Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft

Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft

Band: - (1953)

Heft: 41

Artikel: Entfernungsbestimmungen im Sonnensystem und im interstellaren Raum

Autor: Wild, Paul

DOI: https://doi.org/10.5169/seals-900483

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: 17.07.2025

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

Entfernungsbestimmungen im Sonnensystem und im interstellaren Raum

Von PAUL WILD, z. Zt. Pasadena (USA)

Vortrag, gehalten in der Astronomischen Arbeitsgruppe Schaffhausen

Unter den mannigfaltigen Methoden astronomischer Entfernungsbestimmung ist am leichtesten verständlich der trigonometrische Anschluss eines Himmelskörpers an die Erdvermessung. Der Geodät setzt die Lage eines nicht auf direktem Wege zugänglichen Punktes, z. B. eines fernen Gipfelsignals, fest, indem er von beiden Endpunkten einer genau gemessenen *Standlinie* aus die Richtungen nach jenem Punkte hin bestimmt. Das entstandene Dreieck lässt sich danach vollständig berechnen oder in verkleinertem Maßstabe zeichnen und ausmessen. — Ganz entsprechend rückt man dem *Mond* zu Leibe: Zwei Beobachter A und B stellen sich auf dem

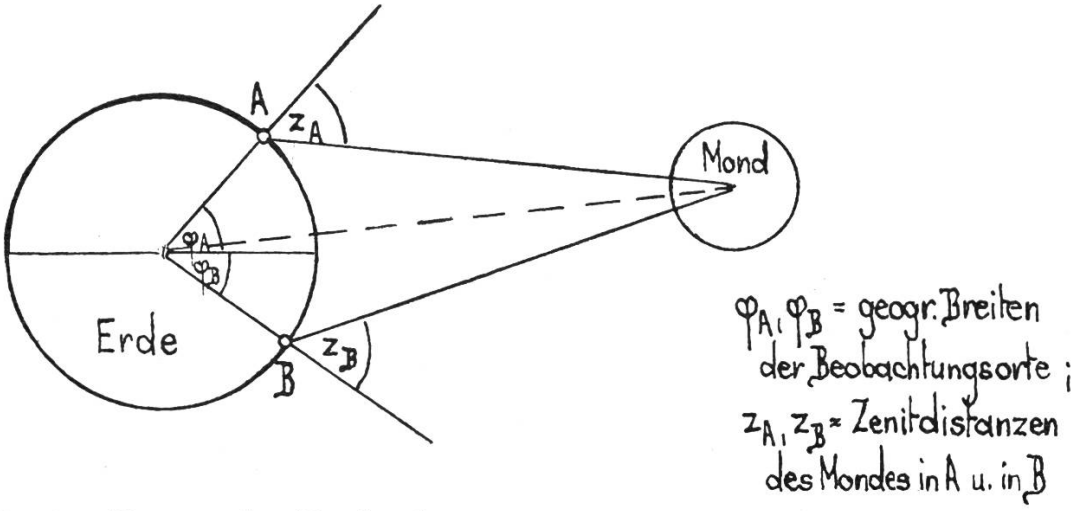

Fig. 1 Messung der Mondentfernung

gleichen Erdmeridian auf, möglichst weit voneinander entfernt. Im Augenblick, da der Mond durch ihre Meridianebene läuft, messen beide seine Zenitdistanz z. Kennt man die geographischen Breiten φ_A und φ_B der Beobachtungsorte, so ist das Viereck MAEB bis auf Aehnlichkeit festgelegt, und die Mondentfernung EM lässt sich in Erdradien angeben. Dieses Vorgehen hat schon um 1750 für die mittlere Entfernung des Mondes, d. h. die halbe grosse Achse seiner elliptischen Bahn, den bis heute gültigen Wert von 60,2 Erdradien oder 384 000 km ergeben. — Der Viereckwinkel bei M bedeutet die Richtungsänderung des Mondes gegenüber dem Himmelshintergrund, wenn man sich vom einen Beobachtungsort zum andern bewegt. Das einfachste Beispiel einer solchen sog. parallaktischen Verschiebung ist die scheinbare Lagenänderung des vor das Gesicht gehaltenen Daumens gegenüber der Zimmerwand, wenn man ihn abwechslungsweise mit dem einen und mit dem andern Auge projiziert. Sehr deutlich kann man dabei feststellen, wie die Verschiebung immer geringer wird, je weiter man den Arm ausstreckt. —

Als die eigentliche *Parallaxe* des Mondes bezeichnet man den Winkel, unter dem von ihm aus (bei senkrechter Aufsicht) der Aequatorradius der Erde erscheint; sie beträgt im Mittel 57'.

