

Kapitel I

Sphärische Astronomie, Sternpositionen, Astrometrie

Dick, J. (1965): *Grundtatsachen der sphärischen Astronomie*, 2. Auflage, J.A. Barth Verlag

Smart, W.M. (1977): *Textbook on Spherical Astronomy*, 6. Auflage, Cambridge University Press

I.1

Sternpositionen und Koordinatensysteme

Ort oder *Position* eines Sterns — oder sonstigen Himmelsobjekts — an der scheinbaren Himmelskugel: Im weitesten Sinn die Richtung der in ein Teleskop fallenden Strahlung.

Astrometrie: Die Messung von Positionen (Örtern)

Koordinatensysteme: Festlegung der Sternörter durch zwei sphärische Koordinaten (analog den geographischen Koordinaten).

Dritte Koordinate (= Entfernung) bleibt zunächst unberücksichtigt; es interessiert nur die Richtung.

Jedes System ist definiert durch:

- (1) *Grundebene* = Großkreis (= Äquator) mit zugehörigen *Polen* und Breitenkreisen (= *Parallelkreisen*)
- (2) *Längenkreise* = Großkreise von Pol zu Pol
- (3) Ausgangspunkt der Koordinatenzählung, Schnittpunkt eines „Null-Längenkreises“ (analog Meridian durch Greenwich) mit der Grundebene.

⇒ Erste Koordinate: Winkelabstand des Längenkreises durch das Objekt vom Null-Längenkreis ($\hat{=}$ geographische Länge; von 0° bis $+360^\circ$ bzw. 0^h bis 24^h)

⇒ Zweite Koordinate: Winkelabstand von der Grundebene ($\hat{=}$ geographische Breite; von -90° bis $+90^\circ$) oder — seltener — Winkelabstand vom Pol (von 0° bis $+180^\circ$).

1.1.1

Horizontsystem (natürliches System der Himmelsbeobachtung)

Grundkreis: *Horizont* Oberer Pol: *Zenit*

Unterer Pol: *Nadir*

Längenkreise: Großkreise durch Zenit = *Vertikale* = *Azimutkreise*

Parallelkreise: *Höhenkreise*

Null-Längenkreis: Vertikal durch Südpunkt = *Meridian*

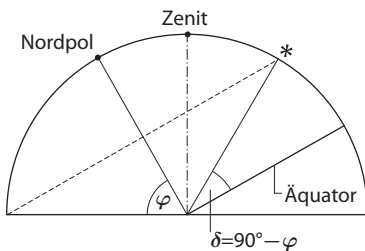
Koordinaten:

Grundkreis: Himmelsäquator = Projektion des Erdäquators an Himmel
 Nord- und Südpol = Verlängerung der Erdachse, Nordpol nahe am Polarstern
 Null-Längenkreis: Großkreis Pol-Zenit-Südpunkt = *Meridian*

Koordinaten:

Stundenwinkel t = Winkelabstand des Längenkreises durch den Stern vom Meridian ($0^h \dots 24^h$);
 von S $\rightarrow$ W $\rightarrow$ N $\rightarrow$ O $\rightarrow$ S; (Linkssystem)
 Deklination δ = Abstand vom Äquator ($-90^\circ \dots +90^\circ$)

Meridianschnitt:



$\delta = 0$: Sterne 12^h über Horizont
 ≥ 0 : Sterne $\geq 12^h$ über Horizont
 $> 90^\circ - \varphi$: Zirkumpolarsterne

φ = geographische Breite
 = Polhöhe
 = Zenitdistanz des Äquators im Süden

Zirkumpolarsterne: Sterne, die nie untergehen (ortsabhängig!).

Am Nordpol der Erde: Alle Sterne nördlich des Äquators zirkumpolar, alle südlichen Sterne nie zu sehen

Am Erdäquator: alle Sterne je 12^h über und unter dem Horizont, keiner zirkumpolar

Der Stundenwinkel t eines Sterns durchläuft — infolge der Erdrotation — im Laufe eines Tages (genauer: eines Sterntages, Punkt A in § I.2.1) alle Werte.

Deklination δ bleibt unverändert.

Deswegen wird t i. Allg. nicht im Gradmaß, sondern im Zeitmaß gemessen:

$$24^h \cong 360^\circ \quad \text{also} \quad 1^h \cong 15^\circ; \quad 1^\circ \cong 4^m \\
1^m \cong 15'; \quad 1' \cong 4^s \\
1^s \cong 15''; \quad 1'' \cong 0^s.067$$

t = seit dem Meridiandurchgang des Sterns vergangene Sternzeit (s. § I.2.1)

$t = 0^h$: Stern im Meridian, obere Kulmination

$t = 12^h$: untere Kulmination

Die meisten optischen Teleskope sind „äquatorial“ = „parallaktisch“ montiert. Eine Achse (= *Stundenachse*) steht parallel zur Erdachse. Kompensation der Erdrotation durch entgegengesetzte Drehung um diese Achse (= Nachführung, s. § IV.2.1.5).

I.1.2.B Bewegliches Äquatorsystem:

Befreit von der täglichen Bewegung des Himmels, d. h. der Erdrotation;
 Null-Längengreis „beweglich“ relativ zum Beobachtungsort;
 wird zur Angabe von Positionen in Sternkatalogen, Ephemeriden usw. benutzt.

Grundkreis: Himmelsäquator, wie oben

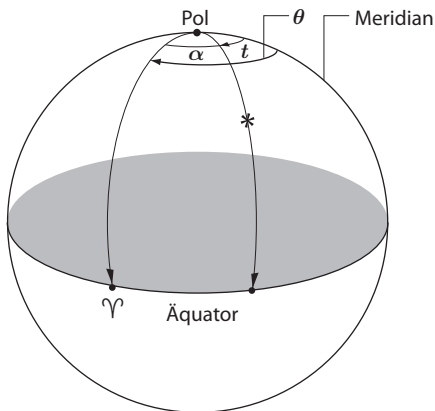
Null-Längengreis: Stundenkreis durch den Frühlingspunkt

Frühlingspunkt Υ = „Äquinoktium“ = Ort der Sonne am Frühlingsbeginn
 = „aufsteigender“ Schnittpunkt von Sonnenbahn (= *Ekliptik*)
 und Äquator.

Koordinaten: $\left\{ \begin{array}{l} \text{Rektaszension } \alpha = \text{Winkel zwischen Stundenkreisen} \\ \text{durch Stern und Frühlingspunkt} \\ \text{Deklination } \delta \quad \text{wie oben} \end{array} \right.$

α zählt entsprechend der Bewegung der Sonne nach Osten entlang der Ekliptik (Rechtssystem).

Die Koordinaten α und δ eines Sterns sind unabhängig von der täglichen Bewegung, d. h. fast (s. u.) konstant.



Wir definieren:

$\theta = \text{Sternzeit} = \text{Stundenwinkel des Frühlingspunktes}$
 $\rightarrow \text{ortsabhängig!}$

dann gilt: $\boxed{\theta = t + \alpha}$

Befindet sich ein Stern mit der Rektaszension α im Meridian, so gilt für diesen Stern:

$$t = 0$$

$$\text{d. h. } \theta = \alpha$$

Das bedeutet z. B.: um 7^h Sternzeit (des jeweiligen Beobachtungsorts) stehen Sterne mit $\alpha = 7^h$ im Meridian.

Koordinatensystem dreht sich immer noch langsam im Raum, weil sich Äquator und Frühlingspunkt aufgrund der Präzession und Nutation der Erdachse (s. § I.4.4 und § I.4.5) um rund 20 bzw. 50 Bogensekunden pro Jahr im Raum drehen. Deshalb stets Angabe des Bezugs-Äquators und -Frühlingspunktes (in Form einer Jahreszahl) nötig, z. B. α_{1950} oder α_{2000} bzw. $\alpha(1950)$ oder $\alpha(2000)$.

