Joh. Müller's Lehrbuch der kosmischen Physik

Müller, Johann Heinrich Jacob

Braunschweig, 1894

Drittes Capitel. Die Sonne und die Beziehungen der Erde zu derselben.

urn:nbn:de:hbz:466:1-96939

Drittes Capitel.

Die Sonne und die Beziehungen der Erde zu derselben.

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. 16 gesehen haben. 23

Am 10. Januar culminiren um Mitternacht: Castor und Pollux im Sternbilde der Zwillinge und Procyon im Sternbilde 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 Sternbilde 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 im Cap. I, §. 12 entwickelten Methode in bestimmten Zeitintervallen, etwa von Tag zu Tag, die Rectascension und Declination der Sonne bestimmt.

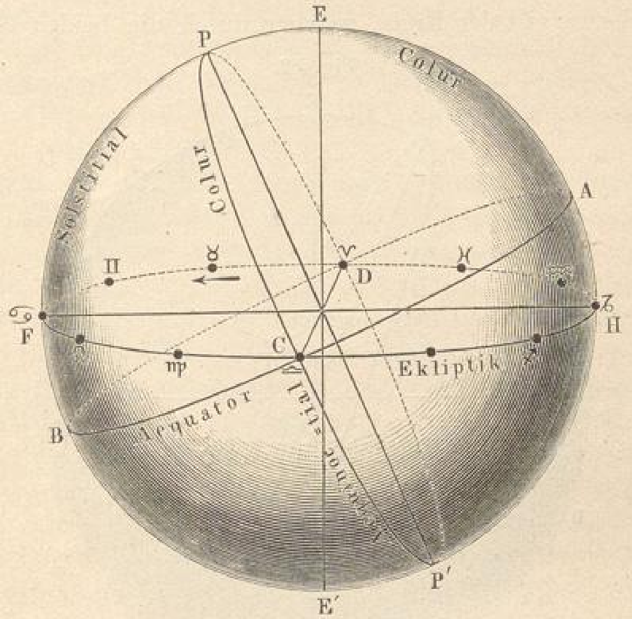
Die folgende Tabelle giebt die Rectascension und Declination der Sonne für das Jahr 1890 von acht zu acht Tagen, und zwar im Moment des wahren Berliner Mittags.

Tag	Rectascension	Declination
1. Januar	18^h $48{,}1^m$	22^0 59,6′ südlich
9. „	19 23,2	22 4,6 „
17. „	19 57,7	20 42,0 „
25. „	20 31,5	18 54,3 „
2. Februar	21 4,4	16 44,6 „
10. „	21 36,4	14 16,3 „
18. „	22 7,6	11 32,8 „
26. „	22 38,1	8 37,7 „
6. März	23 8,0	5 34,5 „
14. „	23 37,4	2 26,6 „
22. „	0 6,6	0 43,0 nördlich
30. „	0 35,7	3 51,0 „
7. April	1 4,8	6 54,4 „
15. „	1 34,2	9 50,3 „
23. „	2 4,0	12 35,9 „
1. Mai	2 34,3	15 8,2 „
9. „	3 5,1	17 24,5 „
17. „	3 36,6	19 22,4 „
25. „	4 8,6	20 59,3 „
2. Juni	4 41,2	22 13,1 „
10. „	5 14,2	23 2,1 „
18. „	5 47,4	23 25,3 „
26. „	6 20,7	23 22,1 „
4. Juli	6 53,8	22 52,7 „
12. „	7 26,5	21 57,8 „
20. „	7 58,8	20 38,9 „
28. „	8 30,5	18 57,7 „
5. August	9 1,6	16 56,6 „
13. „	9 32,0	14 38,0 „
21. „	10 1,9	12 4,3 „
29. „	10 31,2	9 18,5 „
6. September	11 0,2	6 23,2 „
14. „	11 29,0	3 21,1 „
22. „	11 57,7	0 15,0 „
30. „	12 26,5	2 52,1 südlich
8. October	12 55,6	5 57,2 „
16. „	13 25,2	8 57,5 „
24. „	13 55,4	11 49,6 „
1. November	14 26,4	14 30,1 „
9. „	14 58,2	16 55,6 „
17. „	15 30,9	19 2,8 „
25. „	16 4,5	20 48,2 „
3. December	16 38,9	22 8,7 „
11. „	17 13,9	23 1,9 „
19. „	17 49,3	23 25,9 „
27. „	18 24,9	23 19,9 „

Nach dieser 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. 51 dient dazu, die gegenseitige Lage des Himmelsäquators und der Ekliptik anschaulich zu machen. PP' ist die Axe der Himmels-

Fig. 51.



kugel, $ACBD$ ist der Aequator, $HCFD$ die Ekliptik. Diese beiden Kreise schneiden sich in den Punkten D und C, welche den Namen der 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 20. März den Aequator passirt, im Sternbilde 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.

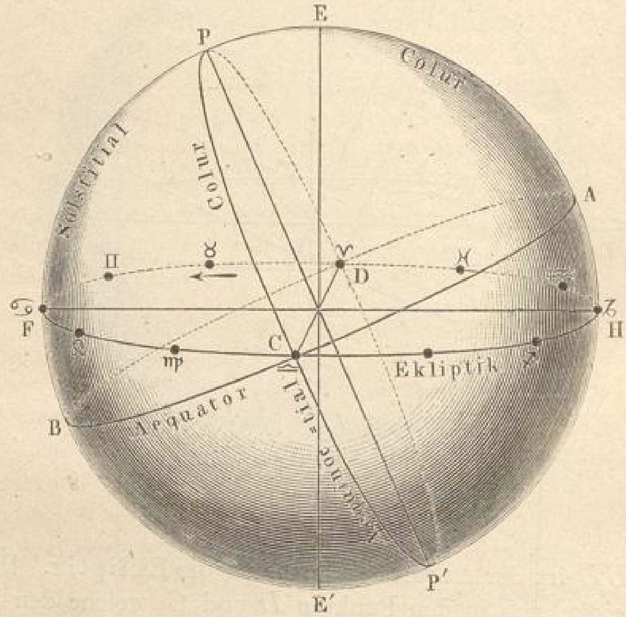
Der Punkt des Herbstäquinoctiums, der Herbstpunkt, welchen die Sonne am 22. September passirt, liegt im Sternbilde der Jungfrau. Vom 20. März bis zum 22. September bleibt die Sonne auf der nördlichen Hemisphäre des Himmels; am 22. September tritt sie auf die südliche Halbkugel, welche sie erst am 20. März wieder verlässt.

Am 21. Juni erreicht die Sonne ihre grösste nördliche, am 21. December ihre grösste südliche Declination von 23° 27′, woraus sich ergiebt, dass der Winkel, welchen die Ebene der Ekliptik mit der Ebene des Aequators macht, 23° 27′ beträgt. Dieser Winkel wird die Schiefe der Ekliptik genannt.

Die Punkte F und H, Fig. 52, 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. 52, werden Coluren genannt, und zwar ist der Kreis, welcher durch die beiden Himmelspole

Fig. 52.



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.

24 **Pol der Ekliptik, Länge und Breite am Himmel.** Je zwei 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° 27′ 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 desselben 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 die Längen und Breiten für die Himmelskugel eine andere Bedeutung haben, als für die Erdkugel. Auf der Erdkugel beziehen sie sich auf den Aequator, auf der Himmelskugel dagegen auf die Ekliptik.

Da sich die Sonne auf der Ekliptik nach Osten hin fortbewegt, so nimmt ihre Länge 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 acht zu acht Tagen für den mittleren Berliner Mittag im Jahre 1890:

Tag	Länge	Tag	Länge	Tag	Länge
1. Januar	281° 3,9′	1. Mai	41° 0,5′	6. Septbr.	163° 46,4′
9. „	289 12,9	9. „	48 44,8	14. „	171 33,5
17. „	297 21,9	17. „	56 27,7	22. „	179 22,6
25. „	305 30,3	25. „	64 9,2	30. „	187 13,6
2. Februar	313 37,6	2. Juni	71 49,2	8. Octbr.	195 6,9
10. „	321 43,5	10. „	79 28,1	16. „	203 2,6
18. „	329 48,2	18. „	87 6,6	24. „	211 0,2
26. „	337 51,3	26. „	94 44,5	1. Novbr.	218 59,8
6. März	345 52,2	4. Juli	102 21,9	9. „	227 1,5
14. „	353 51,1	12. „	109 59,5	17. „	235 5,2
22. „	1 48,2	20. „	117 37,6	25. „	243 10,3
30. „	9 43,0	28. „	125 16,2	3. Decbr.	251 16,7
7. April	17 35,4	5. August	132 55,5	11. „	259 24,4
15. „	25 25,7	13. „	140 36,0	19. „	267 33,1
23. „	33 14,2	21. „	148 18,0	27. „	275 42,0
		29. „	156 1,3		

Da die Sonne die Ekliptik nicht genau in 365 Tagen durchläuft, sondern dazu nahe $365^1/_4$ Tage 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 mittleren Berliner Mittags am 22. März 1882 gleich $1^0 44{,}3'$. Am Mittag des 22. März 1883 hatte sie diesen Punkt noch nicht wieder erreicht, da ihre Länge zu dieser Zeit nur $1^0 30{,}1'$ betrug. 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 mittleren resp. wahren Mittag der Sternwarte, auf welche sie sich beziehen, die Länge, die Rectascension und die Declination der Sonne bis auf Bruchtheile von Secunden genau.

25 **Der Thierkreis.** Die Sternbilder, welche die Sonne durchläuft, sind (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 30^0, wodurch dann ebenfalls die 360^0 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,
♎	♏	♐	♑	♒	♓
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 30^0, das Zeichen des Stiers von 30 bis 60^0. 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 grenzenden 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 späteren Capitel sehen.

Wahre und mittlere Sonnenzeit. Die Sonne schreitet auf 26
der 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 eine Stunde Sonnenzeit gleich ist $1^h\ 0^m\ 9{,}86^s$ Sternzeit, wie bereits oben angegeben wurde.

In der folgenden Tafel ist die auf ganze Secunden abgerundete Reduction gegeben, welche an die Sternzeit anzubringen ist, um sie in mittlere Zeit zu verwandeln, und umgekehrt.

Tafel zur Verwandlung der mittleren Zeit und Sternzeit.

Stunden	Red.	Stunden	Red.
0^h	$0^m\ 0^s$	13^h	$2^m\ 8^s$
1	0 10	14	2 18
2	0 20	15	2 28
3	0 30	16	2 37
4	0 39	17	2 47
5	0 49	18	2 57
6	0 59	19	3 7
7	1 9	20	3 17
8	1 19	21	3 27
9	1 29	22	3 36
10	1 38	23	3 46
11	1 48	24	3 56
12	1 58		

Min.	Red.	Min.	Red.	Min.	Red.
0m	0s	21m	3s	42m	7s
1	0	22	4	43	7
2	0	23	4	44	7
3	0	24	4	45	7
4	1	25	4	46	8
5	1	26	4	47	8
6	1	27	4	48	8
7	1	28	5	49	8
8	1	29	5	50	8
9	1	30	5	51	8
10	2	31	5	52	9
11	2	32	5	53	9
12	2	33	5	54	9
13	2	34	6	55	9
14	2	35	6	56	9
15	2	36	6	57	9
16	3	37	6	58	10
17	3	38	6	59	10
18	3	39	6	60	10
19	3	40	7		
20	3	41	7		

Es sei z. B. $6^h\ 24^m\ 36^s$ Sternzeit in mittlere Zeit zu verwandeln. Die Tafel giebt:

$$\begin{array}{lr} \text{Arg. } 6^h \ldots & 0^m\ 59^s \\ \text{„ } 25^m \ldots & 4 \\ \hline \text{Red.} = & 1^m\ \ 3^s \end{array}$$

Dies abgezogen von $6^h\ 24^m\ 36^s$,

giebt mittlere Zeit $6^h\ 23^m\ 33^s$.

Dies ist die mittlere Zeit, welche seit der Culmination des Frühlingspunktes verflossen ist.