Eine heiklere Angelegenheit ist es schon, zu ermitteln, wie weit wir von unserer *Sonne* abstehen. Die Parallaxe der Sonne, d. h. wieder der Winkel, unter welchem von ihr aus der Erdradius gesehen wird, ist sehr klein; man ist ausserstande, sie direkt als Verschiebung genau genug zu messen, denn die Sonnenscheibe bietet keine festen Anhaltspunkte und die Wärmestrahlung der Sonne wirkt allzu störend auf die Messinstrumente und auf die bodennahen Luftschichten ein. — Aus dieser Verlegenheit führt ein sehr schöner Weg: Um die Sonne kreisen die Planeten, zu denen ja auch unsere Erde gehört. Sie sind in ihren Bewegungen drei strengen Gesetzen unterworfen, die der grosse, unermüdliche Astronom Kepler kurz nach 1600 fand. Das erste besagt, dass die Planetenbahnen Ellipsen sind, in deren einem Brennpunkt die Sonne steht; und das dritte lautet: Die Kuben der grossen Bahnhalbachsen verschiedener Planeten verhalten sich gleich wie die Quadrate der Umlaufszeiten um die Sonne: $a^3_1 : a^3_2 : a^3_3 : \ldots\ldots = U^2_1 : U^2_2 : U^2_3 : \ldots\ldots$ Weil man nun aber die Umlaufszeiten ohne weiteres am Himmel beobachten kann (und dazu die Richtungen der Bahnachsen finden), so sind durch dieses dritte Kepler'sche Gesetz sämtliche Streckenverhältnisse im Sonnensystem festgelegt. Man braucht nur noch z. B. die Entfernung der Erde von irgend einem andern Planeten absolut zu bestimmen, und schon ist unser ganzes Sonnensystem ausgemessen und insbesondere die Entfernung Sonne—Erde bekannt, die sog. astronomische Einheit (AE). Selbstverständlich hält man sich an diejenigen Planeten, welche uns zeitweise bedeutend näher kommen als die Sonne; ihre Parallaxen sind dann grösser, somit genauer zu messen; ein Fehler geht nur zu einem Bruchteil auf die Sonnenparallaxe über.

Von Zeit zu Zeit steht *Mars* in seiner stark elliptischen Bahn der Erde recht nahe; in ganz besonders günstige Stellung jedoch können einige Mitglieder des zu Zehntausenden zählenden Schwarms der *Planetoiden* gelangen, Himmelskörper von allermeist nur wenigen Kilometern Durchmesser, Trümmer vermutlich eines ehemaligen grossen Planeten. *Eros* z. B., die Marsbahn nach innen kreuzend, näherte sich der Erde im Winter 1930/31 bis auf etwa $^1/_6$ AE und wurde von 24 Sternwarten aus regelmässig photographiert. Durch Vergleichung der Platten bestimmte man seine parallaktischen Verschiebungen von Ort zu Ort, und nach zehn Jahren mühsamer Auswertung wurde als Endergebnis die mittlere Sonnenparallaxe 8".79 veröffentlicht; es entspricht dem eine mittlere Sonnenentfernung von 149 670 000 km. — Abwechslungsweise alle 121½ bzw. 105½ Jahre tritt je zweimal, im Abstand von 8 Jahren, der Fall ein, dass von der Erde aus gesehen *Venus* in ihrer untern Konjunktion als schwarzes Scheibchen vor der Sonne vorüberzieht. Zwei Beobachter, die in N-S-Richtung weit voneinander getrennt sind, sehen diesen Venusdurchgang in verschiedener Höhe auf die Sonnen-

scheibe projiziert. Die Verschiebung d kann einerseits in Bogensekunden gemessen, anderseits mit Hilfe der geometrischen Strahlensätze in Längenmass berechnet werden, wenn die beiden Beobachter ihren Abstand b kennen. Das Verhältnis 2 : 5 der Abstände Erde—Venus und Venus—Sonne folgt aus dem dritten Keplerschen Gesetz. Da man nun also weiss, unter welchem Winkel von der Erde aus die in km bekannte Strecke d erscheint, so findet man hieraus leicht ihre Distanz von der Erde, d. i. die Sonnenentfernung.

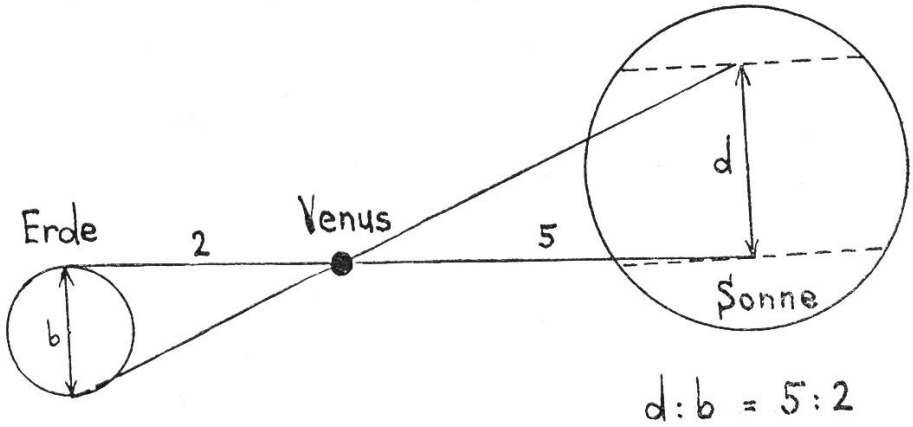

Fig. 2 Venusdurchgang

Die trigonometrischen Methoden sind nicht die einzigen zur Bestimmung der astronomischen Einheit. Grundsätzlich kann jeder messbare Effekt dazu benützt werden, der nach irgend einem bekannten Gesetz von der Sonnenentfernung abhängt (z. B. die Störungen der Mondbewegung durch die Sonne). Hübsch ist das Verfahren, welches die *Aberration des Lichts* benützt. So wie wir bei raschem Laufen in senkrecht strömendem Regen nicht von jenen Tropfen getroffen werden, die in einem bestimmten Moment senkrecht über uns stehen, sondern von denjenigen, die v o r uns in der Höhe auftauchen, und wir daher den Schirm je nach unserer Schnelligkeit mehr oder minder nach vorne neigen müssen, so fällt uns auch, da wir mit der Erde um die Sonne eilen, das Licht eines senkrecht über der Erdbahn stehenden Sterns jederzeit etwas schräg von vorne zu: der Stern

