

Distanzmessung im Universum

von Frank Timphus
Gießen, den 13.5.1997

Die Bestimmung von Entfernungen im Universum basiert auf einem System von Methoden, die mit wachsendem Abstand hierarchisch aufeinander aufbauen. Messungen innerhalb unserer Milchstraße bilden die Grundstufe dieser kosmischen Leiter auf dem Weg zu anderen Galaxien. Die Stufen im einzelnen sind

- kinematische (Parallaxen-) Methoden
- Hauptreihensterne
- Sternenveränderliche

und darauf aufbauend

- Novae und Supernovae
- die hellsten Sterne, Kugelsternhaufen, Galaxien und Galaxienhaufen
- phänomenologische Glaxienuntersuchungen.

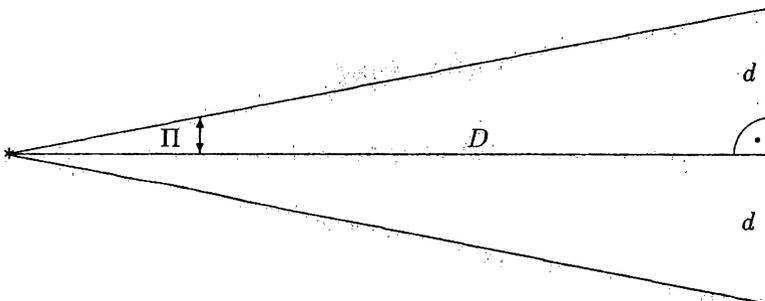
Die Distanzmessung im Universum ist zudem eng verbunden mit dessen Evolution. Unsere Sonne befindet sich in einer Entfernung von $1,496 \cdot 10^{11} m$, entsprechend einer Laufzeit des Lichtes von 499s. Das Licht, das uns von entfernten Sternen unserer Milchstraße erreicht, wurde vor ca. 50000 Jahren emittiert. Kosmologisch betrachtet immer noch ein „Katzensprung“, denn Effekte wie die Expansion oder die Krümmung des Raumes können vernachlässigt werden. Stößt man weiter in die Tiefen des Raumes vor, so müssen diese Effekte (vgl. Helligkeitsabstand) und Annahmen über die zeitliche Entwicklung berücksichtigt werden. Im folgenden werden die verschiedenen Methoden im Prinzip vorgestellt.

1 Kinematische Methoden

Man unterscheidet drei Parallaxenmethoden, bei denen die scheinbare Gegenbewegung eines relativ nahen Objektes vor dem Hintergrund der Fixsterne beobachtet wird.

1.1 Die trigonometrische Parallaxe

Schon Hipparch bestimmte 129 v. Chr. mittels Triangulation die Entfernung zum Mond. Bei bekannter Grundlinie kann mit der Messung der Parallaxe Π die Entfernung zu einem Objekt mittels der Gleichung $D = \frac{d}{\Pi}$ berechnet werden.



Zur Bestimmung von Sternparallaxen, erstmals vorgenommen von Bessel 1837, wird die Bewegung der Erde um die Sonne betrachtet und somit der mittlere Abstand zwischen Erde und Sonne (1 Astronomische Einheit) als Grundlinie herangezogen. Daraus hat sich die bis heute gültige Maßeinheit für kosmische Entfernungen entwickelt: Ein Parsec (pc) ist die Entfernung, in der der mittlere Erdbahnradius (1 A.E.) unter einem Winkel von $1''$ erscheint. Die Bestimmung der Parallaxe ist nur für die sonnennächsten Sterne möglich, mit Entfernungen von bis zu einigen hundert Parsec.

1.2 Säkularparallaxe

Bei der Säkularparallaxe wird als Grundlinie ein Stück der Sonnenbahn in der Milchstraße benutzt. Der Sonne bewegt sich mit einer Geschwindigkeit von ca. 20 km/s . Die Eigenbewegung der Sterne läßt sich nur dadurch Rechnung tragen, daß man ausschließlich die Entfernungen zu Sternhaufen bestimmt, deren Sternbewegungen im Mittel verschwinden.

