

## 2 Physik der Milchstraße

### 2.1 Das Sternsystem

#### 2.1.1 Positionen, Bewegungen und Entfernungen

##### 2.1.1.1 Koordinatensysteme

*Himmelskugel*: den Beobachter umgebende gedachte Sphäre mit konstantem Radius. Die Position von Objekten auf der Himmelskugel wird durch Angabe zweier Winkelkoordinaten beschrieben.

##### Horizontsystem

Wichtigste Begriffe: Zenit, Nadir, Horizontkreis, Vertikalkreise, Südpunkt, geographische Breite  $\varphi$   
Koordinaten: Azimut  $A$ , gemessen vom Südpunkt  
Höhe (über Horizont)  $h$ , Zenitdistanz  $z = 90^\circ - h$

##### 1. Äquatorialsystem

Wichtigste Begriffe: Himmelspole, Himmelsäquator, Meridian, Polhöhe  $\varphi$ , Nautisches Dreieck, parallaktischer Winkel  
Koordinaten: Deklination  $\delta$ , gemessen vom Äquator  
Stundenwinkel  $t$ , gemessen vom Meridian

**2. Äquatorialsystem**

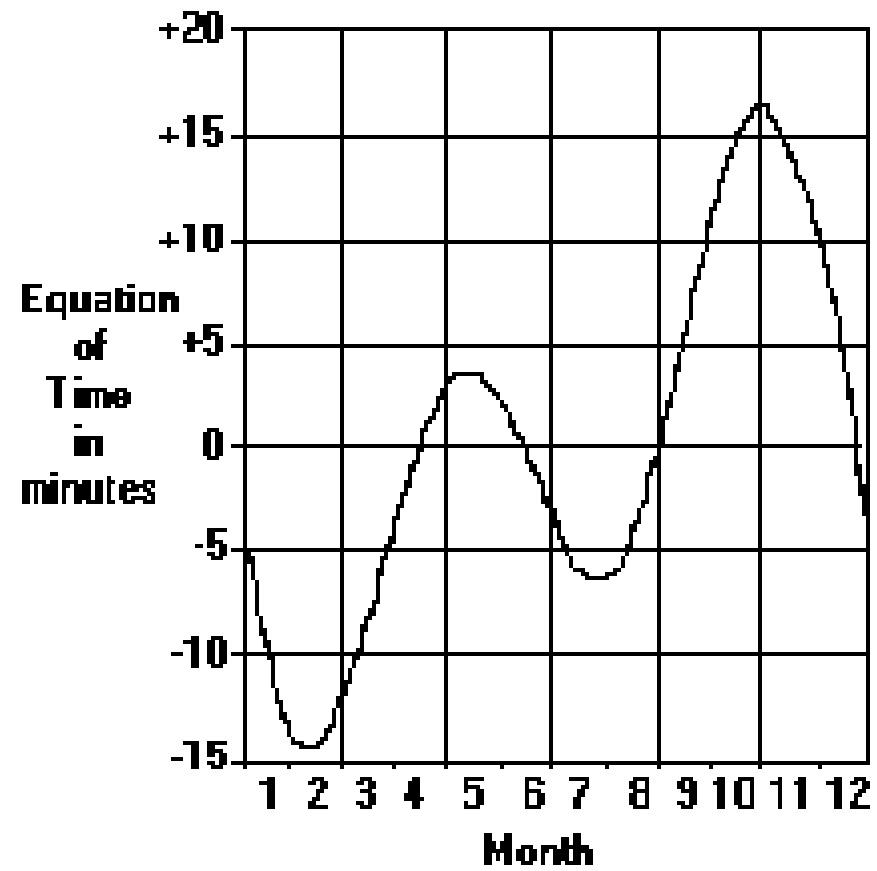
Wichtigste Begriffe:	Frühlingspunkt, geographische Länge $\lambda$
Koordinaten:	Sternzeit $\Theta$ : Stundenwinkel des Frühlingspunktes $\Upsilon$ Deklination $\delta$ Rektaszension $\alpha = \Theta - t$ (Ursprung am Frühlingspunkt)

Die Sternzeit ist eine Ortszeit - abhängig von der geographischen Länge  $\lambda$  des Beobachtungsstandpunktes.

Die Rektaszension eines Objekts enthält keine Anteile der täglichen Erdbewegung mehr.

