Zeitschrift: Bericht über die Thätigkeit der St. Gallischen Naturwissenschaftlichen Gesellschaft

Herausgeber: St. Gallische Naturwissenschaftliche Gesellschaft

Band: 19 (1877-1878)

Artikel: Ueber die Bestimmung der Entfernung der Sonne von der Erde

Autor: Güntensperger, A.

DOI: https://doi.org/10.5169/seals-834679

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 24.08.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

VI.

Ueber die Bestimmung der Entfernung der Sonne von der Erde.

Von

Prof. A. Güntensperger.

(Mit 2 Tafeln.)

Jeder sichtbare Gegenstand erscheint unserm Auge unter einem bestimmten Winkel, Sehwinkel genannt. Aus der Grösse dieses Winkels kann, wenn sonst Weiteres nicht bekannt, durchaus noch nicht auf die Entfernung und Grösse des Gegenstandes selbst geschlossen werden. Bei demselben Sehwinkel erscheinen uns verschieden grosse Gegenstände (Fig. 1, Bl. I) ganz gleich gross, ja es kann vorkommen, dass das kleinere Object (Fig. 2, Bl. I) unter einem grösseren Sehwinkel erscheint als das grössere Object, z. B. bei einer totalen Sonnenfinsterniss verdeckt der Mond vor unsern Augen die im Durchmesser 400 Mal grössere Sonne. Aus dem Sehwinkel kann weder auf die wahre Grösse des Durchmessers des Objects, noch auf dessen Entfernung von uns, ausgedrückt in einer uns bekannten Längeneinheit, sondern bloss auf das Verhältniss dieser beiden Grössen geschlossen werden. Z. B. der Sonnenhalbmesser erscheint uns unter einem Winkel von 15′, daher ist (Fig. 3, Bl. I) $\frac{d}{e} = \frac{2r}{e} = 2 \sin \alpha = 2 \sin 15' =$ $0{,}0087266\ldots =$ annähernd $\frac{1}{115}$. Wäre nun die Sonne 115000

Meilen von uns entfernt, so müsste ihr Durchmesser 1000 Meilen sein, wäre aber die Entfernung der Sonne $3 \cdot 115000$ Meilen, so wäre ihr Durchmesser nicht 1000, sondern 3000 Meilen u. s. w. So lange wir also nicht ganz bestimmt die Entfernung der Sonne von der Erde kennen, und zwar ausgedrückt in einer auf der Erde vorkommenden Einheit, so lange wissen wir auch nichts Bestimmtes über die wahre Grösse der Sonne, und ganz gleich verhält sich die Sache bei den übrigen Himmelskörpern.

Wenn ein und derselbe sich in seiner absoluten Grösse gleich bleibende Körper uns zu verschiedenen Zeiten unter verschieden grossen Winkeln (Fig. 4, Bl. I) erscheint (natürlich abgesehen von der Refraction), so können wir daraus auf das Verhältniss der verschiedenen Distanzen schliessen.

Es ist nämlich (Fig. 5, Bl. I)

$$\frac{d}{e_1} = 2 \cdot \frac{r}{e_1} = 2 \sin \alpha_1, \frac{d}{e_2} = 2 \cdot \frac{r}{e_2} = 2 \cdot \sin \alpha_2$$

und es verhält sich

$$\frac{d}{e_1} : \frac{d}{e_2} = 2 \cdot \sin \alpha_1 : 2 \sin \alpha_2 \text{ oder } e_1 : e_2 = \sin \alpha_2 : \sin \alpha_1$$

d. h. die Distanzen eines und desselben Körpers verhalten sich zu einander umgekehrt wie die Sinuszahlen der halben Sehwinkel. Z. B. der Mond erscheint einmal unter einem Winkel von 29′ und ein andermal unter einem solchen von 31′, und es ist daher das Verhältniss der bezüglichen Entfernungen $e_1 : e_2 = \sin 15' 30'' : \sin 14' 30'' = 0{,}_{0045088} : 0{,}_{0042178} = 1 : 0{,}_{9355}$; demnach ist der Mond im zweiten Falle nur $93{,}_{55}$ % der ersteren Distanz von uns entfernt.

Das zweite Kepler'sche Gesetz heisst: „Jeder Planet bewegt sich um die Sonne so, dass der von ihm nach der Sonne gezogene radius vector in gleichen Zeiten gleiche Flächenräume beschreibt," welches Gesetz Kepler durch

Vergleichung der Geschwindigkeiten eines Planeten an verschiedenen Orten seiner Bahn fand. Sind nun (Fig. 6, Bl. I) AB und CD zwei Bahnstücke, welche der Planet in gleichen Zeiten zurücklegt, so ist der Flächeninhalt des Sectors ASB gleich dem Flächeninhalt des Sectors CSD; bezeichnet man die radien vectoren AS und CS mit r_1 und r_2, und die Winkel ASB und CSB mit w_1 und w_2, so sind die Inhalte der Sectoren, wenn sie sich auf kleine Zeiten beziehen, $\frac{r_1 \cdot w_1 \cdot r_1}{2}$ und $\frac{r_2 \cdot w_2 \cdot r_2}{2}$ und es verhält sich daher $r_1^2 : r_2^2 = w_2 : w_1$, woraus $r_2 = r_1 \sqrt{\frac{w_1}{w_2}}$. Z. B. am 1. Januar beträgt die Bewegung der Erde in 24 Stunden 3669″, dagegen am 1. Juli nur 3431″, daher $r_2 = r_1 \sqrt{\frac{3669}{3431}} = r_1 \cdot 1{,}_{0342}$; d. h. am 1. Juli ist die Erde $1{,}_{0342}$ mal so weit von der Sonne entfernt wie am 1. Januar.

Auch das dritte Kepler'sche Gesetz über die Planeten, nämlich „die Quadrate der Umlaufszeiten der Planeten um die Sonne verhalten sich zu einander wie die dritten Potenzen ihrer mittleren Entfernungen von derselben," führt wieder nur zu relativen Entfernungen. Z. B. die Umlaufszeit der Erde um die Sonne beträgt $365{,}_{25636}$ Tage und diejenige des Jupiters $4332{,}_{5848}$ Tage, und wenn man die mittleren Entfernungen der Erde und des Jupiters von der Sonne mit e_r und e_j bezeichnet, so verhält sich

$$365{,}_{25636}^2 : 4332{,}_{5848}^2 = e_r^3 : e_j^3, \text{ woraus}$$

$$e_j = e_r \cdot \sqrt[3]{\left(\frac{4332{,}_{5848}}{365{,}_{25636}}\right)^2} = e_r \cdot 5{,}_{202798}$$

d h. die mittlere Entfernung des Jupiters von der Sonne ist $5{,}_2$ mal so gross als diejenige der Erde.

