  Argus,  $\epsilon$  Argus,  $\alpha$  Trianguli,  $\epsilon$  Sagittarii,  $\Theta$  Scorpii,  $\alpha$  Hydrae,  $\delta$  Canis,  $\alpha$  Pavonis,  $\beta$  Gruis,  $\sigma$  Sagittarii,  $\delta$  Argus,  $\beta$  Ceti,  $\lambda$  Argus.

§ 398. Verteilung der Fixsterne am Himmel; die Milchstraße. Die Sterne der ersten drei bis vier Größen sind ziemlich gleichmäßig über das Himmelsgewölbe verteilt, die kleineren Gestirne jedoch häufen sich, je mehr man sich der sogenannten Milchstraße nähert, und besonders innerhalb dieser selbst. Durch das Fernrohr überzeugt man sich, daß der Glanz der Milchstraße von einer unzählbaren Menge von Sternen der verschiedensten Größen herrührt. Die Fixsterne häufen sich also an einzelnen Teilen des Himmels gleichsam wolkenförmig an. W. Herschel hat an einzelnen Stellen der Milchstraße vor seinem Teleskop so viel Sterne vorüberziehen sehen, daß er auf einen Grad im Quadrat 5000 Sterne rechnete. Die Gesamtanzahl der Sterne auf beiden Halbkugeln des Himmels scheint nahezu die gleiche zu sein.

Die Milchstraße hat etwa die Form eines größten Kreises, der gegen den Äquator unter dem Winkel  $63^\circ$  geneigt ist und ihn in der  $AR=0^h 47^m$  und  $AR=12^h 47^m$  schneidet. Sie ist zum Teil, etwa  $150^\circ$  lang, in zwei Parallelströme geteilt, zwischen denen der eben erwähnte größte Kreis liegt. An den Polen dieses Kreises befinden sich die wenigsten Gestirne, und von ihnen aus zur Milchstraße hin ist eine allgemeine Zunahme in ihrer Anzahl zu beobachten, für welche Struve folgende Tafel aufgestellt hat:

Abst. vom nördl. galaktischen Pol.	Durchschnittszahl von Sternen in einem Felde von $15'$
$0^\circ$	4,15
$15^\circ$	4,68
$30^\circ$	6,52
$45^\circ$	10,36
$60^\circ$	17,68
$75^\circ$	30,3
$90^\circ$	122.

Die Verteilung der Sterne in der Milchstraße ist sehr verschieden, sowohl was die Größe der Gestirne als die Dichtigkeit ihrer Anhäufung betrifft; man trifft in ihr ganz leere Zwischenräume, wo also die Sterne sich wie auf einen dunklen Hintergrund projizieren; andere Stellen dagegen, welche dem unbewaffneten Auge, oder in schwächeren Fernrohren nur hell erscheinen, lösen sich bei stärkerer Vergrößerung in Myriaden von Gestirnen auf. (Vergl. die Sternkarten.)

Im Jahre 1887 ist auf einer Konferenz von Astronomen in Paris beschlossen worden, eine photographische Aufnahme sämtlicher Gestirne bis zur 14. Größe durchzuführen; es sind dazu etwa 40000 Platten in Aussicht genommen, zu deren Herstellung sich verschiedene Sternwarten vereinigt haben.

§ 399. Entfernung der Fixsterne. Um die entfernteren Punkte unseres Sonnensystems ihrem Abstände nach zu bestimmen, ist der Durchmesser der Erde als Basis (§ 370) zu klein, und muß man darum die jährliche Parallaxe statt der täglichen zu bestimmen suchen, d. h. die scheinbare Ortsveränderung der Gestirne am Himmel infolge der verschiedenen Stellung der Erde zur Sonne. Der elliptischen Bewegung der Erde durch die Punkte  $a, b, c, d$  (Fig. 336) entspricht die scheinbare elliptische Bewegung eines Sternes  $P$  durch die Punkte  $a', b', c', d'$ ; die halbe große Axe  $m'a'$  ( $= ma = \alpha$  in Bogenmaß) dieser Ellipse wird die jährliche Parallaxe von  $P$  genannt. Dieselbe ist größer für die näheren,

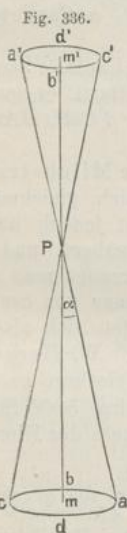


Fig. 336.