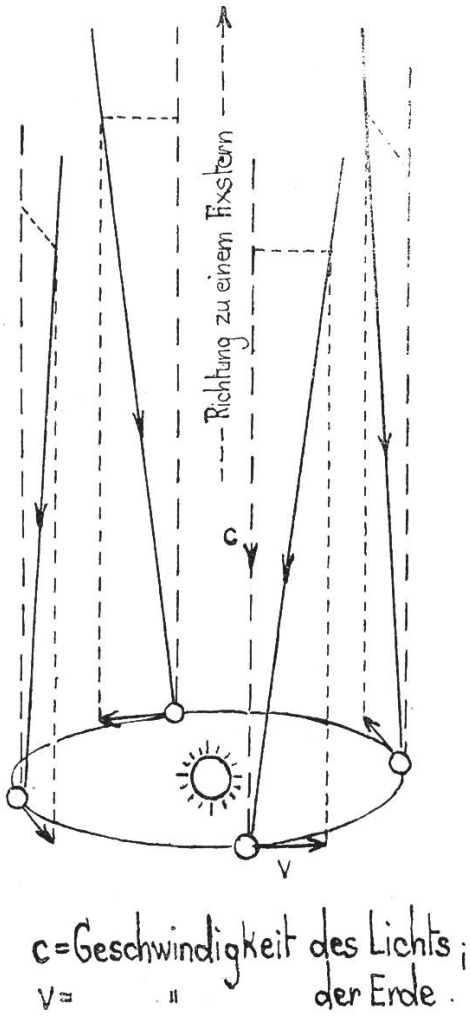

Fig. 3 Aberration des Lichts

scheint einen Kreis zu durchlaufen vom Radius 20".5. Es muss sein:

$$\text{tg } 20''.5 = \frac{\text{Erdgeschwindigkeit } v}{\text{Lichtgeschwindigkeit } c};$$

daraus findet man die Erdgeschwindigkeit v und hieraus wieder, weil die Umlaufszeit der Erde bekannt ist, den Umfang der Erdbahn und so schliesslich deren Radius, die astronomische Einheit. Die Entfernung des benützten Fixsterns spielt hierbei keine Rolle.

Wir beeilen uns nun, unser Sonnensystem zu verlassen, und wenden uns den *Fixsternen* zu, die ihrerseits lauter ferne Sonnen sind. Den gewaltigen Schritt ins Weltall hinaus mag folgendes Modell veranschaulichen: Stellt man unsere Sonne als grosse Kugel von 14 Metern Durchmesser in Schaffhausen auf, so läuft die Erde als ein Ball von 12 cm Durchmesser durch Neuhausen, und die Bahn des

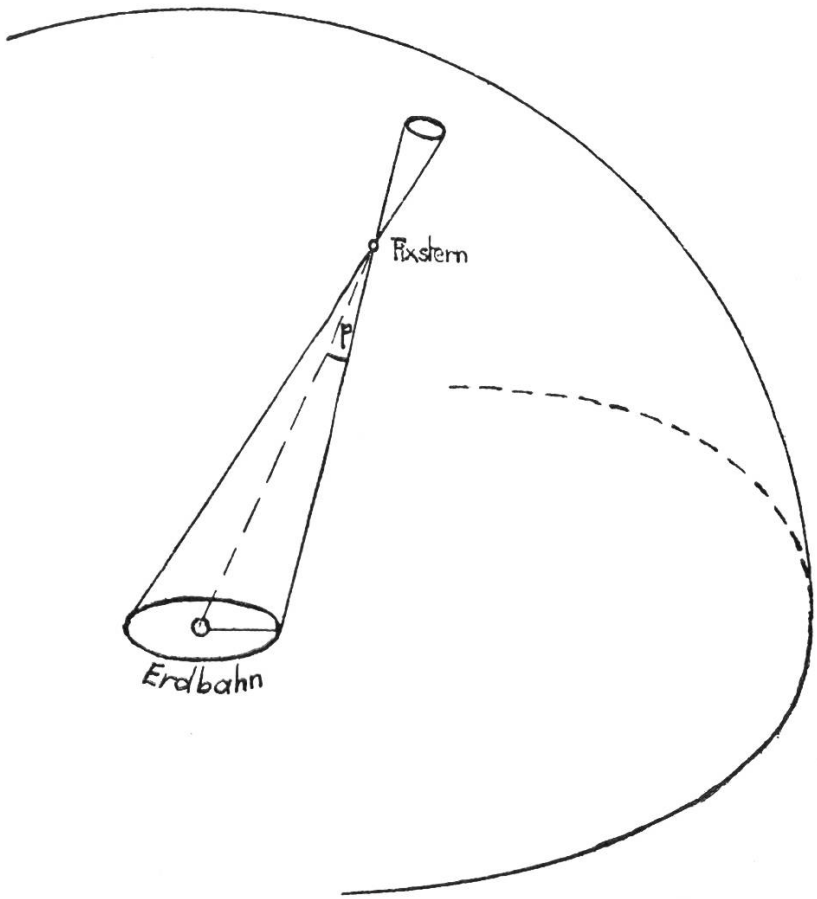

Fig. 4 Jährliche Parallaxe eines Fixsterns

bis dato äussersten Planeten Pluto streift St. Gallen und Zug; unser nächster Nachbar im Fixsternraum jedoch, ein heller Stern am Südhimmel, ist in diesem Modell dorthin zu setzen, wo in Wirklichkeit der Mond steht. Genau so wenig nun, wie man durch Blinzeln mit den Augen die Mondparallaxe zu messen vermöchte, so wenig kann irgend eine Verschiebung auf der Erdoberfläche die Richtung zu einem Fixstern merklich beeinflussen. Dazu ist eine weit ausgedehntere Basis erforderlich. Als solche benützt man den Durchmesser