Alle diese Methoden geben nur relative Distanzen der

Himmelskörper und mit diesen allein könnten wir uns nie ein Urtheil über die wirkliche Grösse und Entfernung der Himmelskörper in Vergleich zu irdischen Dimensionen bilden. Um also über die wirkliche Grösse und Entfernung der Körper ausserhalb der Erde Gewissheit zu erlangen, ist es absolut nothwendig, dass eine Dimension unseres Planetensystems und zwar am einfachsten die Entfernung der Erde von der Sonne, in einer uns auf der Erde bekannten Längeneinheit ausgedrückt, auf irgend eine Weise bestimmt werde.

Um dazu zu gelangen, muss nun statt des Sehwinkels, unter dem ein Himmelskörper von der Erde aus erscheint, umgekehrt der Sehwinkel, unter dem die Erde oder eine gewisse Dimension derselben vom Himmelskörper aus erscheint, in Betracht gezogen werden. Der Sehwinkel, unter dem der Erdradius des Aequators von einem Himmelskörper aus gesehen erscheint und wobei ein Schenkel des Winkels zum Erdradius senkrecht steht, wird die Horizontal-Aequatoral-Parallaxe oder kurz die Parallaxe des Himmelskörpers genannt. Unter Sonnenparallaxe versteht man also nicht den Winkel, unter welchem der Sonnenradius von der Erde aus, sondern umgekehrt der Erdenradius von der Sonne aus gesehen wird. Auf gleiche Weise sind die Mondparallaxe, die Parallaxen der Venus, des Mars etc. aufzufassen.

Die Hauptdimensionen der Erde sind während der letzten hundert Jahre durch die vielen Gradmessungen und Landestriangulationen mit verhältnissmässig grosser Genauigkeit bestimmt worden, und Messungen, welche jetzt noch gemacht werden, wie z. B. die sogenannte mitteleuropäische Gradmessung von Schweden durch Deutschland, die Schweiz und Italien haben den Zweck, einestheils die verschiedenen Landestriangulationen mit einander in Verbindung zu setzen, anderntheils die jedenfalls nicht be-

deutenden Abweichungen des Erdkörpers von einem Rotationsellipsoid genauer kennen zu lernen. Nach Bessel's Berechnungen, unter Zugrundelegung einer ganzen Reihe von Gradmessungen, beträgt die Länge des Aequatorradius $3272{,}_{077}$ Kilometer = $859{,}_{437}$ geographische Meilen. Kommt man nun auf irgend eine Weise zur Kenntniss der Sonnenparallaxe p, so lässt sich alsdann durch eine sehr einfache Rechnung die Entfernung der Sonne von der Erde, ausgedrückt in Kilometern oder geographischen Meilen, finden, es ist nämlich (Fig. 7, Bl. I) $\sin p = \frac{r}{e}$, woraus $e = \frac{r}{\sin p}$.

Wäre nun z. B. $p = 10''$, so wäre $e = \frac{r}{\sin 10''} = 859{,}_{437} \cdot 20626{,}_{4808} = 17727151$ geographische Meilen.

Eine der wichtigsten Aufgaben der praktischen Astronomie besteht nun offenbar darin, mit möglichst grosser Genauigkeit die Grösse der Sonnenparallaxe zu ermitteln. Dieselbe muss aber jedenfalls durch geeignete Beobachtungen auf der Erde selbst ermittelt werden; denn auf die Sonne selbst können wir uns nicht begeben, um die Parallaxe zu messen, noch können wir von dort aus eine Mittheilung über die unmittelbare Grösse derselben erwarten.

Man kann nun die Methoden, welche in der Astronomie dazu dienen, die Sonnenparallaxe zu bestimmen, in drei Gruppen theilen:

1) Die rein geometrischen Methoden, die sich auf die Verschiebungen, welche die der Erde am nächsten stehenden Planeten, von verschiedenen Punkten der Erde aus gesehen, erleiden, stützen.

2) Die physikalischen Methoden, basirt auf die Beobachtung eines optischen Phänomens; sie umfassen die Beobachtung der Jupitersmonde und die Aberration der Fix-

sterne in Verbindung mit dem Werthe der Geschwindigkeit des Lichtes, welche jetzt auf der Erde ohne Intervention anderer astronomischer Erscheinungen abgeleitet wird.

3) Die analytischen Methoden, welche sich auf die Vergleichung der astronomischen Beobachtungen mit den theoretischen Gesetzen stützen, die auf das Princip der allgemeinen Gravitation gegründet sind.

Von diesen drei Gruppen soll hier nur auf die erste näher eingetreten werden.

Die ersten auf Messung beruhenden Angaben über Entfernung und Grösse von Gestirnen rühren von *Aristarch* und *Hipparch* her. Aristarch von Samos (264 v. Chr.) fand beim ersten Viertel des Mondes, wo also die Mondscheibe zur Hälfte beleuchtet ist und das Dreieck Erde, Mond, Sonne (Fig. 8, Bl. I) beim Mond einen rechten Winkel hat, dass in dem oben genannten Dreieck der Winkel an der Erde 87^0, also derjenige an der Sonne 3^0 betrage, und daraus leitete er ohne Kenntniss der Trigonometrie mittelst einer verwickelten geometrischen Construction ab, dass die Sonne 18—20 Mal weiter von der Erde abstehe als der Mond, und dass, weil uns diese zwei Körper nahezu gleich erscheinen, das Volumen der Sonne 18^3—20^3 oder 5832 — 8000 Mal grösser sei als dasjenige des Mondes. Obschon dieses von Aristarch gefundene Resultat sehr fehlerhaft ist, so ist das Ganze doch desshalb interessant, weil es zeigt, wie schon vor 2000 Jahren ein Versuch gemacht wurde, über aussertellurische Distanzen zu einer annähernden Kenntniss zu gelangen.

Hipparch von Nicäa in Bithynien (160—125 v. Chr.), der grösste griechische Astronom, fand, dass der Mond täglich im Mittel 750′ unter den Sternen durch nach Osten

geht, dass er also während einer totalen Mondsfinsterniss, die im Mittel $2^1/_2$ Stunden dauert, um den Kernschatten der Erde zu durchlaufen, sich um 78′ vorwärts bewegt; damit folgt aber, wie man aus Figur 9, Bl. I ersieht, dass Sonnenparallaxe p_s + Mondparallaxe p_m = Sonnenradius 15′ + Schattenradius 39′ = 54′, und da nach Aristarch die Sonne 18 mal weiter entfernt ist als der Mond und daher auch nahezu die Mondparallaxe 18 mal grösser ist als die Sonnenparallaxe, so folgt weiter 19 p_s = 54′ und p_s = 2,8′, wofür Hipparch 3′ nahm. Hiemit fand er auf leichte Weise als Distanz des Mondes von der Erde 59 Erdhalbmesser und als Entfernung der Sonne von der Erde 1200 Erdhalbmesser, als Mondradius $^1/_3$ Erdhalbmesser und als Sonnenradius $5^1/_2$ Erdhalbmesser. Obschon diese von Hipparch gefundene Parallaxe noch 20 Mal zu gross ist, so war sie doch nach einer mathematischen Methode bestimmt worden und wäre bedeutend genauer ausgefallen, hätte er nicht das von Aristarch gefundene fehlerhafte Distanzenverhältniss von Sonne und Mond in Bezug auf die Erde zu 18 : 1 genommen, sondern dasselbe genauer selbst zu bestimmen gesucht.