**Relationen zur Bewegung der Sonne:**

Ekliptik:	der von der Sonne im Laufe eines Jahres durchlaufene Großkreis an der Himmelskugel Neigung zum Äquator $\varepsilon \approx 23^\circ.5$ ("Schiefe der Ekliptik")
Sonnenzeit:	Stundenwinkel des Sonnenmittelpunkts $t_x$ ("wahre Sonnenzeit"). Diese ist aufgrund der elliptischen Erdbahn nicht proportional zur Zeit. Daher: "mittlere Sonnenzeit" $t_x$ : fiktive mittlere Sonne, welche sich mit konstanter Winkelgeschwindigkeit auf dem Äquator bewegt und zur selben Zeit wie die wahre Sonne den Frühlingspunkt durchquert. Zeitgleichung: $t_\odot - t_\odot = \alpha_\odot - \alpha_\odot$
Sonnentag:	Zeit zwischen aufeinander folgenden Kulminationen der mittleren Sonne. Ein mittlerer Sonnentag = 24h3m56.555s im Sternzeitmaß
Sonnenjahr:	Zeit zwischen aufeinander folgenden Durchquerungen des Frühlingspunktes, 365.2422 Sonnentage
Weltzeit ( <i>universal time</i> UT):	mittlere Sonnenzeit für den Nullmeridian (Greenwich) (= MEZ - 1h)
Zusammenhang zwischen UT und Sternzeit:	$\Theta_{\lambda,UT} = \Theta_{0,0} + UT + 3^m 56^s .555 \frac{UT}{24^h} + \lambda$



Zeitgleichung

**Eklptische Koordinaten:**

Wichtigste Begriffe: Frühlingspunkt, Schiefe der Ekliptik  $\varepsilon$   
 Koordinaten: ekliptikale Breite  $\beta$   
 ekliptikale Länge  $\lambda$

Dieses System ist wichtig für die Beschreibung der Körper des Planetensystems.

**Galaktische Koordinaten:**

Wichtigste Begriffe: galaktischer Pol, galaktischer Äquator, Richtung zum galaktischen Zentrum  
 Koordinaten: galaktische Breite  $b$   
 galaktische Länge  $l$

Dieses System dient zur Beschreibung von galaktischen Objekten. Der galaktische Nordpol befindet sich in der nördlichen Hemisphäre. Der Ursprung der galaktischen Breite entspricht der Richtung zum galaktischen Zentrum bei

$$\alpha = 17^{\text{h}}42^{\text{m}}.4, \delta = -28^{\circ}.92 (1950.0)$$

Die Neigung des galaktischen Äquators gegen den Himmelsäquator beträgt  $i = 62^{\circ}.6$

**Transformationen zwischen Koordinatensystemen:**

Horizont -- 1. Äquatorialsystem:

$$\begin{aligned} \cos \delta \sin t &= \sin z \sin A \\ \sin \delta &= \cos z \sin \varphi - \sin z \cos \varphi \cos A \\ \cos \delta \cos t &= \cos z \cos \varphi + \sin z \sin \varphi \cos A \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \sin z \sin A &= \cos \delta \sin t \\ \cos z &= \sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos t \\ -\sin z \cos A &= \cos \varphi \sin \delta - \sin \varphi \cos \delta \cos t \end{aligned}$$

2. Äquatorial -- Galaktisches System:

$$\begin{aligned}\cos b \cos(l - 33^\circ) &= \cos \delta \cos(\alpha - 282^\circ.25) \\ \sin b &= \sin \delta \cos 62^\circ.6 - \cos \delta \sin 62^\circ.6 \sin(\alpha - 282^\circ.25) \\ \cos b \sin(l - 33^\circ) &= \sin \delta \sin 62^\circ.6 + \cos \delta \cos 62^\circ.6 \sin(\alpha - 282^\circ.25)\end{aligned}$$

### 2.1.1.2 Zeitliche Änderungen der Koordinaten von Himmelsobjekten

**Präzession, Nutation:** Verlagerung (Drehung) der Rotationsachse der Erde relativ zur Ekliptik und der Erdbahn aufgrund der Gravitations-WW mit Sonne, Mond und Planeten.

- Säkularer (zeitlich proportionaler) Anteil: **Lunisolar-Präzession**
- Periodischer Anteil: **Nutation**
- Verlagerung der Ebene der Ekliptik durch WW mit anderen Planeten: **planetarische Präzession**

Mit zunehmender Zeit nehmen die ekliptikalen Längen und Rektaszensionen raumfester Objekte zu. Ein Umlauf des Himmelspols um den Pol der Ekliptik dauert ca. 26000 Jahre.