$\alpha = 1^\circ$	die Entfernung	57 r,
$\alpha = 1'$	„	3438 r,
$\alpha = 1''$	„	206265 r,

wenn  $r$  den Radius der Erdbahn bezeichnet. Bei den Fixsternen führte jedoch auch die Bestimmung der jährlichen Parallaxe kaum zu irgend einem positiven Resultat; die Untersuchungen waren mit Fehlern behaftet, die bei astronomischen Messungen nicht zu vermeiden sind, und es war um so bedenklicher, maßgebende Resultate daraus ableiten zu wollen, weil es sich nur um Winkel von geringen Bruchteilen einer Sekunde handelte. Man gelangte bis Anfang dieses Jahrhunderts nur zu dem negativen Resultat, daß kein Fixstern nördlicher Breite eine Parallaxe größer als eine Sekunde lieferte. Die Entfernung der Fixsterne ergab sich darum größer als das 206265fache der Entfernung der Erde von der Sonne, so daß das Licht, um von einem Fixstern zur Erde zu gelangen, mehr als 3 Jahre 83 Tage gebraucht.

Seitdem durch Kopernikus die jährliche Bewegung der Erde festgestellt ward, hat man sich bemüht, eine Jahresparallaxe der Fixsterne zu bestimmen; Tycho Brahe vervollkommnete die Beobachtungsmethoden, so daß seine Bestimmungen eine Genauigkeit von  $1'$  erreichten, jedoch ebenfalls ohne den gewünschten Erfolg; durch weitere Verfeinerung der Beobachtungsmittel auf  $1''$  fand Bradley 1728 eine Parallaxe der Fixsterne und zwar für alle dieselbe Parallaxe von  $20,4''$  und zugleich den Grund dieser eigentümlichen Erscheinung in der Aberration des Lichtes (§ 133).

Eine wirkliche Parallaxe ( $1''$ ) wurde zuerst 1832 von Henderson am Kap der guten Hoffnung für den Stern erster Größe  $\alpha$  Centauri gefunden und neuerdings (1860—1864) von Maclear auf den Wert  $0'',88$  festgestellt. Um dieselbe Zeit (1838) hat Bessel in Königsberg für den Stern 61 Cygni, einen Fixstern von kaum der sechsten Größe, der sich durch seine eigene, jährlich bis auf  $5''$  steigende Bewegung zwischen seinen Nachbargestirnen auszeichnet, die Parallaxe  $0'',348$  hergeleitet, und so läßt sich bereits folgende Tabelle zusammenstellen:

Name des Fixsterns	Größe	jährl. Parallaxe	Entf. in Erdweiten
$\alpha$ Centauri . . . . .	I . .	0,88" (Henderson u. Maclear)	234000
61 Cygni . . . . .	VI . .	0,348 (Bessel) . . . . .	593000
34 Groombridge*) . . . . .	VIII—IX . .	0,307 (Auwers) . . . . .	672000
$\alpha$ Lyrae . . . . .	I . .	0,261 (Struve) . . . . .	790000
Sirius . . . . .	I . .	0,23 (Henderson) . . . . .	897000
1830 Groombridge*) . . . . .		0,226	
$\iota$ Ursae majoris . . . . .	III . .	0,133	
Arkturus . . . . .	I . .	0,127 (Peters)	
Polaris . . . . .	II . .	0,067	
Capella . . . . .	I . .	0,046 . . . . .	4484000

Zu bemerken ist dabei, daß Peters für den Stern zweiter Größe  $\alpha$  Cygni eine Parallaxe nicht hat finden können.

§ 400. Größe der Fixsterne. Die planetarische Scheibe, welche Fixsterne von hellem Glanz bisweilen im Fernrohr zeigen, ist eine Folge der Brechung des Lichtes, indem bei größerer Öffnung des Objektivs die Scheibe kleiner wird; daß aber überhaupt eine solche Scheibe nur unmeßbar klein sein kann, ergibt sich aus der augenblicklich, ohne irgend bemerkbare allmähliche Verminderung des Lichtes erfolgenden Okkultation der Fixsterne durch den Mond (§ 383). Wenn also von Größe der Fixsterne gesprochen wird (§ 397), so wird dadurch nur ihr verschiedener Glanz bezeichnet. Durch photometrische Methoden hat man gefunden, daß der Stern  $\alpha$  Centauri 27000 mal weniger Licht aussendet als der Vollmond; ferner ist das Sonnenlicht 800000 mal stärker als das des Vollmondes (§ 132); darum ist das Sonnenlicht 22 Mill. mal kräftiger als das von  $\alpha$  Centauri. Es ergibt sich hieraus für diesen Stern der Glanz 2,2, wenn der der Sonne in gleicher Entfernung gleich 1 gesetzt wird.

