Drittes Capitel.

Die Sonne und die Beziehungen der Erde zu derselben.

23 **Ortsveränderung der Sonne am Himmelsgewölbe.** Daß die Sonne ihre Stelle am Fixsternhimmel fortwährend ändert, geht schon aus der oberflächlichsten Beobachtung hervor. Während sie nämlich gegen Ende März gerade im Osten aufgeht, geht sie im Sommer weit mehr nördlich, im Winter weit mehr südlich auf. Im Sommer ist ihr Tagbogen, im Winter ist ihr Nachtbogen größer, und daraus folgt, daß sie während des Sommers nördlich, während des Winters südlich vom Himmelsäquator steht. Aber nicht allein rechtwinklig zu dem Aequator bewegt sich die Sonne, sondern auch parallel mit demselben, was daraus hervorgeht, daß zu derselben Tageszeit in verschiedenen Jahreszeiten immer andere Sterne culminiren, wie wir bereits S. 17 gesehen haben.

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

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

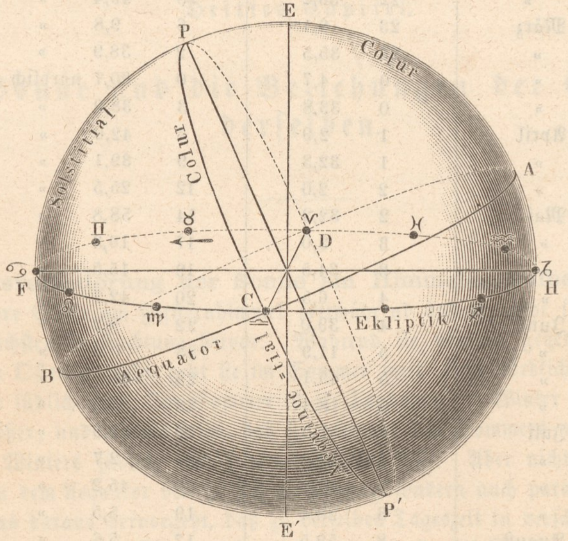
Die folgende Tabelle giebt die Rectascension und Declination der Sonne für das Jahr 1855 von 8 zu 8 Tagen, und zwar im Moment des wahren Berliner Mittags.

Tag.	Rectascension.		Declination.		
1. Januar	18h	45,8′	23°	2,5′	südlich
9. »	19	21,0	22	9,2	»
17. »	19	55,5	20	48,3	»
25. »	20	29,4	19	2,1	»
2. Februar	20	58,2	17	10,9	»
10. »	21	34,4	14	26,5	»
18. »	22	5,6	11	43,8	»
26. »	22	36,2	8	49,4	»
6. März	23	6,1	6	9,8	»
14. »	23	35,5	2	38,9	»
22. »	0	4,7	0	30,7	nördlich
30. »	0	33,8	3	38,9	»
7. April	1	2,9	6	42,6	»
15. »	1	32,3	9	39,1	»
23. »	2	2,0	12	25,5	»
1. Mai	2	32,2	14	58,8	»
9. »	3	3,0	17	16,3	»
17. »	3	34,5	19	15,5	»
25. »	4	6,5	20	42,7	»
2. Juni	4	39,0	22	9,2	»
10. »	5	11,9	23	0,0	»
18. »	5	45,1	23	25	»
26. »	6	18,4	23	23,5	»
4. Juli	6	57,5	22	55,9	»
12. »	7	24,3	22	2,7	»
20. »	7	56,7	20	45,2	»
28. »	8	28,4	19	5,5	»
5. August	8	59,5	17	5,6	»
13. »	9	30,0	14	48,0	»
21. »	9	59,9	12	15,2	»
29. »	10	29,3	9	30,0	»
6. Septembr.	10	58,3	6	35,2	»
14. »	11	27,1	3	33,3	»
22. »	11	55,8	0	27,3	»
30. »	12	24,6	2	39,9	südlich
8. Octbr.	12	53,7	5	45,4	»
16. »	13	23,3	8	46,2	»
24. »	13	53,5	11	39,0	»
1. Novbr.	14	24,4	14	20,4	»
9. »	14	56,1	16	49,2	»
17. »	15	28,8	18	55,7	»
25. »	16	2,3	20	42,5	»
3. Decbr.	16	36,7	22	4,7	»
11. »	17	11,7	22	59,7	»
19. »	17	47,1	23	25,6	»
27. »	18	22,6	23	21,5	»

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

Fig. 47 dient dazu, die gegenseitige Lage des Himmelsäquators und der Ekliptik anschaulich zu machen. PP' ist die Axe der Himmelskugel, $ACBD$

Fig. 47.



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

Aus der Sternkarte Tab. IV. ersehen wir, daß der Punkt, in welchem die Sonne am 21. März den Aequator passirt, im Sternbild der Fische liegt. Dies ist der Punkt des **Frühlingsäquinoctiums**, der Punkt, von welchem aus die **Rectascension** der Gestirne gezählt wird. Man nennt diesen Punkt auch kurz den **Frühlingspunkt**.

Der Punkt des **Herbstäquinoctiums**, der **Herbstpunkt**, welchen die Sonne am 22. September passirt, liegt im Sternbild der Jungfrau. Vom 21. März bis zum 22. September bleibt die Sonne auf der nördlichen Hemisphäre des Himmels; am 22. September tritt sie auf die südliche Halbkugel, welche sie erst am 21. März wieder verläßt.

Am 22. Juni erreicht die Sonne ihre größte nördliche, am 22. December ihre größte südliche Declination von 23° 28′, woraus sich ergiebt, daß der Winkel, welchen die Ebene der Ekliptik mit der Ebene des Aequators macht, 23° 28′ beträgt. Dieser Winkel wird die Schiefe der Ekliptik genannt.

Die Punkte F und H, Fig. 47, in welchen die Sonne ihre größte nördliche und ihre größte südliche Declination erreicht, heißen die Punkte der Sonnenwende- oder die Solstitialpunkte.

Die Kreise $PDP'C$ und $PBP'A$, Fig. 47, werden Coluren genannt, und zwar ist der Kreis, welcher durch die beiden Himmelspole und die Aequinoctialpunkte C und D geht, der Aequinoctialcolur, während der Kreis, welcher durch die Himmelspole und die Solstitialpunkte F und H geht, der Solstitialcolur genannt wird.

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

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

Da der Solstitialcolur auch rechtwinklig auf der Ekliptik steht, so müssen die Pole der Ekliptik nothwendig auf dem Solstitialcolur liegen, und zwar stehen sie auf diesem Solstitialcolur um 90° von den Solstitialpunkten F und H der Ekliptik ab, sie liegen also 23° 28′ von den Polen P und P' des Aequators entfernt.

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

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

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

Man sieht also, daß Länge und Breite für die Himmelskugel eine andere Bedeutung haben, als für die Erdkugel. Auf der Erdkugel werden die Längen auf dem Aequator, auf der Himmelskugel werden sie auf der Ekliptik abgelesen.

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

Die folgende Tabelle giebt die Länge der Sonne von 8 zu 8 Tagen für den wahren Berliner Mittag im Jahre 1855:

Tag.	Länge.	Tag.	Länge.	Tag.	Länge.
1. Januar.	280° 32,6′	1. Mai.	40° 29,6′	6. Septbr.	163° 15,8′
9. »	288 41,7	9. »	48 14,0	14. »	171 3,0
17. »	296 50,7	17. »	55 57,0	22. »	178 52,1
25. »	304 59,1	25. »	63 38,4	30. »	186 43,1
2. Februar.	313 6,4	2. Juni.	71 18,3	8. Octbr.	194 36,5
10. »	321 12,4	10. »	78 57,4	16. »	202 32,1
18. »	329 17,2	18. »	86 35,9	24. »	210 29,8
26. »	337 20,2	26. »	94 13,7	1. Novbr.	218 29,4
6. März.	345 21,1	4. Juli.	101 51,2	9. »	226 31,2
14. »	353 20,1	12. »	109 28,9	17. »	234 34,9
22. »	1 17,2	20. »	117 7,0	25. »	242 40,0
30. »	9 11,9	28. »	124 45,5	3. Decbr.	250 46,5
7. April.	17 4,4	5. August.	132 24,8	11. »	258 54,3
15. »	24 54,9	13. »	140 5,5	19. »	267 2,9
23. »	32 43,3	21. »	147 47,4	27. »	275 11,9
		29. »	155 30,7		

Da die Sonne die Ekliptik nicht genau in 365 Tagen durchläuft, sondern dazu nahe $365^1/_4$ Tag braucht, so wird sie auch am Mittag eines bestimmten Tages nicht genau an derselben Stelle der Ekliptik stehen, an welcher sie sich an dem Mittag desselben Tages im vorigen Jahre befand. So war z. B. die Länge der Sonne zur Zeit des wahren Berliner Mittags am 22. März 1854 gleich 1° 31,5′. Am Mittag des 22. März 1855 hat sie diesen Punkt noch nicht wieder erreicht, da ihre Länge zu dieser Zeit nur 1° 17,2′ beträgt. Daraus ergiebt sich nun, daß auch Rectascension und Declination der Sonne, für den wahren Mittag der gleichen Monatstage in verschiedenen Jahren nicht dieselbe sein kann.

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

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

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

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

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

♈	♉	♊	♋	♌	♍
Widder,	*Stier*,	*Zwillinge*,	*Krebs*,	*Löwe*,	*Jungfrau*

auf der nördlichen Hemisphäre; die Zeichen der südlichen Halbkugel aber sind:

♎	♏	♐	♑	♒	♓
Wage,	*Scorpion*,	*Schütze*,	*Steinbock*,	*Wassermann*,	*Fische*.

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

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

Man sieht, daß die *Zeichen* der Ekliptik mit den gleichnamigen Sternbildern nicht zusammenfallen. Die Sonne befindet sich im *Zeichen des Widders*, während sie im *Sternbilde der Fische* steht; wenn sie in das *Sternbild des Widders* übergeht, so tritt sie in das *Zeichen des Stiers* u. s. w., kurz, jedes Zeichen der Ekliptik führt den Namen des nach Osten hin an dasselbe gränzenden Sternbildes. Wenn die Sonne sich im Zeichen des Krebses befindet, so steht sie im Sternbilde der Zwillinge.

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

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

Es ist nun leicht, das auf S. 10 bereits angegebene Verhältniß zwischen Sternzeit und mittlerer Sonnenzeit zu berechnen. Die Zeit, welche die Sonne braucht, um, vom Frühlingspunkte ausgehend, wieder in demselben anzukommen, die Zeit also, welche die Sonne braucht, um die ganze Ekliptik einmal zu durchlaufen, nennen wir das Jahr. Das Jahr hat (annähernd) 365 Tage; auf diese 365 Tage kommen aber 366 Sterntage, da ja die Sonne während dieser Zeit gerade einmal um den Himmel herumgegangen ist. Das Verhältniß des Sonnentages zum Sterntage ist also $\frac{366}{365} = 1{,}00274$, und daraus folgt, daß 1 Stunde Sonnenzeit gleich ist $1^h\ 0'\ 9{,}8''$ Sternzeit, wie bereits oben angegeben wurde.

Während nun ein Sterntag dem andern vollkommen gleich ist, haben die Sonnentage keineswegs eine gleiche Dauer. Wenn alle Sonnentage gleich sein sollten, so müßte die Aenderung in der Rectascension der Sonne von einem Tage zum andern das ganze Jahr hindurch vollkommen gleich bleiben. Das ist aber nicht der Fall, wie man aus der Tabelle auf Seite 69 leicht ersehen kann. Vom 12. bis zum 20. Juli z. B. ändert sich die gerade Aufsteigung der Sonne um 32,4 Minuten, während sie vom 19. bis zum 27. December um 35,5 Minuten zunimmt, woraus man entnehmen kann, daß die Zeit, welche von einer Culmination der Sonne bis zur folgenden vergeht, im December etwas größer ist als im Juli.

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

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

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

Dasselbe ersieht man auch aus der Tabelle auf Seite 72. Vom 4. bis 12. Juli wächst die Länge der Sonne nur um $7^0\ 37{,}7'$, während sie vom 1. bis 9. Januar um $8^0\ 9{,}1'$ zunimmt. Am schnellsten wächst die Länge der Sonne am 1. Januar, wo der in 24 Stunden beschriebene Bogen der Ekliptik $1^0\ 1'\ 10{,}1''$ beträgt, während zur Zeit des langsamsten Fortschreitens, am 1. Juni, der in 24 Stunden von der Sonne beschriebene Bogen nur $57'\ 11{,}8''$ beträgt.

Eine Folge davon, daß die Sonne in ihrer Bahn mit ungleicher Geschwindigkeit fortschreitet, ist auch die, daß sie eine längere Zeit braucht, um die nördliche Hälfte der Ekliptik zu durchlaufen, als sie braucht, um vom Herbstpunkte aus zum Frühlingspunkte zurückzukehren. Vom 21. März bis zum 22. September sind 186 Tage, vom 22. September bis zum 21. März sind ihrer nur

179, die Sonne verweilt also auf der nördlichen Halbkugel des Himmels volle 7 Tage länger als auf der südlichen.

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

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

So lange man noch mit mechanischen Uhren von geringer Genauigkeit zu thun hatte, war kein Anstand, da sie doch öfters gerichtet werden mußten, diese Uhren alle paar Tage nach der Sonne zu stellen; ob man sie einmal etwas schneller, dann wieder langsamer mußte laufen lassen, ob man sie etwas mehr oder weniger verstellte, das war gleichgültig. Astronomische Uhren aber, wie überhaupt gute Uhren, bei welchen ein möglichst gleichförmiger Gang die erste Bedingung ist, können unmöglich nach wahrer Sonnenzeit gerichtet werden.