Gottfried Wendelin aus Belgien (1580—1660), zuerst Corrector, dann Advocat und schliesslich Geistlicher, fand auf der Insel Majorka mit Hülfe des Fernrohrs nach der mathematisch richtigen aber in der Ausführung mit Schwierigkeiten verbundenen Methode von Aristarch für den Winkelabstand von Sonne und Mond beim ersten Viertel (Fig 8, Bl. I) 89° 45′ anstatt wie Aristarch 87°, und damit ist nun die Sonne nicht 18—20, sondern 229 mal weiter von der Erde entfernt als der Mond.

Setzt man diesen Werth in die von Hipparch gegebene Gleichung, so findet sich die Sonnenparallaxe zu 14″ statt

wie bei Hippach zu 180″ und ist nur noch etwa um $^1/_3$ zu gross. Nach dieser Parallaxe ist die Sonnendistanz 14733 Erdhalbmesser und der Radius der Sonne $64^1/_2$ Erdhalbmesser.

Bemerkenswerth ist es, dass von Hipparch, 125 v. Chr., bis in's 17. Jahrhundert mit Sicherheit kein einziger Beobachter bekannt ist, der es versucht hätte, nach den Methoden von Aristarch und Hipparch die Distanzen von Sonne und Mond zu bestimmen, geschweige nach neuen Methoden zu forschen, welche noch zu genauern Resultaten geführt hätten. Erst bei der gewaltigen Entwicklung der Astronomie durch Kopernikus, Kepler und Galiläi wurde der Parallaxenbestimmung erneute Aufmerksamkeit geschenkt und endlich nach der oben genannten Bestimmung von Wendelin herausgefunden, dass jedenfalls die Sonnenparallaxe ein sehr kleiner Winkel sei und daher Beobachtungen, die nur von einem Standpunkt aus gemacht werden, zur genauen Bestimmung derselben ungenügend seien.

Sind nun (Fig. 10, Bl. I) A und B zwei Standpunkte auf der Erde, C das Erdcentrum und S ein Gestirn und man kennt die Lage der Orte A und B gegeneinander, also den Winkel φ, so lassen sich aus dem Viereck ACBS, wenn in A und B noch die zwei Winkel z_1 und z_2 gemessen werden, durch trigonometrische Berechnung die Winkel p_1 und p_2, die Diagonale e und damit endlich die Parallaxe p des Gestirnes S bestimmen. Diese Methode ist mathematisch vollkommen richtig und hat sich in Bezug auf den Mond auch vollkommen bewährt, lässt aber in der directen Anwendung auf die Sonne sehr viel zu wünschen übrig, wie sogleich näher auseinandergesetzt werden soll. Schon durch die Beobachtungen von Wendelin war man zur Gewissheit gelangt, dass der Winkel p nicht einmal eine Viertels-

minute betrage, also noch kleiner sei als der Winkel, unter welchem ein nur $^1/_2$ Meter dicker Kirchthurmknopf in einer Entfernung von 7 Kilometer oder nahe $1^1/_2$ Stunden erscheint. Bei einer solchen Kleinheit der Parallaxe hat aber ein Fehler von einer Secunde schon einen bedeutenden Einfluss auf die Distanz der Sonne, wie nachfolgende Tabelle zeigt.

Parallaxe.	Entfernung der Sonne von der Erde.			
	Erdhalbmesser.	Kilometer.	geogr. Meilen.	Differenz.
15″	13753	87695540	11818100	
				845615
14″	14733	93970547	12663715	
				972560
13″	15867	101187200	13636275	
				1136359
12″	17189	109619430	14772634	
				1342966
11″	18751	119584800	16115600	
				1611557
10″	20626	131543300	17727157	
				1969684
9″	22918	146159240	19696841	
				2462100
8″	25783	164429120	22158941	
				3165569
7″	29466	187919000	25324510	
				4220824
6″	34377	219239000	29545334	
				5908907
5″	41253	263086600	35454241	

Die genaue Messung eines Winkels ist unabhängig von dessen absoluter Grösse, d. h. ein Winkel von 9″ oder von 20° kann mit derselben Genauigkeit gemessen werden, aber der gleiche Fehler, den man in diesem Falle bei der Messung eines grössern Winkels macht, ist von ungleich geringerem Einfluss als bei einem kleinern Winkel. Wäre die Parallaxe der Sonne 9″, so würde einer Unsicherheit von 1″ in der Winkelmessung eine Unsicherheit von 2 Millionen geographischen Meilen in der Distanz der Sonne von der Erde, oder also eine Strecke, die 40mal grösser

ist als die Distanz des Mondes von der Erde, entsprechen. Wäre aber die Sonnenparallaxe 9′ statt 9″, so würde einer Unsicherheit von 1″ nur eine solche von 600 geographischen Meilen in der Distanz entsprechen. Bei gleicher Unsicherheit in der Winkelmessung ist demnach die Unsicherheit in der Distanz im ersten Falle über 3000 mal grösser als im zweiten Falle. Die directe Messung eines Winkels bis auf eine oder sogar bis auf $^1/_{10}$ Secunde Genauigkeit bei einem Object, das sich uns als eine so grosse Scheibe wie die Sonne darstellt, ist wegen der Unsicherheit des Anvisirens auch mit den jetzigen, mit grosser Präcision ausgeführten Instrumenten total unmöglich. Dies längst einsehend, stand man auch bei der Messung aus zwei Standpunkten von der direkten Bestimmung der Sonnenparallaxe aus dem oben genannten Viereck ab und kam auf die Idee, durch Messung nach der gleichen Methode die Parallaxe eines uns naheliegenden und jedenfalls mit grösserer Schärfe anzuvisirenden Planeten zu bestimmen und nachher unter Anwendung des 3. Kepler'schen Gesetzes die Sonnenparallaxe durch Rechnung zu finden. Ein solches Gestirn, welches der Erde zur Zeit seiner Opposition bis auf $^2/_5$ der Sonnendistanz nahe kommt, ist der Planet Mars. Im Jahre 1672 bestimmten die Franzosen Richer und Cassini zu gleicher Zeit, der Eine in Cayenne, der Andere in Paris, durch Messung der Lage des Mars gegen benachbarte Fixsterne die Winkel z_1 und z_2 des Vierecks in Fig. 10, Bl. I (wo S nun aber nicht die Sonne, sondern den Mars bedeutet), sowie durch Bestimmung der Ortsverschiedenheit Paris-Cayenne den Winkel φ und fanden alsdann aus dem Viereck ACBS und mit Berücksichtigung der Reduction auf den Aequator als Parallaxe des Mars $25^1/_3$″, und damit als Distanz des Mars von der Erde in dieser Lage 8142 Erd-

