

## Entfernungsbestimmung

Im Tutorial „Entfernungen“ wurden die in der Kosmologie gebräuchlichen Entfernungsmaßstäbe vorgestellt. In diesem Tutorial sollen nun diverse Verfahren zur Entfernungsbestimmung besprochen werden.

### RADAR-Echo (Licht-Laufzeitmessung)

Die Entfernung relativ naher Objekte wie z.B. der Mond oder die Planeten unseres Sonnensystems, kann man mit einer RADAR-Sende- und Empfangsanlage bestimmen (RADAR = radio detecting and ranging). Radarstrahlen sind, wie das sichtbare Licht, elektromagnetische Wellen, die sich mit Lichtgeschwindigkeit  $c$  ausbreiten. Die nutzbaren Wellenlängen liegen im Bereich von etwa zwei Metern bis zu 30 Millimetern. Zur Entfernungsmessung schickt man einen Radar-Puls zu dem anvisierten Objekt und misst die Zeit  $t$ , die vom Absenden des Pulses bis zum Empfang des Radar-Echos vergeht. Die Entfernung ist dann gleich  $(c \times t) / 2$ . Zur Entfernungsbestimmung Planet – Sonne ist diese Methode jedoch nicht geeignet, da man sich ja nicht auf einen anderen Planeten setzen kann, um einen Radarpuls auf die Sonne zu schicken. Hier hilft der Astronom Johannes Kepler mit seinem 3. Gesetz weiter, das da lautet: Die Quadrate der Umlaufzeiten zweier Planeten verhalten sich wie die Kuben der großen Bahnhalfachsen. Da man die Umlaufzeit  $T_E$  der Erde um die Sonne und ihre große Halbachse  $a_E$  kennt, muss man lediglich die Umlaufzeit  $T_P$  des anderen Planeten bestimmen, um anhand der Gleichung

$$\left(\frac{T_E}{T_P}\right)^2 = \left(\frac{a_E}{a_P}\right)^3 \quad (1)$$

$a_P$  berechnen zu können.

### Trigonometrische Parallaxe

Die Trigonometrische Parallaxe ist das wohl bekannteste Verfahren zur Entfernungsbestimmung astronomischer Objekte. Es beruht auf der Messung von Winkeln. Betrachtet man ein Objekt abwechselnd von zwei unterschiedlichen Standpunkten, so scheint es sich vor dem Hintergrund zu verschieben. Zur Demonstration blicke man abwechselnd mit dem linken und dann mit dem rechten Auge auf dem am ausgestreckten Arm hochgereckten Daumen. Es scheint, als würde der Daumen vor dem Hintergrund hin und her springen. Das Gleiche gilt für ein von unterschiedlichen Orten auf der Erde anvisiertes Objekt am Himmel (Bild 1).

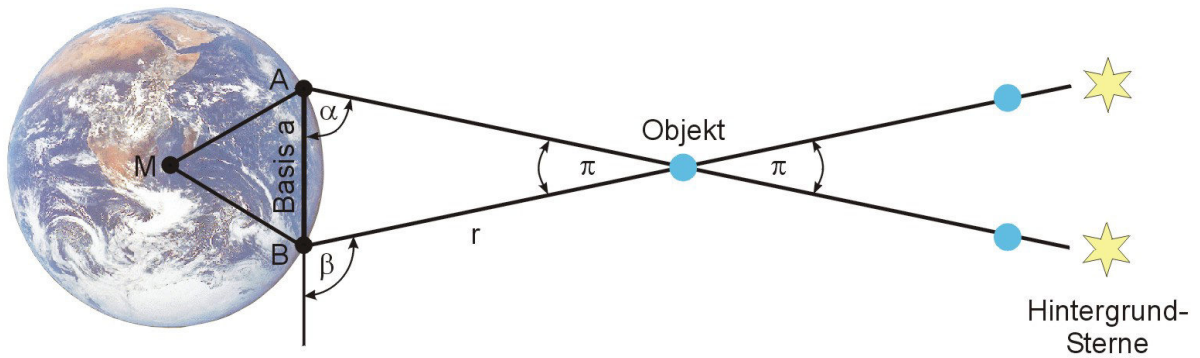


Bild 1

Zur Berechnung der Objektentfernung  $r$  benötigt man den sogenannten Parallaxenwinkel  $\pi$ . Dazu misst man von den Endpunkten A und B einer als Basis bezeichneten Strecke  $a$  die Winkel  $\alpha$  bzw.  $\beta$  zu dem betrachteten Objekt. Der Parallaxenwinkel  $\pi$  in Grad ist dann gleich der Differenz  $\beta$  minus  $\alpha$ . Bei bekanntem  $a$  erhält man die Objektentfernung  $r$  aus der Beziehung

$$r = a (\sin \alpha / \sin \pi). \quad (2)$$

Gleichung 1 gilt für gleichschenkelige und schiefwinkelige Dreiecke (Bild 2).