Es sei umgekehrt $6^h\ 23^m\ 33^s$ mittlere Zeit in Sternzeit zu verwandeln. Wir haben

$$\begin{array}{lr} \text{Arg. } 6^h \ldots & 0^m\ 59^s \\ \text{„ } 24^m \ldots & 4 \\ \hline & 1^m\ \ 3^s \end{array}$$

Dies addirt zu $6^h\ 23^m\ 33^s$,

giebt Sternzeit $= 6^h\ 24^m\ 36^s$.

Dies würde die Sternzeit sein, welche seit dem mittleren Mittage verflossen ist.

Während nun ein Sterntag dem anderen 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 anderen das ganze Jahr hindurch vollkommen gleich bleiben. Das ist aber nicht der Fall, wie man aus der Tabelle auf

S. 78 leicht ersehen kann. Vom 12. bis zum 20. Juli z. B. ändert sich die gerade Aufsteigung der Sonne um 32,3 Zeitminuten, während sie vom 19. bis 27. December um 35,6 Zeitminuten 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 in der Ekliptik nicht 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 81. Vom 4. bis 12. Juli wächst die Länge der Sonne nur um $7^0 37{,}6'$, während sie vom 1. bis 9. Januar um $8^0 9{,}0'$ 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. Juli, 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 20. März bis zum 22. September sind 186 Tage, vom 22. September bis zum 20. März sind ihrer nur 179, die Sonne verweilt also auf der nördlichen Halbkugel des Himmels volle sieben 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 maassgebend 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 Zeitmaass 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 fingirten oder mittleren 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 bald etwas vor dem mittleren 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 acht zu acht Tagen folgende Werthe der Zeitgleichung:

Monatstag	M. Z. — W. Z.	Monatstag	M. Z. — W. Z.	Monatstag	M. Z. — W. Z.
1. Januar	+ 3m 48s	1. Mai	— 3m 3s	6. Septbr.	— 1m 47s
9. "	+ 7 22	9. "	— 3 44	14. "	— 4 33
17. "	+ 10 21	17. "	— 3 49	22. "	— 7 22
25. "	+ 12 34	25. "	— 3 19	30. "	— 10 4
2. Februar	+ 13 57	2. Juni	— 2 17	8. October	— 12 28
10. "	+ 14 28	10. "	— 0 51	16. "	— 14 25
18. "	+ 14 9	18. "	+ 0 50	24. "	— 15 44
26. "	+ 13 6	26. "	+ 2 33	1. Novbr.	— 16 18
6. März	+ 11 24	4. Juli	+ 4 7	9. "	— 16 2
14. "	+ 9 18	12. "	+ 5 20	17. "	— 14 51
22. "	+ 6 56	20. "	+ 6 5	25. "	— 12 47
30. "	+ 4 29	28. "	+ 6 14	3. Decbr.	— 9 56
7. April	+ 2 7	5. August	+ 5 45	11. "	— 6 28
15. "	— 0 1	13. "	+ 4 38	19. "	— 2 36
23. "	— 1 47	21. "	+ 2 56	27. "	+ 1 23
		29. "	+ 0 45		

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 — $16^m\ 19,3^s$ ist; den grössten positiven Werth, + $14^m\ 28,4^s$, 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 am 14. Juni und am 25. December.

Bis zum 1. April 1893 bediente man sich in Deutschland allgemein der mittleren Orts- oder Sonnenzeit, die man mit Hülfe der Zeitgleichung jederzeit leicht aus Sonnenbeobachtungen oder den Angaben einer guten Sonnenuhr, welche immer wahre Ortszeit angiebt, ableiten konnte.

Vom 1. April 1893 an ist dagegen in ganz Deutschland eine einheitliche mittlere Zeit eingeführt, und zwar diejenige des Meridians, welcher genau eine Stunde = 15^0 östlich von dem durch die Sternwarte in Greenwich gehenden Meridian liegt. An die mittlere Ortszeit, wie sie sich aus Sonnenbeobachtungen unter Berücksichtigung der Zeitgleichung ergiebt, ist seitdem für verschiedene Orte noch folgende Reduction anzubringen, um die Einheitszeit (mitteleuropäische Zeit) zu erhalten:

Berlin . . .	+ 6^m	$25,1^s$	Kiel	+ 19^m	$24,3^s$
Bonn . . .	+ 31	36,7	Königsberg .	— 21	59,1
Breslau . . .	— 8	8,9	Leipzig . . .	+ 10	26,0
Göttingen . .	+ 20	13,6	München . .	+ 13	33,9
Hamburg . .	+ 20	6,2	Strassburg . .	+ 28	55,3

Diese Zahlen sind die in Zeit ausgedrückten Längendifferenzen der Orte von demjenigen Meridian, welcher 15^0 östlich von Greenwich liegt, positiv genommen, wenn sie sich westlich, und negativ, wenn sie sich östlich von ihm befinden.

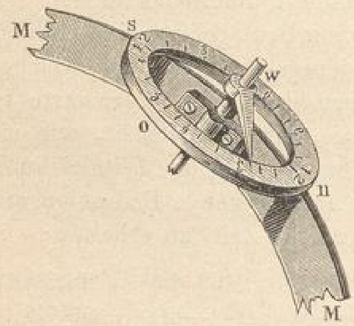
27 **Anblick des Himmels in den Nachtstunden verschiedener Monate.** Jetzt, da wir die Wanderung der Sonne durch die Sternbilder des Thierkreises kennen gelernt haben, ergiebt es sich von selbst, warum man zu derselben Stunde der Nacht in verschiedenen Monaten nicht dieselben Sternbilder an derselben 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 7 Uhr? Am 24. October ist die Rectascension der Sonne $13^h\ 54^m$. Um 7 Uhr Abends sind 7 Stunden vergangen, seit die Sonne durch den Meridian ging, es culminiren also um diese Zeit diejenigen Sterne, deren gerade

Aufsteigung $13^h\ 54^m + 7^h = 20^h\ 54^m$ ist. Das Sternbild des Delphins und α Cygni haben also ungefähr vor 17 Minuten den Meridian passirt, da ihre Rectascension $20^h\ 37^m$ 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 Maassstabes wegen ganz weggelassen, die Einrichtung desselben ist aber aus Fig. 53 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. 53.



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 (den mit 12 bezeichneten 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 $3^h\ 37^m$ bezeichnete Punkt (Rectascension der Sonne am genannten Tage nach der Tabelle auf S. 78), also der Punkt des Aequators, welcher $54{,}3^0$ 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

T die Sternzeit in dem Moment des mittleren Mittags an einem gegebenen Tage;

a die Rectascension eines gegebenen Sternes; so ist:

$T-a$ der Winkel, um welchen der Declinationskreis des Sternes 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

$$S = T - a + n\,\frac{366}{365}.$$

Man fragt z. B., welches war zu Berlin am 1. März 1885 Abends 8 Uhr der Stundenwinkel von α Leonis? Nach dem astronomischen Jahrbuche ist für diesen Fall

$$a = 10^h\ 2^m\ 17^s$$
$$T = 22^h\ 37^m\ 40^s \qquad n = 8^h$$

und danach ergiebt sich

$$S = 20^h\ 36^m\ 42^s,$$

d. h. in dem fraglichen Moment steht zu Berlin α Leonis $20^h\ 36^m\ 42^s$ westlich, oder, was dasselbe ist, $3^h\ 23^m\ 18^s$ (in Bogentheilen ausgedrückt, $50^0\ 49'\ 30''$) östlich vom Meridian.

Wollte man also zu Berlin am 1. März 1885 das Fernrohr eines Aequatorealinstrumentes so richten, dass Abends 8 Uhr α Leonis im Gesichtsfelde erscheint, so hätte man den Aequatoreal- oder Stundenkreis auf $309^0\ 10'$ 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 $12^0\ 31'\ 29''$ zu stellen, weil dies die nördliche Abweichung α Leonis war.

Im Berliner Astronomischen Jahrbuch ist für jeden Tag die Sternzeit im mittleren Berliner Mittage gegeben. Da dieselbe sich von Tag zu Tag immer um denselben Betrag ändert, so kann man sich leicht eine Tabelle einrichten, aus der man diese Grösse entnehmen kann. Im Folgenden ist eine solche Tabelle für die Jahre 1880 bis 1900 gegeben.

Tafel der Sternzeit im mittleren Mittag.

Tafel I.		Tafel II.			
Jahr	Epochen	Tage	Bewegung	Tage	Bewegung
1880	$18^h\ 38^m\ 1^s$	0	$0^h\ 0^m\ 0^s$	190	$12^h\ 29^m\ 6^s$
1881	41 0	10	0 39 26	200	13 8 31
1882	40 3	20	1 18 51	210	13 47 57
1883	39 6	30	1 58 17	220	14 27 22
1884	38 8	40	2 37 42	230	15 6 48
1885	41 7	50	3 17 8	240	15 46 13
1886	40 9	60	3 56 33	250	16 25 39
1887	39 12	70	4 35 59	260	17 5 4
1888	38 14	80	5 15 24	270	17 44 30
1889	41 13	90	5 54 50	280	18 23 55
1890	40 16	100	6 34 15	290	19 3 21
1891	39 19	110	7 13 41	300	19 42 47
1892	38 21	120	7 53 7	310	20 22 12
1893	41 21	130	8 32 32	320	21 1 38
1894	40 24	140	9 11 58	330	21 41 3
1895	39 27	150	9 51 23	340	22 20 29
1896	38 30	160	10 30 49	350	22 59 54
1897	41 29	170	11 10 14	360	23 39 20
1898	40 32	180	11 49 40	370	24 18 45
1899	39 35				
1900	38 38				

Tafel zur Verwandlung der Monatstage in Tage des Jahres			Proportionaltheile zu Tafel II	
Monate	Gew. Jahr	Schaltjahr	Tage	Bewegung
Januar 0	0	0	1	$3^m\ 57^s$
Februar 0	31	31	2	7 53
März 0	59	60	3	11 50
April 0	90	91	4	15 46
Mai 0	120	121	5	19 43
Juni 0	151	152	6	23 39
Juli 0	181	182	7	27 36
August 0	212	213	8	31 32
September 0 . . .	243	244	9	35 29
October 0	273	274		
November 0 . . .	304	305		
December 0 . . .	334	335		

Es werde die Sternzeit im mittleren Berliner Mittage für den 27. Mai 1890 gesucht. Aus der Tafel zur Verwandlung der Monatstage in Tage des Jahres sehen wir, dass der 27. Mai der 147. Tag des Jahres ist. Wir haben nun nach

Tafel I. Arg. = 1890	. . . .	$18^h\ 40^m\ 16^s$
Tafel II. Arg. 140	. . . .	9 11 58
Prop.-Th. für 7 Tage	. . . .	27 36
T = Sternzeit im m. Mittag =		$4^h\ 19^m\ 50^s$.

Für den 1. März 1885 ergiebt sich $T = 22^h\ 37^m\ 40^s$, wie oben angegeben. Will man die Sternzeit im mittleren Mittage nicht für den Berliner Meridian, sondern denjenigen eines anderen Ortes haben, so ist zu berücksichtigen, dass an westlich gelegenen Orten die Culmination der mittleren (ebenso wie der wahren) Sonne später, und an östlich gelegenen Orten früher stattfindet, als in Berlin; folglich muss für westlich gelegene Orte die Sternzeit im mittleren Mittage grösser und für östlich gelegene Orte kleiner sein, als in Berlin. 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 T 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 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, für $1^1/_2$ Längengrade oder 6 Zeitminuten Zeitunterschied genähert 1 Zeitsecunde.

Hiernach können wir nun für jeden Tag und jeden Ort eine gegebene Sternzeit in mittlere Zeit und umgekehrt verwandeln.