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

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

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

Der numerische Werth der Zeitgleichung für die einzelnen Tage des Jahres hängt davon ab, für welchen Moment man annimmt, daß die fingirte Sonne gleiche Rectascension mit der wahren habe. Man hat für diesen Moment die Zeit angenommen, in welcher die Rectascension der wahren Sonne am schnellsten wächst (24. December), und so ergeben sich denn von 8 zu 8 Tagen folgende Werthe der Zeitgleichung:

Monatstag.	M. Z. — W. Z.		Monatstag.	M. Z. — W. Z.	
1. Januar.	+ 3′	43″	4. Juli.	+ 3′	57″
9. »	+ 7	17	12. »	+ 5	12
17. »	+ 10	18	20. »	+ 6	0
25. »	+ 12	34	28. »	+ 6	12
2. Februar.	+ 13	59	5. August.	+ 5	46
10. »	+ 14	31	13. »	+ 4	42
18. »	+ 14	14	21. »	+ 3	4
26. »	+ 13	13	28. »	+ 1	12
6. März.	+ 11	34	6. September.	— 1	37
14. »	+ 9	30	14. »	— 4	21
22. »	+ 7	9	22. »	— 7	10
30. »	+ 4	41	30. »	— 9	53
7. April.	+ 2	17	8. October.	— 12	18
15. »	+ 0	7	16. »	— 14	16
23. »	— 1	40	24. »	— 15	39
1. Mai.	— 2	59	1. November.	— 16	16
9. »	— 3	44	9. »	— 16	3
17. »	— 3	52	17. »	— 14	56
25. »	— 3	24	25. »	— 12	56
2. Juni.	— 2	26	3. December.	— 10	8
10. »	— 1	1	11. »	— 6	41
18. »	+ 0	39	19. »	— 2	49
26. »	+ 2	22	27. »	+ 1	9

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

Den größten negativen Werth hat die Zeitgleichung am 3. November, wo sie gleich — 16′ 18,5 Secunden ist; den größten positiven Werth, + 14′ 31,3‴ hat sie am 11. Februar. In der Mitte des Februar ist also der mittlere Mittag fast 1/4 Stunde früher, zu Anfang des November etwas mehr als 1/4 Stunde später als die Culmination der Sonne.

Ein Uebergang aus dem positiven ins negative Zeichen findet Statt am 15. April und 1. September, ein Uebergang aus dem negativen ins positive aber am 15. Juni und am 24. December.

Man bedient sich jetzt auch im bürgerlichen Leben allgemein der mittleren Sonnenzeit, die man aber mit Hülfe der Zeitgleichung jederzeit leicht aus Sonnenbeobachtungen ableiten kann.

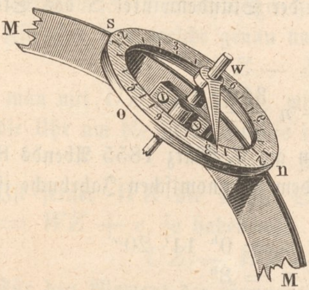
27 **Anblick des Himmels in den Nachtstunden verschiedener Monate.** Jetzt, da wir die Wanderung der Sonne durch die Sternbilder des

Thierkreises kennen gelernt haben, ergiebt es sich von selbst, warum man zu derselben Stunde der Nacht in verschiedenen Monaten nicht dieselben Sternbilder an derselben Stelle des Himmels erblickt, wie dies bereits besprochen wurde. Welche Sterne in einer gegebenen Stunde eines gegebenen Tages culminiren, ist aber leicht zu ermitteln, wenn man die Rectascension der Sonne für diesen Tag kennt. Man hat nämlich nur vom Stundenkreise, welchem für diesen Tag die Sonne angehört, auf dem Aequator so viele Stunden weiter nach Osten zu zählen, als seit der Culmination der Sonne verflossen sind. Es wird z. B. gefragt, welche Sterne culminiren am 24. October Abends 6 Uhr? Am 24. October ist die Rectascension der Sonne $13^h\ 53'$. Um 6 Uhr Abends sind 6 Stunden vergangen, seit die Sonne durch den Meridian ging, es culminiren also um diese Zeit diejenigen Sterne, deren gerade Aufsteigung $13^h\ 53' + 6^h = 20^h\ 53'$ ist. Das Sternbild des Delphins und α cygni haben also ungefähr vor 20 Minuten den Meridian passirt, da ihre Rectascension $20^h\ 32'$ ist.

Welches der Anblick des Himmels zu einer gegebenen Zeit ist, läßt sich am leichtesten mit Hülfe eines Himmelsglobus übersehen, wenn derselbe mit einem sogenannten Stundenringe versehen ist. In Fig. 4, Seite 9, ist der Stundenring des kleinen Maßstabes wegen ganz weggelassen, die Einrichtung desselben ist aber aus Fig. 48 zu ersehen.

Der Stundenring *swno* ist auf dem messingenen Meridianringe *MM* befestigt und in 24 gleiche Theile getheilt, welche den einzelnen Stunden entsprechen. Die Theilstriche bei *s* und *n* sind mit 12 bezeichnet und dann die Stunden von *s* über *w* bis *n* und von *n* über *o* bis *s* gezählt.

Fig. 48.



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

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

Soll z. B. der Globus so gestellt werden, wie es dem 17. Mai Abends 10 Uhr entspricht, so stellt man den Globus so, daß der auf dem Aequator mit $3^h\ 35'$ bezeichnete Punkt (Rectascension der Sonne am genannten Tage nach der Tabelle auf S. 69), also der Punkt des Aequators, welcher $53{,}7^0$ östlich vom Frühlingspunkte liegt, gerade im Meridian steht, daß also die Plejaden culminiren, und dreht dann die Kugel sammt Zeiger um 10 Stunden, die man auf dem Stundenringe abliest, nach Westen. Man sieht dann, daß das Sternbild der Jungfrau im Süden culminirt (Spica steht fast im Meridian), und daß die Sternbilder Cassiopeia und Andromeda den Meridian in unterer Culmination passiren; der große Löwe steht am südwestlichen, Leyer und Schwan am nordöstlichen Himmel.

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

Es sei nun

a die Rectascension der Sonne zur Zeit ihrer Culmination an einem gegebenen Tage;

b die Rectascension eines gegebenes Sternes;

c die Zeitgleichung für den gegebenen Tag, so ist:

$a-b$ der Winkel, um welchen der Declinationskreis des Sternes im Moment der Sonnenculmination, und

$a-b-c$ der Winkel, um welchen derselbe zur Zeit des mittleren Mittags westlich vom Meridian liegt.

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

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

Man fragt z. B., welches ist zu Berlin am 7. März 1855 Abends 8 Uhr der Stundenwinkel von α leonis? Nach dem astronomischen Jahrbuche ist für diesen Fall

$$b = 10^h\ 0'\ 39'' \qquad c = 0^h\ 11'\ 20''$$
$$a = 23^h\ 9'\ 46'' \qquad n = 8^h$$

und danach ergiebt sich

$$S = 20^h\ 59'\ 6'',$$

d. h. in dem fraglichen Moment steht zu Berlin α leonis $20^h\ 59'\ 6''$ westlich, oder, was dasselbe ist, $3^h\ 0'\ 54''$ (in Bogentheilen ausgedrückt, $45^0\ 13'\ 30''$) östlich vom Meridian.

Wollte man also zu Berlin am 7. März 1855 das Fernrohr eines Aequatorialinstrumentes so richten, daß Abends 8 Uhr α leonis im Gesichtsfelde erscheint, so hätte man den Aequatorial- oder Stundenkreis auf $314^0\ 46{,}5'$ zu stellen, vorausgesetzt, daß der Index dieses Kreises auf Null zeigt, wenn das Fernrohr sich in der Ebene des Meridians befindet, und die Theilung vom Meridian nach Westen gezählt wird. Den Declinationskreis des Instrumentes aber hätte man auf $12^0\ 40'\ 26''$ zu stellen, weil dies die nördliche Abweichung α leonis ist.

Die Berliner Ephemeriden geben die Rectascension der Sonne für den Moment, in welchem dieses Gestirn zu Berlin culminirt. An westlicher gelegenen Orten findet aber die Sonnenculmination später Statt; folglich muß für solche westlicher gelegene Orte die Rectascension der Sonne im Moment des wahren Mittags größer sein, als ihn die Berliner Ephemeriden angeben. Wollte man also für irgend einen westlich von Berlin gelegenen Ort den Stundenwinkel eines Sternes für einen gegebenen Zeitpunkt berechnen, so dürfte man in den obigen Werth von S nicht den Werth von a setzen, wie ihn die Berliner Ephemeriden angeben, sondern man müßte an diesem Werthe noch eine Correction anbringen, welche von der geographischen Länge des Ortes abhängt.

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

Zeitbestimmung durch Culminationsbeobachtungen. Eine 29
Zeitbestimmung machen heißt eigentlich nichts weiter, als den Gang einer Uhr durch astronomische Beobachtungen zu controliren.

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

$$UZ - MZ = 0,$$

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

$$UZ - MZ = t.$$

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

$$UZ - WZ - c = t \quad . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \quad (1)$$

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

$$UZ - c = t \quad . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \quad (2)$$

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

Einige Beispiele mögen dies erläutern.

Am 14. März zeige die Uhr im Moment, in welchem der Mittelpunkt der Sonne den Meridian passirt, 11′ 18″ über 12 Uhr, so ist $UZ = 11' \, 18''$. Nach der Tabelle auf Seite 76 ist für den 14. März $c = 9' \, 30''$, folglich haben wir:

$$UZ - c = 11' \, 18'' - 9' \, 30'' = 1' \, 48'';$$

die Uhr geht also 1 Minute 48 Secunden vor.

Hätte am 5. August eine Uhr im Augenblicke der Sonnenculmination 3′ 10″ über 12 Uhr gezeigt, so hätten wir

$$UZ - c = 3' \, 40'' - 5' \, 46'' = - 2' \, 6'';$$

die Uhr geht 2 Minuten 6 Secunden zu spät.

Hätte man ferner die Sonnenculmination am 9. November beobachtet und gefunden, daß sie stattfand, als die Uhr $11^h \, 46' \, 22''$ Vormittags zeigte, so ist $UZ = - (13' \, 38'')$, weil man offenbar die Zeit vom Mittag rückwärts negativ zählen muß. Für den 9. November ist $c = - (16' \, 3'')$ (Tab. S. 76), also

$$UZ - c = - (13' \, 38'') + (16' \, 3'') = 2' \, 25'';$$

die Uhr geht also 2′ 25″ vor.

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

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

Auch für den Fall, daß man eine Zeitbestimmung mittelst einer Sternculmination machen will, benutzt man die Gleichung (1). UZ ist in diesem Falle die Zeit, welche die Uhr im Moment der Culmination des beobachteten Sternes zeigt, WZ ist der nach mittlerer Zeit gemessene Zeitraum, welcher zwischen der Culmination der Sonne und der Culmination des Sternes liegt.

Haben b und a dieselbe Bedeutung wie auf S. 78, so ist $(b - a)$ der Stundenwinkel, um welchen der Stern im Moment des wahren Mittags noch östlich vom Meridian absteht. $b - a$ Sternstunden oder $(b - a) \frac{365}{366}$ mittlere Sonnenstunden nach dem wahren Mittag wird also der Stern culminiren, oder mit anderen Worten, zur Zeit der Sternculmination ist $WZ = (b - a) \frac{365}{366}$, also

$$UZ - (b - a) \frac{365}{366} - c = t \quad . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \quad (3)$$

Hat man z. B. am 23. April 1855 beobachtet, daß die Uhr $4^h \, 40' \, 10''$ in dem Augenblicke zeigt, in welchem Sirius culminirt, so hat man

$$\begin{aligned} UZ &= 4^h \, 40' \, 10'', \\ a &= 2 \quad 2 \quad 0 \quad \text{(Tabelle auf S. 69)}, \\ b &= 6 \quad 38 \quad 45 \quad \text{(S. 31)}, \\ c &= - \quad 1 \quad 40 \quad \text{(S. 76)}, \end{aligned}$$

und es ergiebt sich

$$t = 5' \, 53'';$$

die Uhr geht also 5′ 53″ vor.

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

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

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

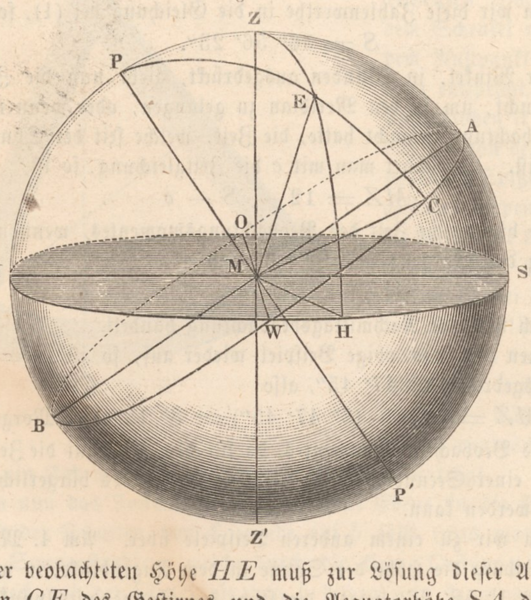
Hätte z. B. ein Stern die Höhe von $32^0\ 17'$ im Aufsteigen um $6^h\ 18'\ 42''$ Uhrzeit, im Niedergehen aber zur Uhrzeit $10^h\ 33'\ 20''$ passirt, so wäre die Uhrzeit der Culmination dieses Sternes $8^h\ 26'\ 1''$.