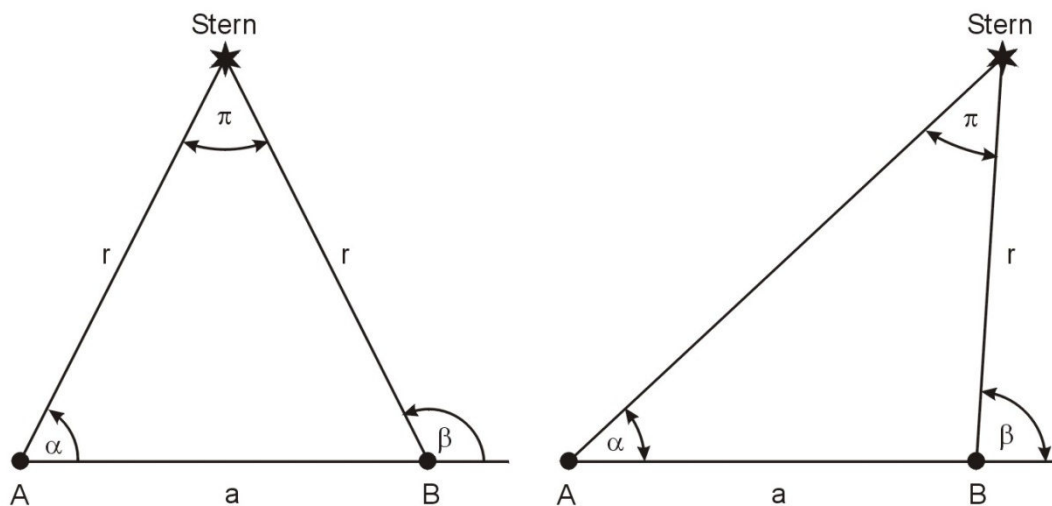


Bild 2

Generell gilt: Je kleiner der Winkel  $\pi$ , desto größer ist  $r$ . Ein Objekt mit halb so großem  $\pi$  ist doppelt so weit entfernt. Ferner: Je größer die Basis  $a$ , umso genauer lässt sich  $\pi$  bestimmen. Auf der Erde ist die maximal mögliche Basislänge  $a$  gleich dem Durchmesser unseres Planeten. Da in diesem Fall zwischen der ersten

Winkelmessung in A aufgrund der Erdrotation 12 Stunden vergehen, bis A in die Position B übergeführt ist, spricht man auch von einer täglichen Parallaxe.

Von einer jährlichen Parallaxe spricht man, wenn die Winkel im Abstand von einem halben Jahr, z.B. im Frühjahr und im Herbst, gemessen werden (Bild 3). Da in dieser Zeit die Erde eine halben Umlauf um die Sonne absolviert und der Durchmesser der Erdbahn um die Sonne gleich zwei AE ist, gewinnt man eine Strecke der Länge zwei AE als Basis. AE, englisch AU, steht für „Astronomische Einheit“, bzw. eine Strecke von 150 Millionen Kilometern.

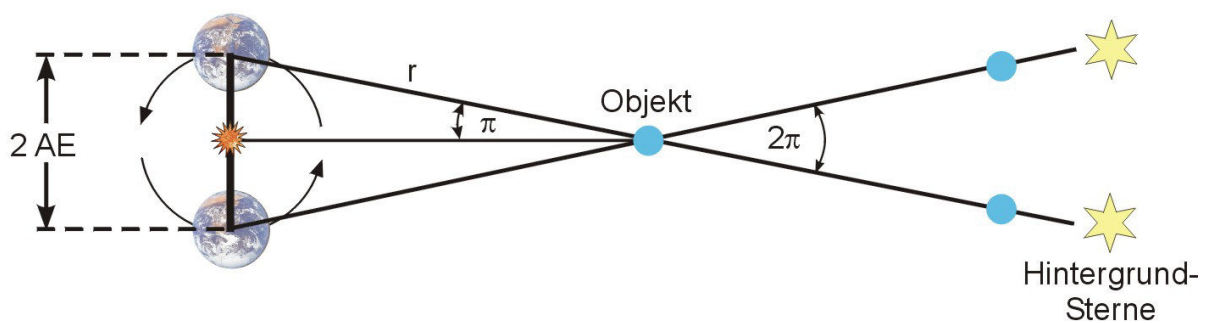


Bild 3

Bild 3 führt unmittelbar zu einem in der Astronomie häufig verwendeten Entfernungsmaßstab: der Parallaxen-Sekunde, kurz Parsec oder auch pc genannt. Ist die Entfernung  $r$  von der Erde so groß, dass der Erdbahnradius (1 AE) unter einem Winkel  $\pi$  von einer Sekunde ( $1''$ ) entsprechend einem 3600stel Grad erscheint (Bild 4), so berechnet sich  $r$  aus

$$r [\text{AE}] = 1 \text{ AE} / \text{tg}(1'')$$
(3)

mit tg gleich der trigonometrischen Tangens-Funktion. Für  $r$  erhält man die Länge 206.264,8 Astronomische Einheiten bzw.  $3,0857 \times 10^{13}$  Kilometer bzw. 3,26 Lichtjahre. Man bezeichnet diese Strecke als 1 Parsec bzw. 1 pc. Berücksichtigt man, dass für sehr kleine Winkel der Tangens des Winkels in Grad gleich dem Winkel im Bogenmaß ist ( $1 \text{ Grad} = \pi / 180 = 0,0175 \text{ Bogengrad}$  bzw.  $0,0175 \text{ rad}$ ), so darf man anstelle von Gleichung 3 schreiben

$$r [\text{AE}] = 1 \text{ AE} / 1 \text{ Bogensekunde}$$
(4)

oder allgemeiner mit  $r$  in der Einheit Parsec

$$r [\text{in pc}] = 1 / \text{Parallaxenwinkel} [\text{Bogensekunden}].$$
(5)