1.3 Sternstromparallaxe

Eine gerichtete Sternbewegung von Haufenmitgliedern ist die Voraussetzung für die Anwendung der Sternstromparallaxe. Die Mitglieder des Haufens bewegen sich auf einen Konvergenzpunkt an der Himmelssphäre zu. Die radiale Fluchtgeschwindigkeit kann mit Hilfe des Dopplereffektes aus der Frequenzverschiebung einer bekannten Linie bestimmt werden. Zusammen mit der tangentialen Eigenbewegung, die sich als Winkelgeschwindigkeit messen läßt und aus der Lage des Konvergenzpunktes ergibt sich die Entfernung zu dem Bewegungshaufen.

Die beiden letztgenannten Methoden führen zu Distanzen von bis zu 5 kpc, so daß noch nicht einmal die Milchstraße, mit einem Durchmesser von ca. 30 kpc, vollständig vermessen werden kann.

2 Spektrometrische Methoden

2.1 Der Helligkeitsabstand

Die weiteren Methoden zur Entfernungsbestimmung basieren im Wesentlichen auf Messungen von Helligkeiten. Bei bekannter absoluter Leuchtkraft L eines Objektes führt die Messung der Flußdichte l direkt auf den Helligkeitsabstand D_l , der den Radius einer Kugel darstellt, auf den sich die Strahlung verteilt hat: $D_l^2 = L/4\pi l$ (Kosmologische Effekte sind hier noch vernachlässigt.)

Die **scheinbare Helligkeit** m wird folgendermaßen definiert: Eine hundertmal stärkere scheinbare Helligkeit bedeutet einen Abfall von $\Delta m = 5 \text{ mag}$: $m_1 - m_2 = 2,5 \log l_2/l_1$. Ursprünglich war $m = 0$ für den hellsten sichtbaren Stern definiert, heute ist $l_{(m=0)} = 2,52 \cdot 10^{-8} \text{ W/m}^2$.

Die **absolute Helligkeit** M ist gleich der scheinbaren Helligkeit, die ein Objekt hätte, wenn es sich in einer Entfernung von 10pc befinden würde:

$M = m + 5 - 5 \log D$. Die Differenz $m - M$ ergibt das s.g. Entfernungsmodul und ist ein direktes Maß für die Entfernung.

Die Messung der scheinbaren Helligkeit ist abhängig von der spektralen Empfindlichkeit des Meßinstrumentes. Im UBV-System werden die Helligkeiten auf bestimmte Wellenlängenbereiche bezogen. Die Helligkeit im Ultravioletten ($U = m_U$) hat den Schwerpunkt der Wellenlänge bei 365 nm, im Blauen ($B = m_B$) liegt dieser bei 440 nm und im Visuellen ($V = m_V$) bei 548 nm.

Als Farbindex wird die Differenz zwischen verschiedenen Farbhelligkeiten definiert (z.B. $U - V$). Kalibriert wird das System auf eine bestimmte Sternklasse (A0V), für die $U = B = V$ festgelegt wird.

Bei der Messung von Helligkeiten ist zu berücksichtigen, daß interstellare Materie zu einer Absorption des Lichtes führt. Deshalb muß das Entfernungsmodul noch mit der Extinktion A korrigiert werden: $m - M = 5 \log D - 5 + A$. Da die interstellare Absorption unterschiedlich in verschiedenen Wellenlängenbereichen stattfindet, kommt es auch noch zu einer Verfärbung (Farbexzeß).

2.2 Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Hertzsprung und Russell hatten – unabhängig voneinander – die Idee, die absolute Helligkeit von Sternen gegen die Spektralklasse (entspr. der Oberflächentemperatur) aufzutragen. Dabei zeigte sich, daß sich die meisten Sterne auf einer Diagonalen, der s.g. Hauptreihe befinden. Dieses Diagramm gibt Aufschluß über die ganze Evolutionsgeschichte der Sterne; zur Entfernungsmessung eignet es sich in dem man bei gemessener Spektralklasse und scheinbaren Helligkeit m die absolute Helligkeit ablesen kann und somit das Distanzmodul bestimmt hat. Heutzutage wird das Farb-Helligkeits-Diagramm verwendet, bei dem die Helligkeiten gegen die Farbindices von Sternhaufen aufgetragen werden und die sich ergebende Reihe mittels einer Standardhauptreihe kalibriert wird. Dabei ist es zusätzlich nötig den Evolutionsgrad des Systems zu berücksichtigen. Im Wesentlichen unterscheidet man zwei Arten von Populationen:

Population I: Jüngere, metallreiche Sterne in der Ebene der Galaxie. Häufig in offenen Haufen von 10-10.000 Sternen (Haufendurchmesser 1-20 pc).