Es sei 1. März 1885 $6^h\ 25^m\ 3^s$ Königsberger Sternzeit in mittlere Zeit zu verwandeln. Wir fanden für diesen Tag die Sternzeit im Berliner mittleren Mittag $= 22^h\ 37^m\ 40^s$. Da Königsberg östlich von Berlin liegt, und der Zeitunterschied nach S. 60 $28{,}4^m$ beträgt, so haben wir von der obigen Grösse den Betrag $\frac{28{,}4}{6} = 4{,}7$ Zeitsecunden abzuziehen, und erhalten für die Sternzeit im Königsberger mittleren Mittag

$$T = 22^h\ 37^m\ 35^s,$$

dies abgezogen von $6^h\ 25^m\ 3^s$,

ergiebt $7^h\ 47^m\ 28^s$

als die Sternzeit, welche seit dem mittleren Mittage verflossen ist. Die Reduction auf mittlere Zeit ist nach der Tafel auf S. 83 und 84

$$= -\ 1^m\ 17^s,$$

folglich ist die mittlere Zeit

$$= 7^h\ 46^m\ 11^s.$$

Es sei umgekehrt 1. März 1885 $7^h\ 46^m\ 11^s$ mittlere Königsberger Zeit in Sternzeit zu verwandeln. Die Reduction auf Sternzeit beträgt nach der Tafel auf S. 83 und 84

$$\begin{array}{rr} & +\ 1^m\ 17^s, \\ \text{hierzu addirt} & 7^h\ 46^m\ 11^s, \\ \hline & 7^h\ 47^m\ 28^s \end{array}$$

ergiebt die seit dem mittleren Mittage verflossene Sternzeit. Dazu die Sternzeit im mittleren Mittage

$$\begin{array}{rr} T = & 22^h\ 37^m\ 35^s \\ \hline \text{addirt, ergiebt: Sternzeit} = & 6^h\ 25^m\ \ 3^s. \end{array}$$

29 **Zeitbestimmung durch Culminationsbeobachtungen.** Eine Zeitbestimmung machen heisst eigentlich nichts weiter, als den Fehler der Angabe einer Uhr durch astronomische Beobachtungen zu ermitteln.

Für eine Uhr, welche genau nach mittlerer Sonnenzeit (Ortszeit) 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

$$UZ - MZ = t \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad (1)$$

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

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

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

$$UZ - c = t \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad . \quad (3)$$

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 gegen Ortszeit vor, während ein negativer Werth von t ein Nachgehen der Uhr gegen Ortszeit andeutet.

Einige Beispiele mögen dies erläutern.

Am 14. März zeige die Uhr im Moment, in welchem der Mittelpunkt der Sonne den Meridian passirt, $11^m\ 18^s$ über 12 Uhr, so ist $UZ = 11^m\ 18^s$. Nach der Tabelle auf S. 86 ist für den 14. März $c = 9^m\ 18^s$, folglich haben wir:

$$UZ - c = 11^m\ 18^s - 9^m\ 18^s = 2^m\ 0^s;$$

die Uhr geht also 2 Minuten 0 Secunden gegen Ortszeit vor.

Hätte am 5. August eine Uhr im Augenblicke der Sonnenculmination $3^m\ 40^s$ über 12 Uhr gezeigt, so hätten wir

$$UZ - c = 3^m\ 40^s - 5^m\ 45^s = -\ 2^m\ 5^s;$$

die Uhr geht 2 Minuten 5 Secunden gegen Ortszeit zu spät.

Hätte man ferner die Sonnenculmination am 9. November beobachtet und gefunden, dass sie stattfand, als die Uhr $11^h\ 46^m\ 22^s$ Vormittags zeigte, so ist $UZ = -(13^m\ 38^s)$, weil man offenbar die Zeit vom Mittag rückwärts negativ zählen muss. Für den 9. November ist $c = -(16^m\ 2^s)$ (Tab. S. 86), also

$$UZ - c = -(13^m\ 38^s) + (16^m\ 2^s) = 2^m\ 24^s;$$

die Uhr geht also $2^m\ 24^s$ gegen Ortszeit vor.

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

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, MZ ist der nach mittlerer Zeit gemessene Zeitraum, welcher zwischen der Culmination der mittleren Sonne und der Culmination des Sternes liegt.

Haben a und T dieselbe Bedeutung wie auf S. 88, so ist $a - T$ der Stundenwinkel, um welchen der Stern im Moment des wahren Mittags noch östlich vom Meridian absteht. $a - T$ Sternstunden oder $a - T$ $\frac{365}{366}$ mittlere Sonnenstunden nach dem mittleren Mittag wird also der Stern culminiren, oder mit anderen Worten, zur Zeit der Sternculmination ist $MZ = (a - T)\,\frac{365}{666}$, also

$$UZ - (a - T)\,\frac{365}{366} = t \quad . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \; . \quad (4)$$

Hat man z. B. am 23. April 1890 in Königsberg beobachtet, dass die Uhr $4^h\ 40^m\ 10^s$ in dem Augenblicke zeigt, in welchem Sirius culminirt, so hat man

$$\begin{array}{rrrl}
UZ = & 4^h & 40^m & 10^s, \\
T = & 2 & 5 & 42 \quad \text{(S. 89 und 90),} \\
a = & 6 & 40 & 17 \\
a - T = & 4 & 34 & 35 \\
\text{Red. a. m. Zt.} & & - & 45 \\
\hline
MZ = & 4^h & 33^m & 50^s
\end{array}$$

und es ergiebt sich

$$t = 6^m\ 20^s;$$

die Uhr geht also $6^m\ 20^s$ gegen Ortszeit vor.

Um den Fehler der Uhr gegen die mitteleuropäische Zeit zu erhalten, ist noch die in §. 26 erwähnte, von der geographischen Länge des Beobachtungsortes abhängige Reduction anzubringen.

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 $6^h\ 18^m\ 42^s$ Uhrzeit, im Niedergehen aber zur Uhrzeit $10^h\ 33^m\ 20^s$ passirt, so wäre die Uhrzeit der Culmination dieses Sternes $8^h\ 26^m\ 1^s$.

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.

31 **Zeitbestimmung durch einfache Sonnenhöhen.** Da ein jedes Gestirn in Folge seiner täglichen Bewegung seine Höhe stetig 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.

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. 54, des Gestirnes E mit dem Meridian PZA macht.

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

$PZ = SA = 90^0 - ZA$; ZA ist aber gleich der Polhöhe oder der geographischen Breite des Beobachtungsortes, die wir mit φ bezeichnen wollen, also $PZ = 90^0 - \varphi$;

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

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

Dann ergeben die Formeln der sphärischen Trigonometrie die Gleichung:

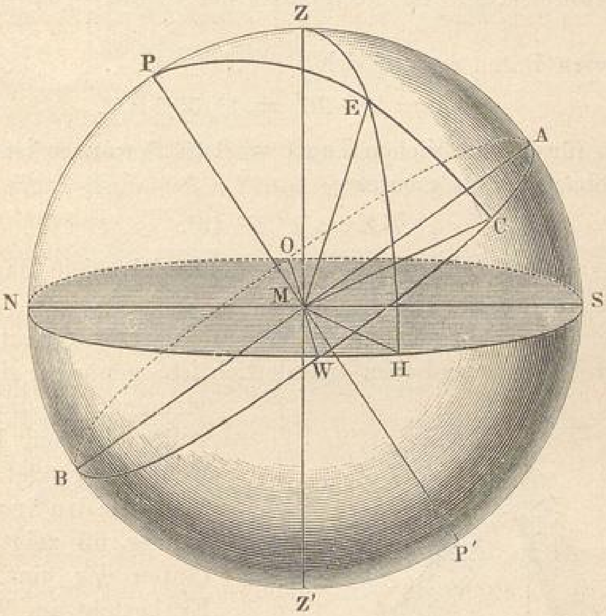
$$tg\, {}^1/_2\, S^2 = \frac{sin\, {}^1/_2 [z - (\varphi - \delta)]\, sin\, {}^1/_2 [z + (\varphi - \delta)]}{cos\, {}^1/_2 [z - (\varphi + \delta)]\, cos\, {}^1/_2 [z + (\varphi + \delta)]} \qquad (1)$$

Nehmen wir z. B. an, man habe zu Freiburg ($\varphi = 48^0\ 0'$) am 15. Juni Vormittags die Sonnenhöhe 39^0 beobachtet, so haben wir

$$\varphi = 48^0\ \ 0'$$
$$\delta = 23^0\ 20',$$

da am 15. Juni die Declination der Sonne $23^0\ 20'$ ist.

Fig. 54.



Setzen wir für z, φ und δ ihre eben angegebenen Zahlenwerthe in die Gleichung (1), so ergiebt sich

$$S = 56^0\ 57'\ 42''.$$

Dieser Winkel, in Zeitmaass 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

$$MZ = 12^h - S - c$$

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 $S = 56^0\ 57'\ 42''$, in Zeit ausgedrückt, $3^h\ 47^m\ 51^s$, also

$$MZ = 12^h - (3^h\ 47^m\ 51^s) = 8^h\ 12^m\ 9^s \text{ Morgens}$$

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 in dem Augenblicke, in welchem die Uhr Nachmittags $1^h\ 58^m\ 36^s$ zeigte, die Höhe des Sonnenmittelpunktes gleich 30^0; wir haben also

$$\varphi = \quad 48^0\ 0'$$
$$\delta = -\ 6^0\ 32'\ 55'',$$

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

Aus diesen Daten ergiebt sich

$$S = 28^0\ 26' = 1^h\ 53^m\ 44^s.$$

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

$$MZ = 2^h\ 5^m\ 46^s.$$

Da aber die Uhr $1^h\ 58^m\ 36^s$ zeigte, so ergiebt sich, dass diese Uhr um $7^m\ 10^s$ 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. 55.

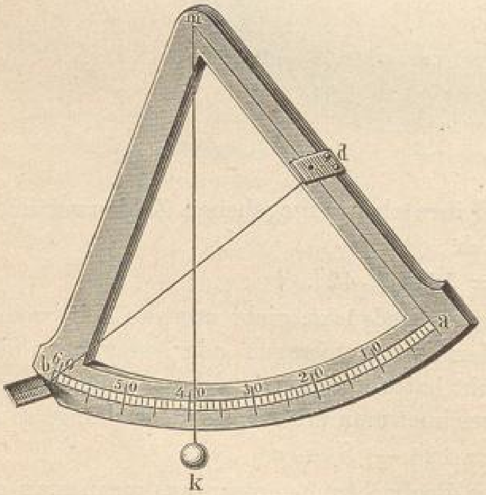


Fig. 55 zeigt einen Sextanten der einfachsten Art. Er besteht im Wesentlichen aus einem getheilten Sechstelkreis (daher der Name), welcher mit zwei Radien ein Dreieck bildet. m ist der Mittelpunkt des getheilten Bogens. An dem Schenkel ma, welcher dem Nullpunkt der Theilung entspricht, ist ein Messingplättchen d so befestigt, dass ein von der gegenüberstehenden Spitze b auf ma gefälltes Perpendikel gerade die Mittellinie dieses Plättchens trifft. Parallel mit diesem ist bei b ein zweites Messingplättchen angebracht.

In der Mitte des Plättchens *b* ist eine Linie eingeritzt, während *d* ein kleines rundes Loch enthält. 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 Eble dem Sextanten gegeben. Bei einem Halbmesser von 13 Zoll ist der Bogen unmittelbar in $^1/_2$ 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.

Die Sonnenuhr. Die einfachste Methode der Zeitbestimmung 32
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. 56.

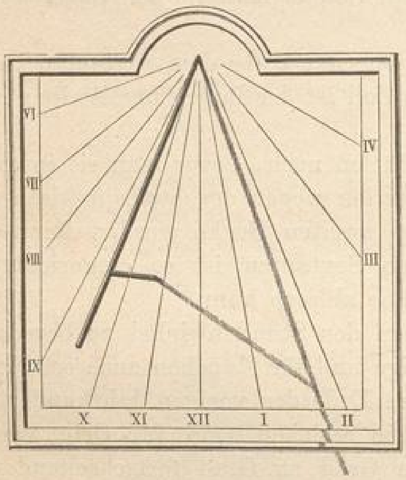


Fig. 57.