Der Glanz des Sirius ist viermal stärker als der von  $\alpha$  Centauri und seine Jahresparallaxe nur 0,23" (§ 398); darum die Helligkeit des Sirius 66 mal so groß als die von  $\alpha$  Centauri und 146 mal so groß als die der Sonne. Könnte man die Sonne, deren scheinbarer Durchmesser im Mittel die Größe  $32' 3''$  (§ 362) hat, in eine derartige Entfernung am Himmel versetzen, daß sie nur die Jahresparallaxe 1" zeigte, so würde ihr scheinbarer Durchmesser nur die Größe  $0',000093$  haben, also auch für die besten Fernrohre keine Größe zeigen.

§ 401. Spektrum der Fixsterne. Nach der spektroskopischen Untersuchung von mehreren Hundert, vorzugsweise der heller leuchtenden Fixsterne, sind vier Arten von Fixsternen zu unterscheiden:

Die glänzenderen haben, wie die Sonne, Spektren mit charakteristischen dunklen Linien auf hellem Grunde; so der Sirius, der dem bloßen Auge weiß oder bläulich erscheint. Man kann fast mit Sicherheit auf das Vorkommen von glühendem Wasserstoff, ebenso mit Wahrscheinlichkeit auf das von Eisen, Magnesium und Natrium in der Atmosphäre des Sirius schließen. Ähnliches gilt für die Spektren der übrigen weiß leuchtenden Sterne, der Wega in der Leier, des Regulus, des Rigel.

Zur zweiten Art gehören die Spektren der gelben Sterne, wie Capella, Aldebaran, Arkturus; dieselben sind reich an Absorptionsstreifen in Rot und Blau, im übrigen dem der Sonne ähnlich. Im Aldebaran hat Huggins außer H, Na, Mg, Ca, Fe auch Te, Bi, Sb, Hg nachge-

\*) Groombridge Verzeichnis der Circumpolarsterne.

wiesen, welche letzteren vier Metalle in der Sonnenatmosphäre nicht vorkommen.

Eine dritte Art bilden nach Secchi die übrigen, meist rötlichen, helleren Fixsterne, als Vertreter Beteigeuze ( $\alpha$  Orionis). Ihre Spektren bestehen aus säulenartigen, hellen und dunklen Bändern, die fast wie Kannelierungen aussehen. Die Wasserstofflinien sind ebenfalls meist deutlich erkennbar, zuweilen jedoch, wie bei  $\gamma$  Cassiopejæ, erscheinen dieselben hell leuchtend. Sie erinnern an die Sonnenflecke (§ 372), die breitere Absorptionsstreifen zeigen als das gewöhnliche Sonnenspektrum. Viele dieser Sterne, wie  $\alpha$  Orionis, gehören zu den veränderlichen Sternen (§ 402).

Die Spektren endlich der Sterne der vierten Art, zu denen ausschließlich Sterne der sechsten und noch geringerer Größe gehören, enthalten drei helle Zonen, welche durch dunkle Zwischenräume getrennt sind, und erinnern insofern an das Spektrum des Kohlenwasserstoffs.

§ 402. Veränderliche, periodische, temporäre Sterne. Gewisse Sterne kennzeichnen sich durch ein mehr oder weniger regelmäßiges, periodisches Zu- und Abnehmen ihres Glanzes, ja einige sind selbst vollständig erloschen oder neu erglänzt. Am frühesten (1596 durch Fabricius) ist eine solche Veränderlichkeit an dem Stern  $\sigma$  im Walfisch, genannt Mira Ceti, (AR =  $32^{\circ} 56'$ , D =  $-3^{\circ} 40'$ ) beobachtet worden. Derselbe erscheint etwa zwölfmal in 11 Jahren oder genauer in der Periode von 331 Tagen  $15^h 7^m$ , glänzt etwa 14 Tage, sogar gleich einem Stern zweiter Größe, nimmt dann drei Monate lang ab, bis er dem bloßen Auge fünf Monate unsichtbar bleibt, und wächst endlich die übrige Zeit seiner Periode.

Maximum und Minimum von Mira Ceti sind nicht immer gleich stark. Von Oktober 1672 bis Dezember 1676 soll dieser Stern ganz unsichtbar gewesen sein, dagegen war er am 5. Oktober 1839 besonders glänzend. (Einzeln veränderliche Sterne sind auf den Sternkarten (Taf. 1 und 2) durch einen Kreis um den Stern angedeutet).