halbmesser = 51925070 Kilometer = 6997570 geographische Meilen. Mit Hülfe des 3. Kepler'schen Gesetzes erhält man nun, nachdem noch die Reductionen auf die mittlere Entfernung ausgeführt, als Sonnenparallaxe $9{,}_5''$. Der grosse Vortheil, auf diese Weise die Sonnenparallaxe zu finden, ist neben dem genauern Anvisiren noch der, dass ein Fehler in der Marsparallaxe einen dreimal kleineren Fehler in der Sonnenparallaxe verursacht. In einer besonders günstigen Stellung befindet sich Mars in seiner Opposition, wenn er zugleich in Sonnennähe, weil alsdann die Erde nahezu in Sonnenferne ist (Fig. 11, Bl. I) und die Entfernung des Mars von der Erde noch $^1/_{25}$ weniger beträgt als bei einer mittleren Lage der Opposition. Eine solche günstige Stellung tritt alle 15 Jahre ein und ist schon zu wiederholten Malen und so auch anno 1862 benutzt worden, um nach der obigen Methode die Parallaxe zu bestimmen. Aus correspondirenden Beobachtungen auf den Sternwarten in Pulkowa bei Petersburg, in Greenwich, in Williamstown (Australien) und am Cap (Afrika) wurde für die Sonnenparallaxe P.,C. $8{,}_{964}''$, G.,C. $8{,}_{918}''$ und G.,W. $8{,}_{930}''$, also nur in den hundertstels Secunden von einander abweichende Resultate gefunden.

Obschon die zwischen Mars und Jupiter befindlichen zahlreichen kleinen Planeten bedeutend weiter von der Erde entfernt sind als der Mars, also ihre Parallaxe auch entsprechend kleiner ist als beim Mars und folglich eine Ungenauigkeit in derselben auf die Sonnenparallaxe einen grössern Einfluss hat als beim Mars, so eignen sich dieselben in einer andern Beziehung doch besser hiezu als der Mars, weil sie nämlich mit den grössten Fernröhren gesehen immer noch als äusserst feine Lichtpunkte ohne irgend welchen messbaren Durchmesser erscheinen und

in Folge dessen noch viel schärfer anvisirt werden können als der Mars, der sich doch immer noch als eine kleine Scheibe zeigt. Besonders günstig zur Beobachtung hiefür stellte sich im Herbst 1873 die Flora, der uns nächste aller Planetoiden, indem dieselbe in ihrer Opposition und zugleich Perihelium (Fig. 11, Bl. I) weniger weit ($0,_{87}$) von der Erde entfernt ist als die Sonne. Auf die Aufforderung von Galle in Breslau hin wurden Beobachtungen der Lage der Flora gegen benachbarte Fixsterne in Dublin, Lund, Upsala, Washington, Clinton, Leipzig, Bothkamp, Moskau, Parsontown, Cap, Melbourne und Cordova angestellt und aus diesen Beobachtungen leitete alsdann Galle mittelst vielmaliger Anwendung des Vierecks ACBS (Fig. 10, Bl. I) (wo S aber jetzt weder Sonne noch Mars, sondern Flora bedeutet) zuerst die Parallaxe der Flora und dann mit Hülfe des 3. Kepler'schen Gesetzes diejenige der Sonne ab und fand hiefür $8,_{873}''$ mit einem wahrscheinlichen Fehler von $+0,_{04}''$.

Noch geeigneter zur mittelbaren Bestimmung der Sonnenparallaxe als alle äussern Planeten ist einer von den beiden innern Planeten, die Venus, weil sie zu gewissen Zeiten nur $^2/_3$ so weit von der Erde entfernt ist als der Mars in seiner grössten Annäherung. Die Venus beschreibt um die Sonne eine beinahe kreisförmige Bahn, die ganz innerhalb der Erdbahn liegt und ein Theil von der Erde und drei Theile von der Sonne absteht. Zu gewissen Zeiten des Umlaufes der Venus und der Erde in ihren Bahnen um die Sonne trifft es sich, dass sie die in Fig. 11, Bl. I angegebenen Lagen einnehmen, welche man Conjunctionen nennt und zwar die eine die innere oder untere und die andere die äussere oder obere Conjunction der Venus mit der Sonne.

Von den beiden Conjunctionen ist die obere für uns

ohne Interesse, weil die Venus alsdann von der Erde aus nie gesehen werden kann, da in diesem Falle die Sonne uns die Venus geradezu verdeckt, oder wenn die Venus auch bei der Schiefe ihrer Bahn über oder unter der Sonne steht, diese eine so starke Lichtzerstreuung in unserer Atmosphäre hervorbringt, dass wir die Venus, ausser etwa bei einer zu gleicher Zeit stattfindenden totalen Sonnenfinsterniss, nicht wahrnehmen können. Bei der untern Conjunction kehrt die Venus ihre dunkle Seite der Erde zu und könnte daher ebenfalls nicht wahrgenommen werden, wenn nicht zeitweise ein besonderer Umstand hinzutreten würde. Die Ebene der Venusbahn ist gegen die Erdbahnebene oder sogenannte Ekliptik um 3°23′35″ geneigt; die Durchschnittslinie beider Bahnebenen heisst die Knotenlinie und geht durch den Mittelpunkt der Sonne. Die Durchschnittspunkte der Venusbahn mit der Erdbahnebene sind die Knoten und zwar heisst der eine der aufsteigende (☊) und der andere der absteigende (☋) Knoten. Bei dem einen bewegt sich die Venus von der südlichen Seite der Ekliptik auf die nördliche und in dem andern umgekehrt von der nördlichen auf die südliche Seite hinüber (Fig. 12, Bl. I). Befindet sich nun zur Zeit der untern Conjunction die Venus in oder ganz nahe einem ihrer Knoten, so projicirt sie sich von der Erde aus gerade auf die Sonne und kann alsdann auf der Erde als ein sich über die Sonne hinbewegender, kleiner schwarzer Fleck wahrgenommen werden und diese Erscheinung wird ein *Venusdurchgang* genannt. Findet die untere Conjunction statt, wenn die Venus sich an irgend einem andern Punkte ihrer Bahn befindet, so gehen die von der Erde aus nach der Venus gezogenen Projectionslinien in ihrer Verlängerung über oder unter der Sonne durch, und wir können die dunkle