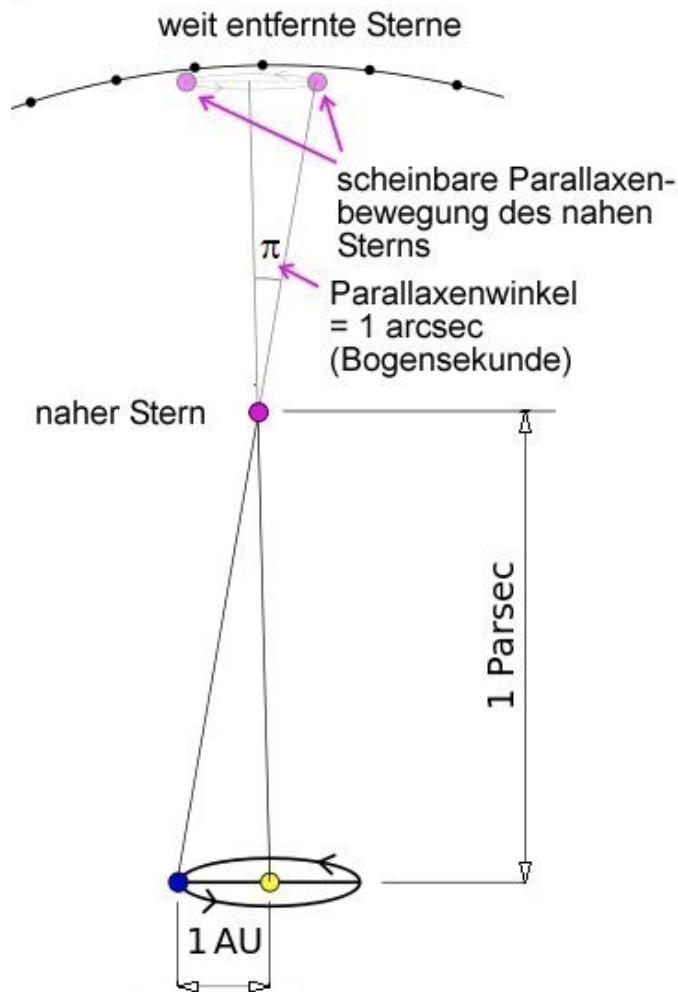


Bild 4 (Quelle <https://de.wikipedia.org/wiki/Parsec>)

Kennt man also den Parallaxenwinkel  $\pi$  in Bogensekunden, so ergibt entsprechend Gleichung 5 der Kehrwert von  $\pi$  sofort die Entfernung des Objekts. Mit den heutigen Instrumenten sind von der Erde aus Parallaxenwinkel  $\pi$  bis zu 0,01 Bogensekunden kein Problem. Der im Zeitraum von 1989 bis 1993 aktive Satellit Hipparchos schaffte eine Auflösung von 0,001 Bogensekunden, und das 2014 gestartete Weltraumteleskop GAIA kann sogar, je nach Helligkeit des angepeilten Objekts, noch Parallaxenwinkel von 0,0003 bis zu 0,000025 Bogensekunden messen. Objekte bis zu einer Entfernung von etwa 40.000 pc sind damit noch zu erreichen.

### Stern-Strom-Parallaxe

Die Stromparallaxe dient zur Entfernungsmessung von Sternhaufen bzw. der zum Haufen gehörenden Sterne. Verfolgt man die Sterne eines Sternhaufens über längere Zeit, so scheint es, als würden sie sich auf einen Punkt, den sogenannten Konvergenzpunkt, zubewegen. Zwar ist dieser Eindruck das Ergebnis einer

perspektivischen Verzerrung, ähnlich wie Bahngleise in der Ferne zusammenzulaufen scheinen, dennoch eignet sich dieses Phänomen zur Entfernungsbestimmung. Dazu wählt man einen Stern aus dem Haufen und misst den Winkel  $\delta$  zwischen der Sichtlinie zum Stern und der Richtung zum Konvergenzpunkt (Bild 5). Sodann misst man die Bewegung des Sterns über den Himmel senkrecht zur Sichtlinie. Diese als Eigenbewegung  $\mu$  bezeichnete Größe wird in Bogensekunden pro Jahr angegeben. Schließlich bestimmt man noch die Geschwindigkeit  $v_r$ , mit der sich der Stern in radialer Richtung vom Beobachter weg bewegt. Man erhält sie aus der gemessenen Rotverschiebung  $z$  des Sterns in Kilometer pro Sekunde aus  $v_r [\text{km s}^{-1}] = z \times c$  mit  $c$  gleich der Lichtgeschwindigkeit.

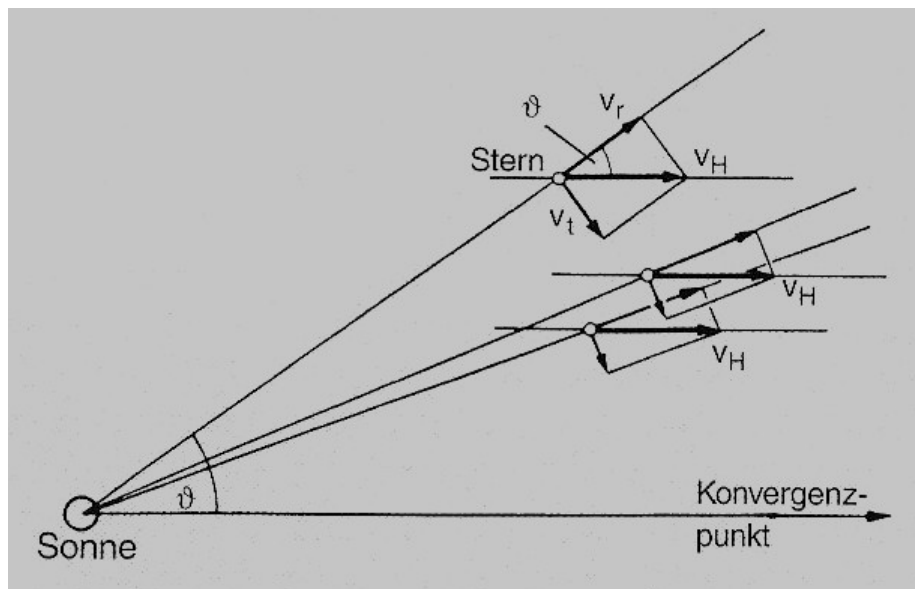


Bild 5 (Quelle: A. Unsöld, B. Baschek; Der Neue Kosmos)