Population II: Ältere Sterne, die sich in der galaktischen Halo der Milchstraße befinden, aus einer Zeit, als die Galaxie noch nicht abgeflacht war. Kennzeichen sind der geringe Metallanteil und das Auftreten in Kugelsternhaufen (Durchmesser 15-150 pc, $10^4 - 10^7$ Mitglieder).

Diese Methode ermöglicht es mit einer Reichweite von 40 kpc knapp über den Rand unserer Galaxie hinwegzuschauen.

2.3 Veränderliche Sterne

Bei veränderlichen Sternen befinden sich Gravitations- und Strahlungsdruck nicht im Gleichgewicht, so daß es zu einer regelmäßigen Vergrößerung der Oberfläche und somit zu einem starken Pulsieren der Helligkeit kommt. 1912 wurde von Henrietta Leavitt die lineare Beziehung zwischen der absoluten Leuchtkraft und dem Logarithmus der Schwingungsperiode von Cepheiden in der Kleinen Magellanschen Wolke gefunden. Es folgte in den 20er Jahren eine absolute Eichung, die sich erst in den 50er Jahren als um einen Faktor zwei zu niedrig herausstellte. Dies war auch der Grund für Hubbles Fehler bei der ersten Entfernungsbestimmung einer anderen Galaxie, des Andromeda-Nebels.

Bei der Entfernungsmessung betrachtet man drei Arten von Cepheiden:

1. **Klassische Cepheiden (C δ)**, die hellsten Sternveränderlichen der Population I mit Schwingungsdauern von 2 bis 40 Tagen.
2. **W-Virginis (CW)**, ungefähr 1,4mag schwächer als C δ und zur Population II gehörig, aber mit der gleichen Schwingungsdauer.
3. **RR-Lyrae**, schwache Veränderliche der Population II mit Perioden von bis zu einem Tag, die sich häufig in Kugelsternhaufen finden.

Die Helligkeitsschwankungen werden in verschiedenen spektralen Bereichen gemessen und sind im Ultravioletten am größten. Aufgrund der starken Helligkeit der C δ , kann man die Entfernungen zu Galaxien außerhalb unserer Lokalen Gruppe bestimmen und man hofft mit dem Hubble-Space-Telescope in Bereiche, die weiter als der Virgo-Haufen entfernt sind ($D > 10\text{Mpc}$), vorzustößen.

2.4 Novae und Supernovae

Eine Novae ist ein Helligkeitsausbruch eines Sternes um 7-15 mag innerhalb eines kurzen Zeitraums (Stunden bis Wochen). Die größte maximale Helligkeit ist korreliert mit der Abklingzeit, in der der Stern um zwei Größenordnungen schwächer wird.

Noch größere Helligkeiten sind bei einer Supernova zu beobachten. Der Gravitationskollaps eines massenreichen Sterns führt zu einem Helligkeitsausbruch um 20 mag, so daß die absolute Leuchtkraft mit der einer ganzen Galaxie vergleichbar ist. Die Lichtkurven der verschiedenen Supernova-Typen geben Aufschluß über die absolute Leuchtkraft. Prinzipiell lassen sich hiermit die größten Distanzen bestimmen. Supernovae sind aber relativ selten; es ist nur eine in 50 Jahren pro Galaxie zu beobachten.

2.5 Phänomenologische Methoden

Weitere Methoden, die untereinander gute Übereinstimmung zeigen, ohne aber auf eine fundierte Theorie zu gründen, sind

- die Tully-Fisher-Methode, bei der die sich aus der Rotation der Galaxie ergebende Dopplerverbreiterung (z.B. der 21cm-H-Linie) mit der Masse und so mit der absoluten Helligkeit in Verbindung gebracht wird.
- die Methode der Oberflächenhelligkeitsfluktuation, bei der die mit wachsender Entfernung zunehmende „Körnigkeit“ der Galaxie betrachtet wird.
- die Planetary Nebulae Luminosity Function, bei der man annimmt, daß die Helligkeit von planetarischen Nebeln in Galaxien eine scharfe Obergrenze besitzt.