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

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

Zunächst kommt es darauf an, aus der beobachteten Höhe eines Gestirnes seinen Stundenwinkel S, d. h. den Winkel zu berechnen, welchen der Declinationskreis PC, Fig. 49, des Gestirnes E mit dem Meridian PZA macht.

Fig. 49.



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

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

$PZ = SA$, gleich der Aequatorhöhe des Beobachtungsortes, die wir mit a bezeichnen wollen;

$PE = p$, die Poldistanz des beobachteten Gestirnes E, sie ist offenbar $= 90^0 - CE$, gleich 90^0 weniger der bekannten Declination des Gestirnes;

$ZE = z$, die Zenithdistanz des Gestirnes, welche $90^0 - HE$, d. h. 90^0 weniger der beobachteten Höhe ist.

Daraus ergiebt sich nun (Sphärische Trigonometrie, S. 12, Gleichung 12):

$$(sin.\ {}^1/_2\ S)^2 = \frac{sin.\ {}^1/_2\ (z + a - p)\ sin.\ {}^1/_2\ (z + p - a)}{sin.\ a\ .\ sin.\ p} \quad . \quad . \quad (1)$$

Nehmen wir z. B. an, man habe zu Freiburg am 15. Juni Vormittags die Sonnenhöhe 39^0 beobachtet, so haben wir

$$z = 90 - 39 = 51^0$$

$$p = 90 - (23^0\ 18'\ 41'') = 66^0\ 41'\ 19'',$$

da am 15. Juni die Declination der Sonne $23^0\ 18'\ 41''$ ist, und

$$a = 42^0.$$

Setzen wir diese Zahlenwerthe in die Gleichung bei (1), so ergiebt sich

$$S = 56^0\ 56'\ 23''.$$

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

$$MZ = 12 - S - c$$

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

$$MZ = S + c,$$

wenn es sich um eine Nachmittagsbeobachtung handelt.

Nehmen wir das obige Beispiel wieder auf, so ist $S = 56^0\ 56'\ 23''$, in Zeit ausgedrückt, $3^h\ 47'\ 45''$, also

$$MZ = 12^h - (3^h\ 47'\ 45'') = 8^h\ 12'\ 15'' \text{ Morgens}$$

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

Gehen wir zu einem anderen Beispiele über. Am 4. März 1855 fand man zu Freiburg die Höhe der Sonne in dem Augenblicke, in welchem die Uhr Nachmittags $1^h\ 58'\ 36''$ zeigte, die Höhe des Sonnenmittelpunktes gleich 30^0; wir haben also

$$z = 90^0 - 30^0 = 60^0,$$

$$p = 90^0 + (6^0\ 32'\ 55'') = 96^0\ 32'\ 55'',$$

da am genannten Tage die Declination der Sonne — ($6^0\ 32'\ 55''$) beträgt, und

$$a = 42^0.$$

Aus diesen Daten ergiebt sich

$$S = 28^0\ 26' = 1^h\ 52'.$$

Da nun für den fraglichen Tag $c = 12'\ 2''$, so ist die mittlere Zeit des Beobachtungsmomentes

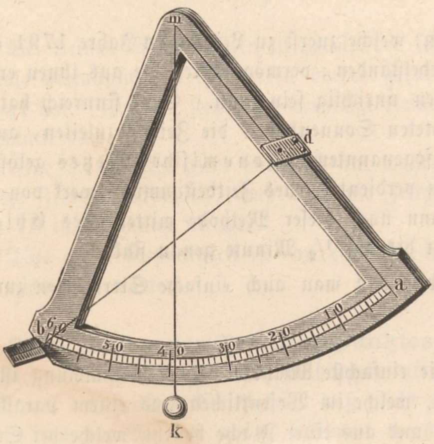
$$MZ = 2^h\ 4'\ 2''.$$

Da aber die Uhr $1^h\ 58'\ 36''$ zeigte, so ergiebt sich, daß diese Uhr um $5'\ 26''$ nachging.

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

Fig. 50 zeigt einen Sextanten der einfachsten Art. Er besteht im Wesentlichen aus einem getheilten Sechstelskreis (daher der Name), welcher mit zwei Radien ein Dreieck bildet. m ist der Mittelpunkt des getheilten Bogens. An dem Schenkel ma, welcher dem Nullpunkte der Theilung entspricht, ist ein Messingblättchen d so befestigt, daß ein von der gegenüberstehenden Spitze b auf ma gefälltes Perpendikel gerade die Mittellinie dieses Blättchens trifft. Parallel mit diesem ist bei b ein zweites Messingblättchen angebracht. In der Mitte des Blättchens b ist eine Linie eingeritzt, während d ein kleines rundes Loch enthält.

Fig. 50.



Von m hängt ein Faden herab, welcher eine Bleikugel k trägt.

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

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

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

Eine sehr zweckmäßige Einrichtung hat neuerdings Eble dem Sextanten gegeben. Bei einem Halbmesser von 13 Zoll ist der Bogen unmittelbar in $^1/_{12}$ Grade eingetheilt.

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

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

Müller's Sonnentafeln, welche zuerst zu Leipzig im Jahre 1791 erschienen, leiden an mehrfachen Uebelständen, vermöge deren die aus ihnen entnommene Zeit bis auf 10 Minuten unrichtig sein kann. Sehr sinnreich hat Eble die Aufgabe, aus den beobachteten Sonnenhöhen die Zeit abzuleiten, auf graphischem Wege mittelst eines sogenannten astronomischen Netzes gelöst, welches sehr empfohlen zu werden verdient (Neues Zeitbestimmungswerk von Eble, Ellwangen 1853). Man kann nach dieser Methode mittelst des Eble'schen Sextanten und Netzes die Zeit bis auf $^1/_2$ Minute genau finden.

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

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

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

Fig. 51 stellt eine Sonnenuhr mit verticaler schattenauffangender Wand (mit verticalem Zifferblatte) dar.

Fig. 51.

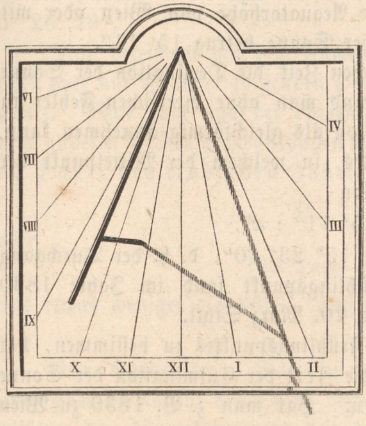
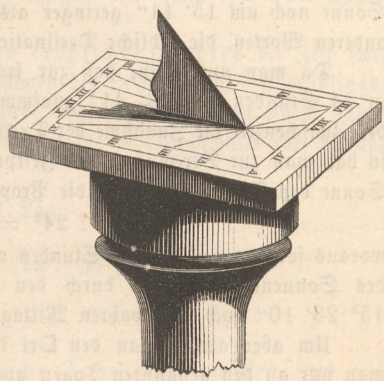


Fig. 52.



Bei kleinen Sonnenuhren ist häufig der schattengebende Stab durch eine verticale Metallplatte ersetzt, deren oberer geradliniger Rand die Richtung der Weltaxe hat. Fig. 52 stellt eine derartige kleine Sonnenuhr mit horizontalem Zifferblatte dar.

Eine Sonnenuhr giebt natürlich nur wahre Sonnenzeit; um nach ihr die mittlere Zeit zu bestimmen, muß man die Zeitgleichung nach der Tabelle auf Seite 76 in Rechnung bringen.

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

Bestimmung des Frühlingspunktes. Da die Rectascension aller 33
Gestirne auf dem Aequator vom Frühlingspunkte an gezählt wird (S. 31), so ist es von der größten Wichtigkeit, daß nicht allein die Lage dieses Punktes, sondern auch der Moment genau bestimmt werde, in welchem der Mittelpunkt der Sonne denselben passirt.

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

Man hat z. B. zu Wien, für welchen Ort die Aequatorhöhe 41_0 47′ 24″ beträgt, im Jahre 1830 die Höhe des Sonnenmittelpunktes zur Zeit des wahren Mittags gefunden:

am 20. März $41^{0}\ 32'\ 13''$

am 21. März $41\ \ 55\ \ 54$.

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

In dieser Zwischenzeit von 24 Stunden hat die Höhe der Sonne um

$$23'\ 41''$$

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

Da man nun weiß, daß zur fraglichen Zeit die Declination der Sonne in 24 Stunden um 23′ 41″ zunimmt, und man ohne merklichen Fehler in der Zwischenzeit die Zunahme der Declination als gleichförmig annehmen kann, so hat man zur Berechnung des Zeitpunktes, in welchem der Mittelpunkt der Sonne den Aequator erreicht, die Proportion

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

woraus folgt $x = 15{,}386$ Stunden oder $15^{h}\ 23'\ 10''$, d. h. der Durchgang des Sonnenmittelpunktes durch den Frühlingspunkt fand im Jahre 1830 $15^{h}\ 23'\ 10''$ nach dem wahren Mittag des 20. März Statt.

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

	Culmination	
	der Sonne	α arietis
am 20. März	12^{h}	$10^{h}\ 0'\ 1''$
am 21. März	12	10 3 39,

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

$$24^{h} : 0^{h}\ 3'\ 38'' = 15^{h}\ 23'\ 10'' : x,$$

woraus $x = 0^{h}\ 2'\ 19''$.

Zur Zeit des wahren Mittags am 20. März war die Rectascensionsdifferenz zwischen Sonne und α arietis $12^{h} - (10^{h}\ 0'\ 1'')$, also gleich $1^{h}\ 59'\ 59''$. Zur Zeit, in welcher die Sonne den Frühlingspunkt erreichte, war diese Differenz um 2′ 19″ kleiner, sie war also

$$1^{h}\ 57'\ 40''.$$

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

Der Durchgang der Sonne durch den Frühlingspunkt fand, dem Berliner astronomischen Jahrbuche zufolge, Statt

1853	20. März	5^h	9′	44″
1854	20. März	11	6′	10
1855	20. März	16	32	39

Die Zeit vom Aequinoctium 1853 bis 1854 beträgt also 365 Tage 5^h 56′ 26″; zwischen den Durchgängen der Sonne durch den Frühlingspunkt in den Jahren 1854 und 1855 liegt dagegen eine Zeit von 365 Tagen 5^h 26′ 29″.

Man bezeichnet mit dem Namen des tropischen Jahres die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen der Sonne durch den Frühlingspunkt. Man sieht aus der obigen Angabe, daß diese Zeit von einem Jahre zum anderen kleinen Schwankungen unterworfen ist; im Durchschnitt aber beträgt die Dauer des tropischen Jahres

365,24224 Tage

oder

365 Tage 5^h 48′ 51″,

was etwas weniger als 365¼ Tag ist.

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

Das Jahr der alten Aegyptier betrug stets 365 Tage, sie nahmen also das Jahr stets ¼ Tag zu kurz an, und dieser Fehler mußte sich im Laufe der Zeit so anhäufen, daß derselbe Kalendertag allmälig durch alle Jahreszeiten hindurchlief. Fiel z. B. zu einer bestimmten Zeit der 21. März mit dem Frühlingsäquinoctium zusammen, so mußte nach ungefähr 365 Jahren der 21. März in die Zeit des Wintersolstitiums fallen.

Um diesem Uebelstande abzuhelfen, verordnete Julius Cäsar im Jahre 45 v. Chr. eine Reform des Kalenders, welche darin bestand, daß das gemeine Jahr zu 365 Tagen gerechnet, daß aber alle 4 Jahre ein Tag eingeschaltet werden sollte, so daß das 4te Jahr stets 366 Tage hatte. Diese Jahre von 366 Tagen werden Schaltjahre genannt. Während der Februar eines gemeinen Jahres nur 28 Tage hat, so hat derselbe Monat in einem Schaltjahre 29 Tage.

Die Jahresdauer, wie sie Julius Cäsar angenommen hatte, nämlich 365¼ Tag, war noch nicht genau, sie war noch um 0,00776 Tage zu groß und daraus ergiebt sich ein Fehler von 0,776 Tagen in 100 Jahren, also nahe 3 Tagen in 400 Jahren. Der julianische Kalender hat also in 400 Jahren ungefähr 3 Tage zu viel.

Durch das Concilium von Nicäa wurde die Bestimmung getroffen, daß das Osterfest stets am ersten Sonntag gefeiert werden sollte, welcher dem ersten

Vollmond nach dem Frühlingsäquinoctium folgt. — Zur Zeit dieses Conciliums, im Jahre 325, fiel die Frühlings-Tag- und Nachtgleiche auf den 21. März. — Man fuhr nun fort, nach dem julianischen Kalender zu zählen bis 1582, zu welcher Zeit dann die Zeit des Frühlingsäquinoctiums schon merklich verrückt war; es fand nämlich nicht mehr am 21. März Statt, wie im Jahre 325, sondern es fiel auf den 11. März.