der Erdbahn um die Sonne. Jeder Stern scheint im Laufe eines Jahres vor dem Himmelshintergrund eine kleine Ellipse zu durchlaufen, welche ein Abbild der Jahresbahn der Erde ist und natürlich umso grösser ausfällt, je näher uns der betreffende Stern steht. Diese Ellipse (die in ein pendelförmig durchlaufenes Stück einer Geraden ausartet, wenn der Stern in der Verlängerung der Erdbahnebene steht), hat zur halben grossen Achse den Winkel, unter dem von jenem Stern aus der Radius der Erdbahn (1 AE) gesehen wird. Diesen Winkel nennt man die *jährliche Parallaxe* des betrachteten Fixsterns. Das sind aber ausnahmslos sehr kleine Grössen; selbst für unsern nächsten Nachbarn beträgt die Parallaxe nur ¾ ", woraus man eine Entfernung von 4,3 *Lichtjahren* (LJ) errechnet; d. h. das Licht, welches jede Sekunde 300 000 km (7½ Erdumfänge) zurücklegt, benötigt 4,3 Jahre, um vom nächsten Fixstern bis zu uns zu gelangen. — Die erste Messung einer Fixsternparallaxe gelang Bessel in Königsberg 1838. Heute ist das zu Anfang unseres Jahrhunderts eingeführte photographische Verfahren üblich: die gleiche Himmelsgegend wird zu möglichst verschiedenen Jahreszeiten aufgenommen; auf allen Platten misst man die Abstände des zu untersuchenden Sterns von seinen scheinbaren Nachbarn exakt aus und findet so seine *relative* parallaktische Verschiebung in Bezug auf die Vergleichssterne. Diese sind vorsichtig so auszuwählen, dass sie sicher viel weiter weg sind und deshalb selber keine merkliche Verschiebung zeigen. Mit diesem Verfahren wurden bis heute etwa 5000 sichere Parallaxen ermittelt; sie sind im Katalog von Schlesinger niedergelegt. Parallaxen unter $^1/_{40}$" werden zu ungenau (der mittlere Messfehler übersteigt 20 %). Die Astronomen nennen die Entfernung, in der die jährliche Parallaxe 1" beträgt, *1 Parsec* (pc) (= 206 265 AE oder 3,26 LJ) und sagen dementsprechend, dass man mit der trigonometrischen Methode nicht weiter als rund 40 pc in den Raum vorzudringen vermöge. Das ist eine sehr geringe Distanz im Weltall. Wir müssen uns nach «wirksameren» Verfahren umsehen; doch ist gut festzuhalten, dass genaue trigonometrische Parallaxen der nähern Sterne ganz unerlässlich sind zur Eichung aller weiter reichenden Verfahren.

Schon lange ist bekannt, dass die Fixsterne diese Bezeichnung zu Unrecht tragen. Auch sie eilen im Raume dahin. Der quer zu unserer Blickrichtung verlaufende Anteil der räumlichen Bewegung eines Sterns macht sich im Laufe der Jahrzehnte und Jahrhunderte als Verschiebung des Sterns am Himmel bemerkbar und wird *Eigenbewegung* des Sterns genannt. Die beobachteten Eigenbewegungen sind nicht völlig regellos an der Sphäre verteilt, sondern bevorzugen deutlich eine ganz bestimmte Richtung. Man zieht daraus den Schluss, dass unsere Sonne samt dem Planetensystem in der entgegengesetzten Richtung fliegt, und bestimmt ihre Geschwindigkeit zu ca. 20 km/sec. Das ergibt eine ständig wachsende Basis für trigonometrische Entfernungsmessungen. Unsere Situation ist im wesentlichen diejenige eines Eisenbahnpassagiers, der während der Fahrt die scheinbare Verschiebung markanter Punkte in der Land-

schaft verfolgt. Was schnell vorbeiflitzt, liegt nahe; was zu ruhen scheint, ist fern. Im Weltraum ist indessen dieser Schluss darum nicht ohne weiteres zulässig, weil die Sterne nicht ruhen, sondern eine wirkliche, individuelle Eigenbewegung besitzen, deren Richtung und Betrag in den wenigsten Fällen zum vornherein bekannt sind. Man darf aber annehmen, dass in einer ganzen Gruppe möglichst verschiedenartiger Sterne (die sorgfältig auszuwählen sind) die individuellen Eigenbewegungen regellos nach allen Richtungen verteilt sind, ihr Mittel also Null sei. Das Mittel aller scheinbaren Eigenbewegungen ist dann rein parallaktisch zu deuten, als Abbild unseres eigenen Fluges durch den Raum, und man berechnet daraus die *mittlere Entfernung* der betrachteten Gruppe. Bei geschickter Handhabung lässt sich diese Methode der sog. *hypothetischen Parallaxen* bis zu Entfernungen von etwa 1000 pc anwenden. Mit ihrer Hilfe hat hauptsächlich der Holländer Kapteyn dargelegt, dass die Fixsterne in ein grosses System geordnet sind, das in Richtung zur Milchstrasse viel mächtigere Ausdehnung hat als senkrecht dazu. Von diesem Milchstrassensystem, das u. a. schon von Kant vermutet wurde, wird in der Folge oft die Rede sein.