Venus, weil sie sich nicht auf einen hellen Hintergrund projicirt, nicht wahrnehmen. Dass die Venus bei einer untern Conjunction in oder wenigstens nahe einem ihrer Knoten steht, ist nun aber ein ziemlich seltenes Phänomen, wie sich aus Nachfolgendem ergibt. Die synodische Umlaufszeit der Venus, d. i. die Zeit von einer untern Conjunction bis zur nächsten, beträgt im Mittel $583,_{920}$ Tage; fünf solche Umläufe geben $2919,_{6}$ Tage. Acht siderische, d. i. vollständige Umläufe der Erde in ihrer Bahn geben $2922,_{05}$ Tage, also $2,_{45}$ Tage mehr. Wenn demnach eine untere Conjunction genau in einem Knotenpunkte stattgefunden hat, so wird die fünftfolgende untere Conjunction $2^1/_2$ Tage früher stattfinden als die Venus durch denselben Knoten geht und wird sich nur desswegen noch auf die Sonnenscheibe projiciren, weil die Venus sehr nahe an der Erdbahnebene steht und die Sonne sich als eine verhältnissmässig sehr grosse Scheibe darstellt. Wieder in acht Jahren ist bei der untern Conjunction die Venus zu weit von ihrem Knoten entfernt, als dass sie sich noch von der Erde aus gesehen auf die Sonne projiciren könnte. Haben in acht Jahren zwei Durchgänge beim aufsteigenden Knoten stattgefunden, so findet erst in $121^1/_2$ Jahren und zwar beim absteigenden Knoten wieder einer und in acht Jahren darauf noch einer statt, dann aber erfolgt der nächste Durchgang und zwar beim aufsteigenden Knoten erst wieder in $105^1/_2$ Jahren. Ein vollständiger Cyclus von vier Durchgängen, zwei am aufsteigenden und zwei am absteigenden Knoten, umfasst also einen Zeitraum von 243 Jahren. Ein Venusdurchgang ist sonach gewiss als ein äusserst seltenes Phänomen anzusehen und daher schon desshalb, ohne Rücksicht auf seine Verwendung zur Bestimmung der Sonnenparallaxe, der besondern Beachtung werth, weil durch diese Erscheinung

auch dem grossen Publikum die Sicherheit der Jahrhunderte vorausgemachten Berechnungen über die Bewegung der Körper unseres Sonnensystems auf's Eclatanteste bewiesen wird. Im radius vector des aufsteigenden Knotens der Venusbahn befindet sich die Erde im December und in demjenigen des absteigenden Knotens im Juni; es finden daher abwechselnd zwei Durchgänge (8 Jahre von einander) im December und die zwei folgenden im Juni statt. Kepler ist der erste, welcher auf diese Durchgänge aufmerksam machte. Es finden solche statt:

1631.	December	6.	beim	aufsteigenden	Knoten,
1639.	„	4.	„	„	„
1761.	Juni	6.	„	absteigenden	„
1769.	„	3.	„	„	„
1874.	December	9.	„	aufsteigenden	„
1882.	„	6.	„	„	„
2004.	Juni	8.	„	absteigenden	„
2012.	„	6.	„	„	„
2117.	December	11.	„	aufsteigenden	„
2125.	„	8.	„	„	„

Von den zwei in unsere Lebenszeit fallenden Durchgängen konnte man bei dem ersten im westlichen Europa nichts sehen, weil es zur Zeit des Durchganges Nacht war, und vom andern werden wir in St. Gallen bei günstiger Witterung den Eintritt der Venus in die Sonnenscheibe um $2^1/_2$ Uhr Nachmittags, nicht aber den Austritt (8 U. 38 M.) wahrnehmen können.

Der erste bekannte Beobachter eines Venusdurchganges ist Jeremiah Horrox, Pfarrer in Hoole bei Preston in England. Er hatte denselben auf den 24. November alten Stiles, oder 4. Dezember 1639 vorausberechnet, aber um seiner Sache gewiss zu sein, beobachtete er schon fleissig

am 23. November, und konnte am folgenden Tage als an einem Sonntage, seine kirchlichen Functionen nicht schnell genug verrichten, um wieder seine Beobachtungen fortzusetzen. Er liess das durch sein Fernrohr erhaltene Sonnenbild auf ein Blatt Papier fallen und sah alsdann die Venus Mittags als einen kleinen schwarzen Fleck sich über die Sonnenscheibe hinbewegen.

Die Wichtigkeit der Venusdurchgänge zur Ermittlung der Sonnenparallaxe wurde aber erst von Halley (1677) deutlich erkannt, und er machte die Astronomen darauf aufmerksam, die im folgenden Jahrhundert stattfindenden Durchgänge genau zu beobachten und alsdann die Sonnenparallaxe daraus abzuleiten.

Venus und Erde bewegen sich in gleicher Richtung um die Sonne; erstere geht in einer Stunde im Mittel $240,_{325}''$ und letztere im Mittel $147,_{847}''$, vom Mittelpunkt der Sonne aus gesehen, vorwärts. Von der Erde aus gesehen ist die Erscheinung dieselbe, ob wir die Bewegungen der Erde und Venus nehmen wie sie sind, oder ob wir die Erde stillstehend und die Venus mit der Differenz der beiden Geschwindigkeiten, also um $92,_{478}''$, bezogen auf den Sonnenmittelpunkt, oder um $241,_{81}''$, bezogen auf den Erdmittelpunkt, vorwärtsschreiten lassen. Letztere Annahme ist aber für die Betrachtuug des Nachfolgenden bedeutend einfacher.

Da der Sonnendurchmesser im Mittel $1923,_{6}''$ beträgt, so wird also, vom Centrum der Erde aus gesehen, die Venus zum Durchgang über die Sonnenscheibe und zwar in einem Durchmesser derselben ($1923,_{6} : 241,_{8} = 7,_{96}$) 8 Stunden brauchen. An der Oberfläche der Erde ist, je nach der Lage des Beobachtungsortes, die Durchgangszeit etwas grösser oder kleiner; jedenfalls ist uns aber eine

Erscheinung dargeboten, bei welcher in einer Zeitminute nur eine relative Lagenänderung der Venus gegen die Erde, bezogen auf das Sonnencentrum, von $\frac{92,5}{60} = 1^1/_2''$ erfolgt; es ist demnach der Fehler 40 mal kleiner als derjenige der Zeit, und da man die Zeit bis auf eine Secunde genau zu bestimmen vermag, so kann das Fortschreiten der Venus während des Durchganges bis auf $^1/_{40}''$ genau bestimmt werden.