Transformationen der allgemeinen Präzession:

$$\begin{aligned}\dot{\alpha} &= m + n \sin \alpha \tan \delta \\ \dot{\delta} &= n \cos \alpha\end{aligned}\quad \text{mit} \quad \begin{aligned}m &= 3^s.07 y^{-1} = 46'' y^{-1} \\ n &= 1^s.34 y^{-1} = 20'' y^{-1}\end{aligned}$$

Der periodische Anteil (Nutation) lässt sich in zeitabhängiger Variation der Schiefe der Ekliptik  $\Delta\varepsilon(t)$  und der ekliptikalen Länge  $\Delta\lambda(t)$  darstellen. Der zeitliche Verlauf ist eine Überlagerung mehrerer Perioden unterschiedlicher Länge und Amplitude. Der bedeutendste Anteil hängt von der ekliptikalen Länge des aufsteigenden Knotens  $\Pi$  der Mondbahn über die Ekliptik

ab. Die Knotenlinie der um  $5^\circ$  gegen die Ekliptik geneigten Mondbahn wandert in 18.6 Jahren einmal rückwärts von  $360^\circ$  bis  $0^\circ$ . Der Himmelspol beschreibt eine Ellipse mit großer Halbachse  $\Delta\varepsilon = 9''.21$  ("Nutationskonstante") parallel zum Kreis konstanter Breite  $\lambda$  und kleiner Halbachse  $\Delta\lambda \sin \varepsilon = 17''.24 \sin \varepsilon = 6''.86$ .

**Jährliche Parallaxe:** durch die Erdbahnbewegung hervorgerufene jährliche Positionsänderung naher Sterne im geozentrischen Bezugssystem.

Der Winkel, unter welchem die große Erdbahnhalfachse  $\mathbf{a}$  von einem Stern im Abstand  $\mathbf{r}$  aus erscheint, heißt Parallaxe  $p = \frac{a}{r}$ . Für alle Sterne gilt  $p < 1''$ . Die mittlere Entfernung Erde - Sonne heißt **Astronomische Einheit** 1 AE =  $1.49598 \cdot 10^8$  km. Zur Angabe von Entfernungen von Sternen benutzt man die Einheit **Parallaxensekunde** (pc), welche einer Parallaxe von einer Bogensekunde entspricht.

$$1 \text{ pc} = 206265 \text{ AE} = 3.086 \cdot 10^{16} \text{ m.}$$

Es sind die Einheiten kpc =  $10^3$  pc und Mpc =  $10^6$  pc gebräuchlich. Der Abstand  $r$  eines Sterns in pc ergibt sich aus der Parallaxe  $p$  in Bogensekunden mit  $r = p^{-1}$ .

In ekliptischen Koordinaten gilt folgende Gleichung für die Örterkurve  $(\Delta\beta, \Delta\lambda)$  eines Sterns mit Parallaxe  $p$  im Laufe eines Jahres:

$$\frac{(\Delta\lambda \cos \beta)^2}{p^2} + \frac{\Delta\beta^2}{p^2 \sin^2 \beta} = 1$$

Für die Änderungen der äquatorialen Koordinaten  $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$  gilt, mit der ekliptischen Länge der Sonne  $\lambda_{\text{Sonne}}$ :

$$\begin{aligned} \Delta\alpha \cos \delta &= p(\cos \alpha \cos \varepsilon \cos \lambda_{\text{Sonne}} - \sin \alpha \cos \lambda_{\text{Sonne}}) \\ \Delta\delta &= p(\cos \alpha \sin \varepsilon \sin \lambda_{\text{Sonne}} - \cos \alpha \sin \delta \cos \lambda_{\text{Sonne}} - \sin \alpha \sin \delta \cos \varepsilon \sin \lambda_{\text{Sonne}}) \end{aligned}$$

**Aberration:** Aufgrund der endlichen Lichtgeschwindigkeit ändert sich die Richtung eintreffender elektromagnetischer Strahlung, wenn sich ein Beobachter bewegt.

Die Änderung entspricht einer Verkleinerung des Winkels  $\gamma$  zwischen dem Geschwindigkeitsvektor  $\vec{v}$  des Beobachters und der Richtung der Quelle. Für  $v \ll c$  gilt:

$$\gamma - \gamma' = \frac{v}{c} \sin \gamma'$$

Die Bewegung der Erde um die Sonne ruft eine **jährliche Aberration** der Sterne im geozentrischen System hervor ähnlich der jährlichen Parallaxe, allerdings mit einer Phasenverschiebung um  $90^\circ$ . Die Amplitude ist von der Erdbahngeschwindigkeit bestimmt und beträgt  $A = \frac{\bar{v}_{Erde}}{c} = 20''.5$  ("Aberrationskonstante").

Für die Änderungen der äquatorialen Koordinaten  $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$  gilt, mit der ekliptischen Länge der Sonne  $\lambda_{Sonne}$ :

$$\Delta\alpha \cos \delta = -A(\cos \alpha \cos \varepsilon \cos \lambda_{Sonne} + \sin \alpha \sin \lambda_{Sonne})$$

$$\Delta\delta = -A(\cos \alpha \sin \varepsilon \cos \lambda_{Sonne} + \cos \alpha \sin \delta \sin \lambda_{Sonne} - \sin \alpha \sin \delta \cos \varepsilon \cos \lambda_{Sonne})$$

Für die Bewegung des Beobachters aufgrund der Erdrotation ergibt sich eine **tägliche Aberration** mit einer Konstante von  $0''.32 \cos \varphi$ .