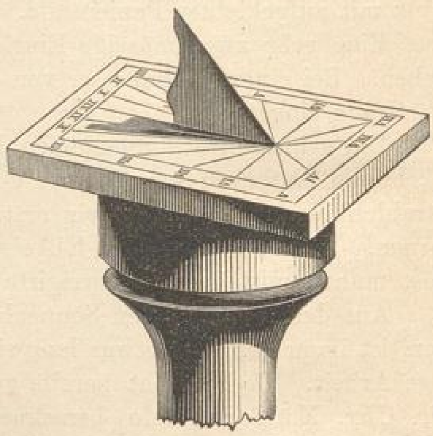


Fig. 56 stellt eine Sonnenuhr mit verticaler schattenauffangender Wand (mit verticalem Zifferblatte) dar.

Bei kleinen Sonnenuhren ist häufig der schattengebende Stab durch eine verticale Metallplatte ersetzt, deren oberer geradliniger Rand die Richtung der Weltaxe hat. Fig. 57 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 S. 86, sowie die Reduction auf mitteleuropäische Zeit in Rechnung bringen.

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

33 **Bestimmung des Frühlingspunktes.** Da die Rectascension aller Gestirne auf dem Aequator vom Frühlingspunkte an gezählt wird

(S. 29), 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 am genannten Tage 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 $15^h\ 23^m\ 10^s$, d. h. der Durchgang des Sonnenmittelpunktes durch den Frühlingspunkt fand also im Jahre 1830 $15^h\ 23^m\ 10^s$ nach dem wahren Mittag des 20. März statt.

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

	Culmination	
	der Sonne	α Arietis
am 20. März	0^h	$1^h\ 59^m\ 59^s$
am 21. März	0^h	$1^h\ 56^m\ 21^s$,

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 $3^m\ 38^s$ gewachsen ist. Um zu finden, wie viel sie in $15^h\ 23^m\ 10^s$ zunimmt, haben wir also die Gleichung

$$24^h : 0^h\ 3^m\ 38^s = 15^h\ 23^m\ 10^s : x,$$

woraus $x = 0^h\ 2^m\ 19^s$.

Zur Zeit des wahren Mittags am 20. März war die Rectascensionsdifferenz zwischen Sonne und α Arietis $1^h\ 59^m\ 59^s$. Zur Zeit, in welcher die Sonne den Frühlingspunkt erreichte, war diese Differenz um $2^m\ 19^s$ kleiner, sie war also

$$1^h\ 57^m\ 40^s.$$

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.

Man bezeichnet mit dem Namen des *tropischen Jahres* die Zeit zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen der Sonne durch den Frühlingspunkt. *Die Dauer des tropischen Jahres beträgt*

$$365{,}24224 \text{ Tage}$$

oder

$$365 \text{ Tage } 5^h\ 48^m\ 51^s,$$

was etwas weniger als $365\frac{1}{4}$ Tage ist.

34 **Der Kalender.** Das *bürgerliche Jahr* muss natürlich stets aus 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 bürgerliche Jahr der alten Aegypter betrug stets 365 Tage, sie nahmen also das Jahr stets $\frac{1}{4}$ Tag zu kurz an, und dieser Fehler musste sich im Laufe der Zeit so anhäufen, dass derselbe Kalendertag allmählich durch alle Jahreszeiten hindurchlief. Fiel z. B. zu einer bestimmten Zeit der 21. März mit dem Frühlingsäquinoctium zusammen, so musste nach 4 Jahren das Frühlingsäquinoctium auf den 22., nach 40 Jahren auf den 31. März und nach 365 Jahren auf den 22. Juni fallen. Der 21. März fiel also nach 365 Jahren mit dem Wintersolstitium zusammen.

Um diesem Uebelstande abzuhelfen und um zugleich den in jener Zeit sehr in Unordnung gekommenen römischen Kalender wieder in Ordnung zu bringen, 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 vierte 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 $365\frac{1}{4}$ Tage, 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 auf je 400 Jahre 3 Schalttage ausfallen sollten, was durch die Bestimmung erreicht wird, dass das letzte 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 später 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.

Rückgang der Aequinoctialpunkte. Wir haben bisher den 35
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.

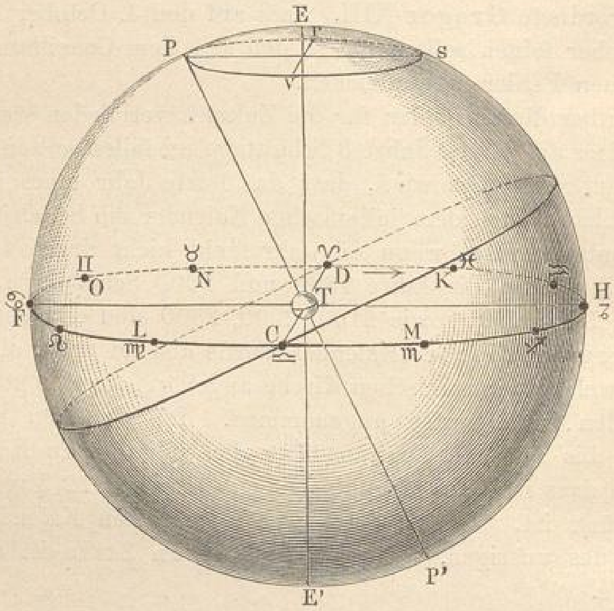
Im Laufe eines Jahrhunderts beträgt dieser Rückgang der Tag- und Nachtgleichen $1^0\ 23'\ 46''$, in einem Jahre also $50''$.

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°, während sie gegenwärtig 201,5° ist. Dabei bleibt die Breite der Gestirne nahezu unverändert, weil die Ebene der Ekliptik ihre Lage nur sehr wenig ändert.

Fig. 58 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 allmählich 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 Sternbilde zum anderen wandern wird. Wenn der mit ♈ bezeichnete Frühlingspunkt sich gegenwärtig in *D* befindet, so wird er in 2100 Jahren um

Fig. 58.



30° nach Westen gewandert sein, er wird alsdann an derselben Stelle des Himmels stehen, welche jetzt mit ♓ bezeichnet ist, also in *K*.

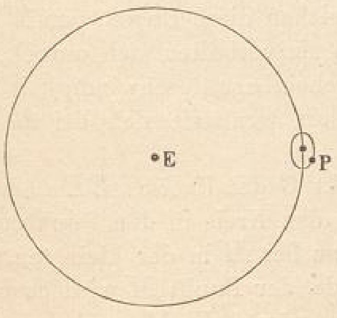
Es ist bereits oben S. 79 und 82 bemerkt worden, dass gegenwärtig der Frühlingspunkt ungefähr am westlichen Ende des Sternbildes der Fische liegt, vor 2100 Jahren lag also der Frühlingspunkt noch am westlichen Ende des Sternbildes des Widders, also an dem Punkte *N*, Fig. 58, den wir jetzt mit ♉ bezeichnen. Damals fiel also das Zeichen des Widders mit dem Sternbilde 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. Allmählich ging nun die Uebereinstimmung zwischen den Zeichen und den gleichnamigen Sternbildern verloren, weil der Frühlingspunkt auf das folgende Sternbild fortrückte, während man ihn doch stets als den Nullpunkt des ersten Zeichens im Thierkreise (♈) 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 allmählich ihre Stellung ändert. Die Lage des Himmelsäquators ist aber durch die Richtung der Erdaxe bedingt, auf welcher derselbe rechtwinklig steht. In Fig. 58 seien E und E' die Pole der Ekliptik, PP' die 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 LK 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 des Himmels um den Pol der Ekliptik beschreibt. Der Stern α des kleinen Bären, welcher jetzt ungefähr $1\frac{1}{2}$ 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 Jahre 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.

Fig. 59.



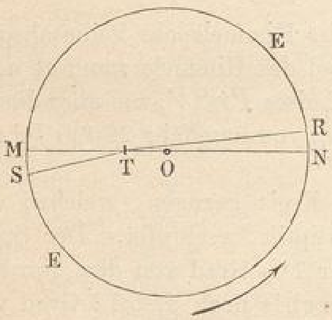
Der in diesem Paragraphen besprochene Rückgang der Nachtgleichen wird auch mit dem Namen der Präcession bezeichnet.

Nutation. Der Rückgang der 36
Aequinoctialpunkte ist nicht ganz gleichförmig, sondern er zeigt Schwankungen, deren Periode ungefähr $18\frac{1}{2}$ Jahre 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.

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. 59 (a. v. S.), 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″.

37 **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° 27′ 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 befinde.

Fig. 60.



Wenn die Sonne mit gleichförmiger Geschwindigkeit den Kreis EE, Fig. 60, durchläuft, die Erde sich aber in T ausserhalb des Kreismittelpunktes 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.

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

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 $3431{,}5''$ (S. 81); wir haben also

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

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

Dass die Hypothese von der gleichförmigen Bewegung der Sonne in einem excentrischen Kreise unrichtig ist, geht aus der scheinbaren Grösse des Sonnendurchmessers, wie er zu verschiedenen Jahreszeiten durch Messung gefunden wird, zweifellos hervor. Wäre Hipparch's Hypothese richtig, so müssten sich die scheinbaren Durchmesser der Sonne zu Ende Juni und zu Ende December gleichfalls verhalten wie 3431 : 3670, während in der That die Sonnendurchmesser zu diesen Zeiten $31'\ 30{,}8''$ und $32'\ 35{,}3''$ sind, sich also verhalten wie 1891 zu 1955. Daraus geht hervor, dass die Entfernungen TM und TN sich verhalten müssen wie 1891 zu 1955, woraus folgt, dass die Excentricität der Sonnenbahn in der That nur $^1/_{60}$ ist.

Betrachten wir nun die Methoden, welche man angewandt hat, um den scheinbaren Durchmesser der Sonne mit Genauigkeit zu bestimmen. Zunächst lässt sich diese Bestimmung mit Hülfe eines jeden im Meridian aufgestellten und mit einem Fadenkreuz versehenen Fernrohrs ausführen; man hat nur die Zeit zu beobachten, welche vergeht zwischen dem Moment, in welchem der westliche Sonnenrand an den verticalen Faden des Fadenkreuzes herantritt, und demjenigen Moment, in welchem der östliche Sonnenrand diesen Faden verlässt. Bezeichnen wir mit t die zwischen den fraglichen Momenten vergangene, in Minuten ausgedrückte Zeit, so ist

$$S = \frac{t \cos d}{4},$$

wenn S den in Graden ausgedrückten scheinbaren Durchmesser der Sonne und d die Declination der Sonne am Beobachtungstage bezeichnet.

Mit der grössten Genauigkeit lässt sich aber der Durchmesser der Sonne mit dem Heliometer bestimmen, dessen Einrichtung folgende ist.

Das Heliometer ist im Wesentlichen ein astronomisches Fernrohr, dessen Objectiv durch einen diametralen Schnitt in zwei gleiche Hälften getheilt ist. Die eine Hälfte A, Fig. 61 (a. f. S.), des Objectivs ist nach einer älteren Construction in unveränderlicher Weise mit dem Rohre verbunden, während die andere Hälfte B, Fig. 61 und 62 (a. f. S.), in der Richtung der Schnittlinie verschoben werden kann; neuerdings wird gewöhnlich jede der beiden Objectivhälften für sich beweglich gemacht. Die Verschiebung der beweglichen Objectivhälfte wird durch eine Schraube vermittelt, deren Kopf mit einer entsprechenden Theilung versehen ist, um noch Bruchtheile einer Umdrehung der Schraube mit Genauigkeit ablesen zu können.

Jede Hälfte des Objectivs entwirft nun für sich ein durch das Ocular zu betrachtendes Bild des Gegenstandes, auf welchen das Rohr gerichtet ist. Wenn nun die beiden Hälften des Objectivs so neben einander gestellt sind, dass ihre Mittelpunkte coincidiren, Fig. 61, so fallen auch die Bilder der beiden Hälften vollkommen zusammen, man sieht nur ein Bild, gerade so als ob man nur mit einem ganzen ungetheilten Objectiv zu thun hätte.

Sobald man aber die Objectivhälfte B aus dieser Lage nur im mindesten gegen die andere verschiebt, treten die beiden Bilder aus einander, man sieht zwei Bilder des Gegenstandes, auf welchen das Fernrohr gerichtet ist, welche um so mehr aus einander treten, je weiter die bewegliche Objectivhälfte B aus ihrer centralen Stellung verschoben wird.