3 Die kosmologische Rotverschiebung

3.1 Das Hubble-Gesetz

Schafft man es mit der Entfernungsskala aus dem Superhaufen, zu dem unsere Lokale Gruppe gehört, herauszukommen ($D_i > 25$ Mpc), so bestimmt die Expansion des Raumes die Beobachtung von Galaxien und anderen Objekten.

Mit Hilfe der Robertson-Walker-Metrik ergibt sich die Rotverschiebung der Spektrallinien als Funktion des Skalenfaktors zur heutigen Zeit $R(t_0)$ und zur Zeit der Emission der Linie $R(t_1)$:

$$z = \frac{R(t_0)}{R(t_1)} - 1$$

Eine Entwicklung der Rotverschiebung für kleine Zeitdifferenzen ($t_0 - t_1$) führt zum Hubble Gesetz $DH_0 = cz$ mit ($H_0 = R(t_0)/R(t_0)$).

Interpretiert man z als klassische Dopplerverschiebung ($z = v/c$), so ergibt sich die Hubble-Beziehung, die die lineare Abhängigkeit der Fluchtgeschwindigkeit v von der Distanz zeigt: $v = H_0 D$.

Die Angabe einer Entfernung oder Fluchtgeschwindigkeit einer Galaxie beinhaltet also die Extrapolation auf den heutigen Zeitpunkt, wobei man natürlich keinerlei direkte Information über die Entwicklung der Galaxie hat.

3.2 Der kosmologische Helligkeitsabstand

Die Rotverschiebung hat auch einen Einfluß auf die Bestimmung des Helligkeitsabstandes D_l : Zum Zeitpunkt T_1 strahlt eine (Punkt-)Quelle der absoluten Helligkeit L während eines Zeitintervalls δt_1 im Wellenlängenbereich $\delta \lambda_1$. Der Empfänger kann eine scheinbare

Helligkeit l , die sich auf die Kugelfläche im Zeitintervall δt_0 im Wellenlängenbereich $\delta \lambda_0$ verteilt, messen. Es ergibt sich nun für den Helligkeitsabstand:

$D_l = rR(t_0)(1+z)$ (wobei r der dimensionslose Koordinatenabstand ist), was für kleine Rotverschiebungen in die bisher verwendete Beziehung übergeht.

3.3 Die Hubble-Konstante

Hubbles erste Messungen in den 20er Jahren von Galaxien mit Rotverschiebungen bis $z = 0,003$ zeigten einen Wert von $H_0 = 500 \frac{\text{km}}{\text{s Mpc}}$. Mit der Revision der Entfernungsskala, aufgrund der Fehleichung der Cepheiden, halbierte sich dieser Wert in den 50er Jahren. Heutzutage werden Werte von $50-80 \frac{\text{km}}{\text{s Mpc}}$ für H_0 genannt, wobei die extremen Werte von unterschiedlichen Gruppierungen stammen, die jeweils andere Methoden zur Eichung der Entfernungsskala verwenden.

Beide „Gruppierungen“ ziehen zur Entfernungsmessung der Galaxien mit kosmologisch interessanten Rotverschiebungen Supernovae vom Typ 1 heran. Es gibt Verfechter der „Long Scale“ ($H_0 \approx 50$), die zu deren Eichung theoretische Modelle und direkte Cepheiden-Kalibrierung nehmen. Dagegen steht die „Short Scale“-Gruppe ($H_0 \approx 80$), die als Zwischenschritt zwischen SN und Cepheiden die in 2.5 genannten phänomenologischen Methoden benutzen. Auch die Eichung der Cepheiden ist nicht unumstritten, denn schon der erste Schritt aus unserer Milchstraße, die Entfernung zur Großen Magellanschen Wolke wird mit Distanzmodulen von 18,1 bis 18,8 (4,2-5,7 kpc) sehr unterschiedlich angegeben.