Ein zweiter sehr merkwürdiger, periodischer Stern ist  $\beta$  Persei, genannt Algol; derselbe ist gewöhnlich von der zweiten Größe und zwar während 2 Tage  $13\frac{1}{2}^h$ , nimmt dann plötzlich im Glanz ab, nämlich in  $3\frac{1}{2}$  Stunden bis zur vierten Größe, in welcher er etwa 15 Minuten bleibt, um dann wieder in  $3\frac{1}{2}$  Stunden den anfänglichen Glanz zu erlangen. Seine ganze Periode dauert 2 Tage  $20^h 49^m$  (vergl. § 404). Andere periodische Sterne sind  $\delta$  im Cepheus,  $\beta$  Lyrae,  $\eta$  Aquilæ u. s. w., hauptsächlich bemerkenswert etwa 36, bis zu einer 18jährigen Periode.

Als temporär sind zu bezeichnen andere Gestirne, welche plötzlich am Himmel erschienen und nach längerer oder kürzerer Zeit wieder verschwunden sind, bei denen man aber eine Periode noch nicht beobachtet hat, oder die vielleicht auch erst einmal gesehen worden sind. Schon Hipparch erwähnt die Erscheinung eines solchen Sternes im Jahre 125 v. Chr.; — ein anderer erschien 389 n. Chr. nahe am Stern Atair ( $\alpha$  Aquilæ), glänzte drei Wochen lang hell wie die Venus und verschwand wieder; ebenso zeigten sich temporäre Sterne in den Jahren 945, 1264, 1572 zwischen Cepheus und Cassiopeja (vielleicht (?) derselbe Stern mit einer Periode von ungefähr 312 Jahren), und so sind über 20 temporäre Sterne, sämtlich in oder nahe an der Milchstraße, beobachtet worden. Gewisse Gestirne sind ebenso als verschwunden zu bezeichnen.

Im Sternbild der nördlichen Krone zeigte sich im Mai 1866 ein sehr heller, die Fixsterne zweiter Größe an Glanz übertreffender Stern an einer Stelle, wo in den Sternkarten ein Stern neunter bis zehnter Größe verzeichnet ist. Noch in derselben Nacht verlor er an Helligkeit, erschien nach 4 Tagen bereits als Stern vierter Größe und nahm weiter stetig an Glanz ab, bis er nach 8 Tagen nur noch als Stern sechster Größe und endlich nach 3 Wochen wieder von der neunten Größe beobachtet wurde. Huggins und Miller wurden sogleich von dem Aufleuchten dieses Sternes in Kenntnis gesetzt und untersuchten denselben durch das Telespektroskop, als er noch ziemlich hell, in der vierten Größe, leuchtete. Sie fanden in seinem Spektrum, neben den dunklen Streifen der gewöhnlichen Fixsternspektren (§ 401), vier helle Linien, die nur von einem hell leuchtenden Gase herrühren konnten, und von denen zwei mit den charakteristischen Spektrallinien des Wasserstoffs übereinstimmten. Diese Linien wurden allmählich schwächer und verschwanden ganz, als der Stern nur noch einem der achten Größe gleichkam. Die ganze Erscheinung würde sich erklären lassen durch das Hervorbrechen großer Massen von Gasen, vorzugsweise von Wasserstoffgas, aus dem Innern des Gestirns, deren Entzündung und allmähliches Wiedererlöschen. — Am 24. Nov. 1876 fand J. Schmidt zu Athen einen Stern dritter und vierter Größe an der Grenze des Schwans gegen die Eidechse hin, dessen Licht vom 27. Nov. ab rasch abnahm, so daß er schon am 15. Dez. dem unbewaffneten Auge nicht mehr sichtbar war. Die Spektraluntersuchungen haben auch hier vorzugsweise auf brennenden Wasserstoff schließen lassen.

§ 403. Doppelsterne; Bewegung derselben. Als Doppelsterne bezeichnet man Gestirne, welche sich teleskopisch als gedoppelt zeigen, d. h. aus zwei (oder auch drei und mehreren), nahe bei einander befindlichen Einzelsternen zu bestehen scheinen. Die große Anzahl dieser Doppelsterne (2000 bis zur Entfernung von 32<sup>u</sup>), ihre große Nähe (zwanzig zwischen 0<sup>u</sup> und 1<sup>u</sup>) und ihre zum Teil fast übereinstimmende Größe lassen auf einen mehr als zufälligen Zusammenhang schließen. Nach einer Berechnung von Struve ist die Wahrscheinlichkeit  $\frac{1}{9570}$ , daß irgend zwei Sterne bis zur siebenten Größe bis 4<sup>u</sup> einander genähert sein sollten, und doch zählt man solcher Doppelsterne über 90. Unzweifelhaft aber wird die Frage der Zusammengehörigkeit solcher Gestirne entschieden durch ihre gegenseitige Bewegung.