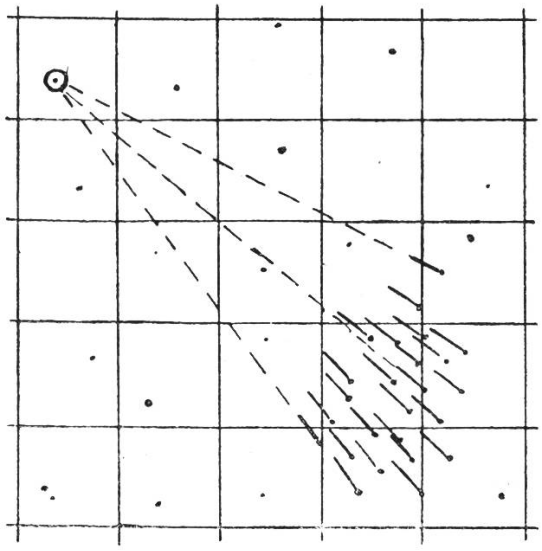

Fig. 5 Konvergenzpunkt der Eigenbewegungen in einem offenen Sternhaufen

Eine originelle Art der Entfernungsbestimmung ist bei den sog. *offenen Sternhaufen* möglich, wie etwa den bekannten Plejaden und Hyaden. Die Mitglieder eines solchen Haufens fliegen im Raum parallel zueinander und mit gleicher Geschwindigkeit dahin. Ihre Eigenbewegungen scheinen daher an der Himmelskugel in einen Fluchtpunkt zusammenzu laufen; dieser gibt uns die Bewegungsrichtung des Haufens an. Nun kann aber — auf eine Art, die bald zu erläutern sein wird — die Radialkomponente r der räumlichen Bewegung, d. h. ihr Anteil in Richtung auf uns zu oder von uns weg, direkt in km/sec gemessen werden. Damit ist trigonometrisch auch die Eigenbewegung e senkrecht zur Blickrichtung in km/sec zu errechnen, und da anderseits ihre scheinbare Grösse in Bogensekunden am Himmel ablesbar ist, findet man hieraus ohne weiteres die Entfernung des Sternhaufens. Die Methode wird ebenso mit Erfolg auf die einzelnen weit über den Himmel verstreuten Mitglieder von *Sternströmen* angewandt, d. h. von lockeren Sternhaufen, die wir selber auf unserer Fahrt im Weltraum mitten durchkreuzen.

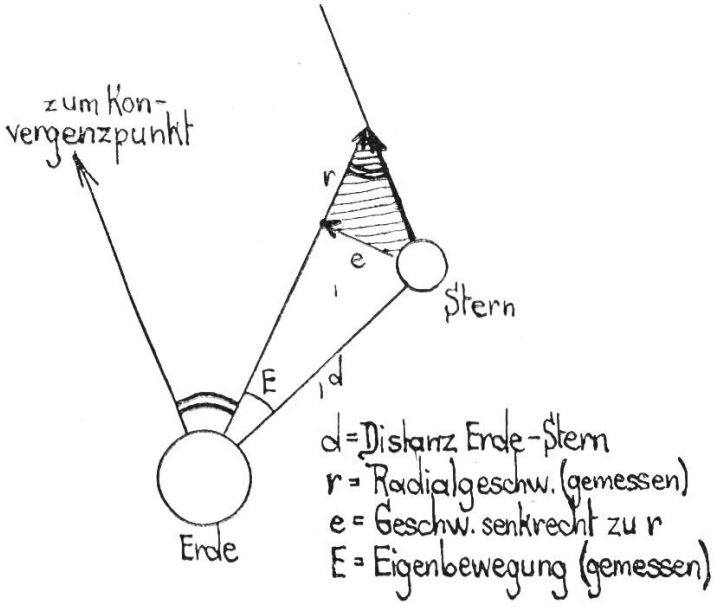

Fig. 6 Trigonometrische Bestimmung der Entfernung eines Haufensterns aus Konvergenzpunkt, Radialgeschwindigkeit u. Eigenbewegung

Bis dahin benutzten wir einzig die Bewegungen der Gestirne, also äusserliche Eigenschaften. Die hervorragendsten Methoden astronomischer Entfernungsmessung gründen sich jedoch auf die Kenntnis der Natur der Sterne, und diese Kenntnis wiederum beruht fast einzig auf der Untersuchung der äusserst spärlichen Mengen Lichtes, die von den so weit entfernten Himmelskörpern auf unsere kleine Erde und erst noch genau in die Instrumente der Astronomen fallen.