### **Scheinbarer, wahrer und mittlerer Ort:**

Das 2. Äquatorialsystem ändert im Laufe der Zeit seine Lage aufgrund von Präzession und Nutation. Zu einer Ortsangabe gehört daher eine Zeitangabe. Mit dem **wahren Äquinoktium** (*equinox*) bezeichnet man eine bestimmte Lage von Äquatorebene und Frühlingspunkt zu einer gegebenen Zeit. Auf das **mittlere Äquinoktium** bezieht man eine von der Nutation befreite Ortsangabe.

Man unterscheidet:

- Scheinbarer Ort:** beobachteter, auf atmosphärische Refraktion und täglicher Aberration korrigierter Ort eines Objekts ("geozentrischer Sternort"),
- Wahrer Ort:** bezüglich jährlicher Aberration und Parallaxe korrigierter scheinbarer Ort ("heliozentrischer Sternort"),
- Mittlerer Ort:** bezüglich Nutation korrigierter wahrer Ort.

Für Kataloge, etc. müssen Örter von Objekten auf ein einheitliches Normal-Äquinoktium übertragen werden. Diese beziehen sich auf bestimmte Beobachtungsperioden ("Epochen").

**Eigenbewegung:** Bestehen zwischen zu verschiedenen Epochen gehörenden, auf dieselben Normal-Äquinoktien bezogenen Örter eines Objekts signifikante Diskrepanzen, so werden diese als "Eigenbewegung" der Objekte interpretiert. Diese sind in der Regel auf die Raumgeschwindigkeit, projiziert auf eine Ebene senkrecht zum Sehstrahl, zurückzuführen.

Die Eigenbewegung wird durch den Bogen  $\mu$  längs eines Großkreises zwischen zwei beobachteten Örtern angegeben, z. B. in arcsec / y. Die Richtung wird durch den Positionswinkel P mit der positiven Deklinationsrichtung angegeben. Typische EB  $0''.1 \text{ y}^{-1}$ , größte EB  $10''.3 \text{ y}^{-1}$  (Barnards Pfeilstern, naher roter Zwerg).

### 2.1.1.3 Raumgeschwindigkeit, Bewegung der Sonne

Um den Geschwindigkeitsvektor in drei räumlichen Dimensionen festlegen zu können, muss man kennen:

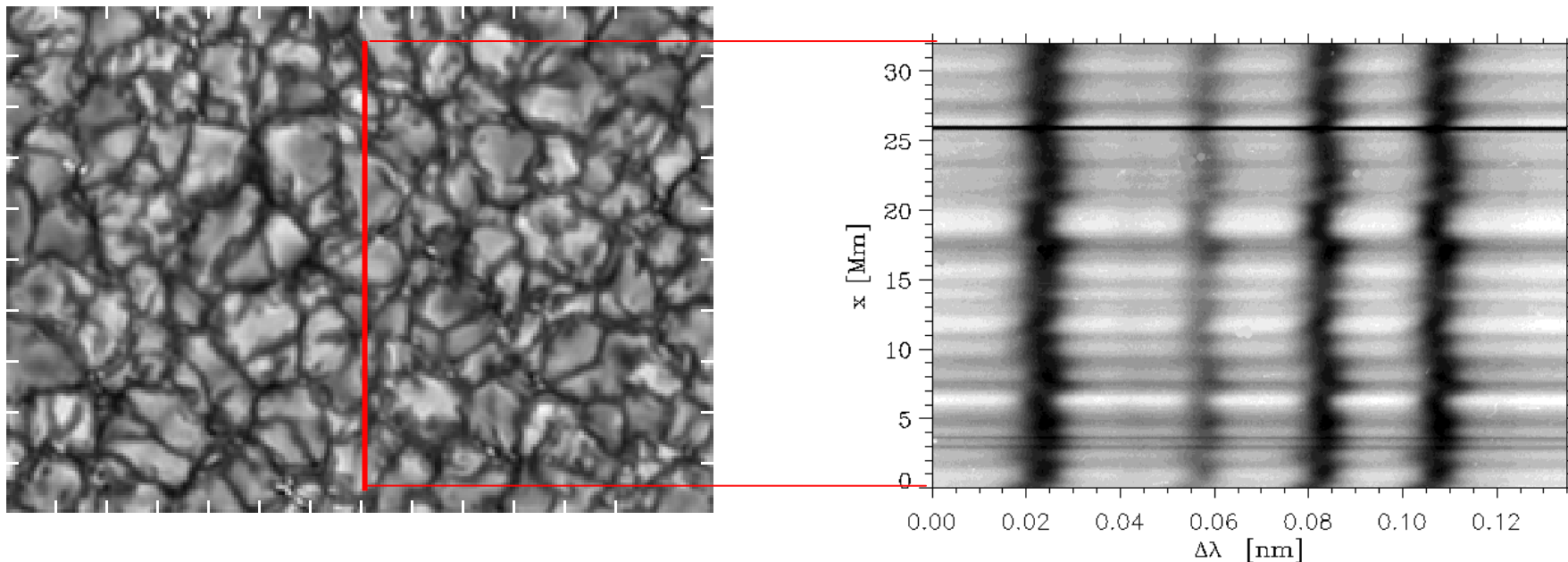
- Radialgeschwindigkeit  $v_r$  (Bewegung längs der Verbindungslinie Quelle - Beobachter)
- Eigenbewegung der Quelle
- Entfernung der Quelle vom Beobachter