Die beiden Sterne von  $\alpha$  Centauri sind von der zweiten Größe, von denen überhaupt nur 50–60 vorhanden sind (§ 397), und haben eine so beträchtliche eigene Bewegung, daß längst der eine den andern verlassen haben würde, wenn sie nicht zusammengehörten, während ihre Entfernung höchstens 15<sup>u</sup> betragen hat und sie wiederholt kaum zu trennen gewesen sind. Der Stern Mizar ( $\xi$  Ursae majoris), der mittelste im Schwanz, läßt für ein scharfes Auge in nächster Nachbarschaft (Entfernung 15<sup>u</sup>) einen kleinen Stern erkennen, Alkor oder das Reiterchen genannt; teleskopisch erscheinen beide Sterne bereits in so großer Entfernung von einander, daß sie kaum mehr als zusammengehörig geschätzt werden; dagegen zeigt sich nunmehr der Stern Mizar selbst als Doppelstern (Abstand 12–16<sup>u</sup>).

Als mehrfache Sterne sind hervorzuheben  $\theta$  Orionis, ein vierfacher, hell leuchtender Stern von den Größen 4, 6, 7, 8, der erste und letzte noch mit sehr kleinen Begleitern,  $\varepsilon$  Lyrae, ein doppelter Doppelstern,  $\alpha$  Andromedae u. s. w. — Doppelsterne, bei denen die Begleiter sehr klein sind, sind besonders der Polarstern,  $\alpha$  Lyrae,  $\iota$  Ursae majoris u. s. w. — Doppelsterne mit allmählich steigender Entfernung ihrer Sterne:  $\gamma$  Coronae Borealis,  $\gamma$  Centauri (0<sup>u</sup>–1<sup>u</sup>) —  $\gamma$  Circini,  $\delta$  Cygni (1<sup>u</sup>–2<sup>u</sup>) —  $\alpha$  Piscium,  $\beta$  Hydrae (2<sup>u</sup>–4<sup>u</sup>) —  $\alpha$  Crucis,  $\alpha$  Herculis,  $\alpha$  Geminorum (4<sup>u</sup>–8<sup>u</sup>) —  $\beta$  Orionis,  $\gamma$  Arietis (8<sup>u</sup>–12<sup>u</sup>) —  $\alpha$  Centauri,  $\beta$  Cephei,  $\delta$  Cygni (12<sup>u</sup>–16<sup>u</sup>) —  $\alpha$  Canum Ven.,  $\zeta$  Piscium (16<sup>u</sup>–24<sup>u</sup>) —  $\delta$  Herculis,  $\eta$  Lyrae (24<sup>u</sup>–32<sup>u</sup>) u. s. w. — Im Anfange der 60er Jahre ist ein schon von Bessel 1846 vermuteter Begleiter des Sirius, ein sehr lichtschwacher Stern, wirklich gesehen worden.

Bei längere Zeit hindurch fortgesetzter Beobachtung der Doppelsterne hat sich vielfach eine Zusammengehörigkeit derselben aus ihrer gegenseitigen Bewegung ergeben. Nach 25jähriger Beobachtung glaubte zuerst 1803

W. Herschel aussprechen zu können, daß es Doppelsterne gebe, welche zusammen ein System bilden, und als solche in ihrer Bewegung dem Gesetz der Massenanziehung (§ 387) Folge leisten, im besonderen die Doppelsterne Kastor,  $\gamma$  Virginis,  $\xi$  Ursae,  $\gamma$  Leonis,  $\delta$  Cygni u. s. w.; ja er gab bereits von einigen die periodischen Umlaufzeiten an, so von Kastor 334 Jahre, von  $\gamma$  Leonis 1200 Jahre; — 1841 sind von Mädler über 1100 Doppelsterne von gleichem Charakter aufgeführt worden.

Savary zeigte 1830 zuerst durch ausgeführte Rechnung, daß die Bewegung des Doppelsterns  $\xi$  Ursae eine elliptische ist, mit der kurzen Periode von 58,25 Jahren, nach der späteren Berechnung von J. Herschel und Mädler von 61 Jahren; —  $\alpha$  Centauri (J. Herschel) hat eine Umlaufzeit von 77 Jahren;  $\delta$  Cygni von 178,7 Jahren (Hind);  $\gamma$  Virginis von 182,12 Jahren (J. Herschel); der Doppelstern  $\zeta$  Herculis hat eine Umlaufzeit von nur 46,357 Jahren und seit der Zeit seiner Beobachtung bereits zweimal seinen Umlauf vollendet und dabei zwei Okkultationen gezeigt.