I.1.2.C ICRS = International Celestial Reference System:

Strikt rotationsfrei (inertial) im Raum.

Nach Beschlüssen der IAU (Internationale Astronomische Union) von 1997 und 2000 das offizielle Standardkoordinatensystem der Astronomie zur Angabe von Positionen in Sternkatalogen, Ephemeriden usw.

Nominell orientiert wie bewegliches Äquatorsystem, für 1. Januar 2000 12^h
= J2000.0, de facto aber völlig anders definiert, s. u.

Grundkreis: nominell Himmelsäquator für J2000.0

Null-Längenkreis: nominell Stundenkreis durch den Frühlingspunkt für J2000.0

Koordinaten:

Rektaszension α , wie oben. Präziser: $\alpha_{J2000.0}$ bzw. α_{ICRS}
Deklination δ , wie oben. Präziser: $\delta_{J2000.0}$ bzw. δ_{ICRS}

Die Koordinaten α_{ICRS} und δ_{ICRS} eines Sterns weisen keinerlei zeitliche Änderungen aufgrund von Drehungen des Koordinatensystems mehr auf.

Definition des ICRS ohne direkten Bezug auf Äquator und Frühlingspunkt.

Gründe: Fundamentale Definition eines Inertialsystems ohne Bezug auf Planetensystem und Orientierung der Erde angestrebt;
Konsistenz mit der Allgemeinen Relativitätstheorie angestrebt;
Messungen von Sternpositionen teilweise genauer als Kenntnis des Äquators und Frühlingspunkts.

Theoretische Definition des ICRS:

Streng inertiales (= nicht-rotierendes) System von Richtungskoordinaten, das mit dem von der IAU 2000 beschlossenen allgemein-relativistischen vierdimensionalen Raumzeit-Koordinatensystem BCRS (= *Barycentric Celestial Reference System*) konsistent ist.

Primäre Realisierung des ICRS: Durch die explizite Angabe der Koordinaten (α, δ) einiger hundert (ursprünglich 212) Quasare, d. h. „unendlich weit entfernt“ extragalaktischer Radioquellen, in einem international vereinbarten, mittels interkontinentaler Radio-Interferometrie (VLBI, s. S. 26) erstellten Quasarkatalog = ICRF = *International Celestial Reference Frame*. Genauigkeit typischerweise 0.2 mas.

Sekundäre Realisierung im Radiobereich: Erweiterter Quasarkatalog. Genauigkeit typischerweise 1 mas.

Primäre Realisierung im optischen Bereich: durch die explizite Angabe der Koordinaten (α, δ) von etwa hunderttausend Sternen im HIPPARCOS-Sternkatalog = IHRF = *International Hipparcos Reference Frame*

(HIPPARCOS, s. S. 27). Genauigkeit 1991 (mittlerer Zeitpunkt der Originalmessungen) typischerweise 1 mas, 2010 typischerweise 20 mas (wegen der unvollkommenen Kenntnis der Bewegungen der Sterne in der Milchstraße).

Sekundäre Realisierung im optischen Bereich: größere Sternkataloge (s. § I.6);
Genauigkeit zwischen 50 mas und 200 mas.

I.1.3

Ekliptiksystem

Beschreibung des Planetensystems und der Finsternisse

Grundkreis: *Ekliptik* = (scheinbare) Bahn der Sonne
= Erdbahn
= Finsternislinie (griech.: ἐκλειπτικός, -ή, -όν = „zur Sonnen- oder Mondfinsternis gehörig“;
ἡ ἔκλειψις = das Verschwinden, die Verfinsternung)

Null-Längenkreis: = Großkreis durch die ekliptikalen Pole und den
Frühlingspunkt Υ = Schnittpunkt Äquator–Ekliptik
= Äquinoktium

Koordinaten: $\left\| \begin{array}{ll} \text{Ekliptikale Länge } \lambda, & 0^\circ \text{ bis } +360^\circ \\ \text{Ekliptikale Breite } \beta, & -90^\circ \text{ bis } +90^\circ \end{array} \right.$

λ zählt entsprechend der Bewegung der Sonne nach Osten entlang der Ekliptik (Rechtssystem)

ε = Neigung der Ekliptik gegen den Äquator
= „Schiefe der Ekliptik“
= Abstand Himmelsnordpol–Nordpol der Ekliptik
 $\approx 23^\circ 5'$ (genauer Wert s. § I.5)

Ekliptikaler Nordpol bei $\alpha = 18^h$, $\delta = 90^\circ - \varepsilon \approx +66^\circ 5'$

I.1.4

Galaktisches System

Beschreibung der Milchstraße (Siehe auch § XI.2).

Grundkreis: *galaktischer Äquator* = Milchstraßenebene

Null-Längenkreis: Großkreis durch galaktische Pole und galaktisches Zentrum

Achtung: $\left\| \begin{array}{l} \text{Vor 1970 Großkreis durch Schnittpunkt} \\ \text{Milchstraßenebene mit Äquator} \end{array} \right.$

Koordinaten: $\left\{ \begin{array}{l} \text{galaktische Länge } \ell, \quad 0^\circ \text{ bis } +360^\circ \\ \text{galaktische Breite } b, \quad -90^\circ \text{ bis } +90^\circ \end{array} \right.$

ℓ zählt vom galaktischen Zentrum nach Nordosten (Rechtssystem)

Galaktisches Zentrum bei etwa $\alpha_{\text{ICRS}} = 17^{\text{h}} 45^{\text{m}} 37^{\text{s}}.2$, $\delta_{\text{ICRS}} = -28^\circ 56' 10''$
im Sternbild Schütze = Sagittarius

$\ell = 90^\circ$ liegt im Sternbild Schwan = Cygnus, in Richtung der galaktischen Rotation am Ort der Sonne.

Detaillierte Definition:

Galaktischer Nordpol: $\alpha_{\text{ICRS}} = 192^\circ 85948$, $\delta_{\text{ICRS}} = +27^\circ 12825$

Galaktisches Zentrum: definiert durch Länge ℓ des Schnittpunkts mit dem ICRS-Äquator, $\ell_\Omega = 32^\circ 93192$

Von 1970 bis ca. 1990 wurde häufig zur Unterscheidung der beiden Längennullpunkte das „alte“ System mit ℓ^{I} , b^{I} , das „neue“ mit ℓ^{II} , b^{II} bezeichnet.

I.1.5

Umrechnung Horizontsystem $\longleftrightarrow$ festes Äquatorsystem

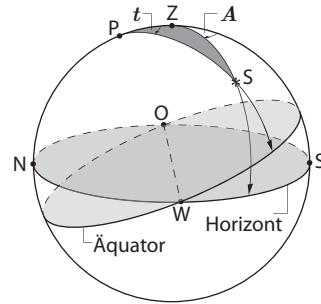
$\delta, t \leftrightarrow z, A$:

Am einfachsten aus dem sphärischen Dreieck, das aus dem Stern und den Polen der beiden Systeme gebildet wird.

P = Himmelspol

Z = Zenit

S = Stern

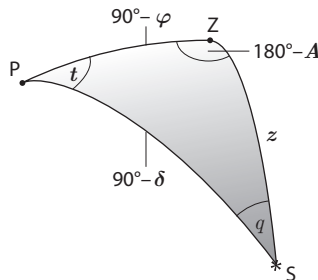


Dreieck PZS

= astronomisches Dreieck

= nautisches Dreieck

q = parallaktischer Winkel



Hieraus nach bekannten Formeln der sphärischen Trigonometrie:

$$\delta, t \rightarrow z, A$$

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

$$z, A \rightarrow \delta, t$$

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

z variiert von 0° bis 180° , δ von $+90^\circ$ bis -90° , also genügt hier eine (jeweils die mittlere) Gleichung.