Wer nächtlicherweile durch eine reichlich mit Lichtern aller Art und Lage ausgestattete Landschaft fährt und sich ein Bild von der räumlichen Verteilung dieser Lampen zu machen wünscht, wird wohl nicht nur auf ihre gegenseitigen Verschiebungen achten, sondern vor allem auch die scheinbaren Helligkeiten miteinander vergleichen. Wäre der Beobachter sicher, dass alle Laternen in Wirklichkeit, etwa in Kerzenstärken ausgedrückt, gleich hell strahlen, so stände er gleich vor der Lösung seiner Aufgabe: je heller eine Lampe scheint, umso näher steht sie; je schwächer, umso ferner. (Die scheinbare Helligkeit nimmt mit dem Quadrat der Entfernung ab; wird ein Licht in doppelte Distanz gerückt, so leuchtet es uns viermal schwächer.) Das Problem wird aber meist viel schwieriger sein: die Lampen sind in Tat und Wahrheit verschieden hell, sodass man nicht einfach aus einer Vergleichung der scheinbaren Helligkeiten die Entfernungen erhalten kann. Man muss vielmehr von jeder einzelnen Lampe auch die wirkliche Lichtstärke ausfindig machen. In eben diesem Falle befinden wir uns dem Sternenhimmel gegenüber. Wir messen die *scheinbare Helligkeit* m eines Sterns und drücken sie in sog. *Grössenklassen* aus; deren Skala ist so eingerichtet, dass Zunahme von m (magnitudo) um 1 eine Helligkeitsverminderung um den Faktor 2,512 ($=\sqrt[5]{100}$) bedeutet, und so, dass der Polarstern die scheinbare Helligkeit m = 2.12 zugeschrieben erhält. Zum Mass für die wirkliche Leuchtkraft definieren wir als *absolute Helligkeit* M diejenige scheinbare Helligkeit, welche der Stern besässe, wenn er sich in der Distanz 10 Parsec von uns befände. Als Zusam-

menhang zwischen absoluter und scheinbarer Helligkeit eines Sterns ergibt sich (aus dem Gesetz der quadratischen Helligkeitsabnahme mit wachsender Entfernung): $M = m + 5 - 5 \log d$, worin d die Distanz von uns, in pc. Bemerkenswert und entscheidend ist nun, dass es auf verschiedene einfache Arten gelingt, von vielen Sternen ohne Kenntnis ihrer Entfernung die absolute Helligkeit zu erfahren.

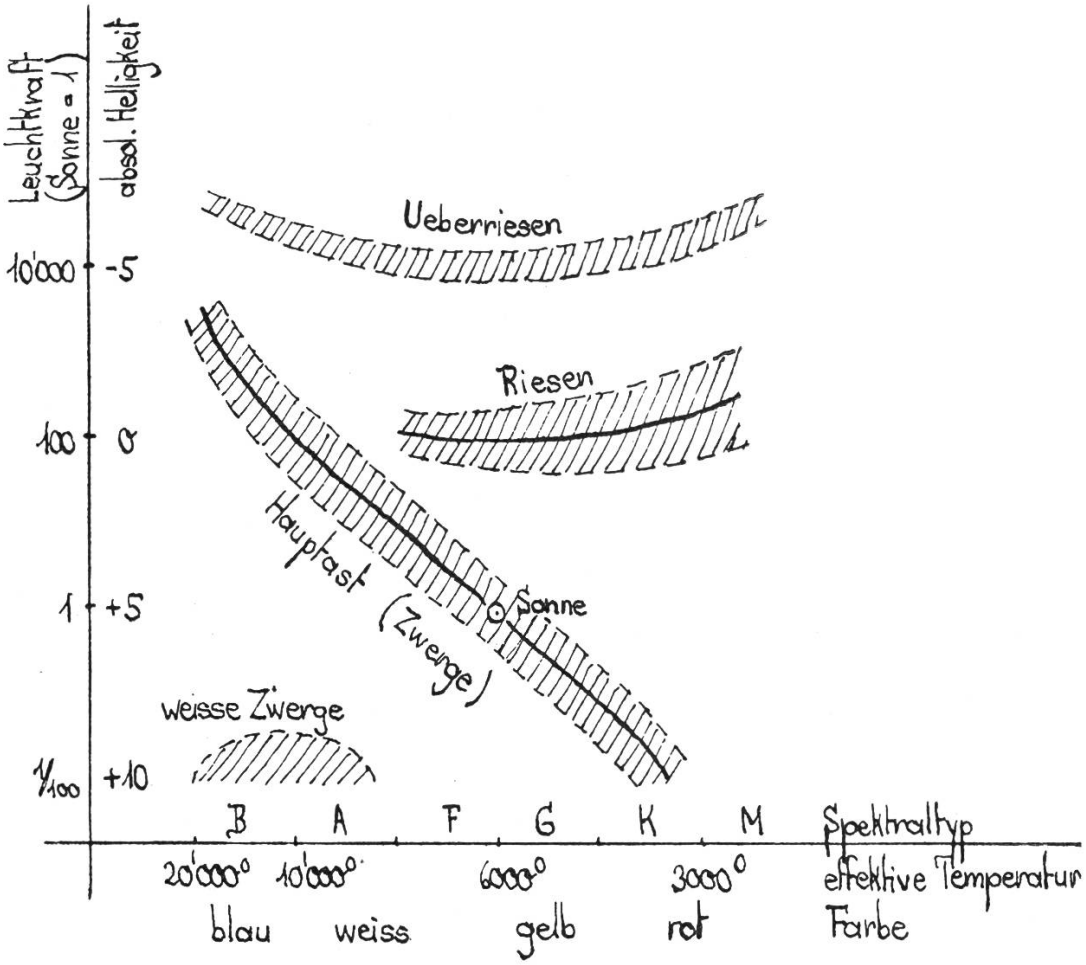

Fig. 7 Hertzsprung-Russell-Diagramm

In enger Relation zur wirklichen Leuchtkraft eines Sterns steht z. B. sein *Spektrum*, d. h. das Farbenband, in welches das Sternlicht auseinandergezogen wird, wenn man es z. B. in einem Teleskop «sammelt» und dann durch ein Prisma schickt. Alle vorkommenden Typen von Sternspektren lassen sich in eine Reihe einordnen nach der Oberflächentemperatur der Sterne und damit zugleich nach der dominierenden Farbe. Zeichnet man für eine Menge von Sternen einerseits den Spektraltyp (oder die Farbe oder die Temperatur), anderseits die absolute Helligkeit auf, so findet man eine enge Beziehung zwischen diesen beiden Grössen, denn die Punkte, die in diesem *Hertzsprung-Russell-Diagramm* die einzelnen Sterne darstellen, ordnen sich in überwiegender Mehrzahl längs zweier Kurven an, die man Zwerg- und Riesenast nennt. Glücklicherweise unterscheiden sich innerhalb jeder Spektralklasse die Zwerge und