Aus der Grafik entnimmt man die Beziehungen

$$\cos \delta = (v_r / v_H) \text{ und } \sin \delta = (v_t / v_H), \quad (6)$$

wobei  $v_t$  die Geschwindigkeit des Sterns senkrecht zur Sichtlinie ist. Aus den Gleichungen 6 erhält man  $v_t$  zu

$$v_t [\text{km s}^{-1}] = v_r [\text{km s}^{-1}] \times \text{tg } \delta. \quad (7)$$

Andererseits gilt:  $v_t = (\text{Eigenbewegung } \mu) \times (\text{Entfernung des Sterns in Parsec})$  bzw.

$$v_t = \mu / \pi. \quad (8)$$

In Gleichung 8 hat  $v_t$  die Dimension AE / Jahr. Um  $v_t$  in der Dimension  $[\text{km s}^{-1}]$  zu erhalten, muss man AE in Kilometer umrechnen. Es gilt:

$$1 \text{ AE} = (\text{Länge der Erdbahn um die Sonne}) / 2\pi.$$

Damit erhält man

$$(AE / \text{Jahr}) = (\text{Bahngeschwindigkeit der Erde}) / 2\pi = 4,74 \text{ km s}^{-1}$$

und für  $v_t$

$$v_t [\text{km s}^{-1}] = 4,74 \mu / \pi \text{ bzw. } \pi = 4,74 \mu / v_t [\text{km s}^{-1}]. \quad (9)$$

Schließlich liefert  $v_t$  aus Gleichung 7 eingesetzt in Gleichung 9 für den Parallaxenwinkel  $\pi$  in Bogensekunden die Beziehung

$$\pi ['' ] = \frac{4,74 \mu ['' \text{ a}^{-1}]}{v_r [\text{km s}^{-1}] \text{tg } \delta} \quad (10)$$

mit  $\text{a}^{-1}$  gleich  $1/\text{Jahr}$ . Wie bereits erarbeitet, errechnet sich die Entfernung  $r$  des Sterns in Parsec zu  $1/\pi$ . Da Sternhaufen in der Regel nur einen Durchmesser von einigen zehn Lichtjahren haben, gilt  $r$  auch für alle anderen Sterne des Haufens und somit auch für den Sternhaufen als Ganzes.

### Cepheidenperiode

Dieses Verfahren stützt sich auf die periodische Helligkeitsveränderung pulsationsveränderlicher Sterne. Neben den RR Lyrae Sternen sind die sogenannten Cepheiden, benannt nach dem Stern  $\delta$ -Cephei im Sternbild Cepheus, die bekanntesten Vertreter dieser Gruppe. Da diese Sterne eine hohe Leuchtkraft besitzen, sind sie aus großer Entfernung noch auszumachen. Zu Beginn des 20. Jahrhunderts konnte Henrietta Leavitt auf Fotoplatten der kleinen Magellanschen Wolke mehrere dieser Cepheiden identifizieren. Diese Sterne sind dadurch ausgezeichnet, dass sie sich mit großer Regelmäßigkeit periodisch ausdehnen und wieder zusammenziehen, wobei ihre Helligkeit mit eben dieser Periode zu- und abnimmt. Verantwortlich für diese Schaukelei ist der sogenannte Kappa-Mechanismus: Eine Helium führende Schicht nahe der Sternoberfläche wird in Abhängigkeit von Temperatur und Druck im Stern mehr oder weniger durchlässig für die bei der Kernfusion entstehenden Photonen. Das besondere Verdienst von Frau Leavitt war die Entdeckung, dass die Periode der Leuchtkraftänderung mit der Leuchtkraft des Sterns korreliert. Mit anderen Worten: Je größer die Periode, desto größer ist die Leuchtkraft des Sterns im Maximum.

Bevor wir mit der Darstellung des Messverfahrens fortfahren, vorab ein kurzer Einschub zu Leuchtkraft und Helligkeit von Sternen. Die Leuchtkraft  $L$  eines Sterns berechnet sich gemäß der Gleichung

$$L = 4\pi R^2 \times \sigma T^4 \text{ [Watt]} \quad (11)$$

mit R gleich dem Radius des Sterns, T seiner Oberflächentemperatur und  $\sigma$  gleich der Stefan-Boltzmann-Strahlungskonstante. Damit erhält man für die Helligkeit die Beziehung

$$\text{Helligkeit} = L/4\pi d^2 \text{ [Watt/m}^2\text{]}, \quad (12)$$

wobei d gleich der Entfernung Beobachter – Stern ist. Sternhelligkeiten werden in Magnituden (mag) angegeben. Unterscheiden sich zwei Sterne in ihren Magnituden um eine Einheit, so ist der mit der *kleineren* Magnitude um den Faktor 2,51 *heller*! Bei einer Differenz von 5 mag beträgt der Faktor gleich  $(2,51)^5$ , also 100. Außerdem unterscheiden Astronomen zwischen „scheinbarer“ und „absoluter“ Helligkeit. Wie der Name schon andeutet, hat die scheinbare Helligkeit nichts mit der wahren Helligkeit des Sterns zu tun. Sie ist vielmehr die gemessene Helligkeit, die davon abhängt, wie weit der Stern entfernt ist. Man bezeichnet die scheinbare Helligkeit mit m. Die wahre bzw. absolute Helligkeit M ist eher künstlicher Natur. Man versteht darunter die Helligkeit, die man auf der Erde messen würde, könnte man den Stern aus seiner tatsächlichen Entfernung d auf eine Distanz von 10 pc zur Erde verschieben. Die absolute Helligkeit ist also gleich der scheinbaren Helligkeit eines Objekts in 10 pc Entfernung. Scheinbare Helligkeit m und absolute Helligkeit M sind mit der Entfernung d des Sterns über die Gleichung

$$m - M = -5 + 5 \log d \quad (13)$$

verknüpft, wobei d in Megaparsec (Mpc) angegeben ist. Übrigens: Bei der mit Gleichung 13 errechnete Entfernung d handelt es sich um die Leuchtkraftdistanz des Sterns.