A bzw. t variieren dagegen von 0° bis 360° , also sind hier wegen der Zweideutigkeit der Winkelfunktionen zur eindeutigen Festlegung des Quadranten jeweils zwei Gleichungen erforderlich.

Anwendungsbeispiel

Mathematischer Sonnenaufgang für Göttingen ($\varphi = 51^\circ 30'$):

t_0 = Stundenwinkel bei Sonnenaufgang (= „halber Tagbogen“).

Bei Sonnenaufgang sei $h = 0$ bzw. $z = 90^\circ$. Damit folgt aus der mittleren Gleichung des ersten Systems:

$$\cos t_0 = -\tan \varphi \tan \delta$$

Sommer (längster Tag): $\delta = 23^\circ 30'$, damit $\cos t_0 = -0.54$, und
 $t_0 = 123^\circ = 8^h 12^m$, also Sonnenaufgang: $12^h - 8^h 12^m = 3^h 48^m$.

Achtung: Konventioneller Sonnenaufgang der Kalender und Jahrbücher anders definiert: $h = -50'$ (oberer Rand der refraktierten Sonnenscheibe bei $h = 0$, mit $34'$ Horizontalrefraktion und $16'$ Sonnenradius)

I.1.6

Umrechnung anderer Systeme

„Offizielle“ Fortran-Programme für die Transformationen werden durch die *Standards of Fundamental Astronomy* (SOFA) der IAU vom SOFA-Center, Rutherford Appleton Laboratory, Chilton, United Kingdom, zur Verfügung gestellt
 ➡ Weblink [10] auf S. 1096.

Programme in anderen Programmiersprachen sind kommerziell erhältlich (zum Teil mit unterschiedlicher Genauigkeit und nicht aktuellen Konventionen). Die

meisten kommerziellen und *Freeware*-Planetariumsprogramme bieten bequeme Umrechnungen als eingebaute Funktionen.

In § I.1.5 sind die Gleichungen in der Darstellung der sphärischen Trigonometrie gegeben. Eine mathematisch elegantere und für Programmierzwecke bequemere vektorielle Darstellung wird in dem unten zitierten Buch von Murray beschrieben und in den meisten neueren Monographien benutzt.

I.1.6.A Bewegliches $\longleftrightarrow$ festes Äquatorsystem

Gemäß § I.1.2 lediglich:

$$\theta = t + \alpha,$$

wobei die lokale Sternzeit θ durch Interpolation der in Jahrbüchern als Funktion der Weltzeit (UT) tabellierten Sternzeit von Greenwich (Greenwich Mean Sidereal Time) unter Berücksichtigung der geographischen Länge des Beobachtungsorts zu ermitteln ist.

$1^\circ \cong 4^m$; Vorzeichen beachten! Konvention z. B. im *Astronomical Almanac*:
östliche Länge positiv.

I.1.6.B Bewegliches Äquatorsystem $\longleftrightarrow$ ekliptikales System

Analog § I.1.5; mit entsprechend ausgetauschten Größen (Übungsaufgabe; Achtung, die Längenkoordinaten zählen hierbei — im Gegensatz zu § I.1.5 — ab dem Schnittpunkt der beiden Grundebenen).

Für komplette Formeln und Zahlenwerte siehe z. B. den HIPPARCOS-Katalog (Band 1) oder das Buch von Kovalevsky und Seidelmann (s. u.). Dort auch Angaben über die genaue Schiefe der Ekliptik als Funktion der Zeit.

I.1.6.C ICRS $\longleftrightarrow$ galaktisches System

Komplizierter, da kein gemeinsamer Nullpunkt der Längenkoordinaten. Für komplette Formeln und Zahlenwerte siehe z. B. das Buch von Kovalevsky und Seidelmann (s. u.).

I.1.6.D Bewegliche Äquatorsysteme zu verschiedenen Zeitpunkten

Die komplizierte Transformation benutzt eine Theorie (= Modell) der Präzession und Nutation der Erdachse (§ I.4.4 und § I.4.5) und der Verlagerung der Ekliptik durch die Gravitation der anderen Planeten.

Genäherte Transformation siehe § I.4.4, genaue Formeln und Zahlenwerte wiederum z. B. bei Kovalevsky und Seidelmann.

Die Transformation von beweglichen Äquatorsystemen zu verschiedenen Zeitpunkten in das ICRS und umgekehrt ist ein Sonderfall dieser Transformationen, da $\text{ICRS} \approx \text{Äquatorsystem J2000.0}$.

I.2

Zeit

I.2.1

Grundbegriffe

- (A) **Sternzeit θ** = Stundenwinkel des Frühlingspunktes Υ
 Υ definiert durch Äquatorsystem (s. § I.1.2)

Sterntag = Zeit zwischen zwei Meridiandurchgängen des Υ
 = 24 Sternzeitstunden.

Wegen der Präzession (s. § I.4.4) um $0^s 0084$ kürzer als die tatsächliche Rotationszeit der Erde (*siderischer Tag*). Sternzeit für bürgerliche Zwecke ungeeignet, da Sonne sich bewegt und $\theta = 0$ daher zu verschiedenen Tageszeiten eintritt.

- (B) **Wahre Sonnenzeit** = Stundenwinkel der wahren Sonne $\pm 12^h$
 Somit: Tagesanfang nachts.

Kein gleichmäßiges Zeitmaß, da

- 1) Geschwindigkeit der Sonne variabel (Elliptizität der Erdbahn)
- 2) Sonne in der Ekliptik, d. h. schief zur Rotationsachse der Erde läuft.

(C) **Mittlere Sonnenzeit; Zeitgleichung**

Man definiert eine „mittlere Sonne“, die bei gleicher Umlaufzeit (1 Jahr) mit konstanter Geschwindigkeit auf dem Äquator umläuft.

Differenz: **Wahre Zeit – mittlere Zeit = Zeitgleichung**

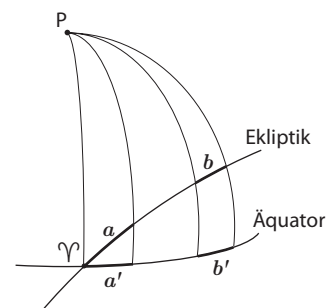
(früher anderes Vorzeichen!)

- a) ganzjährige Periode wegen wechselnder Geschwindigkeit
 Sommer: 186^d ; Winter: 179^d
- b) halbjährige Periode, wegen Projektionseffekt auf den Äquator wenn $a = b$, dann ist $a' < b'$.

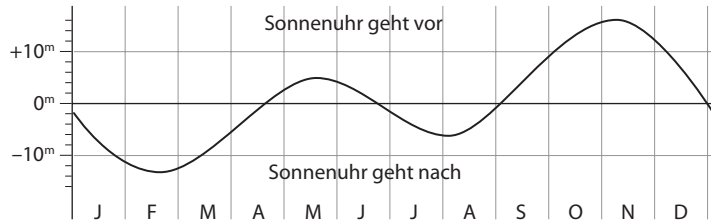
Beide Perioden überlagern sich

Maxima:	$+3^m 8$	ca. 14. Mai
	$+16^m 4$	3. Nov.
Minima:	$-14^m 4$	12. Feb.
	$-6^m 4$	26. Juli

Daten etwas variabel wegen der Schaltjahre.



Verlauf der Zeitgleichung:



Die Sonne bewegt sich unter den Sternen von W nach O; d. h. nach einer wahren (*siderischen*) Rotation der Erde ist sie (scheinbar) $\approx \frac{360^\circ}{365.24} \approx 1^\circ$ zurückgeblieben und noch nicht wieder im Meridian. Erst nach rund 4^m ist auch die Sonne wieder im Süden.