Ist das Instrument auf die Sonne gerichtet (zu deren Beobachtung man natürlich Blendgläser anwenden muss), so sieht man ein einziges

Fig. 61.

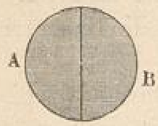


Fig. 62.

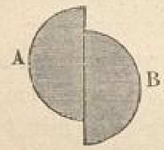
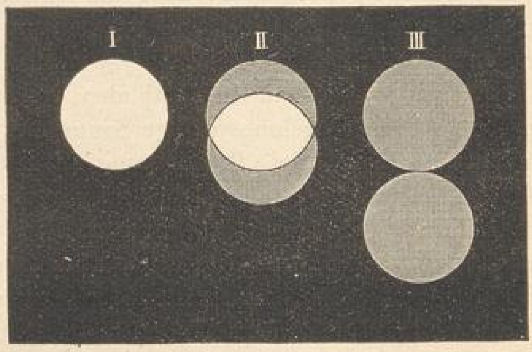


Fig. 63.



Sonnenbild, Nr. I, Fig. 63, wenn die Objectivhälfte B genau ihre centrale Stellung hat. Sobald man die Objectivhälfte B aus dieser Lage um etwas verschiebt, treten die beiden Sonnenbilder aus einander, Nr. II, Fig. 63, und zwar werden sich die Mittelpunkte der beiden Sonnenbilder um so mehr von einander entfernen, je weiter die Objectivhälfte B verschoben wird; wenn aber endlich die Verschiebung von B so weit fortgesetzt worden ist, dass der Mittelpunkt des verschiebbaren Sonnenbildes um den scheinbaren Sonnendurchmesser von dem Mittelpunkte des festen verschoben ist, so berühren sich die beiden Sonnenbilder, Nr. III, Fig. 63.

Um nun mit einer solchen Vorrichtung den scheinbaren Durchmesser der Sonnenscheibe oder irgend welche andere Winkel messen zu können, muss man ermitteln, welchem Winkelwerth irgend eine Verschiebung jeder der beiden Objectivhälften entspricht. Hierzu kann man sich verschiedener Methoden bedienen; eine der einfachsten und gebräuchlichsten besteht darin, dass man misst, um welchen Betrag man die Objectivhälften gegen einander verschieben muss, um zwei Sterne, deren gegenseitige

Lage durch Meridiankreis-Beobachtungen genau bestimmt ist, im Fernrohr des Heliometers zur Coincidenz zu bringen.

Es sei nun die bekannte scheinbare Winkelentfernung zweier Sterne, in Bogensecunden ausgedrückt, gleich w, die Grösse der Verschiebung der beiden Objectivhälften gegen einander, in Theilen der Scala ausgedrückt, gleich t, so wird der Werth eines Theiles der Scala, in Bogensecunden ausgedrückt, gleich $\frac{w}{t}$ sein.

Wenn man also, mit dem Heliometer die Sonne beobachtend, n Umdrehungen der Schraube machen müsste, um die beiden Sonnenbilder aus der vollkommenen Coincidenz bis zur gegenseitigen Berührung zu bringen, so ist der scheinbare Sonnendurchmesser

$$D = n \frac{w}{t} \text{ Minuten.}$$

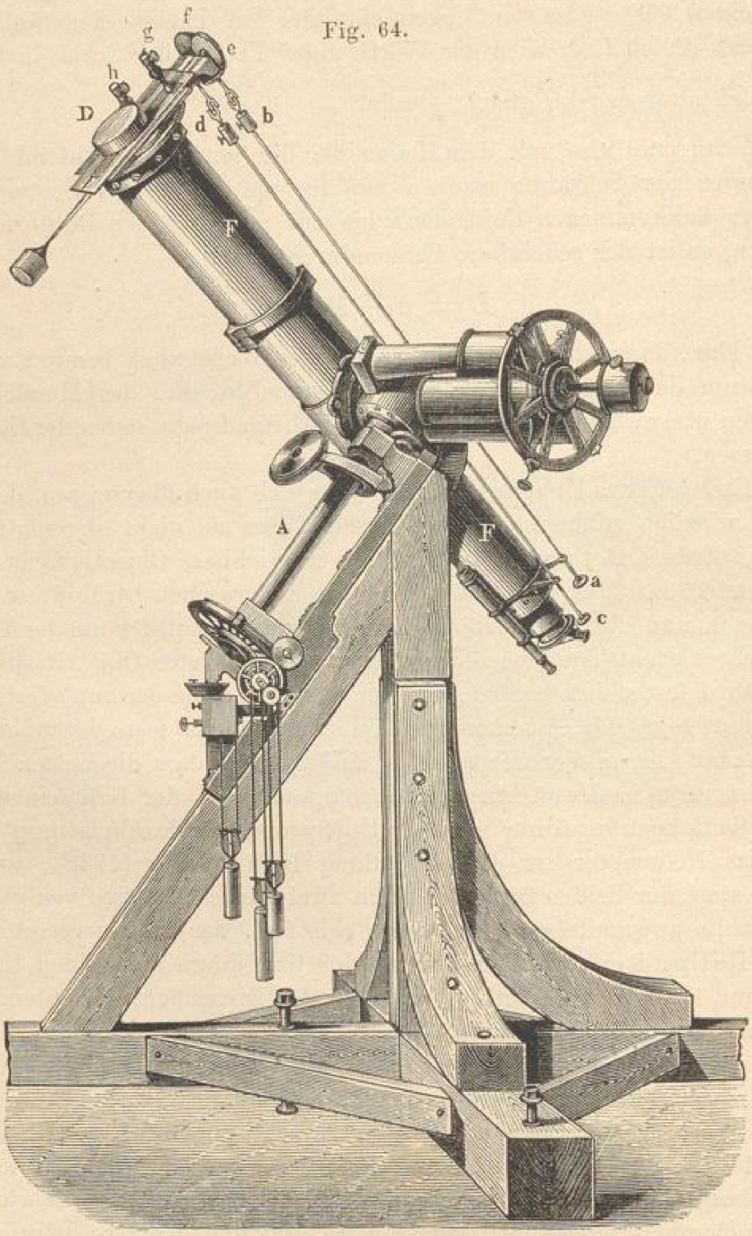
Es ist klar, dass das Heliometer in gleicher Weise auch benutzt werden kann, um den Durchmesser anderer Himmelskörper, des Mondes, der Planeten u. s. w., sowie den gegenseitigen Abstand nahe stehender Gestirne zu messen.

Mit Hülfe des Heliometers kann man sich auch überzeugen, dass die Sonne wirklich vollkommen kugelförmig, dass sie nicht abgeplattet ist wie die Erde. Hat man nämlich die verschiebbare Objectivfläche B so festgestellt, dass das eine Sonnenbild das andere eben berührt, so wird, wenn man nun die beiden Objectivhälften gemeinschaftlich um die Axe des Fernrohres dreht, das eine Bild, welches von der festen Objectivhälfte erzeugt wird, fest stehen bleiben, während das zweite von der nun excentrisch gestellten Objectivhälfte erzeugte Bild sich um das feste herumbewegt. Führt man diesen Versuch aus, so findet man, dass die beiden Bilder vollkommen in Berührung bleiben, was nicht der Fall sein würde, wenn die Sonnenkugel nur eine der Erde proportionale Abplattung hätte.

Das Heliometer ist eine Erfindung Bouguer's (1748), welcher jedoch statt der beiden Objectivhälften zwei ganze Objective von gleicher Brennweite anwandte, von denen das eine fest, das andere verschiebbar war. Dollond ersetzte die beiden Objective durch die beiden Hälften eines und desselben Objectivs, wodurch das Instrument bedeutend vereinfacht und verbessert wurde.

Es versteht sich von selbst, dass das Heliometer, um vollkommen seinem Zweck zu entsprechen, parallaktisch aufgestellt sein und durch ein Uhrwerk um die Weltaxe des Instrumentes gedreht werden muss. Fig. 64 (a. f. S.) stellt das Heliometer dar, welches Fraunhofer für die Königsberger Sternwarte construirt und mit welchem Bessel viele wichtige Untersuchungen ausgeführt hat. A ist die der Weltaxe parallel zu stellende Hauptdrehungsaxe des Instrumentes. D ist das aus zwei getrennten Hälften bestehende Objectiv. Längs des Rohres F sind zwei Schlüssel ab und cd angebracht, vermittelst deren der Beobachter, ohne das Ocular zu verlassen, nach Belieben jede der beiden Objectivhälften verschieben kann; mit einem dritten, in der Figur nicht sichtbaren Schlüssel kann man den ganzen Objectivkopf um die Axe des Fernrohres drehen, wodurch bewirkt wird, dass man Distanzen in beliebigen Richtungen

Fig. 64.



messen kann. Die Grösse der Verschiebung der Objectivhälften kann nach Belieben entweder an den eingetheilten Schraubenköpfen e und f oder an einer Scala mit den Mikroskopen g und h abgelesen werden, während die Grösse der Drehung des Rohres um seine Axe an dem bei *D* befindlichen Kreise abgelesen wird.

Jährliche Bewegung der Erde um die Sonne. Aus 38
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 nimmt statt dessen an, dass die Erde um die ruhende Sonne kreist.

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 eingehalten ist, so kann man doch aus dieser Figur ersehen, an welcher Stelle der Ekliptik die Sonne 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 ♈, *A* ist also der Ort, an welchem sich die Erde zur Zeit des Frühlingsäquinoctiums befindet. Während nun die Erde in der Richtung des Pfeiles 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 ♋, d. h. sie tritt gerade in das Zeichen des Krebses ein.

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 $66^0\ 33'$ mit derselben, so dass also der Erdäquator, mithin auch der Himmelsäquator einen Winkel von $23^0\ 27'$ 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. 65, 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. 65, steht, die Sonnenstrahlen rechtwinklig auf einen Punkt r fallen, welcher $23^0\ 27'$ südlich vom Aequator liegt.

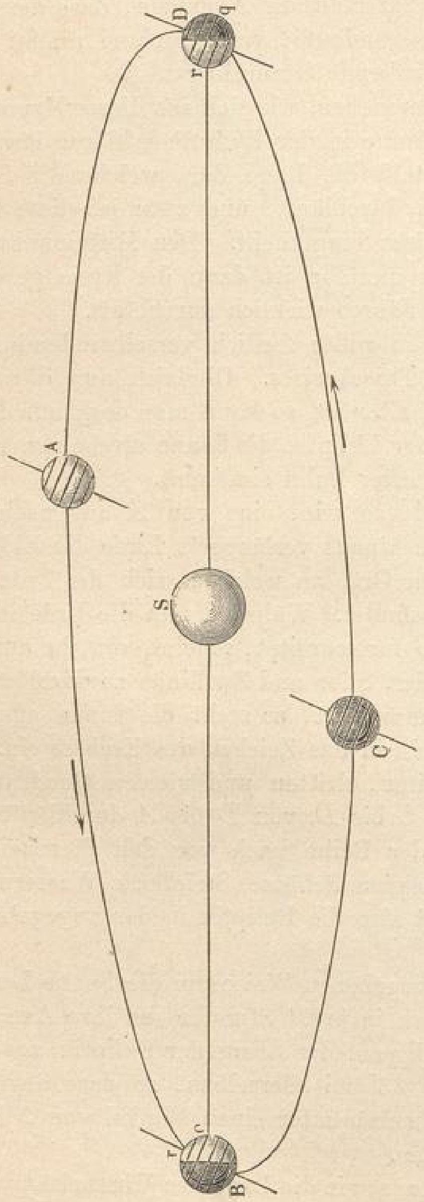


Fig. 65.

In Fig. 65 ist die Erdkugel zu klein, um die hier in Frage kommenden Verhältnisse recht deutlich übersehen zu können, deshalb ist sie in Fig. 66 in gleicher Stellung, wie bei D, Fig. 65, in vergrössertem Maassstabe dargestellt, und Fig. 67 (a. S. 112) zeigt die auf die Ebene der Ekliptik projicirte Erdkugel zur Zeit des Wintersolstitiums.