**Radialgeschwindigkeit:** wird gewonnen durch Messung der Dopplerverschiebung  $\Delta\lambda$  von Spektrallinien relativ zu einem Laborstandard.

Dabei ist  $\Delta\lambda = \lambda - \lambda_0$  die Abweichung der gemessenen Wellenlänge  $\lambda$  von der Ruhewellenlänge  $\lambda_0$ . Für kleine Radialgeschwindigkeiten  $v'_r \ll c$  gilt

$$\frac{v'_r}{c} = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0}$$

Positive Radialgeschwindigkeiten entsprechen einer Rotverschiebung der Spektrallinien und einer Bewegung weg vom Beobachter.  $v'_r$  bezieht sich auf einen Beobachter auf der Erde.



*Radialgeschwindigkeiten von Granulen in einem Spektrum der Sonne. Die Geschwindigkeiten betragen ca.  $1 \text{ km sec}^{-1}$ .*

Von astrophysikalischer Bedeutung ist die Radialgeschwindigkeit  $v_r$  in einem Inertialsystem. Näherungsweise kann ein heliozentrisches Koordinatensystem verwendet werden. Dann geht in die beobachtete Geschwindigkeit die Sichtlinienkomponenten der Bahnbewegung der Erde um die Sonne  $v_a$  und der Bewegung des Beobachters durch die Erddrehung  $v_d$  ein:

$$v_r = v'_r + v_a + v_d$$

Für die Bahnbewegung gilt:

$$v_a = -1760.2(\Delta X \cos \alpha \cos \delta + \Delta Y \sin \alpha \cos \delta + \Delta Z \sin \delta) \left[ \text{km sec}^{-1} \right]$$

Hier sind X, Y, und Z die Koordinaten der Sonne im kartesischen Äquatorsystem in AE und  $\Delta X$ ,  $\Delta Y$  und  $\Delta Z$  deren tägliche Änderung. Diese Werte können für jeden Tag astronomischen Jahrbüchern entnommen werden.

Nimmt man für die Erde eine Kugelgestalt und eine Geschwindigkeit am Äquator von  $0.465 \text{ km sec}^{-1}$  an, so ergibt sich

$$v_d = -0.465 \cos \varphi \cos \delta \sin t \left[ \text{km sec}^{-1} \right]$$

Die hiermit erreichten Genauigkeiten betragen wenige  $100 \text{ m sec}^{-1}$ . Die heute besten Radialgeschwindigkeitsmessungen sind besser als  $10 \text{ m sec}^{-1}$  und erfordern wesentlich mehr Sorgfalt. Als Bezugssystem wird ein Inertialsystem zentriert im Schwerpunkt des Sonnensystems, in welchem die Planetenbahnen mit hoher Genauigkeit das newtonsche Gravitationsgesetz erfüllen, gewählt ("Barizentrische Korrektur").

**Tangentialgeschwindigkeit**  $(v_\alpha \quad v_\delta)^T$ : ergibt sich aus der Eigenbewegung  $\mu$  und der Entfernung  $r$  der Quelle, sowie dem Winkel  $P$  der Richtung der Eigenbewegung mit der Nordrichtung:

$$\begin{pmatrix} v_\alpha \\ v_\delta \end{pmatrix} = K r \mu \begin{pmatrix} \sin P \\ \cos P \end{pmatrix} \left[ \text{km sec}^{-1} \right],$$

Der Faktor  $K = 4.738$  berücksichtigt die Umrechnung von pc in km, arcsec in rad und Jahre in sec.