→ Sonnentag > Sterntag

$$24^h \text{ Sonnenzeit} = 24^h 03^m 56^s 5554 \text{ Sternzeit}$$

$$24^h \text{ Sternzeit} = 23^h 56^m 04^s 0905 \text{ mittlere Sonnenzeit}$$

Im Laufe des Jahres wandert die Sonne einmal herum,
d. h. rund 365.24 Sonnentage = 366.24 Sterntage.

Jede geographische Länge hat eine eigene Sonnenzeit.

(D) Zonenzeit

Verabredungsgemäß gleiche bürgerliche Zeit für Streifen von (meist) 15° Länge (Gültigkeitsbereiche i. Allg. an politische Grenzen gebunden),

z. B. $l = 0^\circ$ (Greenwich) = WEZ (Westeuropäische Zeit)
 $= 15^\circ$ (ca. Görlitz) = MEZ (Mitteleuropäische Zeit)
 $= 30^\circ$ (ca. Kiew) = OEZ (Osteuropäische Zeit)

Göttingen: $l = 10^\circ$, d. h. Meridiandurchgang der Sonne 20^m nach Uhrzeit-Mittag (12^h MEZ). Dazu Zeitgleichung

d. h. Februar-Meridiandurchgang $12^h 35^m$ (lange Nachmittage),
 November-Meridiandurchgang $12^h 05^m$.

Bei geographischer Länge $l = 180^\circ \rightarrow$ Datumsgrenze

Reise nach Ost: ein Tag doppelt

Reise nach West: ein Tag überschlagen.

(E) Weltzeit, UT

= *Universal Time* = UT = Greenwicher Zeit

= Mittlere Sonnenzeit auf dem Meridian von Greenwich (s. aber § I.2.4 D)

(F) Physikalisch präzise Zeitkoordinaten

Aus vielerlei Gründen (Ungleichmäßigkeit der Erdrotation, Effekte der Spe-

ziellen und Allgemeinen Relativitätstheorie, ...) stellen die bisher definierten Zeiten keine physikalisch korrekten Zeitkoordinaten dar. Es ist deshalb notwendig, die physikalische Zeit mit nicht-astronomischen Mitteln zu definieren und zu messen (s. § I.2.4).

I.2.2

Größere Zeiteinheit: Das Jahr (Umlauf der Sonne)

1) Tropisches Jahr:

Zeitintervall zwischen der Wiederkehr der gleichen ekliptikalen Länge der Sonne (genau: Mittelwert dieses Zeitintervalls über alle ekliptikalen Längen für das Jahr 1900) = $365^{\text{d}}5^{\text{h}}48^{\text{m}}46^{\text{s}} = 365^{\text{d}}24220$ mittlere Sonnenzeit (1900). Das tropische Jahr bestimmt die Jahreszeiten, ihm sollte der Kalender angepasst sein. Der mittlere Umlauf der Sonne von Frühlingspunkt zu Frühlingspunkt ist aufgrund der Elliptizität der Erdbahn geringfügig länger: $365^{\text{d}}2424$.

2) Siderisches Jahr:

Umlauf von Fixstern zu Fixstern; etwa 20^{m} länger als tropisches Jahr, da Frühlingspunkt am Himmel wandert
 $= 365^{\text{d}}6^{\text{h}}9^{\text{m}}10^{\text{s}} = 365^{\text{d}}25636$ (s. § I.4.4)

Eine der vielen Ungereimtheiten der historisch gewachsenen astronomischen Terminologie: engl. *sidereal day* ist der Sternzeittag (also nicht der siderische Tag) und bezieht sich auf den Frühlingspunkt, während engl. *sidereal year* das siderische Jahr ist und sich auf die Fixsterne bezieht (tropisches Jahr = *tropical year*).

3) Anomalistisches Jahr:

Umlauf von Perihel zu Perihel
 (Lage der Erdbahnellipse nicht raumfest, siehe § II.2)
 $= 365^{\text{d}}6^{\text{h}}13^{\text{m}}53^{\text{s}} = 365^{\text{d}}25946$

4) Julianisches Jahr:

Mittleres Kalenderjahr bei rein vierjährigem Schalttages-Zyklus
 $= 365^{\text{d}}6^{\text{h}} = 365^{\text{d}}25000$.
 Benannt nach Julius Caesar, 46 v. Chr.; 11^{m} länger als das tropische Jahr.

5) Gregorianisches Jahr:

Mittleres Kalenderjahr seit 1582 (Papst Gregors Kalenderreform, s. § I.2.3)
 $= 365^{\text{d}}2425$

I.2.3

Kalender

Einheiten: Tage, Monate, Jahre

Problem: Das tropische Jahr ist kein ganzzahliges Vielfaches des Tages und des Mondumlaufs. Deshalb verschiedene Kalender in Gebrauch.

Beispiele:

1. Nomadenvölker des Nahen Ostens, Islam (bis heute gültig): reiner Mondkalender
Jahr = 12 synodische Monate (Neumond zu Neumond, $29^d 5$). Das ergibt ein „ordentliches Gemeinjahr“ von 354 Tagen. Der Jahresbeginn verschiebt sich jährlich um 11 bis 12 Tage, wandert also in 33 Jahren durch die Jahreszeiten.
Am 17. Dezember 2009 begann das Jahr 1431 des islamischen Kalenders.
2. Antikes Ägypten: reiner Sonnenkalender
Bereits 238 v. Chr. wurde in Ägypten das 4-jährige Schaltjahr vorgeschlagen, das Julius Caesar dann für Rom übernahm.
3. Antike griechische und römische Kalender, Jüdischer Kalender (bis heute): Lunisolarkalender
Kombination von Sonne und Mond. Ausgleich durch Schaltmonate, z. B. Meton: 19-jähriger Zyklus (12 Jahre mit 12 Monaten und 7 Jahre mit 13 Monaten)
Am 18. September 2009 begann das Jahr 5770 des jüdischen Kalenders.
4. Christliche Kalender: reine Sonnenkalender
Von 525 bis 1582 Julianischer, ab 1582 Gregorianischer Kalender (s. u.)

Besonderheit der historischen Zeitrechnung: Es gibt kein Jahr 0.

Auf 1 v. Chr. folgt 1 n. Chr. — in der Astronomie werden Jahre v. Chr. negativ gezählt, dann muss es — wegen der Arithmetik — ein Jahr 0 geben (= 1 v. Chr. historisch):

Astron. historisch

Jahr 0 = 1 v. Chr.	z. B. 2000-jähriger Todestag von Julius Caesar
-1 = 2 v. Chr.	(44 v. Chr. = -43) war 1957 und nicht 1956.
-n = (n + 1) v. Chr.	

Gregorianische Kalenderreform

Seit der Antike: Kalenderjahr = Julianisches Jahr. Im 16. Jh. bereits 10 Tage Fehler des Kalenders. Gregor XIII verfügte daher (beraten durch den Astronomen Christoph Clavius), dass auf den 4. Oktober 1582 gleich der 15. Oktober 1582 folgen solle.

Neben der o. g. Verschiebung verfügte Gregor XIII. ferner: Volle Hunderter sind *keine* Schaltjahre, aber volle 400-er sind Schaltjahre (z. B. das Jahr 2000); also mittlere Jahreslänge

$$= 365 + \frac{1}{4} - \frac{3}{400} = 365^{\text{d}} 2425 = 365^{\text{d}} 5^{\text{h}} 49^{\text{m}} 12^{\text{s}}$$

Noch 26^{s} zu lang (3 Einheiten in der 7. Stelle), das bedeutet 1 Tag in 3300 Jahren.

Es dauerte lange, bis diese Reform sich überall durchsetzte; 1700 in den protestantischen deutschen Ländern; 1917/18 in Russland („Oktober-Revolution“ Gregorianisch Anfang November 1917); Orthodoxe Kirche bis heute Julianisch.