Der Parallelkreis rq, welcher $23^0\ 27'$ südlich vom Aequator liegt, ist die südlichste Grenze, für welche die Sonne im Zenith erscheinen kann. Weil nun die Sonne, wenn die Erde bei D steht, in das Zeichen des Steinbocks eintritt, so heisst dieser Parallelkreis rq der **Wendekreis des Steinbocks**.

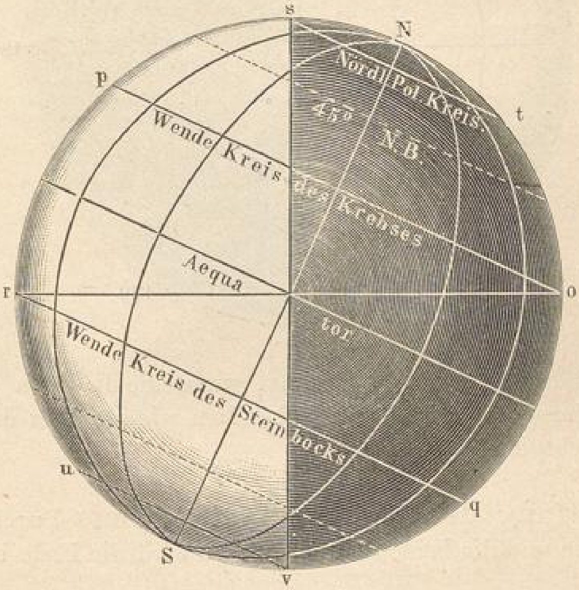
Wenn die Sonne in das Zeichen des Steinbocks tritt, wenn sich die Erde also bei D, Tab. V. und Fig. 65, befindet, so tangiren die Sonnenstrahlen die nördliche Erdhälfte in s, Fig. 66, ($23^0\ 27'$ vom Nordpol), die südliche in v ($23^0\ 27'$ vom Südpol). Der durch s gelegte Parallelkreis st heisst der **nördliche**, der durch v gelegte Parallelkreis uv heisst der **südliche Polarkreis**.

Der südliche Polarkreis uv bildet die Grenze 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 §. 15).

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 Figur 65, aus gelangt die Erde während des nächsten Vierteljahres nach *A*, und nun tritt die Sonne in das Zeichen des Widders. Es ist dies die Zeit des Frühlings-Aequinoctiums.

Fig. 66.

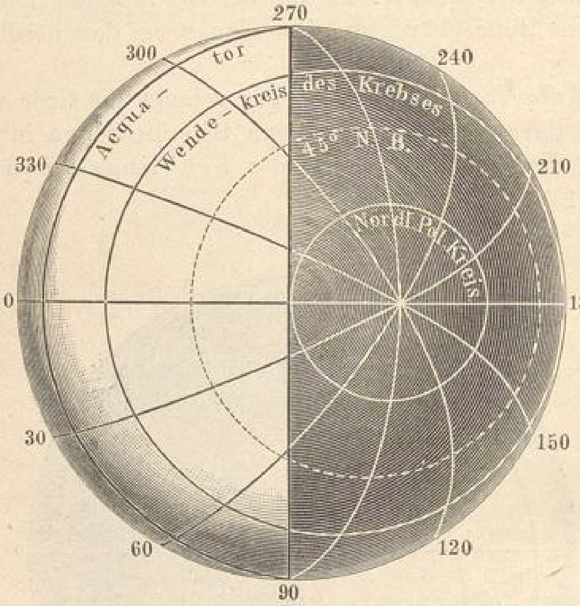


Die Sonnenstrahlen treffen jetzt rechtwinklig auf einen Punkt des Aequators und tangiren die beiden Pole. Der grösste Kreis der Erdkugel, welcher die beleuchtete von der dunklen Erdhälfte scheidet, geht jetzt durch die beiden Pole, er halbirt also alle Parallelkreise, und daher kommt es denn, dass um 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° 27′ 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.

Fig. 67.



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 Wendekreise des Krebses *po*, Fig. 68, und dem nördlichen Polarkreise *st*. Diesem entspricht die südliche gemässigte Zone zwischen dem südlichen Wendekreise *rq* (dem Wendekreise des Steinbocks) und dem südlichen Polarkreise *uv*.

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

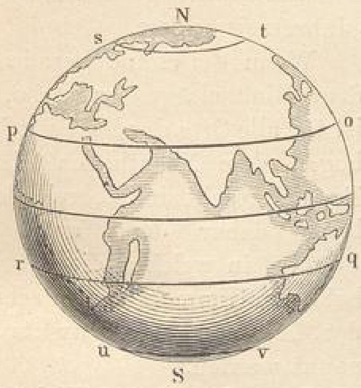
Am 21. Juni erreicht die Sonne für die auf dem nördlichen Wendekreise gelegenen Orte zur Mittagszeit das Zenith, während am 21. December für dieselben Orte zur Mittagszeit die Sonne 46^0 $54'$ von dem Zenith absteht. Auf den Wendekreisen variirt also die Höhe der Sonne zur Mittagszeit von 43^0 $6'$ bis 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 $\frac{1}{2}$ 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 $33'$.

Der niedrigste Sonnenstand für den Aequator ist also immer noch etwa um 3^0 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.

Fig. 68.



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 Horizonte steht, doch nur sehr schräg auffallen, muss nothwendig eine sehr niedrige Temperatur herrschen; deshalb heisst auch der vom nördlichen Polarkreise eingeschlossene Flächenraum die nördliche kalte Zone, während der entsprechende, den Südpol umgebende Raum die südliche kalte Zone genannt wird.

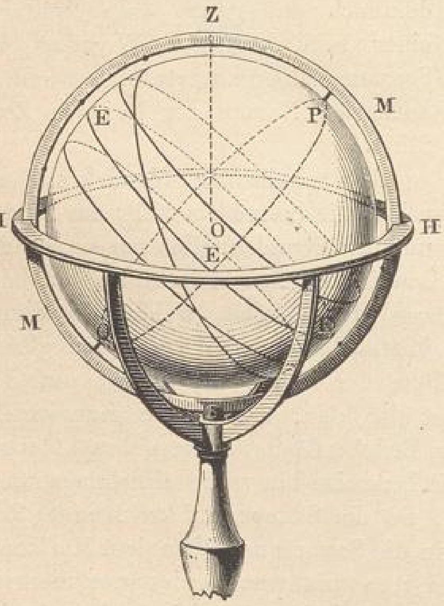
Da die Wärmeentwickelung auf der Erdoberfläche fast ausschliesslich von den Sonnenstrahlen herrührt, so ist klar, dass das Klima eines Landes vorzugsweise durch die Insolationsverhältnisse bedingt ist; die Wirksamkeit der Sonnenstrahlen wird aber noch durch mancherlei Umstände modificirt, und so kommt 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.

40 **Tagesdauer an verschiedenen Orten und zu verschiedenen Jahreszeiten.** Nach §. 15 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.

Fig. 69.

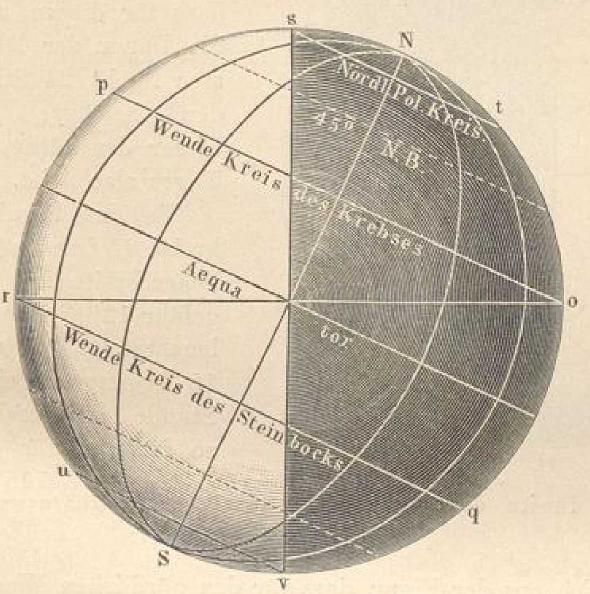


Wenn die Sonne gerade auf dem Himmelsäquator steht, so ist für alle Orte der Erde ihr Tagbogen dem Nachtbogen gleich, Tag und Nacht sind überall gleich lang, daher denn auch die Punkte, in welchen die Sonnenbahn den Himmelsäquator schneidet, Aequinoctialpunkte genannt werden.

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. 69, 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 $40^1/_2$ Grad, man hat also auf der Ekliptik $40^1/_2$ 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 $14^1/_2$ Stunden.

Fig. 70.



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

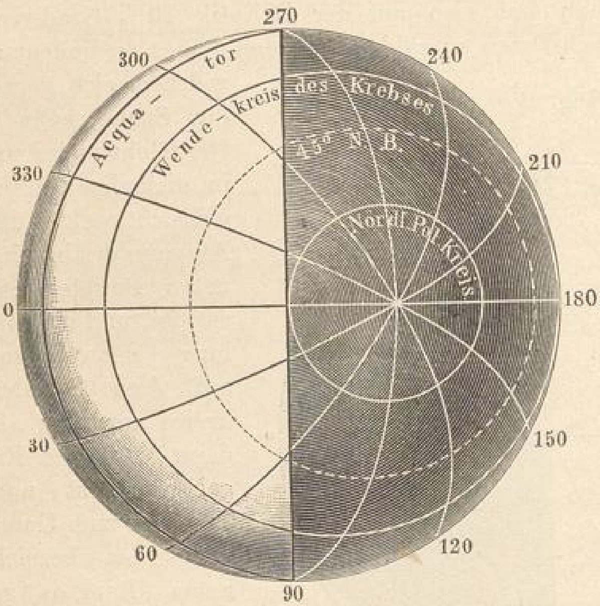
Diese Aufgabe lässt sich auch ohne Globus mit Hülfe einer einfachen geometrischen Construction auflösen.

Fig. 70 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 scheidet, theilt den Aequator in zwei gleiche, 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 in Fig. 71 auf die Ebene der Ekliptik projicirt dargestellt. Man sieht hier, wie in Fig. 70, dass um diese Zeit der ganze nördliche Polarkreis im Schatten liegt, dass für diesen also die Dauer der längsten Nacht 24 Stunden beträgt, die Dauer des kürzesten Tages also 0 ist.

Fig. 71.



Von dem Parallelkreise 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 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	$12^h\ 0^m$	$12^h\ 0^m$	40^0	$14^h\ 51^m$	$9^h\ 9^m$
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	$66^0\ 33'$	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 Theile 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 an für verschiedene nördliche Breiten von $66^0\ 33'$ bis 90^0.

Nördliche Breite	Die Sonne geht nicht unter ungefähr in	Die Sonne geht nicht auf ungefähr in
$66^0\ 33'$	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 Beobachtungen 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 41
scheinbare Durchmesser der Sonne im Laufe eines Jahres bald ab-, bald zunimmt. 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 in §. 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. Januar und am 1. Juli wie 1891 zu 1955. Die Quadrate dieser Zahlen verhalten sich wie 1 zu 1,0688, und dies ist gerade auch das Verhältniss der in §. 26 bereits mitgetheilten täglichen Winkelgeschwindigkeiten an den genannten Tagen: dasselbe Verhältniss findet an je zwei anderen Tagen ebenfalls statt, und es folgt daraus, 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

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

Nun ist aber offenbar der Bogen TT', Fig. 72, 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:

$$B_1 = n\, W_1 \quad \dots\dots\dots\dots \quad (2)$$

$$B_f = n\, W_f . f \quad \dots\dots\dots \quad (3)$$

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

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

oder, wenn man nach Gleichung (2) B_1 für $n\, W_1$ 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. 72, umgekehrt verhalten wie die Entfernungen TS und tS, so folgt, dass der Inhalt des Dreieckes TST' dem Inhalte des Dreieckes tSt' gleich ist. Wir nehmen hier an, dass die Bogen TT' und tt' so klein sind, dass wir sie als geradlinig ansehen können. Was hier aber für diese kleinen Bogen bewiesen ist, gilt ebenso für die Summe vieler kleiner Bogen, und wir erhalten somit folgenden Satz:

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 zweiten 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 ersten 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. 73, dieser Ellipse führt den Namen der Apsidenlinie; 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

Fig. 72.