Da die Venusdurchgänge nur im December oder Juni stattfinden, so hat zu diesen Zeiten die Erdaxe (Bl. I, Fig. 13) eine solche Lage, dass der eine Pol nur Tag und der andere nur Nacht hat, also die Beobachtung des Durchganges an Orten gemacht werden kann, die mehr um den einen als um den andern Pol herumliegen. Die Durchgänge von 1874 und 1882 fallen in den December und sind desshalb auf der südlichen Hemisphäre besser wahrzunehmen als auf der nördlichen.

Wäre ein Beobachter im Centrum C der Erde (Bl. I, Fig. 14), so würde für ihn die Venus in die Sonnenscheibe eintreten, wenn sie in a, und austreten, wenn sie in b ist, und die Zeit hiefür beträgt etwa 8 Stunden. Für einen Beobachter in A, der durch Erdrotation nach A' kommt, beginnt der Eintritt der Venus in die Sonnenscheibe, wenn die Venus in c, und findet der Austritt schon statt, wenn sie in d angelangt ist; er sieht demnach die Venus nur vor der Sonnenscheibe, während sie den Bogen c d beschreibt, also etwa $4^1/_2$ Stunden lang. Für einen Beobachter in B dagegen, der durch Erdrotation hinten um den Pol herum nach B' kommt, beginnt der Eintritt der Venus in die Sonnenscheibe schon, wenn sie in e, und findet der Austritt erst statt, wenn sie in f angekommen; diesem Beobachter liegen also die Zeitpunkte des Ein- und Aus-

tritts der Venus um $11^3/_4$ Stunden auseinander. Hieraus geht aber hervor, dass auf der Erdoberfläche für die einen Beobachter der Durchgang der Venus vor der Sonnenscheibe verkürzt und für die andern verlängert wird, als wenn man am Mittelpunkt der Erde beobachten könnte.

Da man nun weiss, dass die Venus von der Sonne aus gesehen um 92,5″ per Stunde relativ zur Erde vorwärts schreitet, so lassen sich aus den Differenzen der Eintritts- und ebenso der Austrittszeiten der beiden Orte die Bogen e c und d f oder also die Winkel AgB und A'hB', unter welchen die Strecken AB und A'B' von der Sonne aus erscheinen, und damit dann auch die Parallaxe der Erde selbst berechnen. In Fig. 14 ist die Erde gegen die Sonne sehr vielmal zu gross gezeichnet, und sollten die Körper im Verhältniss zum Sonnendurchmesser auch sehr vielmal weiter auseinander gerückt werden, wodurch an den verschiedenen Orten der Erdoberfläche der Eintritt und der Austritt nicht wie in unserer Figur etwa um 2 Stunden, sondern nicht einmal um 10 Minuten gegen die Zeiten, welche für den Mittelpunkt der Erde gelten, verspätet oder verfrüht werden. In Wirklichkeit fällt auch die Mitte der Durchgangszeit nie genau mit der Zeit des Knotendurchganges zusammen, wodurch vom Mittelpunkte der Erde aus gesehen die Venus nicht in einem Durchmesser, sondern in einer kürzern Sehne über die Sonne läuft. Jeder Beobachter an der Erdoberfläche sieht die Venus in einer andern Sehne durch die Sonnenscheibe laufen, je nachdem sich sein Beobachtungsort mehr oder weniger über oder unter der Ebene, welche man sich durch den Mittelpunkt der Erde und die relative Venusbahn gelegt denkt, liegt. Dieses alles bewirkt, dass die Berechnung der Sonnenparallaxe aus den an verschiedenen Orten der Erdoberfläche

gemachten Beobachtungen der Zeiten des Ein- und Austritts der Venus sich in mathematischer Beziehung verwickelter macht, als es nach der gemachten Auseinandersetzung des Princips den Anschein hat.

Eine andere Methode, bei welcher man ebenfalls den Venusdurchgang zur Bestimmung der Sonnenparallaxe benutzt, stützt sich gerade auf die bei der ersten Methode unliebsame Eigenschaft, dass von jedem andern Beobachtungsort aus die Venus eine andere Sehne durch die Sonnenscheibe beschreibt und man die Beobachtungsorte auf der Erde gerade so wählt, dass die von der Venus beschriebenen Sehnen möglichst weit auseinanderstehen. Sind nämlich A und B (Bl. II, Fig. 1) zwei Beobachtungsorte, V die Venus, EF die Sehne, in welcher man von A aus und GH diejenige, in welcher man von B aus die Venus über die Sonne laufen sieht, AB der Abstand der beiden Orte und CD derjenige der beiden Sehnen, die als parallel angenommen werden, so folgt aus den ähnlichen Dreiecken ABV und CDV

$\overline{AV} : \overline{CV} = \overline{AB} : \overline{CD}$ und damit $(\overline{AV} + \overline{CV}) : \overline{CV} = (\overline{AB} + \overline{CD}) : \overline{CD}$ oder

$\overline{AC} : \overline{CV} = (\overline{AB} + \overline{CD}) : \overline{CD}$ und hieraus

$$\overline{CD} = \frac{\overline{AB}}{\left(\frac{AC}{CV}\right) - 1}$$

Das Verhältniss $\frac{\overline{AC}}{\overline{CV}}$ ist nach dem dritten Kepler'schen Gesetz bekannt, und die Strecke $\overline{AB}$ lässt sich aus der Lage der beiden Beobachtungsorte, z. B. in Meilen, berechnen, und dann ergibt sich aus der vorigen Gleichung auch $\overline{CD}$ in gleichen Einheiten ausgedrückt. Ermittelt man nun von der Erde aus den Winkelabstand der beiden Sehnen

$\overline{EF}$ und $\overline{GH}$, so lässt sich, da der Winkeldurchmesser der Sonne bekannt ist, der Durchmesser der Sonne in Meilen und aus beiden letztern Daten die Entfernung der Erde von der Sonne und damit endlich die Parallaxe berechnen.

Der Abstand der beiden Sehnen im Gradmass kann nun aber weder von dem einen noch von dem andern Beobachter gemessen werden, weil der eine ja nicht den Ort der Sehne weiss, in welcher der andere die Venus sich bewegen sieht, und umgekehrt. Der Abstand der Sehnen kann aber leicht ermittelt werden, wenn jeder Beobachter den Abstand der Sehne, in welcher er die Venus laufen sieht, vom Sonnenmittelpunkt bestimmt. Der Abstand einer Sehne eines Kreises ist bedingt durch ihre Länge und die Länge ist proportional der Durchgangszeit der Venus, folglich hat nur jeder Beobachter die Zeiten des Ein- und Austrittes genau zu beobachten.