Die Entdeckung der Parallaxe von  $\alpha$  Centauri und 61 Cygni (§ 398) gestattet nunmehr auch, von den absoluten Dimensionen ihrer Bahnen zu sprechen. Die Entfernung der beiden Sterne 61 Cygni hat seit 1781 kaum um 0,5" von ihrem mittleren Werte 15,5" differiert, während ihr Positionswinkel sich seitdem um 70° geändert hat; ihre Bahn scheint darum nahezu kreisförmig zu sein und die Umlaufzeit vielleicht 500 Jahre. Die Parallaxe dieses Sternes ist 0,348", und es verhält sich:

$$15,5 : 0,348 = 44,5 : 1,$$

d. h. die Bahn dieses Doppelsternes ist ausgedehnter als die des Neptun um die Sonne. Die Farben der Doppelsterne sind oft Ergänzungsfarben, rot und grün, gelb und blau u. s. w.

§ 404. Eigene Bewegung der Fixsterne. Halley hat zuerst darauf aufmerksam gemacht, daß zu den Zeiten des Hipparch, 130 v. Chr., die drei Sterne Sirius, Arkturus und Aldebaran nördlicher in der Breite gestanden haben als 1717; er rechnete nunmehr noch die Verminderung der Schiefe der Ekliptik für die Zwischenzeit von 1847 Jahren hinzu, vermöge deren diese Sterne vielmehr südlicher hätten stehen sollen, und so ergab sich für dieselben bezüglich eine Bewegung von 37', 42", 33' südlich. Zur Bestätigung dieses Resultates konnte auch eine Okkultation des Aldebaran durch den Mond vom Jahre 509 n. Chr. dienen, welche nach seiner nunmehrigen südlichen Stellung nicht möglich gewesen wäre. Auch der Doppelstern 61 Cygni hat in der ersten Hälfte unseres Jahrhunderts seine Lage am Himmel um etwa 4' 23" geändert, jährlich um etwa 5,3", ziemlich geradlinig und mit gleichförmiger Bewegung. Ähnliches gilt für andere Fixsterne. Wenn auch die Sonne eine solche Eigenbewegung zeigt, so wird infolge davon ein durchschnittliches Streben aller Sterne nach demselben Verschwindungspunkt hin, nämlich parallel der Richtung der Sonne hervortreten; in der That ist durch einen solchen Schluß W. Herschel auf die Vermutung gebracht worden, daß sich die Sonne unter den Fixsternen auf einen Punkt hin bewegt, der nicht fern von  $\lambda$  Herculis liegt, im Mittel nach Beobachtungen anderer Astronomen,  $AR = 260^\circ$ ,  $D = + 34^\circ 30'$ .

Um die etwaige Geschwindigkeit der Sonne zu finden, kann man nunmehr etwa annehmen, daß die glänzendsten Sterne auch die nächsten sind (Struve), oder diejenigen, welche die größte eigene Bewegung zeigen (Argelander). Nach Struves Ausführungen beträgt die jährliche Bewegung der Sonne etwa 1,623 Radien der Erdbahn, d. h. nahezu ein Viertel der Jahresbewegung der Erde. Wie weit die eigene Bewegung der Sonne von der geraden Richtung und der Gleichförmigkeit abweicht, ist erst späteren Geschlechtern zur Entscheidung aufbewahrt, ebenso die Frage der sogenannten Centralsonne.

Gesch  
oder  
näher  
sprech  
Versch  
Ende  
erkenn  
ristisc  
hat, s  
hin oc  
gefund  
Ende  
was ei  
Messu  
eigene  
der Si  
man n  
Schluß  
Richt  
beweg

Eb  
Beteige  
lus (22  
(70—86  
bild de  
uns zu  
Du  
sind Pr  
worden,  
nimum  
sich der  
zeit mi  
dunkle  
gemeins  
sich für  
(für de  
ihrer M  
Sonnenn

§  
des Hir  
der Ste  
untersch  
in sehr  
Himmel  
hellen  
heller l  
in Stern  
Schwert  
halten r  
überstei  
7 und  
Nächten