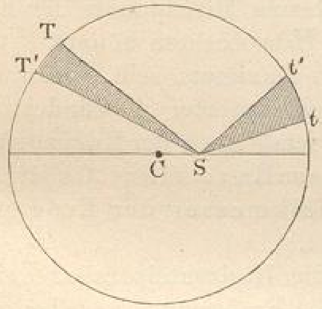
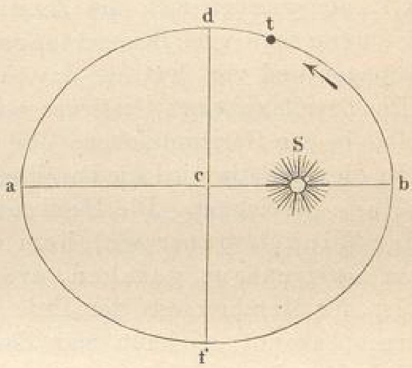


Fig. 73.



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.

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.

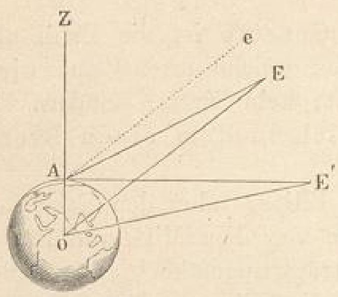
Die Apsidenlinie macht einen Winkel von ungefähr 10 Grad mit der geraden Linie, welche die Solstitialpunkte verbindet.

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 sich die Entfernung der Sonne 42 von der Erde im Laufe eines Jahres ändert, ohne dass von der absoluten Grösse dieser Entfernung die Rede gewesen wäre.

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. 74, 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. 74.



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. 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.

Fig. 75.

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 Grenze zwischen dem erleuchteten und dem dunkeln 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. 75 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

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

Auf diesem Wege, der zuerst von Aristarch zur Bestimmung der Sonnenentfernung benutzt wurde, hat in der That Vendelin 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 Lichtgrenze des Mondes eine gerade Linie ist.

Hat man die Horizontalparallaxe des Mars, der Venus oder eines anderen Planeten, also die Entfernung dieser Planeten von der Erde, zur Zeit ihrer Erdnähe ermittelt, so kann man mit Hülfe des im nächsten

Capitel zu besprechenden dritten Kepler'schen Gesetzes die Entfernung der Sonne berechnen. Nach dieser Methode wurde in der That die Entfernung der Sonne angenähert richtig bestimmt. Die Vergleichung der Marsbeobachtungen, welche Richer auf der bereits auf Seite 68 erwähnten Reise angestellt hatte, mit den gleichzeitigen Observationen von Picard und Römer in Paris, ergab für den Mars eine Parallaxe von 25,5″, woraus für die Sonnenparallaxe ein Werth von 9,5″ folgt. Aus später beobachteten Marsoppositionen wurden noch grössere Werthe der Sonnenparallaxe (10″ ja 10,7″) berechnet.

Im Jahre 1862 hat man den Mars zur Zeit seiner Opposition auf verschiedenen Sternwarten der nördlichen und südlichen Hemisphäre (Pulkowa, Greenwich, Washington, Cap der guten Hoffnung, Santiago de Chili u. s. w.) auf das Sorgfältigste beobachtet. Aus der Discussion dieser Meridianbeobachtungen des Mars hat nun der amerikanische Astronom Newcomb den Werth der Sonnenparallaxe zu 8,85 Secunden abgeleitet.

Im Jahre 1691 hatte Halley darauf aufmerksam gemacht, dass die seltene, im nächsten Capitel näher zu besprechende Erscheinung eines Vorüberganges der Venus vor der Sonnenscheibe ein Mittel bietet, die Parallaxe der Sonne weit genauer zu bestimmen, als nach den bisher besprochenen Methoden. Mit Ungeduld erwartete man deshalb die nächste ekliptische Conjunction dieses Planeten, welche am 5. Juni 1761 stattfand, und aus deren Beobachtung sich ein zwischen 8″ und 9″ liegender Werth für die Sonnenparallaxe ergab.

Der nächste Venusdurchgang, welcher am 3. Juni 1769 stattfand, wurde mit möglichster Genauigkeit an verschiedenen, möglichst vortheilhaft gelegenen Orten der Erde beobachtet. Aus einer Combination aller damals gemachten zuverlässigen Beobachtungen leitete Encke 8,6″ als den Werth der Horizontalparallaxe der Sonne ab.

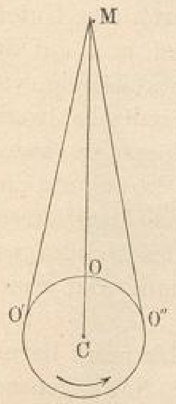
In dem jetzigen Jahrhundert haben zwei Venusdurchgänge stattgefunden, am 8. December 1874 und 6. December 1882, von denen im folgenden Capitel näher die Rede sein wird. Ein definitives Resultat, bei welchem die Gesammtheit der angestellten Beobachtungen berücksichtigt ist, wurde bisher noch nicht abgeleitet, indessen lassen vorläufige Berechnungen darauf schliessen, dass die Sonnenparallaxe sich nahezu zu 8,8″ ergeben wird.

Von Galle ist im Jahre 1872 vorgeschlagen, einige der Asteroïden zwischen Mars und Jupiter zur Bestimmung ihrer eigenen und der Parallaxe der Sonne zu benutzen. Im Durchschnitt ist zwar die Entfernung dieser Himmelskörper von der Erde zur Zeit ihrer Opposition erheblich grösser als die des Mars und der Venus, aber dafür ist ihre Anzahl sehr gross, so dass die Beobachtungen in verhältnissmässig kurzer Zeit sehr vervielfältigt werden können, und ausserdem sind die helleren unter ihnen, weil sie im Fernrohre als vollkommen fixsternartige Punkte ohne merkbaren Durchmesser erscheinen, mit grösserer Genauigkeit als Mars und Venus zu beobachten. So fand Galle aus Beobachtungen der

Flora, die im Jahre 1873 auf nördlichen und südlichen Sternwarten ausgeführt wurden, die Sonnenparallaxe zu 8,87″.

Es ist übrigens leicht zu ersehen, dass die Parallaxe eines Gestirnes bestimmt werden kann, ohne dass es dazu nöthig wäre, gleichzeitige Beobachtungen des Gestirnes an zwei weit von einander entfernten Orten anzustellen, sondern man kann dasselbe durch Beobachtungen an einem einzigen Orte erreichen. Es sei M (Fig. 76) ein Planet, von dem wir der Einfachheit wegen zunächst annehmen wollen, dass er sich in der Nähe des Himmelsäquators befindet, C der Mittelpunkt der Erde, und die tägliche Bewegung der Erde geschehe in der Richtung des Pfeiles. Es stehe nun der Planet für einen Beobachter in O im Zenith, so erscheint er demselben offenbar in derselben Richtung, in welcher er vom Mittelpunkte der Erde aus erscheinen würde. Wenn nun der Beobachtungsort sich in Folge der täglichen Bewegung der Erde nach O' bewegt hat, so wird der Planet im Horizont erscheinen und im Begriffe stehen, unterzugehen. In diesem Falle erscheint er um den Winkel $O'MC$ an einem anderen Orte als vom Erdmittelpunkte aus. Dieser Winkel ist aber nichts Anderes als die Horizontalparallaxe des Planeten. Wenn dann der Beobachtungsort nach O'' gerückt ist, so geht der Planet wieder auf, und erscheint wieder um denselben Winkel verschoben, aber im entgegengesetzten Sinne, so dass der Unterschied der in O' und O'' gesehenen Richtungen gleich dem doppelten Betrage der Horizontalparallaxe ist. Man kann demnach aus genauen Beobachtungen, die an demselben Orte zur Zeit des Auf- und Unterganges des Planeten angestellt werden, den Betrag seiner Horizontalparallaxe finden. Hier haben wir nun vorausgesetzt, dass der Beobachtungsort sich auf dem Aequator der Erde befindet; in anderen Breiten wird der Unterschied der Richtungen beim Auf- und Untergange geringer und in der Nähe der Pole ganz unmerklich — auch können Beobachtungen in der unmittelbaren Nähe des Horizontes nicht mit Sicherheit angestellt werden. Aber wenn auch diese Extreme der Wirkung der Parallaxe, welche eintreten, wenn

Fig. 76.



1) der Planet am Himmelsäquator steht, d. h. seine Declination $= 0^0$ ist,
2) die geographische Breite des Beobachtungsortes $= 0^0$ ist,
3) die Beobachtungen in unmittelbarer Nähe des Horizontes angestellt werden,

nicht erreicht werden können, so werden doch die Beobachtungen in der Nähe des Auf- und Unterganges die Wirkung der Parallaxe ebenfalls, wenn auch in geringerem Maasse, ermitteln lassen. Schon Tycho Brahe und Kepler versuchten sich dieser Methode zu bedienen, um die Parallaxe des Mars zu bestimmen, erhielten aber kein sicheres Resultat wegen der Unvollkommenheit ihrer Instrumente. Cassini fand die Parallaxe des Mars auf demselben Wege schon ziemlich nahe richtig, ebenso später Flamsteed und Bradley, und in neuerer Zeit (im Jahre 1874) ist dieselbe Methode von Lindsay und Gill auf der Insel Mauritius bei dem Planeten Juno, und von Gill 1877 auf der Insel Ascension bei dem Planeten Mars mit Erfolg angewandt worden.

Eine andere ebenfalls recht sichere Methode zur Bestimmung der Sonnenentfernung besteht in genauen Beobachtungen des Mondes. Die Bewegung des Mondes von der Erde erleidet nämlich bedeutende Störungen durch die Anziehung der Sonne, oder vielmehr durch den Unterschied der Anziehungen, welche die Sonne auf den Mond und auf die Erde ausübt. Der Betrag dieser Störungen ist offenbar abhängig von der Entfernung der Sonne, und man kann die letztere ermitteln, wenn die Störungen selbst bekannt sind. Ein Theil dieser Störungen hängt nämlich ab von dem Verhältniss der Entfernungen der Sonne und des Mondes von der Erde, und dieses Verhältniss lässt sich aus dem Betrage der Störungen ermitteln. Da nun auch die Entfernung des Mondes von der Erde bekannt ist, so kann man daraus die Entfernung der Sonne von der Erde ableiten.

Eine andere Methode zur Bestimmung der Sonnenentfernung beruht auf der Ermittelung der Geschwindigkeit des Lichtes. Nach neueren Untersuchungen von Cornu ist der Weg, den das Licht in einer Secunde durchläuft, auf sehr sinnreiche Weise zu 298 500 km oder 40 229 geographischen Meilen ermittelt worden (siehe Lehrbuch der Physik, 8. Aufl., Bd. 2, S. 9). Aus dem Phänomen der Jupiterstrabanten-Verfinsterungen (siehe II. Buch, 1. Capitel) kennt man aber auch die Zeit, welche das Licht gebraucht, um die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne zu durchlaufen, und somit kann man auch diese Entfernung selbst ableiten.

Nehmen wir 8,8″ für den mittleren Werth der Horizontalparallaxe der Sonne an, so ist der Abstand der Erde von der Sonne gleich

$$\frac{1}{tang\, 8{,}8''} = \frac{1}{0{,}00\,004\,266} = 23\,440 \text{ Erdhalbmessern.}$$

Da der Erdhalbmesser gleich 6378 km ist (S. 62), so beträgt demnach die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne 149,5 Millionen Kilometer oder rund 20 Millionen geographische Meilen.

Um diese Strecke zu durchlaufen, würde eine Kanonenkugel ungefähr 12 Jahre gebrauchen.