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

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

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

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

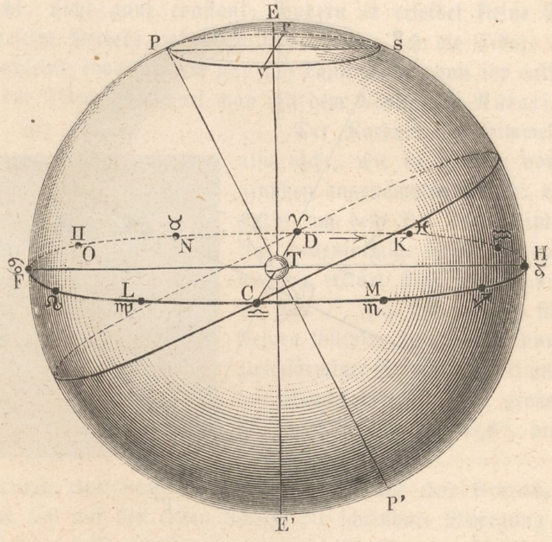
Im Laufe eines Jahrhunderts beträgt dieser Rückgang der Tag- und Nachtgleichen $1^0\ 23'\ 30''$, in einem Jahre also $50''$.

Da also der Frühlingspunkt stets von Osten nach Westen fortschreitet, so ist klar, daß die Länge der Gestirne fortwährend wächst. Hipparch fand z. B. im Jahre 130 v. Chr. die Länge von α virginis (Spica) gleich 174^0, während sie gegenwärtig $201{,}5^0$ ist. Dabei bleibt die Breite der Gestirne nahezu unverändert, weil die Ebene der Ekliptik ihre Lage nicht ändert.

Fig. 53 stellt die gegenseitige Lage der Ekliptik und des Himmelsäquators dar. Beide Ebenen schneiden sich in der Linie CD; C ist der Herbstpunkt, D

ist der Frühlingspunkt. Nach dem oben Gesagten muß diese Linie allmälig ihre Lage ändern; der Frühlingspunkt rückt von *D* gegen *K*, der Herbstpunkt von *C* gegen *L* fort; es ist also klar, daß der Frühlingspunkt im Laufe von Jahrtausenden von einem Sternbild zum andern wandern wird. Wenn der Frühlings-

Fig. 53.



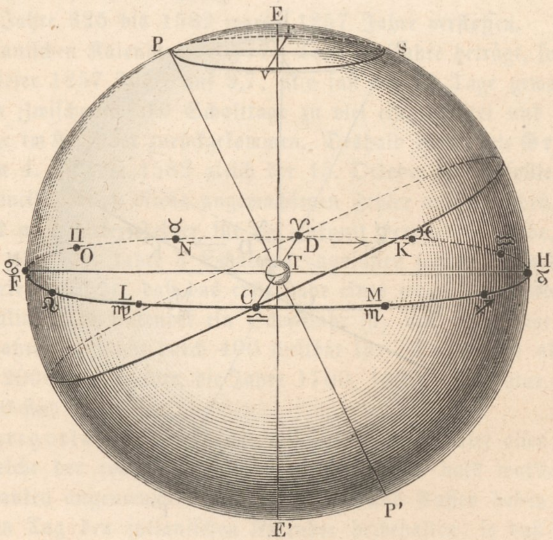
punkt sich gegenwärtig in *D* befindet, so wird er in 2333 Jahren um 30° nach Westen gewandert sein, 0 ♈ wird alsdann an derselben Stelle des Himmels stehen, welche jetzt 0 ♓ ist, also in *K*.

Es ist bereits oben S. 70 und 73 bemerkt worden, daß gegenwärtig der Frühlingspunkt ungefähr am westlichen Ende des Sternbildes der Fische liegt, vor 2300 Jahren lag also der Frühlingspunkt noch am westlichen Ende des Sternbildes des Widders, also an dem Punkt *N*, Fig. 53, den wir jetzt mit 0 ♉ bezeichnen. Damals fiel also das Zeichen des Widders mit dem Sternbild des Widders zusammen, die Sonne passirte den Frühlingspunkt mit dem Eintritt in das Sternbild des Widders. Aus dieser Zeit rührt wahrscheinlich die Eintheilung der Ekliptik in die 12 Zeichen des Thierkreises. Allmälig ging nun die Uebereinstimmung zwischen den Zeichen und den gleichnamigen Sternbildern verloren, weil der Frühlingspunkt auf das folgende Sternbild fortrückt, während man ihn doch stets als den Nullpunkt des ersten Zeichens im Thierkreis (0 ♈) beibehielt.

Da die Ebene der Sonnenbahn (gewisse Schwankungen abgerechnet, von denen alsbald die Rede sein wird) ungeändert bleibt, so läßt sich der Rückgang der Aequinoctialpunkte nur durch die Annahme erklären, daß die Ebene des

Himmelsäquators allmälig ihre Stellung ändert. Die Lage des Himmelsäquators ist aber durch die Richtung der Erdaxe bedingt, auf welcher derselbe rechtwinklig steht. In Fig. 54 seien E und E' die Pole der Ekliptik, PP' die

Fig. 54.



Weltaxe, also die verlängerte Erdaxe. Wenn sich nun die Ebene des Himmelsäquators so drehen soll, daß ihre Durchschnittslinie mit der Ebene der Ekliptik sich aus der Lage CD gegen KL hin dreht, so muß auch die Weltaxe eine Drehung erleiden, und zwar wird die Weltaxe PP' bei ihrer Umdrehung um die Axe EE' eine Kegelfläche beschreiben.

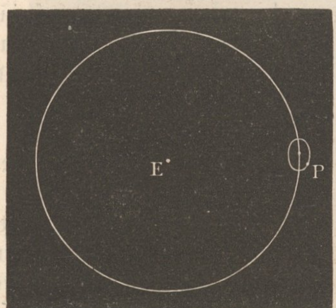
Daraus folgt nun auch weiter, daß die Himmelspole keine absolut unveränderlichen Punkte sind. Der Nordpol des Himmels wandert nach und nach durch die ganze Peripherie des Kreises $PrSV$; um aber diesen Kreis vollständig zu durchlaufen, ist eine Zeit von ungefähr 26000 Jahren nöthig.

In der Sternkarte Tab. III. ist der Kreis gezogen, welchen der Nordpol um den Pol der Ekliptik beschreibt. Der Stern α des kleinen Bären, welcher jetzt ungefähr $1^1/_2$ Grad von dem Nordpol des Himmels absteht, war zur Zeit Hipparch's noch fast 12 Grad von demselben entfernt, konnte damals also noch nicht als Polarstern bezeichnet werden. Der Nordpol des Himmels nähert sich diesem Sterne noch bis zum Jahr 2095, wo er nur noch 26 Minuten von ihm abstehen wird. Darauf entfernt sich der Nordpol des Himmels wieder von α ursae minoris, um in das Sternbild des Cepheus überzugehen. Nach 12000 Jahren wird α lyrae dem Nordpol nahe stehen.

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

Nutation. Der Rückgang der Aequinoctialpunkte ist nicht ganz gleichförmig, sondern er zeigt Schwankungen, deren Periode ungefähr 18½ Jahr beträgt. Ebenso ist auch der Winkel, welchen die Erdaxe mit der Axe der Ekliptik macht, nicht ganz constant, sondern er erleidet kleine Variationen, welche an dieselbe Periode gebunden sind, indem sich die Erdaxe der Axe der Ekliptik abwechselnd etwas nähert und sich dann wieder von ihr entfernt. Dieses Wanken der Erdaxe bezeichnet man mit dem Namen der Nutation. 36

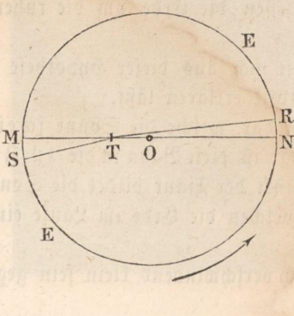
Fig. 55.



Der Nordpol des Himmels beschreibt also nicht, wie es in dem vorigen Paragraphen angenommen wurde, einen reinen Kreis um den Pol der Ekliptik, sondern eine wellenförmige Curve. Eine solche Bewegung erklärt sich, wenn man annimmt, der Pol P, Fig. 55, bewege sich auf einer kleinen Ellipse, deren Mittelpunkt sich mit gleichförmiger Geschwindigkeit um den Pol E der Ekliptik bewegt. Die große Axe dieser kleinen Ellipse beträgt 9,6″, die kleine 8″.

Erklärung der scheinbaren Bewegung der Sonne. Am einfachsten scheint sich auf den ersten Anblick die scheinbare Bewegung der Sonne dadurch erklären zu lassen, daß man annimmt, die Sonne beschreibe wirklich um die feststehende Erde im Laufe eines Jahres einen Kreis, dessen Ebene einen Winkel von 23° 28′ mit der Ebene des Himmelsäquators macht. In der That war dies auch die im Alterthum herrschende Ansicht. Um aber zu erklären, daß die Geschwindigkeit, mit welcher die Sonne in der Ekliptik fortschreitet, bald langsamer, bald schneller ist, und da man doch die Hypothese nicht aufgeben wollte, daß die Sonne ihre kreisförmige Bahn mit gleichförmiger Geschwindigkeit durchliefe, nahm Hipparch an, daß sich die Erde nicht im Mittelpunkte der Sonnenbahn befände. 37

Fig. 56.



Wenn die Sonne mit gleichförmiger Geschwindigkeit den Kreis EE, Fig. 56, durchläuft, die Erde sich aber in T außerhalb des Kreismittelpunktes O befindet, so wird die Bewegung der Sonne, von der Erde aus gesehen, nicht mehr gleichförmig erscheinen; denn wenn auch die gleichen Bogen NR und MS von der Sonne in gleichen Zeiten durchlaufen werden, so sind doch die Winkel, unter welchen diese Bogen, von T aus gesehen, erscheinen, nicht gleich, sondern sie verhalten sich umgekehrt wie die Entfernungen NT und MT; die scheinbare Geschwindigkeit der Sonne, ist kleiner, wenn sie sich bei N, als wenn sie sich bei M befindet.

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

Unter der Voraussetzung, daß sich die Sonne mit gleichförmiger Geschwindigkeit in ihrer Bahn fortbewegt, kann nun das Verhältniß der Excentricität OT zum Halbmesser OM leicht aus der Vergleichung des größten und kleinsten Winkels abgeleitet werden, um welchen die Länge der Sonne in 24 Stunden zunimmt. Diese Winkel sind aber $1^0\ 1'\ 10{,}1''$ oder $3670{,}1''$ und $57'\ 11{,}5''$ oder $3431{,}5''$ (Seite 74); wir haben also

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

woraus sich die Excentricität OT ungefähr gleich $^1/_{30}$ vom Halbmesser der Sonnenbahn ergeben würde.

Die Hypothese von der gleichförmigen Geschwindigkeit der Sonne mußte aber nothwendig aufgegeben werden, nachdem man einmal dahin gekommen war, den scheinbaren Durchmesser dieses Gestirns zu verschiedenen Zeiten des Jahres mit Genauigkeit zu messen. Wäre Hipparch's Hypothese richtig, so müßten sich die scheinbaren Durchmesser der Sonne zu Ende Juni und zu Ende December gleichfalls verhalten wie $3431{,}5 : 3670{,}1$, während in der That die Sonnendurchmesser zu diesen Zeiten $31'\ 31{,}0''$ und $32'\ 35{,}6''$ sind, sich also verhalten wie $1891{,}0$ zu $1955{,}6$. Daraus geht hervor, daß die Entfernungen TM und TN sich gleichfalls verhalten müssen wie $1891{,}0$ zu $1955{,}6$, woraus folgt, daß die Excentricität der Sonnenbahn in der That nur $^1/_{60}$ ist.

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

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

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

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

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

Befindet sich die Erde in A, so trifft eine von A aus nach der Sonne gezogene und über dieselbe hinaus verlängerte Linie die Ekliptik in dem Punkte 0♈, A ist also der Ort, an welchem sich die Erde zur Zeit des Frühlingsäquinoctiums befindet. Während nun die Erde in der Richtung des Pfeils von A bis B fortschreitet, scheint, von ihr aus gesehen, die Sonne die Zeichen Widder, Stier und Zwillinge zu durchlaufen, und wenn die Erde in B angekommen ist, so steht die Sonne offenbar gerade vor 0♋, d. h. sie tritt gerade in das Zeichen des Krebses ein.

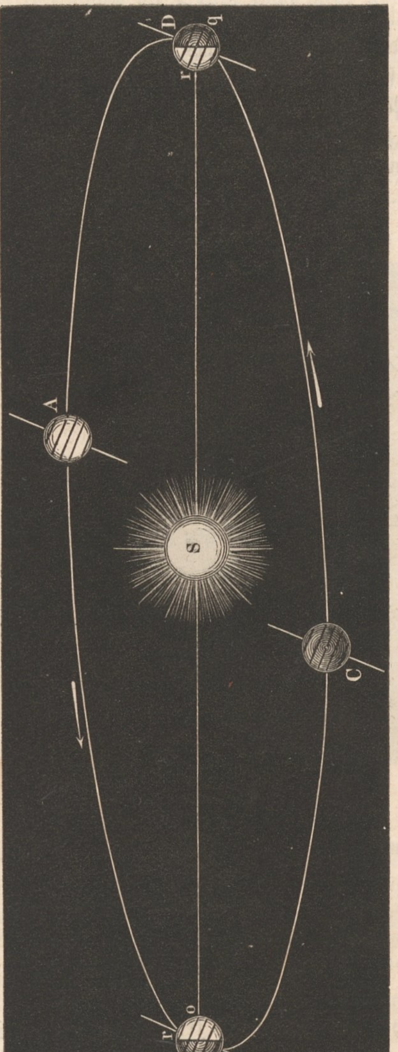


Fig. 57.