Neuerdings hat die Spektralanalyse das Mittel gewährt, um auch die Geschwindigkeit zu beurteilen, mit welcher sich die Fixsterne uns nähern, oder sich von uns entfernen. Je nachdem nämlich ein leuchtender Punkt näherkommt oder zurückweicht, gelangen von ihm in gleicher Zeit entsprechend mehr oder weniger Lichtstrahlen zu uns, und findet darum ein Verschieben seiner Spektrallinien bezüglich nach dem violetten oder roten Ende hin statt (§ 178). Umgekehrt, wenn im Spektrum eines Sternes eine erkennbare Gruppe von Linien, oder eine durch ihre Stärke charakteristische Linie nicht genau die Stellung beibehält, die sie im Sonnenspektrum hat, so ist dies als notwendige Folge der Bewegung des Sternes zur Erde hin oder von ihr hinweg zu erachten. In der That hat Huggins 1868 gefunden, daß die F-Linie im Spektrum des Sirius ein wenig dem roten Ende zu von der entsprechenden Linie im Wasserstoffspektrum abweicht, was einer Entfernung des Sirius von der Erde, und zwar bei genauerer Messung von etwa 66 km in der Sekunde, entspricht; also nachdem die eigene Bewegung der Erde in Anschlag gebracht war, ergab sich, daß der Sirius sich etwa 33 km in der Sekunde von der Erde entfernt. Da man nun auch die Seitenbewegung des Sirius gefunden hat, so war der Schluß gerechtfertigt, daß sich der Sirius in bestimmt angegebbarer Richtung mit der Geschwindigkeit von 53 km in der Sekunde bewegt.

Ebenso hat Huggins gefunden, daß von der Sonne fort sich bewegen: Beteigeuze ( $\alpha$  Orionis) mit der Geschw. 35 km, Rigel (48 km), Kastor (40 km), Regulus (22—27 km); dagegen auf die Sonne zu: Arkturus (Geschw. 88 km),  $\alpha$  Lyrae (70—86 km),  $\alpha$  Cygni (62 km), Pollux (78 km). Fünf Sterne ( $\beta$ ,  $\gamma$ ,  $\delta$ ,  $\epsilon$ ,  $\zeta$ ) im Sternbild des großen Bären weichen insgesamt mit der Geschwindigkeit 48 km von uns zurück, dagegen nähert sich  $\alpha$  Urs. maj. mit der Geschwindigkeit 72—96 km.

Durch ihre spektrographischen Beobachtungen auf der Potsdamer Sternwarte sind Prof. H. C. Vogel und Dr. J. Scheiner 1889 zu der Entdeckung geführt worden, daß der veränderliche Stern Algol ( $\beta$  Persei, § 402) sich vor dem Minimum seiner Helligkeit von der Sonne entfernt, nach demselben aber sich derselben nähert, daß also Algol eine Eigenbewegung besitzt, deren Umlaufzeit mit der Periode des Lichtwechsels übereinstimmt, und daß demnach ein dunkler Begleiter vorhanden sein muß, der sich mit Algol zugleich um ihren gemeinsamen Schwerpunkt bewegt. Aus den vorläufigen Rechnungen ergab sich für Algol die Geschwindigkeit 42,3 km und der Durchmesser 1710000 km, (für den Begleiter bezüglich 89 km und 1540000 km) und als die Entfernung ihrer Mittelpunkte 5200000 km, für ihre Massen bezüglich  $\frac{1}{10}$  und  $\frac{2}{10}$  der Sonnenmasse.

§ 405. Sternhaufen und Nebelflecke. An einzelnen Stellen des Himmels scheinen sich Sterne haufenweise zusammenzudrängen, so in der Sterngruppe der Plejaden, wo man mit bloßem Auge 6—7 Sterne unterscheiden zu können glaubt, während sich im Fernrohr 50—60 helle, in sehr enge Grenzen vereinigte Sterne zeigen, abgesondert vom übrigen Himmelsraum. Das Haar der Berenice ist eine andere solche aus hellen Sternen zusammengesetzte Gruppe. Im Krebs findet sich ein heller Fleck, der schon durch ein Fernrohr von mäßiger Vergrößerung in Sterne aufzulösen ist; schwieriger gelingt das mit einem Nebelfleck im Schwertgriff des Perseus. Einige Nebelflecke sind kreisförmig und enthalten mehrere Tausend Sterne, obschon ihr Durchmesser 8—10' nicht übersteigt; so der Nebelfleck (AR =  $16^h 35^m 37^s$ , Dekl. =  $36^\circ 47'$ ) zwischen  $\eta$  und  $\zeta$  Herculis, für ein gutes Fernrohr auflösbar, jedoch in hellen Nächten auch dem bloßen Auge sichtbar.