4 Kleiner Ausblick

Die Ungenauigkeit in der Bestimmung der Hubble-Konstanten macht es nicht verwunderlich, daß der Verzögerungsparameter $q_0 = -\ddot{R}R/\dot{R}^2$, der die Änderung von H_0 beschreibt, noch nicht hinreichend gut bekannt ist ($q_0 = 1 \pm 1$). Die Beobachtung von Galaxien mit großer Rotverschiebung ($z > 2$), die darüber Aufschluß geben könnte, beinhaltet die Schwierigkeit der Beschreibung kosmologischer Evolution.

Die Möglichkeiten, dem gültigen Weltmodell auf die Spur zu kommen, sind also beschränkt. Eine genaue Bestimmung von der Hubble-Konstanten wäre aber, zusammen mit anderen kosmologischen Beobachtungen, die eine Altersbestimmung des Universums ermöglichen (wie z.B. die Altersbestimmung von Kugelsternhaufen), hilfreich. Dazu Hoffnung geben zwei Satellitenmissionen, die bei der Eichung der kosmischen Leiter eine große Rolle spielen werden, aber zum jetzigen Zeitpunkt noch nicht abgeschlossen, bzw. ausgewertet sind:

Hipparcos - ein Satellit der von 1989 bis 1993 die trigonometrischen Parallaxen von ungefähr 120.000 Sternen mit einer Genauigkeit von 1/1000 Bogensekunde bestimmte. Damit wird die unterste Stufe der Leiter, evtl. bis zu einigen galaktischen Cepheiden, neu kalibriert.

Hubble Space Telescope - das bekannte weltraumgestützte Teleskop, das u.a. zu Beobachtungen für das „Extragalactic Distance Scale Key Project“ eingesetzt wird und das Cepheiden jenseits unseres Superhaufens aufspüren soll.

Die Auswertung beider Missionen sollte eine Angabe der Hubble-Konstanten mit einem erträglichen statistischen Fehler ermöglichen und eine bessere Sicht der kosmologischen Distanzen ergeben.

Literaturhinweise

Eine kleine – teilweise kommentierte – Liste soll Hinweise für weitere Informationen liefern, ohne jeglichen Anspruch auf Objektivität zu erfüllen.

- Kosmologie

- Steven Weinberg. *Cosmology and Gravitation*. Wiley, New York 1972.
Der Klassiker der Kosmologie ist zwar in Bezug auf die modernen Methoden der Entfernungsmessung nicht auf dem ersten Stand, aber gibt sehr schön die historische Entwicklung wieder und glänzt mit detailgenauen Rechnungen.
- Michael Berry. *Kosmologie und Gravitation*. B.G. Teubner Stuttgart 1990. Ein kompaktes Taschenbuch, sehr schön für den Einstieg, wie ich finde.
- Hubert Goenner *Einführung in die Kosmologie*. Spektrum 1994.
Ein relativ neues Buch, daß neuere Befunde mit einbezieht.

- Astronomie

- A. Unsöld/B. Baschek. *Der neue Kosmos*. Springer 1991.
Der „Gerthsen“ der Astronomie, würde ich sagen. Ein ungeheuer umfassendes (Nachschlage-)Werk, das wegen der rasanten Entwicklung in der Astronomie in diesem Jahr (überarbeitet) neuaufgelegt wird.
 - Wolfram Winnenbürg. *Einführung in die Astronomie*. BI-Wissenschaftsverlag 1990.
 - M. Rowan-Robinson. *The Cosmic Distance Ladder*. W.H. Freeman, San Francisco 1985.
Dieses Buch und der nachfolgende Artikel, die das Vortragsthema zum Inhalt haben, sind mir leider zu spät bekannt geworden (und nicht in Gießen erhältlich).
 - M. Rowan-Robinson. *The Extragalactic Distance Scale*. *Space.Sci.Rev.* **48**, 1-71(1988). Siehe vorangegangene Quelle.
- Astrophysikalische Zeitschriften lassen sich gut mit dem Astrophysical Data System der NASA recherchieren. Ein europäischer Mirror ist unter <http://cdsads.u-strasbg.fr/> zu finden. Unter http://adswww.harvard.edu/ads_articles.html kann man viele der Artikel vollständig als Post-Script-Files erhalten.