**Raumgeschwindigkeit:** die Geschwindigkeitskomponenten  $(\dot{x} \quad \dot{y} \quad \dot{z})^T$  in einem kartesischen Koordinatensystem mit Ursprung im Barizentrum, der X-Achse in Richtung des Frühlingspunktes und der Z-Achse zum Nordpol rechnen sich in Radial- und Tangentialkomponenten wie folgt um:

$$\begin{pmatrix} v_\alpha \\ v_\delta \\ v_r \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} -\sin \alpha & \cos \alpha & 0 \\ -\cos \alpha \sin \delta & -\sin \alpha \sin \delta & \cos \delta \\ \cos \alpha \cos \delta & \sin \alpha \cos \delta & \sin \delta \end{pmatrix} \begin{pmatrix} \dot{x} \\ \dot{y} \\ \dot{z} \end{pmatrix}$$

### Lokales Bezugssystem:

Um die Bewegung des Sonnensystems zu berücksichtigen, mittelt man die Raumgeschwindigkeiten einer Auswahl von Sternen in der näheren Umgebung der Sonne und zieht diese von den individuellen Bewegungen ab. Dies definiert ein lokales Bezugssystem, in welchem die Geschwindigkeit des Sonnensystems nicht mehr Null ist (*local standard of rest*).

$$\begin{pmatrix} u \\ v \\ w \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \dot{x} \\ \dot{y} \\ \dot{z} \end{pmatrix} - \begin{pmatrix} \bar{x} \\ \bar{y} \\ \bar{z} \end{pmatrix}, \quad \text{für die Sonne gilt} \quad \begin{pmatrix} u \\ v \\ w \end{pmatrix}_{\text{Sonne}} = - \begin{pmatrix} \bar{x} \\ \bar{y} \\ \bar{z} \end{pmatrix}$$

Die Geschwindigkeiten  $(u \ v \ w)^T$  heißen **Pekuliargeschwindigkeit**. Die Pekuliargeschwindigkeit der Sonne heißt lokale Sonnenbewegung, die Zielrichtung heißt **Apex**, die Gegenrichtung **Antapex**.

### Fundamentales Astronomisches Koordinatensystem:

- Realisierung eines astronomischen Koordinatensystems zu einer Epoche
  - Bestimmung absoluter Deklination und Rektaszension
- Gewinnung eines Fundamentalsystems absoluter Positionen und Eigenbewegungen
  - Bestimmung der Aberration aus Erdbewegung
  - Bestimmung der Konstanten für Lunisolar-Präzession und Nutation aus Stellarbeobachtungen
  - Bestimmung der Parallaxen aus Stellarbeobachtungen
  - Bestimmung der planetaren Präzession durch Postulat der Newton'schen Mechanik
  - Bestimmung der Eigenbewegungen aus langfristigen Beobachtungen

Kataloge von genauen Sternörtertern seit ca. 200 Jahren (Fundamentalkataloge, F. W. Bessel 1818). Heute: **FK5**.

Anbindung an extragalaktische Quellen durch **Radiointerferometrie**. Problem der Eichung der Koordinatensysteme des Radiohimmels und des „optischen Himmels“. Präzisere absolute Koordinaten seit Anfang der 90er durch Optische Interferometrie (Mt. Wilson Mark III, NPOI, PTI).

#### 2.1.1.4 Entfernungen

Entfernungen bezeichnet man traditionell auch als **Parallaxen**. Man unterscheidet **geometrisch-kinematische** und **photometrische** Methoden zur Bestimmung von Entfernungen innerhalb der Milchstraße. Erstere erfordern Basisgrößen wie die Kinematik des Planetensystems oder die Bewegung der Sonne und werden als **primäre Standards** bezeichnet. Letztere erfordern ein genaues Verständnis der Physik verschiedener Klassen von Sternen oder anderer Objekte und werden als *sekundäre Standards* bezeichnet.

##### **Primäre Methoden:**

*Trigonometrische Parallaxen*: bei den nächsten Sternen lässt sich die jährliche Parallaxe messen. Da dieser Effekt stark von der Aberration überlagert wird, misst man jährliche Parallaxen nicht absolut, sondern relativ zu weit entfernten, in derselben Richtung sich befindenden Hintergrundsternen. Die Entfernung  $r$  in [pc] ergibt sich aus der Parallaxe  $p$  in Bogensekunden durch  $r = \frac{1}{p}$ .

Mit bodengebundenen Teleskopen erreicht man Genauigkeiten von  $\Delta p \geq 0''.01$ , durch optische Interferometer lässt sich diese Grenze etwa halbieren. Es gibt bodengebundenen Parallaxen von etwa 7000 Sternen, von denen nur 5% mit  $p > 0''.05$  einen Fehler von weniger als 20% aufweisen.