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

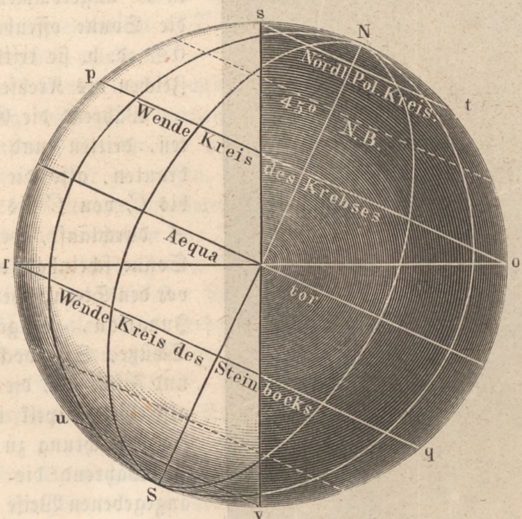
Während die Erde in der angegebenen Weise um die Sonne herumläuft, dreht sie sich aber auch noch in je 24 Stunden um ihre Axe; die Erdaxe aber steht nicht rechtwinklig auf der Ebene der Ekliptik, sondern sie macht einen Winkel von 66° 32′ mit derselben, so daß also der Erdäquator, mithin auch der Himmelsäquator einen Winkel von 23° 28′ mit der Ebene der Erdbahn machen.

Da nun die Lage der Weltaxe, sowie die Lage des Himmelsäquators das ganze Jahr hindurch unverändert bleiben, so müssen wir annehmen, daß die Erdaxe trotz der fortschreitenden Bewegung der Erde doch stets dieselbe Richtung im Weltraume beibehält, daß also die Erdaxe immer parallel mit sich selbst fortrückt. Es ist dies zwar auch in Tab. V. zu erkennen, deutlicher aber sieht man es in Fig. 57 (a. v. S.), welche die Erdbahn perspectivisch darstellt.

Betrachten wir das Verhältniß der Erde zu den Sonnenstrahlen etwas näher, so sehen wir, daß zur Zeit des Wintersolstitiums, also wenn die Erde bei *D*, Fig. 57, steht, die Sonnenstrahlen rechtwinklig auf einen Punkt *r* fallen, welcher 23° 28′ südlich vom Aequator liegt.

In Fig. 57 ist die Erdkugel zu klein, um die hier in Frage kommenden Verhältnisse recht deutlich übersehen zu können, deshalb ist sie in Fig. 58 in gleicher Stellung, wie bei *D*, Fig. 57, in vergrößertem Maßstabe dargestellt,

Fig. 58.



und Fig. 59 zeigt die auf die Ebene der Ekliptik projicirte Erdkugel zur Zeit des Wintersolstitiums.

Der Parallelkreis *rq*, welcher 23° 28′ südlich vom Aequator liegt, ist die südlichste Gränze, für welche die Sonne im Zenith erscheinen kann. Weil nun die Sonne, wenn sie bei *D* steht, in das Zeichen des Steinbocks eintritt, so heißt dieser Parallelkreis *rq* der Wendekreis des Steinbocks.

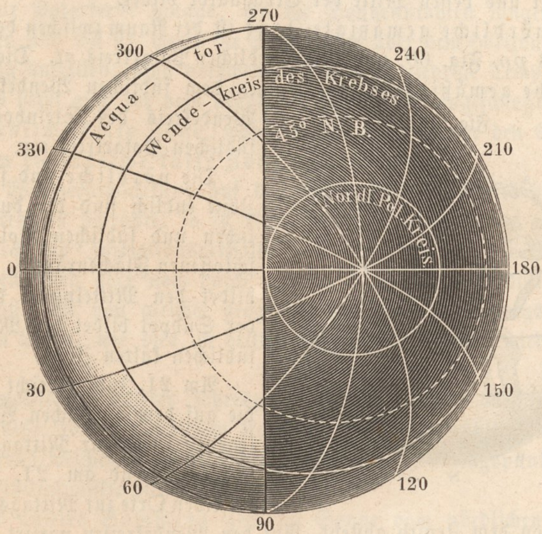
Wenn die Sonne in das Zeichen des Steinbocks tritt, wenn sich die Erde also bei *D*, Tab. V. und Fig. 57, befindet, so tangiren die Sonnenstrahlen die nördliche Erdhälfte in *s*, die südliche in *v*. Der durch *s* gelegte Parallelkreis *st* heißt der nördliche, der durch *v* gelegte Parallelkreis *uv* heißt der südliche Polarkreis.

Der südliche Polarkreis *uv* bildet die Gränze derjenigen Orte, für welche zur Zeit des Wintersolstitiums in Folge der Axendrehung der Erde noch ein Auf- und Untergang der Sonne innerhalb 24 Stunden stattfindet. Für alle Orte des südlichen Polarkreises ist der längste Tag 24 Stunden und für alle Orte, welche innerhalb des südlichen Polarkreises liegen, geht zur Zeit des Wintersolstitiums die Sonne nicht mehr unter (siehe oben §. 16).

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

Von *D*, Tab. V. und Fig. 57, aus gelangt die Erde während des nächsten Vierteljahres nach *A*, und nun tritt die Sonne in das Zeichen des Widders.

Fig. 59.



ders. Es ist dies die Zeit des Frühlings-Aequinoctium's. Die Sonnenstrahlen treffen jetzt rechtwinklig auf einen Punkt des Aequators und tangiren die beiden Pole. Der größte Kreis der Erdkugel, welcher die beleuchtete von der dunkeln Erdhälfte scheidet, geht also jetzt durch die beiden Pole, er halbirt also alle Parallelkreise, und daher kommt es denn, daß um diese Zeit Tag und Nacht auf der ganzen Erde gleich sind.

Wenn die Erde in *B* angekommen ist, wenn sie also ins Zeichen des Krebses eintritt, so fallen die Sonnenstrahlen rechtwinklig auf denjenigen Punkt *o* des 23° 28′ nördlich vom Aequator liegenden Kreises *op*, für welchen die

Sonne gerade culminirt. Der Kreis *op* enthält also die nördlichsten Punkte der Erde, für welche die Sonne noch ins Zenith kommen kann. Er wird der Wendekreis des Krebses genannt.

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

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

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

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

Die nördliche gemäßigte Zone ist der Raum zwischen dem Wendekreis des Krebses *po*, Fig. 60, und dem nördlichen Palarkreis *st*. Diesem entspricht die südliche gemäßigte Zone zwischen dem südlichen Wendekreis *rq* (dem Wendekreis des Steinbocks) und dem südlichen Polarkreis *uv*.

Fig. 60.

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

Am 21. Juni erreicht die Sonne für die auf dem nördlichen Wendekreise gelegenen Orte zur Mittagszeit das Zenith, während am 21. December für dieselben Orte zur Mittagszeit die Sonne $46^0\ 56'$ von dem Zenith absteht. Auf den Wendekreisen variirt also die Höhe der Sonne zur Mittagszeit von $43^0\ 4'$ bis 90^0.

An allen zwischen den beiden Wendekreisen gelegenen Orten geht die Sonne zweimal im Jahre durch das Zenith. Die Zeitpunkte aber, in welchen dies stattfindet, rücken um so weiter aus einander, je weiter man sich von den Wendekreisen aus dem Aequator nähert. Auf dem Aequator selbst liegen diese Zeitpunkte um $^1/_2$ Jahr aus einander, indem hier die Sonne das Zenith zur Zeit des Frühlings- und des Herbstäquinoctiums passirt.

Für den Aequator ist die größte Höhe, welche die Sonne des Mittags erreicht, 90^0, die geringste $66^0\ 32'$.

Der niedrigste Sonnenstand für den Aequator ist also immer noch etwa um 3° größer als der höchste Stand, welchen die Sonne im mittleren Deutschland am 21. Juni erreicht, und für die Wendekreise ist der niedrigste Sonnenstand ungefähr demjenigen gleich, welcher auf dem 50. Breitengrade zu Ende März stattfindet. Der ganze Erdgürtel, welcher zwischen den beiden Wendekreisen liegt, ist demnach das ganze Jahr hindurch einer sehr kräftigen Wirkung der Sonnenstrahlen ausgesetzt, weshalb er auch den Namen der heißen Zone führt.

Außerhalb der Wendekreise erreicht die Sonne nie mehr das Zenith, und ihre Strahlen fallen um so schräger auf, je mehr man sich den Polen nähert. Auf den Polarkreisen ist die größte Mittagshöhe, welche die Sonne erreicht, ungefähr der geringsten Mittagshöhe der Wendekreise gleich. Zur Winterszeit aber sinkt die Höhe der Sonne um Mittag auf den Polarkreisen bis auf 0 herab; es ist also klar, daß die Wärme, welche durch die Sonnenstrahlen auf der Erdoberfläche hervorgebracht wird, von den Wendekreisen gegen die Polarkreise hin rasch abnehmen muß.

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

Da die Wärmeentwickelung auf der Erdoberfläche fast ausschließlich von den Sonnenstrahlen herrührt, so ist klar, daß das Klima eines Landes vorzugsweise durch die Insolationsverhältnisse bedingt ist; die Wirksamkeit der Sonnenstrahlen wird aber noch durch mancherlei Umstände modificirt, und so kommt es, daß Orte von gleicher geographischer Breite keineswegs auch stets gleiches Klima haben, wie dies im dritten Buche ausführlicher wird besprochen werden.

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

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

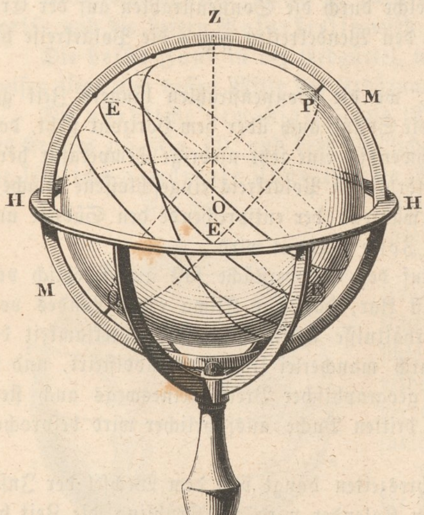
Tagesdauer an verschiedenen Orten und in verschiedenen 40
Jahreszeiten. Nach §. 16 ist es klar, daß die Dauer des Tages, d. h. die Zeit, während welcher die Sonne über dem Horizont bleibt, von der Stellung abhängt, welche dieses Gestirn gerade am Himmel einnimmt, daß sie sich also mit der Jahreszeit ändert.

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

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

Wie lang für einen bestimmten Ort der Erde die Dauer des Tages zu einer gegebenen Zeit des Jahres sei, kann man mit Hülfe eines Himmelsglobus leicht ermitteln. Man braucht nur die Axe PQ des Globus, Fig. 61, so gegen die Ebene des Horizontes HH zu neigen, wie es der Polhöhe des Ortes entspricht, und alsdann diejenige Stelle der Ekliptik zu bezeichnen, an welcher sich gerade die Sonne befindet. Man kann nun leicht mittelst des Stundenkreises sehen, wie viel Stunden der Tagbogen der Sonne beträgt. Soll z. B. ermittelt werden, wie groß der Tagbogen der Sonne am 1. Mai für das mittlere Deutschland sei, so hat man zunächst den Globus so zu stellen, daß die Axe PQ einen Winkel von 50 Grad mit dem Horizont macht. Am 1. Mai ist die Länge der Sonne $40\frac{1}{2}$ Grad, man hat also auf der Ekliptik $40\frac{1}{2}$ Grad vom Frühlingspunkte an nach Osten zu zählen, um den Punkt zu finden, an welchem sich gerade die Sonne befindet. Der Globus wird nun in diejenige Stellung gebracht, welche dem Aufgang des bezeichneten Punktes entspricht, und die Stellung des Zeigers auf dem Stundenkreise gemerkt; alsdann wird die Kugel von Ost nach West bis zum Untergang des bezeichneten Punktes gedreht und die Größe der Drehung auf dem Stundenkreise abgelesen. Man findet auf diese Weise für den Tagbogen der Sonne am 1. Mai im mittleren Deutschland $14\frac{1}{2}$ Stunde.

Fig. 61.



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

Diese Aufgabe läßt sich auch ohne Globus mit Hülfe einer einfachen geometrischen Construction auflösen.

Fig. 62 stelle die Erde zur Zeit des Wintersolstitiums dar, und zwar auf eine Ebene projicirt, welche mit der Erdaxe parallel und rechtwinklig auf der

Ebene der Ekliptik steht. Alle Parallelkreise erscheinen hier zur Linie verkürzt. — Die Linie sv, welche die beleuchtete Erdhälfte von der dunklen schei-

Fig. 62.