Beim Eintritt sowohl als beim Austritt hat man zwei Fälle zu unterscheiden, nämlich die Berührung der Venus mit dem Sonnenrande von aussen und diejenige von innen (Fig. 2, Bl. II). Die erstere Berührung konnte bei den Durchgängen des vorigen Jahrhunderts nicht in Betracht kommen, weil man kein Mittel besass, die Venus ausserhalb des Sonnenrandes wahrnehmbar zu machen. Jetzt ist die Wahrnehmung möglich, wenn man beobachtet, wie sich die Venus auf eine etwa gerade vorfindliche Protuberanz am Sonnenrand oder auf die Corona als ein kleiner schwarzer Fleck hin projicirt, was aber im letztern Falle die Beobachtung mit einem grossen Fernrohr voraussetzt. Wenn die Venus in den Sonnenrand eingeschnitten hat, aber noch nicht ganz innerhalb desselben steht, so beginnen sich langsam die hellen Ränder hinter derselben zu schliessen, und es sollte nun genau der Zeitpunkt wahrgenommen werden, bei welchem

der erste Lichtstrahl hinter der Venus erscheint; aber hier zeigte sich bei den Durchgängen des vorigen Jahrhunderts, dass der Venusrand mit dem Sonnenrand noch zusammenhing (Fig. 3, Bl. II), als schon die ganze Venus in der Sonne stand, und dass erst nachher der Zusammenhang oder der sogenannte schwarze Tropfen plötzlich entzwei riss. Die einen Beobachter nahmen nun die wirkliche Berührung schon vor dem Abreissen und die andern erst mit dem Abreissen an, und so kamen Zeitdifferenzen von 10 bis 15 Secunden zum Vorschein. Die gleiche Erscheinung zeigt sich vor dem Beginn des Austritts, indem scheinbar die Venus noch nicht am Sonnenrand und doch plötzlich der Lichtrand durch den sogenannten schwarzen Tropfen unterbrochen wird.

Diese Bildung des schwarzen Tropfens lässt sich wohl dadurch erklären, dass wegen des starken Lichtreizes auf die Netzhaut des Auges die Sonne grösser und die Venus kleiner gesehen werden als sie sind, ausgenommen an der Stelle, wo die Venus sich am Sonnenrande beim Eintritt ablöst und beim Austritt anlehnt. Um auf diese Erscheinung mehr vorbereitet zu sein, haben die Theilnehmer vieler Expeditionen des Durchganges von 1874 zuvor an künstlichen Durchgängen ihre Augen eingeübt, und, wie aus den Berichten hervorzugehen scheint, ist bei dem letzten Durchgang der schwarze Tropfen nicht mehr in so störender Weise aufgetreten wie im vorigen Jahrhundert. Ein anderer Umstand erschwerte aber dennoch die genaue Zeitbestimmung des Momentes der Berührung; es zeigten nämlich die starken Instrumente, welche bei der Beobachtung benutzt wurden, dass die Venus von einer Lichthülle umgeben ist, welche von der Brechung der Lichtstrahlen in der Venusatmosphäre und der dadurch erzeugten Dämme-

rung an den Rändern der uns zugekehrten Seite der Venus herrührt.

Die Lage der Sehne, welche die Venus über die Sonnenscheibe beschreibt, kann nun aber auch noch mit andern Hülfsmitteln gefunden werden, nämlich durch Messungen mit dem Heliometer und der Anwendung der Photographie. Das Heliometer ist ein Fernrohr, bei welchem das Objectivglas in zwei Hälften zerschnitten ist, welche sich mittelst einer Schraubenbewegung an einander verschieben lassen (Fig. 4, Bl. II). Jede Hälfte des Objectivs liefert natürlich von dem Gegenstand ein vollständiges Bild, durch Verschieben der beiden Objectivhälften verschieben sich auch die Bilder und können auf diese Weise zur Ränderberührung gebracht werden; aus der Grösse der Verschiebung, die durch die Schraubenbewegung gemessen wird, ergibt sich sodann sehr genau die Distanz der Ränder der Objecte. Sind mit dem Heliometer mehrere Abstände der Venus vom Sonnenrande gemessen worden, so ist die Sehne in ihrer Lage ebenso bestimmt wie durch die Contactpunkte. Das Heliometer hat seine Berühmtheit durch die äusserst sorgfältige Ausführung des Königsberger-Heliometers durch Frauenhofer und dessen äusserst umsichtigen Gebrauch durch Bessel, den feinsten Beobachter unseres Jahrhunderts, erlangt. Bei dem letzten Venusdurchgang wurde von deutschen Beobachtern das Hauptgewicht auf gute Heliometerbeobachtungen gelegt.

Die Photographie wurde beim letzten Durchgang von den meisten Expeditionen in Anwendung gebracht. Schon vor einigen Jahren hat man beobachtet, dass die Entfernung von Doppelsternen durch mikrometrische Abmessungen an Photographien derselben, die man durch Verbindung des photographischen Apparates mit einem Fernrohr erhalten,

genauer gefunden werden konnte als durch directe Messung mit dem Fadenmikrometer am Fernrohr. Fertigt man nun während des Venusdurchganges eine Reihe von Photographien der Sonne und der Venus an, so kann an denselben durch Abmessung die Lage der Sehne, in welcher sich die Venus bewegt, gegen den Mittelpunkt der Sonne festgestellt werden. Auch die Momente der Contacte können gefunden werden, wenn beim Eintritt und beim Austritt in kurzen Zwischenperioden und unter Beobachtung der Zeit Photographien aufgenommen werden, aus denen dann die genaue Zeit der Berührung der Venus mit dem Sonnenrande sich leicht herleiten lässt. Bei den Expeditionen derselben Nation wurden der Vorsicht halber die photographischen Apparate ganz gleich hergestellt und bei der Aufnahme statt des sonst üblichen nassen das trockene Verfahren in Anwendung gebracht.