Zurück zur Entfernungsbestimmung. Frau Leavitt konnte nicht nur eine Reihe von Cepheiden auf den Fotoplatten ausfindig machen, es gelang ihr auch, einen Zusammenhang zwischen der Periode der Leuchtkraftschwankung und der absoluten Helligkeit dieser Sterne herzustellen und vor allem deren Leuchtkraft an Cepheiden bekannter Entfernung zu eichen. Mit dieser neuen Klasse von Standard-Kerzen war das Tor für ein leistungsfähiges Verfahren zur Entfernungsmessung aufgestoßen. Fortan musste man „nur“ noch einen Cepheiden in einer anderen Galaxie finden, dessen scheinbare Helligkeit m und die Periode der Helligkeitsänderung messen und aus einer Tabelle anhand der Periodenlänge

dessen absolute Helligkeit  $M$  ablesen. Die Gleichung 13 liefert dann die Entfernung  $d$  des Sterns.

### Spektroskopische Parallaxe

Die Bezeichnung dieses Verfahrens ist irreführend, denn mit Parallaxen und Winkeln hat diese Methode nichts gemein. Der Name stammt noch aus einer Zeit, als der Begriff Parallaxe wie selbstverständlich in Kombination mit Entfernung gebraucht wurde. Worum geht es? Mit Hilfe der Cepheiden kann man die Entfernung eines ganzen Sternhaufens und die absolute Helligkeit der zum Haufen gehörenden Sterne bestimmen. Im nächsten Schritt wählt man nun einen anderen, nach Möglichkeit deutlich leuchtkräftigeren Stern als die Cepheiden aus dem Sternensemble und untersucht sein Spektrum, also die vom Stern abgestrahlten Wellenlängen und deren jeweilige Intensität. Beides hängt in eindeutiger Weise von der Temperatur, der Masse und dem Alter des Sterns ab. Alle Sterne mit dem gleichen spektroskopischen „Fingerabdruck“ haben die gleiche absolute Helligkeit, wo auch immer sie zu finden sind. Entdeckt man nun einen Stern mit dem gleichen spektroskopischen Fingerabdruck in einem anderen Sternhaufen, so kennt man automatisch dessen absolute Helligkeit und kann wiederum nach einer Messung seiner scheinbaren Helligkeit mit Gleichung 13 dessen Entfernung bestimmen. Auf diese Weise kann man sich zu immer leuchtkräftigeren Sternen „emporhangeln“. Mit diesem Verfahren gewinnt man eine ganze Palette immer leuchtkräftigerer Standardkerzen, d.h. sehr helle, in großer Entfernung noch beobachtbare Sterne mit bekannter absoluter Helligkeit. Damit gelingt es auch, die Entfernung von Galaxien zu bestimmen, in denen keine oder im Vergleich nur relativ leuchtschwache Cepheiden vorkommen.

### Tully-Fisher-Beziehung

Die Tully-Fisher-Korrelation gestattet die Entfernungsbestimmung einzelner Galaxien bzw. ganzer Galaxienhaufen. Anzuwenden ist sie auf Spiralgalaxien. Dabei macht sich diese Beziehung zwei Tatsachen zu Nutze: zum einen, dass Spiralgalaxien umso schneller rotieren, je größer ihre Gesamtmasse ist, und zweitens, dass Galaxien eine umso größere Leuchtkraft aufweisen, je mehr Masse und damit Sterne die Galaxie besitzt. Im Jahr 1977 haben die Astronomen R. B. Tully und R. Fisher herausgefunden, dass zwischen Rotationsgeschwindigkeit und Leuchtkraft eine eindeutige Beziehung herrscht, insofern, dass die Leuchtkraft proportional zu einer Potenz der Rotationsgeschwindigkeit der Galaxie ist. Die Beziehung lautet



$$L \propto (v_{\max})^\alpha, \quad (14)$$

wobei der Exponent  $\alpha$  von der Wellenlänge abhängt, bei der die Messung durchgeführt wird. Die Rotationsgeschwindigkeit kann man mit Hilfe des Dopplereffekts bestimmen. Das Licht, das von den Spiralarmen ausgeht, die aufgrund der Rotation auf den Beobachter zukommen, ist gegenüber dem vom Zentrum der Galaxie ausgehenden Licht ins Blaue, d.h. nach kürzeren Wellenlängen verschoben, das von den sich wegbewegenden Armen emittierte Licht dagegen ins Rote, zu längeren Wellenlängen (siehe Bild 6).