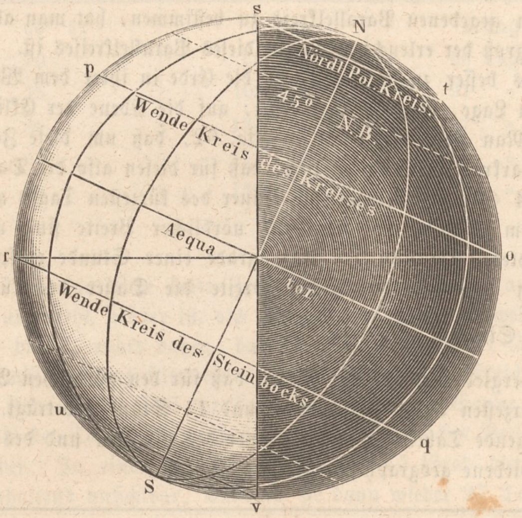
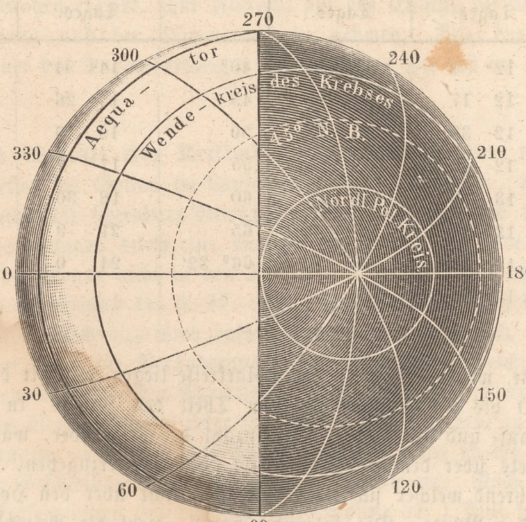


Fig. 63.



det, theilt den Aequator in zwei gleiche Theile, alle übrigen Parallelkreise aber in ungleiche Theile. Derjenige Theil eines Parallelkreises nun, welcher auf der erleuchteten Erdhälfte liegt, verhält sich zum ganzen Kreisumfang wie die Dauer des kürzesten Tages zu 24 Stunden. Um die Dauer des kürzesten Tages für einen gegebenen Parallelkreis zu bestimmen, hat man also nur zu ermitteln, wie groß der erleuchtete Bogen dieses Parallelkreises ist.

Um dies besser zu übersehen, ist die Erde in ihrer dem Wintersolstitium entsprechenden Lage, Fig. 63 (s. v. S.), auf die Ebene der Ekliptik projicirt, dargestellt. Man sieht hier, wie in Fig. 62, daß um diese Zeit der ganze nördliche Polarkreis in Schatten liegt, daß für diesen also die Dauer der längsten Nacht 24 Stunden beträgt, die Dauer des kürzesten Tages also 0 ist.

Von dem Parallelkreis 45 Grad nördlicher Breite sind ungefähr 128 Grade erleuchtet. Da nun 15 Bogengrade einer Stunde entsprechen, so ist also für den 45. Grad nördlicher Breite die Dauer des kürzesten Tages

$$\frac{128}{15} = 8{,}5 \text{ Stunden.}$$

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

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

Breite.	Dauer des längsten Tages.	Dauer des kürzesten Tages.	Breite.	Dauer des längsten Tages.	Dauer des kürzesten Tages.
0^0	12^h 0′	12^h 0′	40^0	14^h 51′	9^h 9′
5	12 17	11 43	45	15 26	8 34
10	12 35	11 25	50	16 9	7 51
15	12 53	11 7	55	17 7	6 53
20	13 13	10 47	60	18 30	5 30
25	13 34	10 26	65	21 9	2 51
30	13 56	10 4	66^0 32′	24 0	0 0
35	14 26	9 38			

Für Orte, welche innerhalb der Polarkreise liegen, wechselt die Dauer des Tages von 0 bis 24 Stunden in dem Theil des Jahres, in welchem die Sonne noch auf- und untergeht. Die Anzahl der Tage aber, während welcher die Sonne stets über dem Horizont bleibt, ohne unterzugehen, und die Zahl der Tage, während welcher sich die Sonne gar nicht über den Horizont erhebt, wechselt mit der Breite. Die folgende Tabelle giebt die Anzahl dieser Tage für verschiedene nördliche Breiten von 66^0 32′ bis 90^0 an.

Nördliche Breite.	Die Sonne geht nicht unter ungefähr in	Die Sonne geht nicht auf ungefähr in
66° 32′	1 Tag	1 Tag
70	65 Tagen	60 Tagen
75	103 »	97 »
80	134 »	127 »
85	161 »	153 »
90	186 »	179 »

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

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

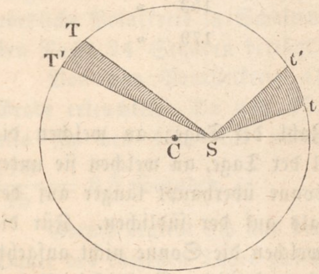
Wahre Gestalt der Erdbahn. Wir haben gesehen, daß der scheinbare Durchmesser der Sonne im Laufe eines Jahres bald ab-, bald zunimmt. 41
Wenn man nun die scheinbare Bewegung der Sonne in allen ihren Verhältnissen und Beziehungen durch eine wirkliche Bewegung der Erde erklären will, so darf man die Sonne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

Um aber auch die Veränderungen der scheinbaren Geschwindigkeit der Sonne mit den entsprechenden Variationen ihres Durchmessers und den daraus sich ergebenden Veränderungen ihrer Entfernung von der Erde in Uebereinstimmung zu bringen, muß man die Ansicht aufgeben, als ob die Erde sich mit gleichförmiger Geschwindigkeit in ihrer Bahn fortbewegte. Nach §. 37 verhalten sich die Entfernungen zwischen Erde und Sonne am 1. Juli und am 1. Januar wie 18910 zu 19556. Die Quadrate dieser Zahlen verhalten sich wie 1 zu 1,0695, und dies ist gerade auch das Verhältniß der in §. 26 bereits mitgetheilten täglichen Winkelgeschwindigkeiten an den genannten Tagen; daraus folgt also, daß die Winkelgeschwindigkeit, mit welcher sich die Erde, von der Sonne aus gesehen, fortbewegt, sich umgekehrt verhält wie das Quadrat der Entfernung beider Weltkörper.

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

$$W_f = \frac{W_1}{f^2} \quad \ldots\ldots\ldots \quad (1).$$

Fig. 64.



Nun ist aber offenbar der Bogen TT', Fig. 64, welchen die Erde in einer gegebenen Zeit zurücklegt, dem Winkel TST' und der Entfernung TS proportional; bezeichnen wir also die den Entfernungen 1 und f entsprechenden Bogen mit B_1 und B_f, so haben wir:

$$B_1 = W_1 \quad \ldots\ldots \quad (2)$$
$$B_f = W_f . f \quad \ldots \quad (3).$$

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

$$B_f = \frac{W_1}{f^2} . f = \frac{W_1}{f}$$

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

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

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

Wenn sich aber die in gleichen Zeiten von der Erde beschriebenen Bogen TT' und tt', Fig. 64, umgekehrt verhalten wie die Entfernungen TS und tS, so folgt, daß der Inhalt des Dreiecks TST' dem Inhalt des Dreiecks tSt' gleich ist.

Das obige Gesetz läßt sich demnach auch folgendermaßen aussprechen:

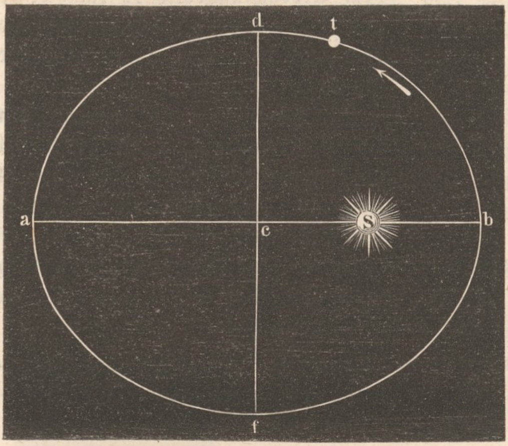
Die Geschwindigkeit, mit welcher die Erde in ihrer Bahn fortschreitet, ist von der Art, daß der Leitstrahl (radius vector), welchen man sich von der Sonne zur Erde gezogen denken kann, in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume beschreibt.

Dieses Gesetz der Geschwindigkeiten, welches unter dem Namen des ersten Kepler'schen Gesetzes bekannt ist, gilt, wie wir im nächsten Capitel sehen werden, in gleicher Weise auch für alle übrigen um die Sonne kreisenden Planeten.

Nach dem zweiten Kepler'schen Gesetze ist die Bahn aller Planeten, folglich auch die Bahn der Erde, welche durch Copernicus unter die Planeten eingereiht worden ist, kein Kreis, sondern eine Ellipse, und die Sonne befindet sich in dem einen Brennpunkte derselben.

Die große Axe *ab*, Fig. 65, dieser Ellipse führt den Namen der Absidenlinie; die Entfernung der Sonne von dem Mittelpunkte *c* ist die Excentricität der Erdbahn; sie beträgt ungefähr $1/_{60}$ der halben großen Axe *ca*, und daraus folgt, daß die Ellipse, welche die Erde innerhalb eines Jahres durchläuft, sehr wenig von der Kreisgestalt abweicht. In unserer Figur ist die Excentricität viel zu groß genommen, damit die elliptische Gestalt deutlicher hervortrete. Die kleine Axe *df* der Erdbahn verhält sich zur großen Axe *ab* wie 0,99986 zu 1.

Fig. 65.



Wenn sich die Erde in *b*, dem einen Endpunkte der großen Axe, befindet, so ist sie in der Sonnennähe, im Perihelium; ihre größte Entfernung von der Sonne erreicht sie im anderen Endpunkte *a* der großen Axe; hier ist die Erde in der Sonnenferne, im Aphelium.

Am 1. Januar ist die Sonne im Perihelium, am 1. Juli ist sie im Aphelium.

Die Absidenlinie macht einen Winkel von ungefähr 10 Grad mit der geraden Linie, welche die Solstitialpunkte verbindet.

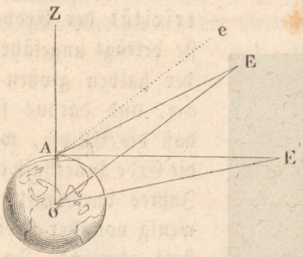
Im Perihelium ist die fortschreitende Bewegung der Erde in ihrer Bahn am schnellsten, im Aphelium ist sie am langsamsten.

Entfernung der Sonne von der Erde. Wir haben bisher nur das Verhältniß betrachtet, in welchem die Entfernung der Sonne von der Erde im Laufe eines Jahres sich ändert, ohne daß von der absoluten Größe dieser Entfernung die Rede gewesen wäre. 42

Zur Bestimmung der Entfernung eines Gestirnes von der Erde werden dieselben Grundsätze in Anwendung gebracht, welche man auch anwendet, um die Entfernung eines unzugänglichen Punktes auf der Erde zu ermitteln. — Wenn man von einem Punkte *A* der Erdoberfläche aus ein Gestirn *E*, Fig. 66 (s. f. S.), beobachtet, so sieht man es nicht genau in derselben Richtung, als wenn man sich im Mittelpunkte *O* der Erde befände; *OE* oder die damit parallele Linie *Ae* macht einen kleineren Winkel mit der Verticalen

OAZ als die Visirlinie AE. Der Winkel eAE oder der ihm gleiche Winkel AEO wird nun die **Parallaxe des Gestirnes** E genannt. Die Parallaxe ist also nichts Anderes als der Winkel, um welchen sich die Zenithdistanz des Gestirnes vermindern würde, wenn man vom Beobachtungsorte A zum Mittelpunkte der Erde herabsteigen und von dort aus das Gestirn E beobachten könnte.

Fig. 66.



Die Parallaxe eines Gestirnes wird ein Maximum sein, wenn sich dasselbe in der Horizontalebene des Beobachtungsortes A befindet, wie E'. In diesem Falle wird die Parallaxe mit dem Namen der **Horizontalparallaxe** bezeichnet. Die **Horizontalparallaxe eines Gestirnes ist der Winkel, unter welchem der Halbmesser der Erde, von jenem Gestirn aus gesehen, erscheint.**

Ist der Durchmesser der Erde und die Horizontalparallaxe eines Gestirnes bekannt, so kann man daraus die Entfernung desselben von der Erde berechnen.

Da der Mittelpunkt der Erde unzugänglich ist, so kann die Horizontalparallaxe auch nicht unmittelbar gemessen werden. Um sie zu finden, muß man gleichzeitig die Zenithdistanz des Gestirnes mit großer Genauigkeit an zwei Orten der Erde messen, welche bei nahe gleicher geographischer Länge möglichst weit von einander entfernt sind. Aus diesen Messungen läßt sich dann, wie wir bald sehen werden, die Horizontalparallaxe ableiten.

Je weiter ein Gestirn von der Erde entfernt ist, desto kleiner wird seine Parallaxe, und desto schwieriger wird es, sie mit hinreichender Genauigkeit zu bestimmen, weil alsdann die unvermeidlichen Beobachtungsfehler einen viel zu bedeutenden Bruchtheil des gesuchten Werthes ausmachen und die geringste Verschiedenheit im Werthe der Horizontalparallaxe schon enorme Veränderungen im Werthe der Entfernung des Gestirnes nach sich zieht. Die Parallaxe der Sonne ist schon viel zu klein, als daß man sie auf dem angedeuteten Wege mit einer Genauigkeit ermitteln könnte, welche auch nur eine angenähert richtige Bestimmung der Entfernung der Sonne von der Erde zuließe; nur auf indirectem Wege läßt sich diese für die Astronomie so wichtige Größe mit hinreichender Genauigkeit bestimmen, und daher kommt es denn auch, daß man noch bis in die Mitte des vorigen Jahrhunderts ganz unrichtige Vorstellungen von der Entfernung der Sonne hatte.