Osterfest:

Auf dem Konzil zu Nicäa im Jahre 325 wurde festgelegt:

Ostern = Sonntag nach dem ersten Frühlingsvollmond

Genauere Berechnung kompliziert; früher oft Abweichungen zwischen ost- und west-römischer Kirche; abhängig von genauer Theorie der Mondbewegung und von Schalttagsregeln. Heute schematisierte Mondtheorie. Berechnung im Gregorianischen Kalender nach der *Gaußschen Regel*:

Es sei J die Jahreszahl und m und n durch nebenstehende Tabelle gegeben. Bezeichnet man nun die Reste der Divisionen

von $J/19$ mit a | von $(19a + m)/30$ mit d
 von $J/4$ mit b | von $(2b + 4c + 6d + n)/7$ mit e
 von $J/7$ mit c

J	m	n
1583–1699:	22	2
1700–1799:	23	3
1800–1899:	23	4
1900–2099:	24	5
2100–2199:	24	6
2200–2299:	25	0

dann fällt Ostersonntag auf den

$(22 + d + e)$ ten März bzw.
 $(d + e - 9)$ ten April

Extremwerte:

22. März, z. B. 1818, 2285
 25. April, z. B. 1943, 2038

Zusatzregeln für Grenzfälle:

- Statt 26. April stets 19. April
- Statt 25. April der 18. April, wenn $d = 28$; $e = 6$ und $a > 10$

1.2.4

Physikalisch präzise Zeitkoordinaten

Die Vielfalt der in der Astronomie vorkommenden Zeitkoordinaten mag auf den ersten Blick verwirrend erscheinen. Bei näherer Betrachtung folgt sie jedoch einer leicht verständlichen inneren Logik, die aus der Kombination von vier wesentlichen Elementen zusammengesetzt ist:

- a) der Unregelmäßigkeit der Erdrotation
- b) der zunehmenden Genauigkeit der Uhren
- c) dem Streben nach Vereinbarkeit mit der Speziellen und Allgemeinen Relativitätstheorie

d) dem Streben nach historischer Kontinuität

Im Folgenden nur die für Astronomen in der Praxis wichtigen Zeitkoordinaten.

Die gebräuchlichen Kürzel (s. u.) für die verschiedenen Zeitkoordinaten sind i. Allg. Akronyme der französischen Bezeichnungen; Ausnahmen: UT gehört zur englischen Bezeichnung, und UTC ist kein Akronym.

I.2.4.A Motivation

Früher: Uhrstand aus Sternbeobachtungen, d. h. Erdrotation als Zeitmaß.

Definition der Sekunde als $1/86400$ des mittleren Sonnentages.

Änderungen und Schwankungen der Erdrotation waren mit Pendeluhren nicht nachweisbar. Erdrotation beste verfügbare „Uhr“.

Heute: Quarz- und Atomuhren, genauer als Erdrotation.

Messung der Erdrotation mittels VLBI und Vergleich mit Atomuhren.

Ergebnis: Beobachtung unregelmäßiger, periodischer und säkularer Änderungen der Erdrotation.

Schon lange vor den Atomuhren, Ende des 19. Jahrhunderts, hatten Mond-, Merkur- und Venusbeobachtungen ergeben, dass die „Erduhr“ nicht gleichmäßig geht.

Unregelmäßige Schwankungen (Abbremsungen und Beschleunigungen)

Ursache: Verlagerungen im Erdinneren und in den Weltmeeren. Bis zu einigen Millisekunden in der Tageslänge.

Periodische Schwankungen

- a) ganzjährige Periode, Amplitude ≈ 22 ms → meteorologische Ursachen
- b) halbjährige Periode, Amplitude ≈ 10 ms → Gezeitenkräfte der Sonne
- c) 13.8- und 27.6-tägige Periode, sehr kleine Amplitude
→ Gezeitenkräfte des Mondes

Die hohen Amplituden kommen durch kumulative Effekte zustande. Die Abweichungen der Tageslängen selbst sind nur klein; Extremwerte (Juni, Juli) etwa -0.6 ms. Da $1 \text{ Tag} = 86400 \text{ s}$, ist das ein Fehler von 10^{-8} .

Mai: Erde geht ca. 30 ms nach; September: Erde geht ca. 25 ms vor.

- d) kürzere Variationen bis hin zu täglichen und halbtäglichen Variationen; noch kleinere Amplituden → Gezeitenwellen, tropische Stürme, Tiefdruckgebiete, Erdbeben usw.

Säkulare Änderungen

- a) Verlangsamung wegen Gezeitenreibung durch den Mond (s. § II.7.3)
- b) Beschleunigung durch immer noch andauernde Anhebung von Nordeuropa und Grönland wegen Entgletscherung am Ende der Eiszeit („postglaziale Landhebung“) und andere geologische und klimatische Prozesse.

Der langfristige, verlangsamende Effekt der Gezeitenreibung (Taglängenänderung pro Jahrhundert knapp 2.5 ms minus ca. 0.6 ms durch Landhebung) wird auf der Zeitskala von Jahrzehnten durch die unregelmäßigen Variationen überdeckt. So war zwischen 2000 und 2009 die Taglänge um fast 3 ms *kürzer* als zwischen 1970 und 1980.

2 ms pro Tag pro Jahrhundert erzeugen in 2000 Jahren eine Zeitverschiebung von 4 Stunden → Erklärung antiker Sonnenfinsternis-Beobachtungen.

I.2.4.B Ephemeridenzeit = Ephemeris Time = ET

Die Variationen der Erdrotation machten die Definition eines *konstanten, physikalischen Zeitmaßes* notwendig (ideale Zeit der Newtonschen Mechanik). Dies ist die Ephemeridenzeit: die Zeitkoordinate, die den mathematischen Modellen (*Ephemeriden*) der Bewegungen im Sonnensystem zugrunde liegt.

Kann immer erst nachträglich durch Vergleich der Beobachtungen an Körpern des Sonnensystems mit (z. B.) UT bestimmt werden.

Notwendigkeit bereits Anfang des 20. Jahrhunderts bekannt; formale Definition durch Internationale Astronomische Union (IAU) erst 1960.

Definition des Nullpunkts:

ET soll Anfang 1900 mit UT (= Universal Time = Weltzeit = Sonnenzeit von Greenwich, Punkt E in § I.2.1) übereinstimmen.

Definition der Zeiteinheit (Ephemeridensekunde oder astronomische Sekunde):

$$1 \text{ Sekunde} = \frac{1}{31\,556\,925.9747} \begin{cases} \text{des tropischen Jahres} \\ \text{für 1900 Januar 0, 12 Uhr Ephemeridenzeit} \end{cases}$$

Die Einheit wurde so gewählt, dass sie der alten Definition der Sekunde, nämlich als $1/86\,400$ der Tageslänge entspricht (historische Kontinuität), genauer: der mittleren Tageslänge zwischen 1700 und 1900.

I.2.4.C Atomzeit = Temps Atomique International = TAI

ET (wie auch UT) ist nur umständlich und nachträglich aus astronomischen Beobachtungen bestimmbar, und nur mit begrenzter Genauigkeit.

Seit 1955 Atomuhren mit extremer Genauigkeit verfügbar → Zeitdefinition unabhängig von astronomischen Beobachtungen wünschenswert.

Deshalb wurde TAI 1972 international als Zeitmaß eingeführt, wiederum in möglichst vollständiger historischer Kontinuität. In der Praxis wird TAI durch ständigen weltweiten Vergleich von zahlreichen Atomuhren in nationalen Zeitinstituten (Deutschland: Physikalisch-Technische Bundesanstalt, PTB, Braunschweig) realisiert. Bei diesem Vergleich werden Effekte der Relativitätstheorie (unterschiedliche Höhe der Uhren über dem Meeresspiegel, unterschiedliche Geschwindigkeit durch verschiedene geographische Breite, ...) berücksichtigt.