die Riesensterne in einigen Feinheiten des Spektrums. Somit ist durch das blosse Aussehen des Spektrums eines Sterns sein Platz im HR-Diagramm und damit seine absolute Helligkeit innerhalb ziemlich enger Fehlergrenzen festgelegt, und durch Vergleichung mit der scheinbaren Helligkeit erhält man seine Entfernung. Die Astronomen sprechen von *spektroskopischen Parallaxen*, obgleich diese Methode nicht erst die Parallaxe, sondern direkt die Entfernung anzeigt.

Sehr bemerkenswert ist die Art, wie man die absoluten Helligkeiten gewisser veränderlicher Sterne erfährt, der sog. *Cepheiden*, so benannt nach dem Stern δ im Bilde des Cepheus. In streng regelmässigen Perioden — in wenigen Stunden die einen, in Tagen und Wochen andere — dehnen sich diese Sterne aus und ziehen sich wieder zusammen. Ihre Helligkeit schwankt dabei nach einer ganz typischen, unverkennbaren Kurve. Es besteht nun eine strikte Beziehung zwischen den Perioden und den absoluten Helligkeiten der Cepheidensterne, und zwar ist bei längerer Periode die absolute Helligkeit grösser. Aus der blossen Beobachtung des Lichtwechsels erkennt man also sogleich die wirkliche Leuchtkraft eines solchen Sterns, und wieder durch Vergleichung mit der scheinbaren Helligkeit seine Entfernung.

(Wie bereits in «Orion» Nr. 40, S. 138, den Lesern kurz zur Kenntnis gebracht wurde, hat Dr. Walter Baade kürzlich die sehr bedeutende Entdeckung gemacht, dass, entgegen der früheren Annahme, *verschiedene Typen* von δ-Cephei-Sternen existieren, von denen die eine Klasse 1½mal heller ist als die andere.

Diese Feststellung hat zur Folge, dass alle Objekte ausserhalb unseres Milchstrassensystems doppelt so weit entfernt und deren Dimensionen doppelt so gross sind als bisher angenommen wurde. Die Leser dieser Zeitschrift werden demnächst in einem besondern Aufsatz eingehender über diese Entdeckung orientiert werden. Red.)

Gute Distanzmesser sind auch die *Novae*, die hie und da auftauchenden «neuen Sterne». Sie waren freilich schon vorher da, aber glanzlos, unbeachtet, und können plötzlich durch irgendwelche atomaren Vorgänge im Innern sehr viel Strahlungsenergie frei machen. Es sind zwar verschiedene Typen von Novae zu unterscheiden, aber es scheint, dass je alle Novae ein und derselben Art in ihrer hellsten Phase angenähert die gleiche absolute Helligkeit erreichen, sodass man ihre Entfernungen jeweilen schon kurz nach dem Aufleuchten anzugeben vermag.

Es scheint ratsam, wenn nicht unerlässlich, dass wir uns an dieser Stelle noch kurz mit einigen wichtigen astrophysikalischen Tatsachen befassen. Alle Fixsterne sind Sonnen, glühende Gaskugeln, und die von ihnen ausgestrahlte Energie ist Atomenergie. Sie wird erzeugt im innnersten Kern jedes Sterns, bei Millionen Grad Hitze und Milliarden Atmosphären Druck, in Form von sehr harten Röntgenstrahlen, und wird dann auf komplizierte Art und Weise von Atom zu Atom nach aussen geboten und dabei immer langwelliger

gemacht. In der Gestalt, wie sie in den Weltraum hinaustritt, stammt sie aus einer dünnen Oberflächenschicht, der Photosphäre. Ueber dieser, nicht scharf abgegrenzt freilich, liegt die kältere, oft sehr ausgedehnte Atmosphäre des Sterns. Ihre Atome schlucken aus dem radial nach aussen dringenden Lichtstrom ganz bestimmte Wellenlängen auf und geben diese Strahlung zwar weiter, aber mit veränderter Frequenz oder in alle Richtungen zerstreut, so dass die Absorption nicht oder doch nicht völlig kompensiert wird. An all diesen Stellen erscheint im Spektrum des Sterns eine dunkle, sog. *Fraunhofer'sche Linie*. Jede Atomart erzeugt ihre ganz typischen Linien, sodass das Spektrum eine *chemische Analyse* der Sternatmosphäre ermöglicht; und da die Atome unter verschiedenen physikalischen Bedingungen ungleich absorbieren, so kann man aus Intensität und Schärfe der Linien einigen Aufschluss über *Dichte*, *Temperatur* und *Druck* in der Sternatmosphäre erhalten.