Die Astrometrie - Satelliten - Mission HIPPARCOS (Aug. 1989 – Aug. 1993) vermaß 100.000 Sterne bis zur Grenzgröße  $m_V = 9$  und erreichte Fehler von ca.  $0''.001$  in Position und Parallaxe sowie Fehler von  $0''.001 / \text{yr}$  für die Eigenbewegungen (Epoche 1991.25). Der von der Mission resultierende Katalog stellt heute die wichtigste Grundlage der Astrometrie dar. Neue Missionen sind in Planung (DIVA, GAIA).

*Sternstromparallaxen:* bei einem Sternstrom oder Bewegungshaufen handelt es sich um eine Gruppe von Sternen mit annähernd gleicher Raumgeschwindigkeit im Bezug zur Sonne. Teilweise treten diese Gruppen als offene Sternhaufen auf, haben aber auch Mitglieder, die keinen offensichtlichen Zusammenhang mit dem Haufen zu haben scheinen. Beispiele: Taurus-Strom (beinhaltet die Hyaden), Scorpio - Centaurus - Strom (umfasst ein Gebiet von ca.  $30^\circ \times 60^\circ$ ). Die Eigenbewegungen der Mitglieder eines Bewegungshaufens scheinen auf einen Fluchtpunkt (Vertex) zuzulaufen. Bestimmt man spektroskopisch die Radialgeschwindigkeit  $v_r$  eines Mitglieds des Haufens in  $[\text{km s}^{-1}]$ , so ergibt sich seine Entfernung mit  $r = \frac{v_r \tan \gamma}{4.738 \mu} [\text{pc}]$ , wenn  $\mu$  die in Bogensekunden/Jahr gemessene Eigenbewegung ist. Die Reichweite von Sternstromparallaxen beträgt einige hundert pc und ist nur auf wenige Fälle anwendbar.

*Statistische Parallaxen:* die Basis ist hier die Raumgeschwindigkeit der Sonne und die daraus resultierende scheinbare Bewegung der Sterne über längere Zeiträume hinweg. Wegen der Pekuliargeschwindigkeiten der Sterne kann man Parallaxen nur für über bestimmte Sterngruppen gemittelt angeben. Die gemessenen Eigenbewegungen werden in Komponenten  $v$  und  $\tau$ , parallel und senkrecht zu dem von Apex, Antapex und Stern beschriebenen Großkreis, zerlegt. Für die Komponenten der Pekuliargeschwindigkeit  $t_v$  und  $t_\tau$  gilt

$$\bar{v} = \frac{1}{4.738} \bar{p} \bar{t}_v$$

$$|\tau| = \frac{1}{4.738} \bar{p} |t_\tau|$$

Nimmt man an, dass sich die pekuliären Anteile herausmitteln, so lässt sich die mittlere Parallaxe  $\bar{p}$  („säkulare Parallaxe“) bestimmen mit  $\bar{t}_v = \pm S_{\text{Sonne}} \sin \eta$ , dabei ist  $\eta$  der Winkel zwischen Stern und Apex.

Auch die Bewegung senkrecht zum Großkreis lässt sich unter der Annahme der Homogenität der Geschwindigkeitsverteilungen zur Bestimmung von  $\bar{p}$  verwenden.

Diese Verfahren lassen sich verwenden, wenn die Geschwindigkeitsverteilung unabhängig von der Entfernung ist. Für  $r > 200$  pc ist dies aufgrund der differentiellen galaktischen Rotation schon nicht mehr gegeben. Diese lässt sich bei bekanntem Rotationsgesetz weiter ausnutzen zur Bestimmung von *Rotationsparallaxen*.

*Visuelle Doppelsterne*: löst man beide Komponenten von Doppelsternen auf und kann man die Bahngeschwindigkeit  $v$  spektroskopisch ermitteln, so lässt sich die Entfernung aus dem scheinbaren Abstand  $a$  und der Umlaufzeit  $T$  leicht ermitteln. Für eine in der Ebene beobachtete Kreisbahn gilt:  $2\pi a = vT$ . Ist die Bahnebene gegenüber dem Beobachter geneigt, so lässt sich aus der beobachteten Bahnellipse und dem zeitlichen Verlauf der Radialkomponente der Bahnbewegung die große Halbachse in Längeneinheiten gewinnen.

Ist nur die Umlaufzeit und die scheinbare große Halbachse bekannt, so lässt sich die Parallaxe aus dem 3. Keplerschen Gesetz herleiten:  $p'' = \frac{a''}{\sqrt[3]{T^2(M_1 + M_2)}}$  (*dynamische Parallaxe*). Die Summe der Komponentenmassen  $M_1$  und  $M_2$  (in Einheiten der Sonnenmasse) lässt sich hinreichen genau mit  $2 M_{\text{Sonne}}$  abschätzen, falls man sie nicht kennt (*hypothetische Parallaxe*).