Moderne Atomuhren erreichen eine Genauigkeit von 10^{-14} , d. h. 1^s in 3 Millionen Jahren (1970: 10^{-10} , d. h. 1^s in 300 Jahren).

Definition des Nullpunkts:

TAI soll Anfang 1958 mit UT übereinstimmen.

Anfang 1958 war $ET - UT \approx 32^s$ und 1 ET-Sekunde *per definitionem* gleich 1 TAI-Sekunde.

Daher: $ET = TAI + 32^s 184$ *per definitionem*.

Definition der Zeiteinheit (Atomzeitsekunde, SI-Sekunde):

$1^s = 9\,192\,631\,770 \left\{ \begin{array}{l} \text{Schwingungen des } ^{133}\text{Cs Hyperfeinstruktur-} \\ \text{Übergangs im Grundzustand.} \end{array} \right.$

SI = *Système International d'Unités* = Internationales System von Einheiten. 1960 eingeführte internationale Konvention, die vom *Bureau International des Poids et Mesures* (BIPM, in Sèvres bei Paris, Internationales Büro für Maße und Gewichte) unter dem Dach des *Comité International des Poids et Mesures* geführt wird.

I.2.4.D Varianten der UT

UT = Universal Time = Weltzeit = Astronomische Sonnenzeit von Greenwich

siehe Punkt E in § I.2.1 und A in § I.2.4

UT0: direkt aus astronomischen Zeitbestimmungen (heute VLBI) abgeleitet

UT1: = UT0 korrigiert um Polbewegung

UT2: = UT1 korrigiert um jahreszeitliche Schwankungen der Erdrotation.

UT und ET haben unterschiedliche Grundkonzepte, beruhen aber beide auf astronomischen Beobachtungen. Wegen der Änderung der Erdrotation laufen sie auseinander.

Differenz (ET-UT) = 0^s für 1900.00 (per definitionem)
 = $32^s 184$ für 1958.00
 = $54^s 5$ für 1985.00
 $\approx 66^s 0$ für 2009.00

UT0, UT1, UT2 werden laufend als Funktion von TAI veröffentlicht (*International Earth Rotation Service, IERS, Paris*).

I.2.4.E Koordinierte Weltzeit = Coordinated Universal Time = UTC

International vereinbarte bürgerliche Zeit auf der Basis von TAI.

Problem: Die bürgerliche Zeit soll dem Lauf der Sonne, also der UT angepasst werden. Ständige, kontinuierliche Anpassung (1961–1972) aber sehr unpraktisch. Deshalb 1972 Einführung der *Schaltsekunden*.

Definition:

a) $UTC - TAI = 10^s 0$ zu Jahresbeginn 1972.

b) UTC soll nie mehr als $\pm 0^s 9$ von UT1 abweichen.

- c) Würde die Differenz (UTC – UT1) größer, so wird rechtzeitig (jeweils am 31. Dezember und, falls nötig, am 30. Juni) eine Schaltsekunde (+ oder –) eingesetzt.

UTC und TAI unterscheiden sich also stets um ganze Vielfache einer Sekunde. Erste Schaltsekunde am 30. Juni 1972; bisher nur positive Schaltsekunden; am 31. Dezember 2008 die 24. Schaltsekunde; TAI–UTC dann 34 Sekunden.

$$\text{Sekundenzählung bei Schaltsekunden} \quad \left\{ \begin{array}{ll} 31. \text{ Dezember} & 23^{\text{h}}59^{\text{m}}59^{\text{s}} \\ 31. \text{ Dezember} & 23^{\text{h}}59^{\text{m}}60^{\text{s}} \\ 01. \text{ Januar} & 00^{\text{h}}00^{\text{m}}00^{\text{s}} \end{array} \right.$$

I.2.4.F Terrestrische Zeit = Terrestrial Time = TT

Da nun mit TAI eine physikalisch gleichförmige Zeitkoordinate zur Verfügung stand, die viel einfacher als ET realisierbar war (und zudem genauer), erschien es sinnvoll, auch eine astronomische Zeit zu definieren, die durch TAI realisiert ist, aber eine kontinuierliche Fortsetzung von ET darstellt.

Deshalb 1976 von IAU definiert:

$$\text{TT} = \text{Terrestrial Time} = \text{ET (vor 1960)} = \text{TAI} + 32^{\text{s}}184 \text{ (ab 1960)}.$$

Zeiteinheit von TT damit also die SI-Sekunde.

Im relativistischen Sinne ist TT eine Zeitkoordinate, die der Eigenzeit einer Uhr auf dem Geoid (Erdoberfläche) sehr nahe kommt (Nanosekunden).

Merke: $\boxed{\text{TT} = \text{UTC} + \text{Schaltsekunden} + 10^{\text{s}} + 32^{\text{s}}184}$

TT ist damit zunächst nur auf dem Geoid definiert. Eine Erweiterung von TT mit der Bezeichnung *TDT = Temps Dynamique Terrestre = Terrestrial Dynamic Time* wurde (und wird 2011 noch in den USA) auch als Zeitkoordinate von Ephemeriden benutzt. 1991 von IAU zugunsten TCB (s. u.) abgeschafft.

I.2.4.G Baryzentrische Koordinatenzeit = Barycentric Coordinate Time = TCB

Es gibt gemäß der Relativitätstheorie keine absolute Zeit.

Wenn man zwei (ideale, fehlerfreie) Uhren heute und wiederum morgen am selben Ort vergleicht, dann werden sie inzwischen eine unterschiedliche Zeitspanne gemessen haben, die davon abhängt, wo und mit welcher Geschwindigkeit sie sich zwischen den beiden Vergleichen bewegt haben.

Eine Koordinatenzeit im relativistischen Sinn ist stets nur eine der vier Koordinaten einer vollständigen relativistischen Beschreibung (eines mathematischen Modells) für die vierdimensionale Raumzeit.

TDT erfüllte diese Anforderung nicht; sie war nicht konsistent mit der Relativitätstheorie.

Die IAU vereinbarte 1991 (mit Erweiterungen im Jahr 2000) das *Barycentric Celestial Reference System, BCRS* — einen großen Formelapparat — als Konvention für die Beschreibung der vierdimensionalen Raumzeit. Grundsätze:

- Volle Konsistenz mit der Allgemeinen Relativitätstheorie
- Berücksichtigung der Gravitation aller wesentlichen Körper des Sonnensystems
- räumlicher Nullpunkt = Baryzentrum (Schwerpunkt) des Sonnensystems
- Orientierung der räumlichen Koordinaten = ICRS (s. S. 5)
- Zeiteinheit = SI-Sekunde

TCB ist die Zeitkoordinate des BCRS. Nullpunkt definiert durch:

$$\text{TCB} - \text{TAI} = 32^{\text{s}}.184 \quad \text{am 1.1.1977, } 0^{\text{h}} \text{ TAI} = \text{JD } 2\,443\,144.5 \text{ TAI}$$

Auf der Erde und in ihrer Nähe gilt:

$$\text{TCB} - \text{TT} = L_B \Delta + „\text{VX}“ + „\text{P}“, \quad \text{wobei:}$$

L_B ein konstanter Faktor; $L_B = 1.55051977 \times 10^{-8} \approx 0^{\text{s}}.5$ pro Jahr

$\Delta = (\text{JD} - 2\,443\,144.5) \times 86\,400^{\text{s}}$

JD = Julianisches Datum (s. § I.2.5.C)

„VX“ von Geschwindigkeit und Ort relativ zum Geozentrum abhängig

„P“ zeitabhängige periodische Terme

Die größte periodische Amplitude beträgt 1.6 ms (jährliche Periode, Elliptizität der Erdbahn), gefolgt von 22 μs (ca. 13 Monate Periode, Gravitation des Jupiter); acht weitere Amplituden größer als 1 μs . „VX“ ist klein (einige μs in der Nähe der Erde).