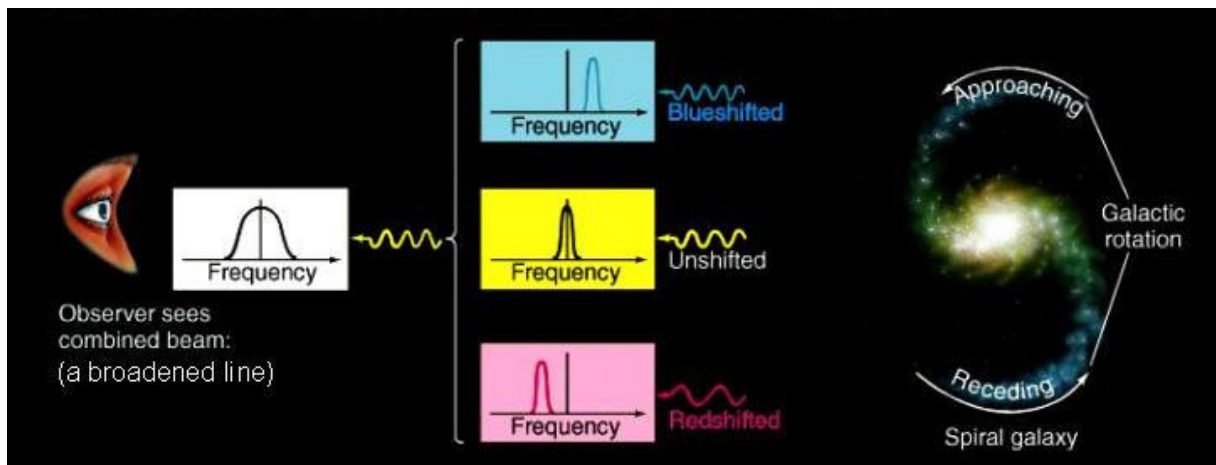


Bild 6

(Quelle: [http://www.astro.ufl.edu/~guzman/ast1002/class\\_notes/Ch15/Ch15.html](http://www.astro.ufl.edu/~guzman/ast1002/class_notes/Ch15/Ch15.html))

Ist die Galaxie so weit entfernt, dass man das Licht der Spiralarme nicht mehr getrennt hinsichtlich seiner Rotverschiebung untersuchen kann, so sieht der Beobachter nur eine Überlagerung der verschobenen Komponenten zu einer verbreiterten Linie (Bild 6). Da die Verbreiterung umso größer ausfällt, je schneller die Galaxie rotiert, kann man daraus die Rotationsgeschwindigkeit ableiten. Zur Bestimmung der Rotationsgeschwindigkeit bietet sich die 21-cm Linie (Radiowellen-Bereich) des in Spiralgalaxien reichlich vorhandenen neutralen Wasserstoffs an. Die scheinbare Helligkeit der Galaxie misst man dagegen im nahen Infrarot, vornehmlich im Wellenlängenbereich um 800 Nanometern, da hier nahezu alle Sterne zur Leuchtkraft der Galaxie beitragen. In diesem Wellenlängenbereich hat der Exponent  $\alpha$  in Gleichung 14 den Wert 3,2.

Fehlt noch der Zusammenhang zwischen Rotationsgeschwindigkeit und absoluter Helligkeit der Galaxie. Wie bei der Eichung der Cepheiden benötigt man dazu wieder

einige Spiralgalaxien bekannter Rotationsgeschwindigkeit in bekannter Entfernung. Nachdem man ihre scheinbare Helligkeit gemessen hat, erhält man schließlich mit Hilfe der Gleichung 13 deren absolute Helligkeit. Da diese Werte auch für andere gleichartige Spiralgalaxien gelten, kann man wiederum von einer „fremden“ Spiralgalaxie, nachdem man ihre Rotationsgeschwindigkeit und scheinbare Helligkeit gemessen hat, mit Gleichung 13 deren Leuchtkraftdistanz berechnen. Gelingt die Messung an mehreren Galaxien eines größeren Galaxienhaufens, so steht der Mittelwert der Entfernungen auch für die Entfernung des gesamten Haufens. Gerechtfertigt wird diese Behauptung durch die Tatsache, dass die Entfernungen der einzelnen Galaxien im Haufen gegen die Entfernung des Haufens zum Beobachter vernachlässigbar klein sind.

### Supernovae des Typs Ia als Standardkerzen

Vorab eine Bemerkung: Supernova (SN) ist nicht gleich Supernova! Mittlerweile kennt man eine Vielzahl von Typen, z.B. die Supernovae Ia, Ib, Ic, II, II-L, II-P und die Paarinstabilitäts-Supernovae. Alle unterscheiden sich in ihren Spektren und im zeitlichen Verlauf der zum Zeitpunkt der Explosion auftretenden Anfangshelligkeit. So zeigt das Spektrum der Supernovae des Typs Ia vornehmlich Spektrallinien des Elements Silizium (insbesondere im Helligkeitsmaximum), aber keine Wasserstoff- oder Heliumlinien. Mit ihrer enormen absoluten Helligkeit von im Mittel minus  $19,3 \pm 0,3$  Magnituden im sichtbaren Bereich des elektromagnetischen Spektrums, ist eine SN-Ia über sehr große Entfernungen noch zu sehen. Verglichen mit den leuchtkräftigsten Cepheiden sind Ia-Supernovae bis zu 250.000 Mal leuchtkräftiger. Da ferner deren absolute Helligkeit sowie der zeitliche Verlauf ihrer Anfangshelligkeit nur in engen Grenzen variieren, ist dieser SN-Typ als Standard-Kerze besonders geeignet.

Noch ein paar Worte zur Entstehung einer SN-Ia. Die Theoretiker favorisieren drei Modelle. Im „Standardmodell“ steht am Anfang ein Doppelsternsystem, in dem sich einer der beiden Partner bereits zu einem Weißen Kohlenstoff-Sauerstoff-Zwerg (WZ) entwickelt hat und Gas vom anderen Partner auf ihn überströmt. Hat der Weiße Zwerg schließlich die sogenannte Chandrasekhar-Grenzmasse von rund 1,4 Sonnenmassen erreicht, setzen thermonukleare Fusionsreaktionen ein, die den WZ innerhalb Sekunden vollständig zerstören. Die mit der Explosion einhergehende

Helligkeit der SN bleibt zunächst kurze Zeit nahezu unverändert und fällt dann in Form einer charakteristischen Lichtkurve (Bild 7) über Monate langsam ab.