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′ 3,0″ oder 1923,0″, während umgekehrt, dem vorigen Paragraphen zufolge, die Erde von der Sonne aus gesehen, nur unter einem Winkel von 17,6″ erscheint. Der Durch-

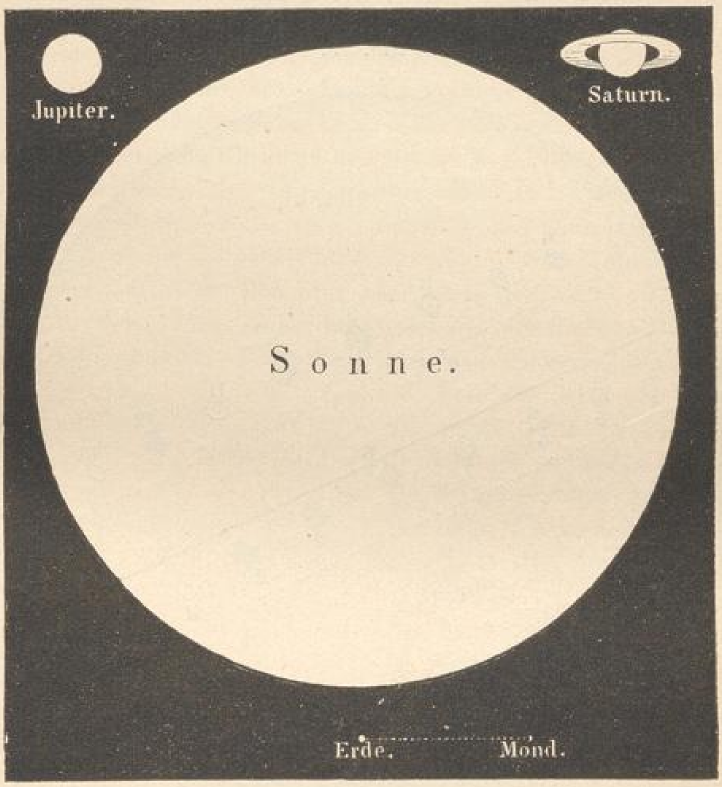
messer der Sonne ist demnach $\frac{1923,0}{17,6}$, also 109mal so gross, als der Durchmesser der Erde.

Daraus folgt dann weiter, dass der körperliche Inhalt der Sonne 1 295 029mal grösser ist, als das Volumen der Erde.

Der Durchmesser der Sonne beträgt 1 394 000, der Umfang derselben nahezu 4 379 000 km.

Die Fig. 77 dient dazu, eine Vorstellung von dem Grössenverhältniss der Sonne und der Erde zu geben. Unterhalb des grossen weissen

Fig. 77.



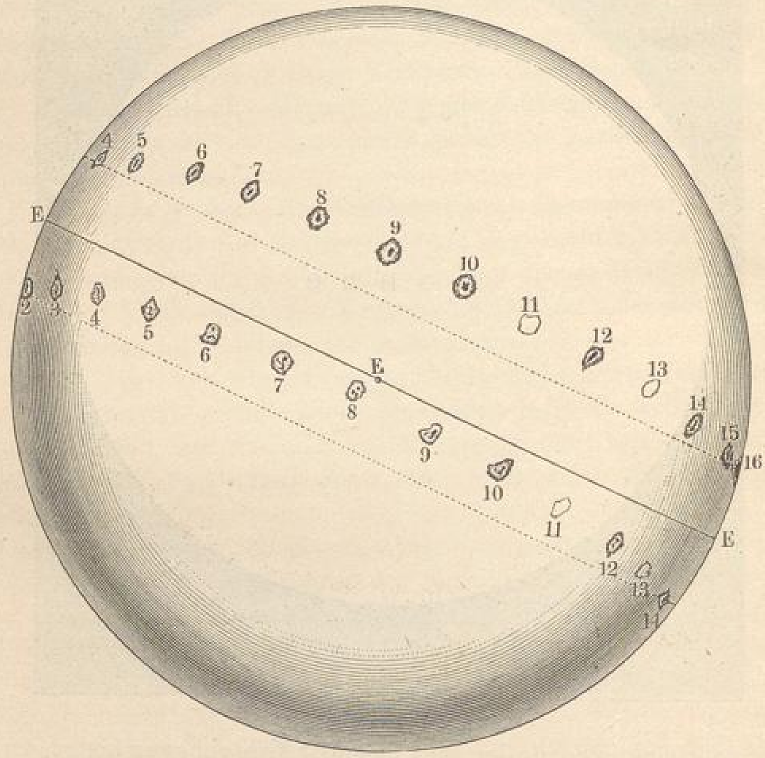
Kreises, welcher die Sonne darstellt, befindet sich ein ganz kleiner weisser Kreis, welcher die Erde im richtigen Verhältniss zur Sonne darstellt. Rechts von der Erde sieht man in verhältnissmässiger Entfernung den Mond. Man sieht, dass eine Kugel, deren Halbmesser die Entfernung des Mondes von der Erde 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. 77 Sonne und Erde im richtigen Grössenverhältniss darstellen, müssten in eine Entfernung von 16,5 m gebracht werden, wenn diese Entfernung sich zu dem Durchmesser der weissen Scheibe in Fig. 77 ebenso verhalten sollte, wie die Entfernung der Erde von der Sonne zum Durchmesser der Sonne.

In den oberen Ecken der Fig. 77 sieht man noch im richtigen Grössenverhältniss die Planeten Jupiter und Saturn dargestellt, von welchen später die Rede sein wird.

44 **Die Axendrehung der Sonne.** Auf der Sonnenoberfläche erscheinen häufig dunkle Flecken, deren physikalische Natur wir später

Fig. 78.



betrachten wollen und von denen hier nur vorläufig die Rede sein muss, weil sich mittelst derselben die Axendrehung der Sonne nachweisen und annäherungsweise bestimmen lässt. Die Sonnenflecken erscheinen am östlichen Rande der Sonne und schreiten in einer meist schwach gekrümmten Linie über die Sonnenscheibe hin, um nach ungefähr 14 Tagen am westlichen Sonnenrande zu verschwinden. Oefters sieht man denselben Fleck, nachdem er am westlichen Rande verschwunden und ungefähr 14 Tage lang unsichtbar geblieben ist, am östlichen Sonnenrande wieder erscheinen, um einen zweiten, zuweilen sogar einen dritten Umlauf zu machen.

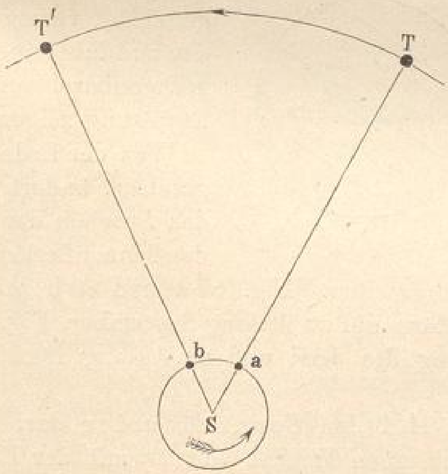
Fig. 78 enthält die Bahn zweier Flecken, welche Scheiner vom 2. bis zum 14. März 1627 beobachtet hat: Am 11. und 13. März konnten die Sonnenflecken wegen bewölkten Himmels nicht beobachtet werden.

In der Nähe des östlichen und westlichen Sonnenrandes ist das tägliche Fortschreiten der Flecken in ihrer Bahn weit langsamer, als gegen die Mitte der Sonnenscheibe, und ebenso erscheinen Flecken, welche in dem mittleren Theile der Sonnenscheibe rundlich aussehen, in der Richtung ihres Fortschreitens stark verkürzt, so lange sie sich in der Nähe der Sonnenränder befinden.

Diese Bewegung der Sonnenflecken ist nun nicht allein ein Beweis für die Axendrehung der Sonne, sondern sie macht es auch möglich, ihre Rotationsdauer wenigstens mit annähernder Genauigkeit zu bestimmen. In der Regel vergehen $27^1/_2$ Tage zwischen zwei auf einander folgenden Erscheinungen desselben Fleckens am Ostrande der Sonne oder zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen desselben Fleckens durch die Mittellinie der Sonnenscheibe und danach sollte man auf den ersten Blick meinen, dass die Rotationsdauer der Sonne 27,5 Tage betrüge; bei näherer Betrachtung zeigt sich aber bald, dass dem nicht so ist.

In Fig. 79 stelle S die Sonne dar, welche in der Richtung des kleinen gefiederten Pfeiles rotirt. Es befinde sich in a ein Sonnenfleck, welcher,

Fig. 79.



von der eben in T befindlichen Erde aus gesehen, gerade in der Mitte der Sonnenscheibe erscheint. Bis derselbe Fleck abermals in der Mitte der Sonnenscheibe erscheint, vergehen aber 27,5 Tage und unterdessen ist die Erde in ihrer Bahn in der Richtung des ungefiederten Pfeiles bis T' fortgeschritten. Von T' aus gesehen erscheint aber der Fleck in der Mitte der Sonnenscheibe, wenn er sich in b befindet, er hat also unterdessen nicht nur eine ganze Umdrehung von a bis a gemacht, sondern er hat auch noch überdies den Bogen ab durchlaufen.

Der Bogen TT' wird von der Erde in 27,5 Tagen durchlaufen, er überspannt also (im Durchschnitt) einen Winkel von

$$\frac{360}{365}\ 27.5 = 27.1 \text{ Graden.}$$

Zwischen zwei auf einander folgenden Durchgängen des Sonnenfleckens durch die Mittellinie der Sonnenscheibe hat er also einen Bogen von $360 + 27{,}1 = 387{,}1$ Graden zurückgelegt, zur Durchlaufung eines Bogens von 360^0 (also zu einer vollen Umdrehung) braucht er also eine Zeit von $\frac{360}{378{,}1} \cdot 27{,}5 = 25{,}56$ Tagen. Die Umlaufszeit der Sonne beträgt also in runder Zahl $25\frac{1}{2}$ Tage.

Die Werthe, welche verschiedene Astronomen für die Umlaufszeit der Sonne aus ihren Beobachtungen gefunden haben, weichen fast um einen halben Tag von einander ab. Dieser Unterschied, von dem im 1. Capitel des II. Bandes weiter die Rede sein soll, ist dadurch begründet, dass die Sonnenflecken ziemlich veränderliche Gebilde sind, welche in kurzer Zeit nicht nur wesentliche Gestaltsveränderungen erleiden, sondern auch gänzlich verschwinden und dabei eine unverkennbare eigene Bewegung zeigen.

Fig. 80 a.

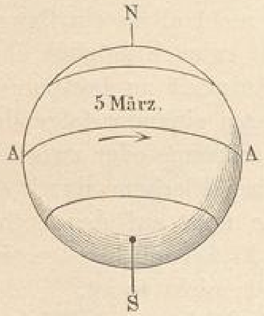


Fig. 80 b.

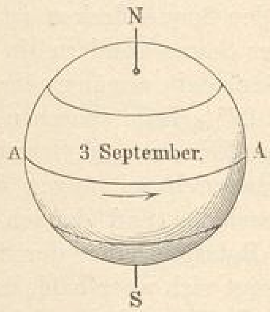


Fig. 80 c.

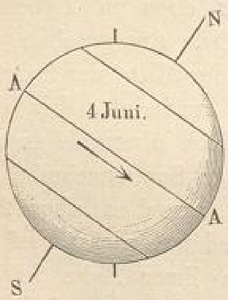
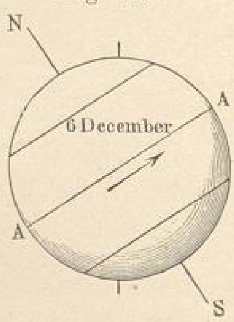


Fig. 80 d.



Von der Erde aus gesehen, ändert sich das Ansehen der von den Sonnenflecken beschriebenen Bahnen mit den Jahreszeiten. Fig. 80 a und 80 b zeigen, wie sie sich ungefähr zu Anfang März und zu Anfang September, Fig. 80 c und 80 d, wie sie sich zu Anfang des Juni und zu Anfang December gestalten.

In Fig. 80 a bis 80 d stellt *AA* den Sonnenäquator dar. Die Ebene des Sonnenäquators macht einen Winkel von 7^0 mit der Ebene der Ekliptik.