TCB ähnelt *nicht* der Eigenzeit einer Uhr im Schwerpunkt des Sonnensystems.

TCB wird künftig als Zeitkoordinate von Ephemeriden des Sonnensystems benutzt werden.

I.2.4.H Zusammenfassung

UTC	GPS	TAI	(ET) TT	TCB	Uhrstand
variabel	19 s fest (bis auf 10^{-7} s)	32.184 s fest	wachsend ≈ 0.5 s/Jahr		
Schaltsekunden	10 s fest (1972)				
Anfang 2009: insgesamt 24 s					

I.2.5

Zeitangaben in der Praxis

Wegen der unterschiedlichen Zeitkoordinaten (s. § I.2.4) ist im Prinzip zu jeder Zeitangabe zusätzlich die Angabe der benutzten Zeitkoordinate nötig! Kann nur entfallen, wenn aus dem Kontext unmissverständlich.

I.2.5.A Bürgerliche Zeitangabe

Zeitangabe als bürgerliches Datum und hexagesimale Uhrzeit, z. B.

17. Juli 2008, 13^h19^m22^s UTC, oder

18. April 2011, 08^h14^m11^s 432561 TAI

Für Datenverarbeitungszwecke unpraktisch.

I.2.5.B Zeichenkette für Zeitangaben gemäß ISO 8601

(engl.: *ISO 8601 Time String*)

Inhaltlich mit bürgerlicher Zeitangabe identisch (insbesondere ebenfalls hexagesimal), aber in standardisiertem, EDV-geeignetem Format:

YYYY-MM-DDThh:mm:ss[.ssss...],

z. B.: 2003-05-26T14:45:56.12345,

wobei: YYYY=Jahr, MM=Monat, DD=Tag, T steht für die Zeitangabe („time“),
hh=Stunde, mm=Minute, ss=Sekunde

eckige Klammer $\hat{=}$ Dezimalpunkt und Dezimalstellen können entfallen;
Anzahl der Dezimalstellen nach Bedarf.

Die benutzte Zeitkoordinate muss außerhalb der Zeichenkette im Kontext klar gemacht werden.

I.2.5.C Julianisches Datum

Für die Berechnung von Zeitdifferenzen ist eine kalendarische Angabe unbequem (also auch der ISO Time String). Deshalb von J. J. Scaliger 1581 eingeführt:

Julianisches Datum = JD = durchlaufende Tageszählung

(Beginn des Tages zu Mittag, d. h. um 12 Uhr)

Nullpunkt: 1. Januar 4713 v. Chr (s. u.)

Später zusätzlich eingeführt:

Modifiziertes Julianisches Datum = MJD = JD – 2 400 000.5, also kleinere Zahlen
und Beginn um Mitternacht.

Achtung: Es sind auch andere Definitionen von MJD in Umlauf.

Um Fehler zu vermeiden, sollte MJD generell nicht benutzt werden.

Beispiele:

$$2010-01-01T00:00:00 \text{ TAI} = \text{JD } 2455197.5 \text{ TAI}$$

$$2010-01-01T00:00:00 \text{ UTC} = \text{JD } 2455197.5 \text{ UTC} \neq \text{JD } 2455197.5 \text{ TAI}$$

$$17. \text{ November } 1858 \text{ }^0\text{h} = \text{JD } 2\,400\,000.5 = \text{MJD } 00\,000.0$$

$$3. \text{ Oktober } 1990 \text{ }^{12}\text{h} = \text{JD } 2\,448\,168.0 = \text{MJD } 48\,167.5$$

Zum Nullpunkt 4713 v. Chr.: Überlagerung dreier Perioden. 4713 v. Chr. ist das erste Jahr im Sonnenzyklus (28 Jahre, gleiches Datum auf gleichen Wochentag), das erste Jahr im Mondzyklus (= goldene Zahl; 19 Jahre), und das erste Jahr im Indiktionszyklus (römischer Steuerzyklus, 15 Jahre).

In $28 \times 19 \times 15 = 7980$ Jahren werden alle Kombinationen einmal durchlaufen; dies ist die „Julianische Periode“.

Wie bei anderen Formen der Zeitangabe muss auch bei JD die Zeitkoordinate angegeben werden. Hier jedoch historisch gewachsener Sonderfall. In älteren Quellen (und heute noch vielfach implizit): „JD“ = JD UT, und „JED“ = JD ET, sogenanntes „Julianisches Ephemeriden-Datum“ (engl.: *Julian Ephemeris Date*).

I.2.5.D Besselsche Jahre

Motivation wie Julianisches Datum. Von F. W. Bessel im 19. Jahrhundert eingeführt. Sollte nicht mehr verwendet werden

Besselsche Epoche = B = durchlaufende Jahreszählung
in Einheiten des tropischen Jahres 1900.0 (s. u.).

Nullpunkt: Der Beginn des tropischen (Besselschen) Jahres tritt ein, wenn für die mittlere Sonne $\alpha = 280^\circ = 18^{\text{h}}40^{\text{m}}0^{\text{s}}$ ist (= „annus fictus“ = Besselsches Jahr). Zählung wie Bürgerliche Jahreszahl.

Beispiele: $B1900.00 = 31. \text{ Dezember } 1899, 19:31 \text{ UT} = \text{JD } 2415020.313 \text{ UT}$

$B1950.00 = 31. \text{ Dezember } 1949, 22:09 \text{ UT} = \text{JD } 2433282.423 \text{ UT}$

Innerhalb des Besselschen Jahres werden Zeitpunkte in dezimalen Jahresbruchteilen angegeben.

Das Besselsche Jahr 1900.0 ist genau 365.242198781 Tage lang; das tatsächliche tropische Jahr verlängert sich demgegenüber um 0.184 s/Jahrhundert.

I.2.5.E Julianische Jahre

|| Nicht zu verwechseln mit dem Julianischen Datum!

Motivation wie Julianisches Datum und Besselsche Epoche. Von IAU 1984 anstelle der Besselschen Jahre eingeführt.

Julianische Epoche = J = durchlaufende Jahreszählung in Einheiten des *Julianischen* Jahres von exakt 365.25 Tagen.

Nullpunkt: $J2000.0 = 1. \text{ Januar } 2000, 12:00 \text{ Uhr}$ (in allen Zeitkoordinaten)

Beispiele: J2000.0 = 1. Januar 2000, 12:00 Uhr = JD 2451545.0
 J2010.0 = 1. Januar 2010, 00:00 Uhr = JD 2455197.5

Innerhalb des Julianischen Jahres werden Zeitpunkte in dezimalen Jahresbruchteilen angegeben.

Wenn bei Julianischen Epochen keine Zeitkoordinate angegeben wird, so ist *normalerweise* TT gemeint.

I.3

Sternörter = Sternpositionen

I.3.1

Groborientierung am Himmel

a) Die 88 Sternbilder

1928 von IAU formell mit genauen Grenzen festgeschrieben
 Verzeichnis in allen astronomischen Nachschlagewerken zu finden.

Nordhimmel: meist von Ptolemäus (griechische Mythologie)

Südhemisphäre: meist von neuzeitlichen Seefahrern

Offizielle Bezeichnung in der Astronomie: Lateinische Namen und
 3-Buchstaben-Kürzel.