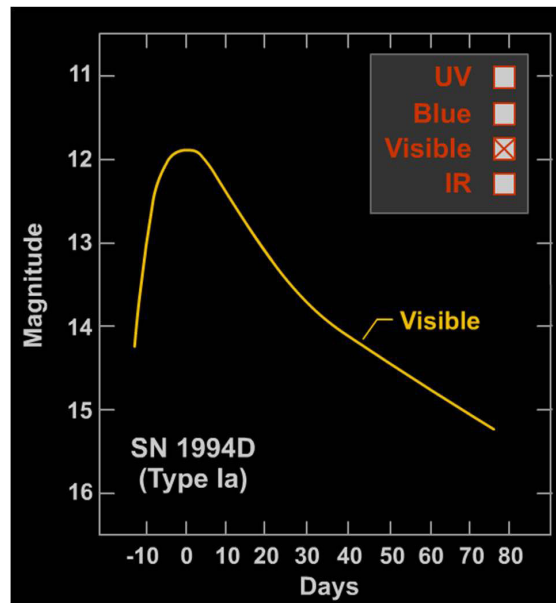


Bild 7: Auf der Erde gemessene Lichtkurve der SN 1944D

(Quelle: [http://csep10.phys.utk.edu/ojta/c2c/stardeath/supernovae/type1-2\\_tl.html](http://csep10.phys.utk.edu/ojta/c2c/stardeath/supernovae/type1-2_tl.html))

Der Verlauf der Kurve ist Ausdruck der bei der Explosion erzeugten Menge des Nickel-Isotops  $^{56}\text{Ni}$ . Dieses Isotop ist instabil und zerfällt mit einer Halbwertszeit von 6,1 Tagen zu dem Kobalt-Isotop  $^{56}\text{Co}$ , das wiederum mit einer Halbwertszeit von 77,2 Tagen zu stabilem Eisen  $^{56}\text{Fe}$  zerfällt. Da bei weniger hellen Ia-Supernova die Leuchtkurve relativ rasch, bei SN großer Helligkeit jedoch vergleichsweise langsam abklingt, kann man durch Stauchen bzw. Dehnen der beobachteten Kurve die tatsächliche absolute Helligkeit im Kurvenmaximum herleiten (Bild 8).

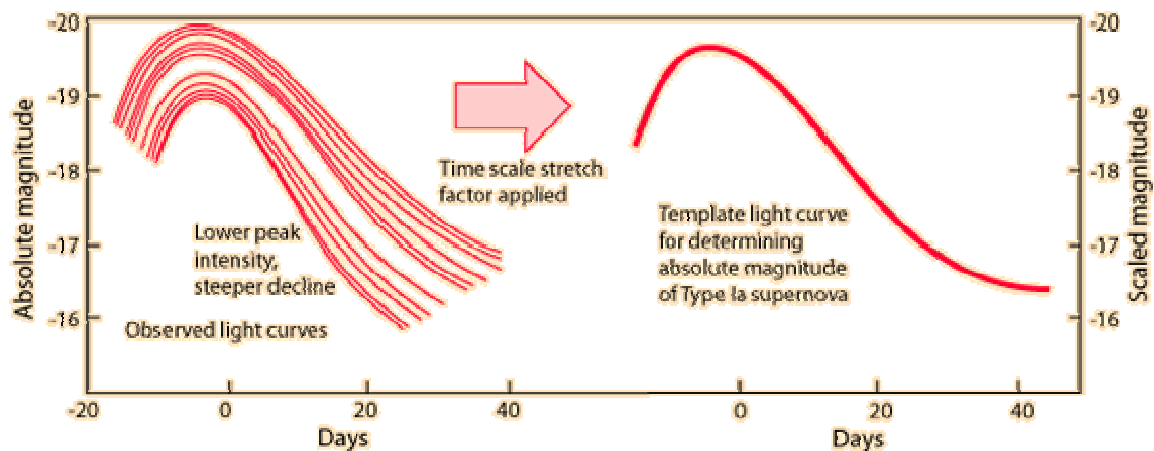


Bild 8

(Quelle: [hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/astro/snovcn.html](http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/astro/snovcn.html))

Weiße Zwerge der Chandrasekhar-Grenzmasse stellen einer SN-Ia stets die gleiche Menge an „Brennstoff“ für ihre Leuchtkraft zur Verfügung. Nach neuer Erkenntnis sollten aber auch WZ unterhalb dieser Grenzmasse explodieren können. Da in diesem Fall die Dichte im WZ nicht ausreicht, um eine thermonukleare Explosion zu zünden, müsste der WZ durch eine von außen wirkende Kraft komprimiert werden. Theoretiker sind der Ansicht, dass von einem Begleitstern überströmendes Helium Ursache dieser Kraft sein könnte. So soll sich das Helium schalenförmig um den WZ anlagern und beim Erreichen einer entsprechend Dichte explodieren. Die Druckwelle der Detonation würde den WZ durchlaufen und die Materie im Zentrum so stark komprimieren, dass eine thermonukleare Explosion zündet, lange bevor die Chandrasekhar-Grenzmasse erreicht ist. Man glaubt mit diesem Modell einen Großteil der beobachteten SN-Ia erklären zu können.