Von hoher Bedeutung in der Astronomie ist die nach dem Physiker *Doppler* benannte Erscheinung, dass das Spektrum einer radial in Bezug auf den Beobachter bewegten Lichtquelle verschoben ist gegenüber einem Vergleichsspektrum, dessen Ursprung für ihn ruht. Die Verschiebung $\triangle\lambda$ nimmt proportional mit der Wellenlänge λ zu; es ist $\Delta\lambda/\lambda = v/c$, worin c die Lichtgeschwindigkeit bedeutet und v die *Radialgeschwindigkeit* der Lichtquelle, d. h. den direkt auf den Beobachter zu oder von ihm weg gerichteten Anteil ihrer relativen Geschwindigkeit. v lässt sich aus der eben angeführten Gleichung berechnen, wenn anhand der Spektrallinien $\triangle\lambda/\lambda$ gemessen werden kann. Das untersuchte Spektrum ist gegenüber dem gleichzeitig aufgenommenen Vergleichsspektrum gegen Rot hin verschoben, wenn die Lichtquelle sich vom Beobachter entfernt (weil sie dann die in seiner Richtung ausgesandten Lichtwellen «streckt»), und gegen Violett hin, wenn sie sich dem Beobachter nähert (das Licht wird «zusammengedrängt», kurzwelliger gemacht). — An Sternen werden Radialgeschwindigkeiten hauptsächlich zu folgenden Zwecken gemessen:

1. an und für sich, zur Kenntnis der räumlichen Bewegungen der Sterne;
2. zur Entfernungsbestimmung von offenen Sternhaufen (wie weiter oben erklärt);
3. zur Erforschung der Rotation der Sterne: Liegen wir nicht ausnahmsweise in der Verlängerung der Rotationsachse eines Sterns, so bewegen sich von der uns zugewandten Hälfte die einen Randpartien auf uns zu, die andern von uns weg. Nur bei den Planeten, da sie uns als Scheibchen erscheinen, kann man indessen getrennte Spektren vom auf- und vom untergehenden Rand erhalten; in den Spektren rasch rotierender Fixsterne werden einfach die Absorptionslinien verbreitert;
4. zur Untersuchung von Doppelstern-Bewegungen: Jeder dritte oder vierte Stern am Himmel besteht aus mindestens zwei Kom-

ponenten, die einander umkreisen. Sehr enge Systeme können — günstige Bahnlage vorausgesetzt — einzig auf Grund der periodischen Linienverschiebungen in ihrem zusammengesetzten Spektrum erkannt werden. Besonders wertvoll ist die genaue Kenntnis weiter, optisch auflösbarer und auszumessender Doppelsterne, denn nach dem 3. Kepler'schen Gesetz kann ihre Massensumme oder können gar die beiden einzelnen *Massen* bestimmt werden, wenn man die Entfernung kennt, oder es lässt sich umgekehrt die Entfernung berechnen, wenn eine plausible Annahme über die Massensumme getroffen werden kann *(dynamische Parallaxen)*.

Milliarden von Sonnen sind zusammengefasst in ein linsen- oder diskusförmiges System, in dem wir selber drinstecken und das wir deshalb als ein geschlossenes Band über den Himmel gezogen sehen: als Milchstrasse. Dieses *Milchstrassensystem* mag einen grössten Durchmesser von knapp 100 000 LJ aufweisen und eine zentrale Dicke von etwa 15 000 LJ. Seine Grenzen sind aber nicht scharf definiert, und seine Erforschung ist dadurch erschwert, dass wir uns in der Nähe des Randes befinden. Sowohl die gewaltigen Sternansammlungen gegen das Zentrum des Systems als auch ausgedehnte Dunkelwolken, die aus sehr kleinen Staubteilchen bestehen (Durchmesser um $^1/_{10\,000}$ mm), hindern unsern Blick. Mit Infrarot-Photographie und Radio tastet man sich heute vorwärts. In neuerer Zeit werden im Raum zwischen den Sternen auch immer mehr sehr dünn verteilte Gase entdeckt, hauptsächlich Wasserstoff-, Calcium-, Titan-, Natrium-, Kalium- und Eisen-Ionen und Moleküle von Kohlenstoff-Stickstoff- und Kohlenstoff-Wasserstoff-Verbindungen. Im Spektrum eines durchscheinenden Sterns entstehen Absorptionslinien, die sich im allgemeinen von den in der Sternatmosphäre erzeugten durch eine abweichende Doppler-Verschiebung unterscheiden. Die Intensität dieser sog. interstellaren oder «ruhenden» Linien gibt einen Begriff von der Länge des gesamten durch das Gas hindurch zurückgelegten Lichtweges, d. h. von der Entfernung des Sterns. Einige der skizzierten Entfernungskriterien können wohl nur vorübergehend als Notbehelfe benützt werden, hat doch gerade die jüngste Entdeckung in der Perioden-Helligkeitsbeziehung der Cepheiden gezeigt, dass eine weitere Entwicklung der Methoden möglich ist.

Literatur

Genauere, leicht verständliche Ausführungen über alle in diesem knapp zusammenfassenden Vortrag besprochenen Methoden astronomischer Entfernungsbestimmung findet der Leser in den einzelnen Kapiteln des sehr reichhaltigen und klar geschriebenen Buches von Prof. W. Brunner: «Die Welt der Sterne» (Büchergilde Gutenberg, 1947).

Sehr zu empfehlen ist ferner die Lektüre der von Paul Couderc (Observatoire de Paris) glänzend verfassten Schrift: «L'Expansion de l'Univers» (Presses Universitaires de France, 1950). Sie setzt einige Kenntnisse in Mathematik und Physik voraus, besonders in der zweiten Hälfte, die der Behandlung verschiedener Kosmogonien gewidmet ist.