Das wichtigste Bindeglied zwischen den primären und den wesentlich weiter reichenden sekundären Methoden ist die Bestimmung der Entfernung der **Hyaden**. Dies gelingt mit Sternstromparallaxen, trigonometrischen Parallaxen einzelner Haufenmitglieder, dynamischen Parallaxen und durch die Anpassung des HR-Diagramms des Haufens an eine aus Modellrechnungen gewonnenen Nullalter-Hauptreihe. Klassische Methoden finden für die Hyaden übereinstimmend eine Distanz von  $46 \pm 2$  pc. Die modernen Messungen von HIPPARCOS bestätigen den Wert mit einem zehnmal kleineren Fehler ( $46.34 \pm 0.27$  pc).

### **Sekundäre Methoden:**

*Photometrische Methode*: die scheinbare Helligkeit eines Sterns  $m$  ergibt sich aus seiner absoluten Helligkeit  $M$ , seinem Abstand  $r$  und der interstellaren Extinktion  $A$  mit

$$m - M = -5 + 5 \lg r + A.$$

Die absolute Helligkeit  $M$  lässt sich anhand der Spektralklassifikation und mit Hilfe von Modellen der Sternentwicklung für viele Sterne angeben. Die Modelle sind anhand von Sternen mit bekannter Parallaxe verifiziert. Die sich dadurch ergebenden Entfernungen werden als *spektrophotometrische Entfernungen* bezeichnet.

Bei Sternhaufen kann man von einer einheitlichen Entfernung  $r$  der Mitglieder ausgehen – das Entfernungsmodul  $m - M = \text{const.}$  Aus dem Farb-Helligkeitsdiagramm des Haufens, in welchem die scheinbare Helligkeit  $m$  gegen einen Farbindeks, z. B.  $B - V$ , aufgetragen ist, lässt sich das Entfernungsmodul durch Vergleich mit Standard-Hauptreihen direkt ablesen.

Durch die stellare Entwicklung mit dem Alter des Haufens und des großen Abstandes der Sonne zu den näheren Sternentstehungsgebieten fehlen bei nahen Haufen (z. B. Hyaden) die frühen Spektraltypen O und B. Bei weiter entfernten Haufen (z. B.  $h$  und  $\chi$  Persei) haben die späten Typen sehr schwache scheinbare Helligkeiten. Die Hauptreihe ist daher bei frühen Typen schlecht empirisch belegt. Eine Anpassung der Hauptreihe (*main sequence fitting*) ist nur über Zwischenschritte, z. B. über die Plejaden, möglich. Ein Vergleich der scheinbaren Helligkeiten der Hauptreihensterne liefert direkt das Verhältnis der Entfernungen der Sternhaufen, solange die interstellare Extinktion gleich ist.

Die interstellare Extinktion führt zu einer Schwächung der scheinbaren Helligkeit und zu einer Farbverschiebung. Man bezeichnet als Farbexzess  $E$  die Differenz zwischen dem beobachteten Farbindex  $(B-V)_{\text{beob.}}$  und dem Farbindex  $(B-V)_0$ , der sich ohne Extinktion ergeben würde (Eigenfarbe)

$$E_{B-V} = (B-V)_{\text{beob.}} - (B-V)_0$$

Empirisch erhält man für den Farbindex  $B - V$  die Beziehung

$$A_V \approx k E_{B-V}$$

mit der Konstanten  $k = 3$ . Die Eigenfarbe kann man aus dem Spektraltyp des Sterns ermitteln.

Die Genauigkeit von spektroskopischen Entfernungen hängt i. A. von der Genauigkeit, mit welcher die absolute Helligkeit und die Extinktion abgeschätzt werden können:

$$\frac{\Delta r}{r} = \frac{1}{2}(\Delta M + \Delta A).$$

Die Reichweite ist eine starke Funktion des Spektraltyps und der Messempfindlichkeit.

Vergleicht man die Entfernungen von Sternhaufen, so lässt sich die Extinktion aus Farb-Farb-Diagrammen ermitteln. Dabei wird von beiden Sternhaufen eine *Dreifarbentphotometrie* gewonnen, z. B. UBV. Trägt man den Farbindex (U-B) gegen den Index (B-V) der Sterne eines Haufens auf, so ergibt sich für die Hauptreihensterne ein charakteristischer Verlauf. Die Extinktion führt zu einer Verschiebung dieser Kurve in eine feste Richtung, deren Betrag vom Grad der Extinktion abhängt. Durch den Vergleich mit Farb-Farb-Diagrammen einer Standard-Hauptreihe kann man die Extinktion für jeden Haufen ermitteln.