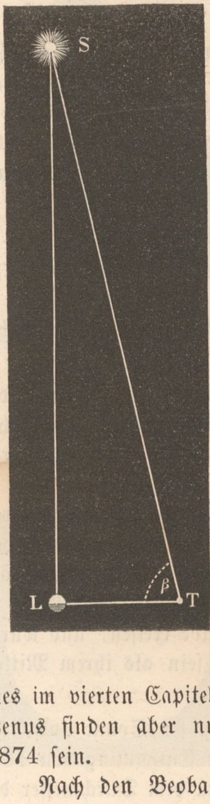
Man nahm diese Entfernung früher stets zu klein an. Nach **Pythagoras** sollte die Sonne 16- bis 18000 Meilen von der Erde entfernt sein. **Aristarch von Samos** bestimmte die Horizontalparallaxe der Sonne zu 3′, wonach ihre Entfernung von der Erde 1146 Erdhalbmesser betragen würde.

Kepler war geneigt, die fragliche Parallaxe auf 1′ zu reduciren und Halley nahm sie nur zu 25″. Alle diese Werthe waren aber noch zu groß.

Was nun die indirecten Methoden zur Bestimmung der Entfernung der Sonne von der Erde betrifft, so gründen sie sich darauf, daß man zunächst die Entfernung solcher Gestirne zu bestimmen sucht, welche entweder, wie der Mond, der Erde stets näher sind als die Sonne, oder welche, wie Mars und Venus, wenigstens in gewissen Zeiten ihr näher kommen, und alsdann von diesen auf die Entfernung der Sonne schließt.

Wie wir im fünften Capitel sehen werden, ist der Mond sehr nahe um 60 Erdhalbmesser von dem Mittelpunkte der Erde entfernt. Wenn man nun in dem Moment, in welchem der Mond gerade das erste oder letzte Viertel zeigt, wo also die Gränze zwischen dem erleuchteten und dem dunklen Theile des Mondes genau eine gerade Linie bildet, den Winkelabstand zwischen Sonne und Mond mißt, so hat man damit die nöthigen Data, um die Entfernung der Sonne von der Erde zu berechnen. In Fig. 67 sei T die Erde, L der Mond, S die Sonne. In dem besprochenen Zeitpunkte steht die Linie SL rechtwinklig auf LT; da man nun den Winkel STL, den wir mit β bezeichnen wollen, gemessen hat, so ergiebt sich

Fig. 67.



$$TS = \frac{LT}{cos.\ \beta}.$$

Auf diesem Wege hat in der That Riccioli die Entfernung der Sonne von der Erde annähernd genau bestimmt; einer größeren Schärfe ist jedoch diese Methode nicht fähig, weil man nicht mit großer Genauigkeit den Augenblick ermitteln kann, wo jene Lichtgränze des Mondes eine gerade Linie ist.

Hat man die Horizontalparallaxe des Mars oder der Venus zur Zeit ihrer Erdnähe ermittelt, so kann man aus ihnen mit Hülfe der Kepler'schen Gesetze, die wir im nächsten Capitel besprechen werden, auf die Horizontalparallaxe der Sonne schließen. So bestimmte Lacaille in der Mitte des vorigen Jahrhunderts die Horizontalparallaxe der Sonne zu 10″, von dem Werthe ausgehend, den er für die Parallaxe des Mars gefunden hatte.

Der Vorübergang der Venus vor der Sonnenscheibe bietet endlich ein Mittel, die Entfernung der Sonne mit großer Genauigkeit zu bestimmen, wie dies im vierten Capitel näher besprochen werden soll. Solche Durchgänge der Venus finden aber nur selten Statt; der letzte war 1769, der nächste wird 1874 sein.

Nach den Beobachtungen des Venusdurchganges vom Jahre 1769 hat man die Horizontalparallaxe der Sonne gleich 8,6″ gefunden, ein Werth, welcher wohl bis auf $1/4$ Secunde genau ist.

Die Parallaxe der Sonne ändert sich natürlich, wenn sie sich von der Erde entfernt oder sich ihr nähert. Der Werth von 8,6″ entspricht der mittleren Entfernung der Erde von der Sonne, welche demnach gleich 23984 Erdhalbmessern ist. In runder Zahl wollen wir die mittlere Entfernung der Sonne von der Erde gleich 24000 Erdhalbmessern annehmen, da die Differenz zwischen dieser und der obigen Zahl so gering ist, daß sie innerhalb der Gränze der Beobachtungsfehler liegt.

Aus dem oben mitgetheilten Werthe der Excentricität der Erdbahn ergiebt sich dann, daß die Entfernung der Erde von der Sonne im Perihelium 23600, im Aphelium aber 24400 Erdhalbmesser beträgt.

Da der Erdhalbmesser gleich 860 geographischen Meilen ist (Seite 58), so beträgt demnach die mittlere Entfernung der Sonne von der Erde in runder Zahl 20 Millionen geographische Meilen.

Um diesen Raum zu durchlaufen, würde eine Kanonenkugel (1000′ Geschwindigkeit in der Secunde) eine Zeit von 12 Jahren brauchen.

43 **Dimensionen der Sonne.** Nach §. 37 erscheint uns der Durchmesser der Sonne, wenn sie sich in ihrer mittleren Entfernung von der Erde befindet, unter einem Winkel von 32′ 3,3″ oder 1923,3″, während umgekehrt, dem vorigen Paragraphen zufolge, die Erde von der Sonne aus gesehen, nur unter einem Winkel von 17,2″ erscheint. Der Durchmesser der Sonne ist demnach $\frac{1923{,}3}{17{,}2}$, also 112mal so groß als der Durchmesser der Erde.

Daraus folgt dann weiter, daß der körperliche Inhalt der Sonne 1404928mal größer ist, als das Volumen der Erde.

Der Durchmesser der Sonne beträgt 190000, der Umfang derselben nahezu 580000 geographische Meilen.

Die Fig. 68 dient dazu, eine Vorstellung von dem Größenverhältniß der Sonne und der Erde zu geben. Unterhalb des großen weißen Kreises, welcher die Sonne darstellt, befindet sich ein ganz kleiner weißer Kreis, welcher die Erde im richtigen Verhältniß zur Sonne darstellt. Rechts von der Erde sieht man in verhältnißmäßiger Entfernung den Mond. Man sieht, daß eine Kugel, deren Halbmesser die Entfernung des Mondes von der Erde ist, kaum mehr als den halben Radius der Sonne haben würde. Wenn also die Sonne hohl wäre und die Erde sich in ihrem Mittelpunkte befände, so könnte der Mond in seiner jetzigen Entfernung von der Erde noch um dieselbe kreisen, und würde doch der äußeren Sonnenhülle nur unbedeutend näher sein als ihrem Mittelpunkte.

Die Mittelpunkte der beiden Kreise, welche in Fig. 68 Sonne und Erde im richtigen Größenverhältniß darstellen, müßten in eine Entfernung von 16,5 Metern gebracht werden, wenn diese Entfernung sich zu dem Durchmesser der

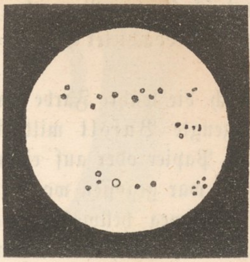
Sonne ebenso verhalten sollte wie die Entfernung der Erde von der Sonne zum Durchmesser der Sonne.

Fig. 68.

In den oberen Ecken der Fig. 68 sieht man noch im richtigen Größenverhältniß die Planeten Jupiter und Saturn dargestellt, von welchen später die Rede sein wird.

Sonnenflecken. Wenn man die Sonne durch ein Fernrohr betrachtet, 44
wobei man aber ihres starken Glanzes wegen ein sehr dunkelfarbiges Glas (Blendglas, Sonnenglas) vor das Ocular bringen muß, so bemerkt man auf ihrer Oberfläche bald mehr, bald weniger dunkle Flecken, ungefähr in der Art, wie es Fig. 69 zeigt. Wenn man die Beobachtung nach einigen Tagen wiederholt, so ergiebt sich, daß sie auf der Sonnenscheibe eine fortschreitende Bewegung von Ost nach West haben. Nachdem sie in der angegebenen Richtung die ganze Sonnenscheibe durchlaufen haben, verschwinden sie am westlichen Rande, um nach einigen Tagen auf der Ostseite wieder zu erscheinen.

Fig. 69.



Diese Bewegung der Sonnenflecken deutet auf eine Rotation der Sonne, und in der That hat sich aus sorgfältigen und vielfach wiederholten Beobachtungen derselben ergeben, daß sich die Sonne in 27,3 Tagen um ihre Axe dreht und daß der Sonnenäquator einen Winkel von 7° 9′ mit der Ebene der Ekliptik macht.

Die Sonnenflecken sind im Allgemeinen sehr veränderlicher Natur; bald sind sie zahlreicher und größer, dann wieder seltener und kleiner; manchmal ist die Sonne ganz fleckenfrei. — Bald sieht man neue Flecken entstehen und allmälig größer werden, dann dieselben wieder abnehmen und allmälig verschwinden; ebenso zeigen sie stets mehr oder weniger bedeutende Formveränderungen.

Im Jahre 1833 war die Sonne an 139, im Jahre 1843 war sie an 149 Tagen fleckenlos und es zeigten sich in diesen Jahren überhaupt, wie auch im Jahre 1834 die Flecken nur wenig zahlreich; während in den Jahren 1828 und 1829, ferner 1838 und 1839 die Sonne sehr viele Flecken zeigte und im Laufe dieser Jahre nie ohne Flecken gesehen wurde. Im Jahre 1828 erschien sogar ein mit bloßem Auge sichtbarer Fleck. Nach den Beobachtungen von Schwabe in Dessau, welcher sich seit 1826 ganz speciell mit diesem Gegenstand beschäftigt hat, scheint in der Ab- und Zunahme der Flecken eine Periodicität von beiläufig 10 Jahren stattzufinden. Wolf aber hat nachgewiesen (Neue Untersuchungen über die Periode der Sonnenflecken, Bern 1852), daß auch in den zwei Jahrhunderten zwischen Fabricius, dem Entdecker der Sonnenflecken, und Schwabe, die Sonnenflecken periodisch aufgetreten sind. Mit Hülfe älterer und neuerer Beobachtungen hat Wolf die Periode genauer auf $11^1/_9$ Jahr bestimmt.

Das letzte Minimum der Sonnenflecken fiel auf den Anfang des Jahres 1856.

Man vermuthete, daß die größere oder geringere Häufigkeit der Sonnenflecken einen Einfluß auf unsere Witterungsverhältnisse ausüben müsse, daß fleckenreichere Jahre kühler sein müßten; die Erfahrung scheint eine solche Annahme nicht zu bestätigen.

Bei genauerer Betrachtung der Sonnenflecken erkennt man, daß der eigentliche ganz dunkle Kern derselben gleichsam mit einem Halbschatten umgeben ist, welcher den Namen der Penumbra führt.

Die Contouren des Kerns sowohl wie der Penumbra sind unregelmäßig gestaltet und meist liegen mehrere Kerne in einer gemeinschaftlichen Penumbra, wie Fig. 70 zeigt, welche eine getreue Darstellung wirklich beobachteter Sonnenflecken ist.

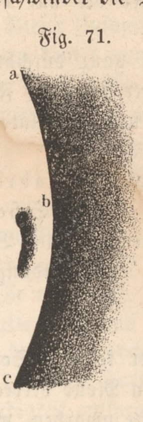
Durch ein farbiges Sonnenglas kann man natürlich die wahre Farbe der Sonnenflecken nicht sehen; um diese zu erkennen, erzeugte Busolt mittelst eines 6füßigen Fernrohres ein Sonnenbild auf weißem Papier oder auf einer Scheibe von feinem Gyps, welche auf eine Spiegelplatte war gegossen worden. Die Sonnenscheibe selbst erschien nun farblos, aber durchweg hellviolett gesprenkelt. Die Flecken bestanden aus dunkelvioletten Kernen, welche mit einem prächtig gelben Hofe umgeben waren.

In der Nähe der Flecken zeigen sich häufig Stellen, welche heller sind als der übrige Theil der Sonnenscheibe und welche man Sonnenfackeln nennt.

Fig. 70.

Wenn ein Sonnenflecken in die Nähe des westlichen Sonnenrandes gelangt, so verschwindet die Penumbra zuerst auf der östlichen Seite des Fleckens, wie dies Fig. 71 angedeutet ist, wo *abc* ein Stück des westlichen Sonnenrandes darstellt. Dieser Umstand beweist, daß die Flecken sich nicht auf der Oberfläche der Sonne befinden, sondern daß sie einer tiefer liegenden Schicht angehören, und so haben denn die Sonnenflecken zu der folgenden, besonders von Herschel ausgebildeten Ansicht über die Constitution der Sonne geführt:

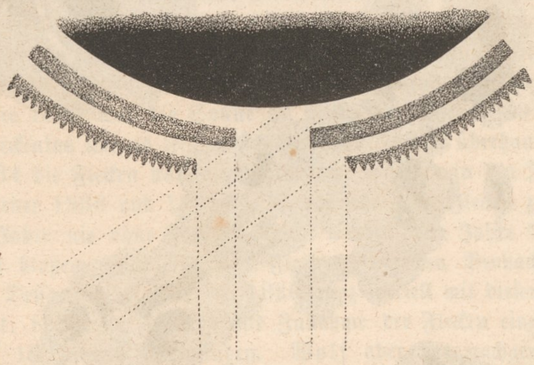
Fig. 71.