Wenn WZ mit weniger als der Chandrasekhar-Grenzmasse explodieren können, warum nicht auch solche mit einer größeren Masse? Nach heutiger Meinung führt auch eine Verschmelzung von zwei WZ bzw. von einem WZ mit einem Neutronenstern zu einer SN-Ia. Zwar liegen die Massen der beiden Komponenten unterhalb der Chandrasekhar-Masse, doch das durch die Verschmelzung entstehende Objekt ist massereicher. Eigentlich sollte die Explosion dieses Objekts auch mit einer entsprechend großen Helligkeit einhergehen, was aber nicht der Fall ist. Das wird erklärbar, wenn man bedenkt, dass die Explosionshelligkeit im Wesentlichen von der Menge des produzierten Nickel-Isotops abhängt, die ihrerseits proportional zur Dichte der Materie des bei der Verschmelzung resultierenden Objektes ist.

Nach dieser „Vorrede“ ist das Verfahren zur Entfernungsbestimmung schnell erklärt. Man misst die scheinbare Helligkeit einer SN-Ia und kann dann mit der bekannten absoluten Helligkeit und Gleichung 13 die Entfernung berechnen. Ein Beispiel: Für die SN-Ia 1994d am Rande der Galaxie NGC 4526 hat man eine scheinbare Helligkeit  $m$  von 11,8 mag gemessen. Die absolute Helligkeit der SN betrug minus 19,31 mag, womit sich eine Entfernung  $d$  von 16,7 Megaparsec bzw. 54,4 Millionen Lichtjahre errechnet. Also kein Problem! Was jedoch zu einem Problem werden kann, ist die Suche nach einer SN-Ia in der Galaxie, deren Entfernung bestimmt werden soll. Zwar werden in dem uns zugänglichen Universum jährlich einige Hundert Supernovae entdeckt, aber bezogen auf eine einzelne, spezielle Galaxie

sind es nur einige wenige pro 1000 Jahre. Welcher Prozentsatz davon auf SN-Ia entfällt, weiß man nicht. Um jedoch Fehler bei der Entfernungsbestimmung zu vermeiden, muss man mit Hilfe der Spektroskopie sicherstellen, dass man wirklich eine SN vom Typ Ia vor sich hat. Bleibt nur, sich in Geduld zu üben.

### Hubble-Gesetz und Hubble-Parameter

Was die Entfernungsbestimmung unter Verwendung des Hubble-Parameters betrifft, können wir uns kurz fassen, da das Wesentliche bereits in den Tutorial-Beiträgen „Rotverschiebung“, „Hubble-Gesetz“ und „Entfernungen“ zur Sprache kam. Also, wie funktioniert das Verfahren? Zunächst misst man die Rotverschiebung  $z$  des Objekts, dessen Entfernung bestimmt werden soll, und berechnet daraus seine Fluchtgeschwindigkeit  $v$  (siehe Gleichungen 15)

$$z = \frac{\lambda_0 - \lambda_e}{\lambda_e} \quad v = z \times c. \quad (15)$$

Anschließend kommt das Hubble-Gesetz zur Anwendung, das die Fluchtgeschwindigkeit über den Hubble-Parameter mit der Entfernung  $d$  verknüpft. Es gilt

$$d = v/H. \quad (16)$$

Das war's auch schon – aber mit Einschränkungen! Denn die Berechnung von  $v$  mit Gleichung 15 ist nur bis zu einem  $z$  von rund 0,1, bzw. einer Entfernung von rund 450 Mpc bzw. einer Lichtlaufzeit von 1,4 Milliarden Jahren statthaft. Für größere  $z$  stimmt das Ergebnis nicht mehr mit dem wahren  $v$  überein. Bei  $z = 0,35$  beträgt der Fehler in  $v$  bereits 10 Prozent. Mit diesem Fehler ist natürlich auch die Berechnung von  $d$  behaftet. Auch die relativistische Dopplerformel

$$v = \frac{(1+z)^2 - 1}{(1+z)^2 + 1} \times c \quad (17)$$

versagt bei größeren  $z$ . Um zum richtigen Ergebnis zu gelangen, muss die Expansion des Universums berücksichtigt werden! Mit anderen Worten:  $d$  ist mit der aus den Friedmann-Lemaitre-Gleichungen abgeleiteten Gleichung für die Eigendistanz zu berechnen (siehe Tutorial „Entfernungen“). Mit dem so erhaltenen Wert für  $d$  könnte man sodann die Fluchtgeschwindigkeit mittels Gleichung 16 bestimmen. Aber das ist jetzt nicht mehr nötig, denn das gesuchte  $d$  ist ja bereits bestimmt. Überraschenderweise bleibt selbst in der Fachliteratur dieses „ $z > 0,1$  Problem“ oft

unberücksichtigt und die Fluchtgeschwindigkeit wird munter mit den Gleichungen 16 bzw. 17 ermittelt.

### Andere Verfahren zur Entfernungsbestimmung

Neben den beschriebenen und zum Standardrepertoire gehörenden Verfahren zur Entfernungsbestimmung kennt man noch eine Reihe andere mehr oder minder genaue bzw. komplizierte Methoden, auf die wir nicht näher eingehen, sondern lediglich der Ordnung halber hinweisen wollen:

- Planetarische Nebel-Leuchtkraft-Funktion
- Flächenhelligkeits-Funktion
- $D_n$ - $\sigma$ -Verfahren (ähnlich Tully-Fisher, auf elliptische Galaxien anwendbar)
- Hellste Haufengalaxien
- Kugelhaufen-Leuchtkraft-Funktion
- Der Sunjajew-Seldowitsch-Effekt
- Baade-Wesselink-Verfahren
- Doppelsternspektroskopie
- Gravitationslinsen-Zeitverschiebung
- Expansions-Parallaxe
- Licht-Echo-Verfahren
- Hauptreihen-Anpassung
- Oberflächen-Helligkeitsfluktuationen

Beschreibungen dieser Verfahren findet man in der Fachliteratur bzw. im Internet.