Was nun die Beobachtung der Durchgänge selbst anbetrifft, so war hiefür das Interesse schon im vorigen Jahrhundert sehr gross. Zur Beobachtung des Durchganges vom 5. Juni 1761 wurden von gelehrten Körperschaften und Regierungen Astronomen in die entlegensten Gegenden der Erde gesandt. Es wurde an verschiedenen Orten Europas, vorzüglich im Norden, dann in Sibirien, China, Ostindien, Madagascar, Cap der guten Hoffnung und St. Helena beobachtet. Eine Reihe der gemachten Beobachtungen war aber so mangelhaft, dass aus denselben, als mittleren Werth der Parallaxe, Pingré $10^1/_2''$, Short $8^1/_2''$ herausrechnete und Thomas Hornsby $9^3/_4''$ als den wahrscheinlichsten Werth festhielt. Man war eigentlich nach dem Durchgang über die Grösse der Parallaxe fast noch unsicherer als vorher, liess sich aber durch das ungenügende Resultat nicht entmuthigen, auf den Durchgang vom 3. Juni

1769 noch grössere Vorbereitungen zu treffen. An 73 Stationen, namentlich im Norden von Amerika, Europa und Asien, in Ostindien und in Afrika wurden Beobachtungen angestellt und vielfach bessere Resultate erzielt. Vor einem halben Jahrhundert hat Enke alle Beobachtungen aus beiden Durchgängen nochmals in ihrer Gesammtheit der Rechnung unterworfen und diese äusserst mühsame und nur von einem astronomischen Rechner, wie Enke, zu bewältigende Arbeit in einem zweibändigen Werke (1827) veröffentlicht. Als mittleren Werth der Sonnenparallaxe fand er $8,_{57116}''$ und damit als mittlere Entfernung der Erde von der Sonne 20682329 geographische Meilen. Dieses Resultat wurde gegen 40 Jahre lang bis auf etwa $^1/_2$ % des Werthes als richtig angesehen, bis alsdann der astronomische Rechner Powalky die ganze Rechnung nochmals durchsah, dieselbe durch die inzwischen besser bestimmten Längen und Breiten vieler Beobachtungsorte verbesserte und als Werth der Parallaxe $8,_{83}''$ fand. Da aus andern Beobachtungen, wie Oppositionen des Mars und der Flora, sowie aus der Bewegung des Mondes etc., ähnliche Resultate erhalten wurden, so war ein um so grösseres Interesse vorhanden, den Durchgang von 1874 mit allen möglichen Vorsichtsmassregeln zu beobachten, und dasselbe wird auch beim Durchgang von 1882 der Fall sein, um die in neuerer Zeit auf verschiedenen Wegen erhaltenen Resultate zu bestätigen oder vielmehr ihren Fehler noch auf eine kleinere Grenze herunterzubringen.

Die Sichtbarkeit des Venusdurchganges von 1874 ist auf Bl. II verzeichnet; in dem Theile, in welchem die Schraffur doppelt, konnte der ganze Durchgang, in dem andern, einfach schraffirten, nur eine Partie wahrgenommen werden, weil an diesen Orten die Venus schon eingetreten,

bevor die Sonne aufgegangen, oder noch nicht ausgetreten, wenn die Sonne schon untergegangen war; in dem ausserhalb der schraffirten Fläche liegenden Theil der Erde konnte vom Durchgange nichts wahrgenommen werden.

Auf dem gleichen Blatt ist auch der Durchgang von 1882 bezüglich seiner Sichtbarkeit durch Curven und angedeutete Schraffur verzeichnet. Der Durchgang von 1874 war seinem ganzen Verlaufe nach nur in Ostasien, Australien, dem grössten Theile des indischen und dem südlichen Theile des grossen Oceans sichtbar; ganz Amerika, der grösste Theil von Europa und Westafrika konnten nichts wahrnehmen. Umgekehrt ist es mit dem Durchgange von 1882; bei diesem können, mit Ausnahme eines kleinen Theiles im Westen, ganz Asien und die anschliessenden Meere nichts wahrnehmen, während er seinem ganzen Verlaufe nach in den cultivirtesten Theilen der Vereinigten Staaten, in ganz Südamerika und dem südlichen Eismeer gesehen wird; Westeuropa sieht den Anfang, aber nicht das Ende des Durchganges.

An dem Durchgange von 1874 haben sich alle grossen Staaten betheiligt, so wurden z. B. auf Staatskosten von Deutschland 5, England 5, Frankreich 6, Vereinigte Staaten 8, Russland 26 Stationen besetzt. Im Ganzen wurden an etwa 70 Stationen Beobachtungen angestellt, und von diesen wird der grösste Theil als gelungen und deren Resultate zur wissenschaftlichen Verwerthung geeignet angegeben. Die Stationen der Deutschen, Engländer und Franzosen sind auf Blatt II mit D, E, F bezeichnet.

Ein endgültig aus allen Beobachtungen berechnetes mittleres Resultat ist bis jetzt noch nicht bekannt, doch darf als vorläufiger Werth der Parallaxe $8{,}88''$ angenommen werden, und da derselbe auch mit den aus den analytischen

und physikalischen Methoden erhaltenen Werthen nahezu übereinstimmt, so wird er in der Folge wohl nur eine sehr geringe Aenderung erleiden. Nach dem eben angegebenen Werthe der Parallaxe beträgt die mittlere Entfernung der Erde von der Sonne 19963012 geographische Meilen statt 20682328 geographische Meilen, welche sich bei dem Enke'schen Werthe ergaben; der erstere Werth ist um 719316 geographische Meilen oder $3,_{483}$ % kleiner als der letztere. Wäre der Werth $8,_{88}''$ noch um eine hundertstel Secunde unrichtig, so würde hiedurch die Distanzzahl um 22500 geographische Meilen, d. i. etwas weniger als die halbe Distanz des Mondes von der Erde oder nicht ganz 1 ‰ der Distanz der Erde von der Sonne, geändert werden müssen.

Zur anschaulichen Vergleichung der Distanz und Grösse von Sonne und Erde mag Folgendes dienen: Denkt man sich in 20 Kilometer Entfernung von einander (St. Gallen-Säntis) zwei Kugeln, von denen die eine die Sonne und die andere die Erde vorstelle, so muss, damit es den wirklichen Verhältnissen entspricht, der Durchmesser der Sonnenkugel $186,_{5}$ Meter und derjenige der Erdkugel $1,_{62}$ Meter sein.

Nachdem die Sonnenparallaxe genau bestimmt, d. h. ihr Fehler unter eine Grenze gebracht ist, die mit den jetzigen Hülfsmitteln wohl nicht mehr enger gezogen werden kann, können unter Anwendung des dritten Kepler'schen Gesetzes die Entfernungen aller Planeten unseres Sonnensystems, alsdann aus den Sehwinkeln, unter denen sie uns erscheinen, ihre Durchmesser und ihr Volumen und darnach aus der Anziehung, die sie gegen einander ausüben, auch ihre Dichtigkeiten (Massen) durch Rechnung gefunden werden.

Von Distanzen, die über unser Planetensystem hinausgehen, d. i. über die Entfernung der sogenannten Fixsterne von uns, wissen wir noch sehr wenig Genaues, eigentlich nicht viel mehr, als dass die Entfernungen, mit einem irdischen Mass gemessen, ungeheuer gross sind und dass, wenn man z. B unsere Sonne bis zu den Sternen versetzen würde, wir sie von freiem Auge gar nicht mehr sehen könnten.