Der eigentliche Kern der Sonne ist eine dunkle Kugel, welche ringsum von einer Gasatmosphäre umgeben ist. In dieser Atmosphäre schweben nun zwei wolkenartige Schichten, von denen die äußere stark leuchtende die Photosphäre genannt wird. Die innere Wolkenschicht dagegen ist entweder nur schwach leuchtend oder vielleicht auch nur durch die äußere erleuchtet.

Es erscheinen nun Sonnenflecken, so oft die Photosphäre und die untere Wolkenschicht durch irgend eine unbekannte Ursache durchbrochen werden und man durch die Oeffnungen auf den dunklen Kern der Sonne hinabsehen kann, wie Fig. 72 deutlich macht, welche ein Stück des idealen Durchschnitts der Sonne darstellt. Die Penumbra erscheint da, wo man durch eine Oeffnung der

Fig. 72.



Photosphäre auf die innere Wolkenhülle sehen kann, während die ganz dunklen Kerne der Flecken nur da gesehen werden, wo man durch die Oeffnungen beider Hüllen hindurch den dunklen Centralkörper erblickt. Der Anblik der Figur zeigt auch, wie es komme, daß man, schräg in die Oeffnungen hineinblickend, wie es der Fall ist, wenn sich die Flecken nahe am Rande der Sonne befinden, nur auf der einen Seite, nämlich gegen den Rand hin, die Penumbra sieht. Der Abstand der Photosphäre von dem dunklen Sonnenkerne beträgt 300 bis 500 Meilen. Da man Sonnenflecken von $1^1/_2$ bis 2 Minuten scheinbarem Durchmesser beobachtet hat, so folgt, daß ihr wahrer Durchmesser bis auf 10000 Meilen und darüber steigen kann.

So wie nun die Photosphäre an einzelnen Stellen ganz durchbrochen wird, so muß auch an anderen Stellen und namentlich in der Nähe der Flecken eine größere Anhäufung der leuchtenden Masse stattfinden, und so erklären sich die Sonnenfackeln.

Die Sonnenflecken wurden zum ersten Male von Johann Fabricius im Jahre 1611 beobachtet; Galiläi entdeckte sie im Jahre 1612. Scheiner wandte zu ihrer Beobachtung zuerst die bereits von Apian empfohlenen Blendgläser an, deren Nichtgebrauch wohl vorzugsweise Galiläi's Erblindung veranlaßte.

45 **Die Sonnenatmosphäre.** Wenn während einer totalen Sonnenfinsterniß die eigentliche Sonnenscheibe vollständig durch den Mond verdeckt ist, so erscheint die dunkle Mondscheibe von einem Strahlenkranze umgeben, welcher sich etwa einer Glorie (dem sogenannten Heiligenscheine) vergleichen läßt. Tab. VI.

kann eine Vorstellung von dieser merkwürdigen Erscheinung geben, welche darauf hindeutet, daß sich die Sonnenatmosphäre auch noch über die Photosphäre hinaus erstreckt. Diese entweder selbst nur schwach leuchtende oder auch nur von der Photosphäre erleuchtete Atmosphäre ist es nun, welche höchst wahrscheinlich die Erscheinung der erwähnten Strahlenkränze veranlaßt.

Die sehr sorgfältig beobachtete totale Sonnenfinsterniß von 1842 lehrte noch Einzelnheiten dieser merkwürdigen Erscheinung kennen, welche wohl auch früher schon bemerkt, aber nicht genügend beachtet worden war: es zeigten sich nämlich an mehreren Stellen an dem dunklen Mondrande rosenfarbene Hervorragungen (Protuberanzen), welche große Aehnlichkeit mit schneebedeckten Bergspitzen zeigten, die von der untergehenden Sonne beleuchtet sind.

Durch die Beobachtungen von 1842 aufmerksam gemacht, wandten mehrere Astronomen bei der totalen Sonnenfinsterniß, welche am 28. Juli 1851 im mittleren Rußland, dem nördlichen Deutschland und dem südlichen Schweden stattfand, gerade auf diesen Punkt ihre Aufmerksamkeit. — Busch, Director der Königsberger Sternwarte, beobachtete das Phänomen gemeinschaftlich mit dem jüngeren Littrow und einigen anderen Freunden der Wissenschaft zu Rixhöft (7 Meilen nordwestlich von Danzig). Fearnley, einer der Beobachter von Rixhöft, hat nach seinen Beobachtungen eine Zeichnung entworfen, welche nach dem Zeugniß von Busch die Erscheinung sehr treu darstellt. Tab. VI. ist eine Copie dieser Abbildung. An zwei Stellen, bei *a* und bei *b*, zeigten sich blaßrothe kegel- oder pinselförmige Lichtbüschel, während die eigenthümlich gestalteten Protuberanzen bei *c* einen entschieden wolkenartigen Charakter zeigten. Diese durch Form und Größe ausgezeichnete Protuberanz trat aber gerade an einer Stelle hervor, in deren Nähe man vorher auf der Sonne eine große Fleckengruppe, in deren Umgebung sich starke Sonnenfackeln befanden, beobachtet hatte.

Eine ähnliche Beobachtung war auch bei Gelegenheit einer im Jahre 1850 auf der Südsee sichtbaren Sonnenfinsterniß gemacht worden.

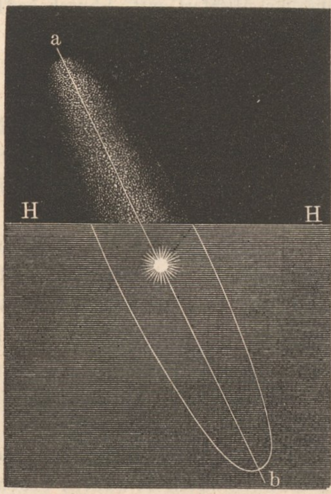
Dieser Zusammenhang zwischen Sonnenflecken und den erwähnten Protuberanzen deutet nun darauf hin, daß, wenn durch irgend unbekannte Kräfte die innere Wolkenhülle der Sonne und die Photosphäre durchbrochen werden, wolkenartige Massen noch in die über die Photosphäre hinausgehende Sonnenatmosphäre hinausgetrieben werden.

Daß die Erscheinung des Strahlenkranzes von einem zum Sonnenkörper selbst gehörigen Stoffe herrühre, geht auch aus einer gleichfalls von Busch gemachten Beobachtung hervor, daß während der Dauer der totalen Finsterniß die Protuberanzen auf der Ostseite fortwährend kleiner werden, indem der Mondrand sie mehr und mehr zudeckt, während umgekehrt die Protuberanzen auf der Westseite mehr und mehr hinter dem Mondrande hervorzusteigen scheinen. Dasselbe bestätigt auch Struve, welcher durch genaue Messungen dargethan hat, daß das Fortrücken des Mondrandes gegen die Protuberanzen der Geschwindigkeit entsprach, mit welcher der Mond sich über die Sonnenscheibe fortbewegte.

Lamont hat in neuerer Zeit die Ansicht aufgestellt, daß die eben besprochenen Protuberanzen durch kleine Wolkenmassen unserer Erdatmosphäre erzeugt werden, welche im Schattenkegel des Mondes durch die daselbst eintretende Temperaturerniedrigung entstehen (Jahresbericht der Münchner Sternwarte für 1858).

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

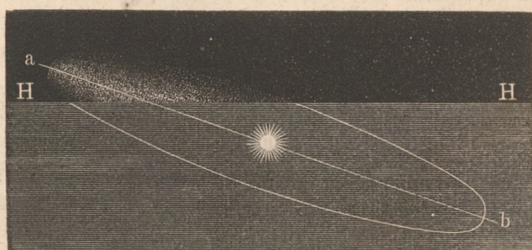
Fig. 73.



Die Basis dieses unten breiter werdenden Lichtkegels erscheint ungefähr da, wo die Sonne untergegangen ist; die Axe desselben ist gegen die Stelle hin gerichtet, an welcher sich eben die schon untergegangene Sonne befindet; sie fällt fast ganz mit der Ebene des Sonnenäquators zusammen, der ganze Streifen fällt also am Himmel nahezu in den Thierkreis, da die Ebene des Sonnenäquators nur einen Winkel von 7° mit der Ebene der Ekliptik macht; daher der Name Zodiacallicht.

In unseren Gegenden bildet die Axe des Lichtkegels des Abends einen Winkel von ungefähr 64° mit dem Horizont.

Fig. 74.



Mit seltener Schönheit erschien dieses Phänomen im Februar und März 1856. Zuerst beobachtete ich dasselbe am 25. Februar gegen 8 Uhr Abends; es blieb bis gegen 9 Uhr sichtbar; außerdem sah ich es noch bis zum 8. März an sieben Abenden ungefähr um dieselbe Zeit. An den folgenden heiteren

Abenden wurde das Zodiacallicht durch den wachsenden Mond unsichtbar gemacht, und ich beobachtete dasselbe erst wieder an den Abenden vom 24. bis zum 30. März.

Diese häufige und ausgezeichnete Erscheinung des Zodiacallichts gab mir Gelegenheit, von demselben eine möglichst treue Abbildung Tab. VI[a]. machen zu lassen, und zwar mit allen Sternen, wie sie gerade zu jener Zeit am westlichen Himmel standen.

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

Daß das Zodiacallicht selbst im Frühjahr selten wahrgenommen wird, beruht nur darauf, daß gerade im Februar und März der Himmel Abends selten so rein ist, wie es zur Wahrnehmung einer so zarten Lichterscheinung nothwendig ist.

Von den verschiedenen Umständen, unter welchen das Zodiacallicht erscheint, kann man sich am besten Rechenschaft geben, wenn man sich vorstellt, daß die Sonne von einer ungeheuren linsenförmig abgeplatteten Atmosphäre umgeben sei, in deren Mittelpunkt sie steht, deren größte Ausdehnung in die Ebene der Ekliptik fällt. Eine solche Atmosphäre würde sich von der Erde aus gesehen ungefähr so darstellen, wie Fig. 72 zeigt; da sie aber nur ein äußerst schwaches Licht ausstrahlt, so kann sie nicht wahrgenommen werden, so lange die Sonne selbst noch über dem Horizont steht, sondern entweder nur vor Sonnenaufgang oder nach Sonnenuntergang.

Ferner ist die Sichtbarkeit des Zodiacallichts an die Bedingung geknüpft, daß der Punkt a der fingirten Sonnenatmosphäre möglichst spät nach der Sonne untergeht, daß also die große Axe ab dieser Sonnenatmosphäre einen möglichst großen Winkel mit dem Horizont HH macht. Da nun aber diese große Axe nahezu mit der Ekliptip zusammenfällt, so wird das Zodiacallicht vorzugsweise dann sichtbar sein, wenn in den Morgen- oder Abendstunden die Ekliptik möglichst steil aufgerichtet erscheint. Für die nördliche Erdhälfte erscheint aber die Ekliptik am steilsten aufgerichtet, wenn der Frühlingspunkt im westlichen, der Herbstpunkt im östlichen Horizont steht, der Sommersolstitialpunkt aber culminirt. In den Abendstunden ist dies nun im Frühjahr, in den Morgenstunden ist es im Herbst der Fall und daraus erklärt sich, warum das Zodiacallicht bei uns vorzugsweise in den oben bezeichneten Zeiten gesehen wird.

Den kleinsten Winkel macht die Ekliptik mit dem Horizont, wenn der Herbstpunkt eben unter-, der Frühlingspunkt eben aufgeht und der Wintersolstitialpunkt culminirt. Im mittleren Deutschland macht alsdann die Axe des Zodiacallichts nur einen Winkel von ungefähr 17° mit dem Horizont, wie dies Fig. 73 angedeutet ist. Diese Lage hat das Zodiacallicht in den Morgenstunden des Frühjahrs und in den Abendstunden des Herbstes; es sind dies für die Sichtbarkeit des Zodiacallichts die ungünstigsten Zeiten, wie man nach den obigen Auseinandersetzungen leicht übersieht.

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

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

Während bei uns die Spitze des Zodiacallichts stets nach Süden gerichtet ist, erscheint auf der südlichen Erdhälfte die Lichtpyramide des Zodiacallichts nach Norden geneigt, so daß am Abendhimmel der Scheitel des Lichtkegels rechts von der Basis erscheint, wie man dies nach Fig. 75 sieht, welche das Zodiacallicht darstellt, wie es nach einer Zeichnung von Ludwig Becker am 11. Octo-

Fig. 75.

ber 1858 zu Melbourne in Australien beobachtet wurde. Ueber dem Gipfel des Zodiacallichtes erblickte man an jenem Abend in der Nähe der Mondsichel Venus und Antares, während in einiger Entfernung nach Norden hin (rechts von dem Zodiacallicht unsrer Figur) der Donati'sche Komet stand, welcher am 11. October zu Melbourne zum ersten Male sichtbar war.

Was die Erklärung des Zodiacallichts betrifft, so sind bis jetzt zweierlei Meinungen darüber aufgestellt worden; nach Mairan's Erklärung ist das Zodiacallicht die Atmosphäre der Sonne, welche entweder selbstleuchtend ist, oder von der Sonne erleuchtet wird; diese Atmosphäre ist wegen des schnellen Umschwungs der Sonne so stark abgeplattet, daß sie als ein in der Richtung des Sonnenäquators liegender Streifen erscheint; aus den Gesetzen der Gravitation läßt sich aber darthun, daß eine etwaige Sonnenatmosphäre sich nicht bis zur Mercursbahn erstrecken kann. Weit wahrscheinlicher ist dagegen die andere Ansicht, nach welcher die Erscheinung des Zodiacallichts einem um die Sonne herumliegenden Nebelringe zuzuschreiben ist.