Man unterscheidet Sternhaufen, auflösbare Nebelflecke, eigentliche Nebelflecke, planetarische Nebel und Nebelsterne, obschon dieselben nur relativ verschieden sein mögen, wegen ihrer Entfernung oder Anhäufung, vielleicht auch teilweise wegen des mehr oder weniger Unfertigen in ihrem kosmischen Bildungsprozess. In den Spektren von mehreren Nebelflecken haben sich helle Linien gezeigt, und es ist dadurch der Beweis geführt worden für die gasartige Beschaffenheit dieser Massen.

Elliptische Nebelflecke, ausgezeichnet durch eine nach innen zunehmende Dichtigkeit, sind im allgemeinen schwerer auflösbar in Sternhaufen als kugelförmige; ein solcher, auch mit bloßem Auge sichtbarer, elliptischer Nebel liegt im Gürtel der Andromeda, nahe bei dem Stern  $\nu$  dieses Sternbildes. Es giebt auch ringförmige Nebel, aber nur wenige; einer derselben, ziemlich in der Mitte zwischen  $\beta$  und  $\gamma$  Lyrae gelegen, ist durch die großen Teleskope von Lord Rosse aufgelöst worden. — Bei den planetarischen Nebeln verteilt sich das Licht gleichmäÙig auf runden oder ovalen, meist scharf begrenzten Scheiben; ein solcher mit dem scheinbaren Durchmesser  $2' 40''$  liegt AR =  $11^h 4^m 49^s$ , Dekl. =  $+ 55^\circ 56'$ , zwischen  $\beta$  und  $\gamma$  im großen Bären. Sterne, umgeben von einer kreisförmigen Atmosphäre von schwachem Licht, werden als Nebelsterne bezeichnet, ein solcher ist  $\delta$  Andromedae, ebenso der Stern (AR =  $7^h 19^m 8^s$ , Dekl. =  $21^\circ 15'$ ).

Sehr ausgedehnt und unregelmäÙig in der Form ist der große Nebelfleck im Orion, welcher die Sterne  $\theta 1$  im Schwertgriff umgiebt; er besteht zum Teil aus Sternhaufen. Ebenso dehnt sich der Nebel oder die Vereinigung von Nebelflecken, in deren dichtestem Teil der Stern  $\eta$  der Argo steht, der sich durch seinen veränderlichen Glanz auszeichnet, über einen Quadratgrad hinaus.

Hervorzuheben sind noch auf der südlichen Halbkugel die sogenannten Magellanischen Wolken, welche ihrem Lichte nach Teilen der Milchstraße gleichen; die größte bedeckt etwa 42, die kleinere 10 Quadratgrade. Die erstere bleibt selbst bei hellem Mondschein noch sichtbar. Bei starker Vergrößerung zeigt sich, daß sie aus langen Nebelstreifen in jedem Stadium der Auflösbarkeit bestehen, aus regelmäÙigen und unregelmäÙigen Nebeln, aus kugelförmigen Sternhaufen und anderen nebelartigen Gebilden. Man hat in der größeren Wolke 279, in der kleineren 37 Nebel und Haufen gezählt.

Von C. Wolf in Paris ist 1877 eine Sternkarte der Plejadengruppe veröffentlicht worden, welche 625 Sterne in einem Rechteck von 3 und 1,5 Mondbreiten enthält, und in deren Mitte der Stern Alcyone von der dritten Größe steht. Im Winter 1886/87 sind von den Gebrüdern Henry, Astronomen der Pariser Sternwarte, Plejadenphotographien, durch dreistündige Exposition, hergestellt worden, in denen 1421 Sterne dieser Gruppe, bis zur 17. Größe, erkennbar sind, und unter denen auch die früheren, von Wolf eingetragenen, bis auf 10, aufzufinden sind. Zugleich haben diese Photographien zu der Entdeckung eines bis dahin nicht beobachteten Nebels in der Plejadengruppe geführt, der, in spiraliger Form vom Stern Maja ausgehend, eine Ausdehnung von ungefähr 3 Minuten hat. Dieser Majanebel ist seitdem auch durch Fernrohre mit großem Objektiv aufgefunden worden.

Abo  
Alton:  
Amste  
Athen  
Batav.  
Berlin  
Bern  
Bolog  
Bonn  
Bothk  
Bresla  
Brüss  
Bueno  
Cairo  
Camb  
Camb  
Cantor  
Chicag  
Christ  
Cincin  
Consta  
Danzig  
Dorpa  
Dublin  
Düssel  
Edinb  
Floren  
Frank  
Genf  
Gotha  
Göttin  
Greenv  
Hambu  
St. He  
Helsing  
Jerusal  
Ispaha  
Karlsru  
Kiew  
Königs  
Kopenl

\*) J  
Joch