Beispiel: Tierkreis (Ekliptik)

Widder	Aries	Ari	Waage	Libra	Lib
Stier	Taurus	Tau	Skorpion	Scorpius	Sco
Zwillinge	Gemini	Gem	Schütze	Sagittarius	Sgr
Krebs	Cancer	Cnc	Steinbock	Capricornus	Cap
Löwe	Leo	Leo	Wassermann	Aquarius	Aqr
Jungfrau	Virgo	Vir	Fische	Pisces	Psc

Die in der Astrologie verwendeten „Tierkreiszeichen“ sind gegenüber den Sternbildern des Tierkreises um etwa eins verschoben wegen der Präzession (s. § I.4.4). Die Ekliptik durchläuft ein dreizehntes Sternbild: Schlangenträger, griech./latein.: Ophiuchus, Abkürzung: Oph

b) Bezeichnungen heller Sterne

Ganz helle Sterne teilweise Eigennamen (meist arabisch).

„Alle“ mit bloßem Auge sichtbaren Sterne: griechischer Buchstabe + Genitiv des Sternbildnamens (Johannes Bayer, 1603),

bzw. laufende Nummer + Genitiv des Sternbildnamens (John Flamsteed, veröffentlicht durch Newton 1712).

Letzteres nur für Sterne ohne Bayer-Bezeichnung gebräuchlich.

Kuriosität: Planet Uranus = 34 Tau

Beispiele:

Wega	= α Lyr	= 3 Lyr	siehe Sternatlanten, z. B. Millennium Star Atlas, 1997, Sky Publishing Corp., Cambridge, USA oder Cambridge Star Atlas, W. Tirion, 2000ff., Cambridge University Press, UK
Rigel	= β Ori	= 19 Ori	
Atair	= α Aql	= 53 Aql	
Alamak	= γ And	= 57 And	

c) Schwache Sterne und andere Objekte

Nummer in einem Katalog (s. § I.6), oder Angabe der genauen Koordinaten.
Moderne Katalognummern häufig in der Form:

Katalogkürzel + „J“ + Koordinaten.

Konventionen: [Präfix] hhmm±ddd (Bezug B1950)

z. B. 1226 + 023 = 3C 273 (Radioquelle aus der 3C-Durchmusterung)

bei $\alpha(1950) = 12^{\text{h}} 26^{\text{m}} 33^{\text{s}}.25$, $\delta(1950) = +2^{\circ} 19' 43''.5$ ($= 2^{\circ} 3'$).

Bei häufigeren Objekten / neueren Durchmusterungen Angaben für J2000 (Präfix J) und genauere Koordinaten:

z. B. SDSS J162528.74+563310.2 = Objekt im SDSS

bei $\alpha(2000) = 16^{\text{h}} 25^{\text{m}} 28^{\text{s}}.74$, $\delta(2000) = +56^{\circ} 33' 10''.2$.

Gleiches Schema für galaktische Quellen in galaktischen Koordinaten (Länge und Breite) mit Präfix G.

Besonderheit:

Veränderliche Sterne bis heute offiziell Großbuchstabe(n) + Sternbildkürzel
gesprochen im Genitiv, z. B. T Tau = T Tauri, FU Ori = FU Orionis

bzw. „V“ + laufende Nummer + Sternbildkürzel,

z. B. V838 Mon = V838 Monocerotis

I.3.2

Absolute Positionsmessung**I.3.2.A Mit Meridiankreis**

Erfunden von Ole Rømer (1689).

Fernrohr bewegt sich nur im Meridian.

Es kann aus den Lagern gehoben und umgelegt werden.

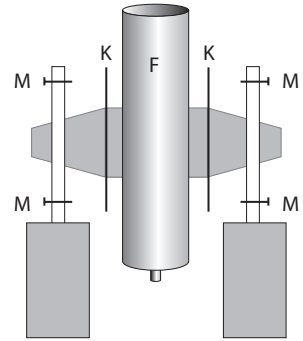
Sterne durchlaufen Referenzlinien (Spinnenfäden, Schlitzte, ...) in der Fokalebene des Fernrohrs.

Historische Entwicklung: Auge-Ohr-Methode;
Tastzeichen; unpersönliches Mikrometer;
heutzutage: automatisch photoelektrisch

F: Fernrohr, Drehachse O-W

M: Mikroskope

K: Teilkreise



Messgrößen beim Sterndurchgang:

$\left\{ \begin{array}{l} \text{a) Zenitdistanz } z \text{ (Teilkreise)} \pm 0''.05 \\ \text{b) Sternzeit des Durchgangs } \theta \pm 0^s.005 \end{array} \right\}$	Genauigkeit bei häufigen Beobachtungen
---	--

Zur Genauigkeit:

$0^s.005$ entsprechen etwa 1.5 m auf der Erdoberfläche;

$0''.05$ entsprechen 125 nm an einem 1 m großen Teilkreis!

Bei der erforderlichen Genauigkeit ist eine Bestimmung der instrumentellen Fehler von besonderer Bedeutung:

Aufstellungsfehler

- 1) Neigungsfehler (Achse nicht horizontal)
Korrektion: Libelle (= Wasserwaage)
- 2) Azimutfehler (Achse nicht Ost-West)
Korrektion: Polnahe Sterne in unterer und oberer Kulmination

Instrumentelle Fehler

- 3) Kollimationsfehler (Optische Achse nicht senkrecht zur Drehachse)
Korrektion: Polnahe Sterne in zwei Lagen des Teleskops
- 4) Teilungsfehler des Kreises
Korrektion: 8 Mikroskop-Ablesungen
- 5) Exzentrizitätsfehler (Drehpunkt nicht im Mittelpunkt)
Korrektion: 2 diametrische Ablesungen

- 6) Zenitpunktfehler (Nullpunkt der Kreise falsch)
Korrektion: Spiegelbild im Quecksilberhorizont

Fehler 1...3 beeinflussen hauptsächlich die Zeitmessung

Fehler 4...6 beeinflussen hauptsächlich die Zenitdistanz

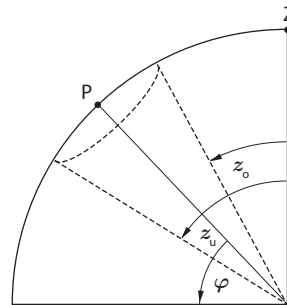
Auswertung: von (z, θ) zu (α, δ)

Voraussetzung: Kenntnis der Polhöhe (= geographische Breite) φ ,
der Schiefe der Ekliptik ε ,
des Uhr-Fehlers (Uhrstand) $\Delta'\theta$

Polhöhe φ ergibt sich aus oberer und unterer
Kulmination desselben Sterns:

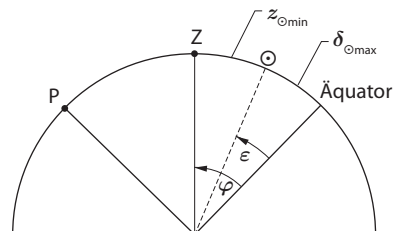
$$\frac{1}{2}(z_o + z_u) = 90^\circ - \varphi$$

$$\varphi = 90^\circ - \frac{1}{2}(z_o + z_u)$$



Schiefe der Ekliptik = Deklination der Sonne
im höchsten Punkt

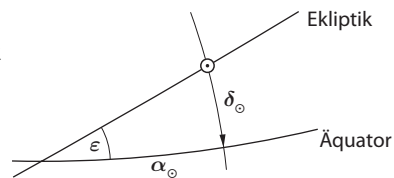
$$\varepsilon = (\delta_\odot)_{\max} = \varphi - (z_\odot)_{\min}$$



Eichung der Uhr

Aus dem rechtwinkligen sphärischen Dreieck
(s. Abbildung) folgt nach der Neperschen Regel:

$$\sin \alpha_\odot = \tan \delta_\odot \cot \varepsilon, \quad \text{hieraus } \alpha_\odot.$$



Beim Meridiandurchgang der Sonne ist

$$\alpha_\odot = \theta = \theta_\odot + \Delta'\theta \quad \text{mit} \quad \begin{cases} \theta &= \text{Sternzeit (s. § I.1.2)} \\ \theta_\odot &= \text{abgelesene (falsche) Uhrzeit} \\ \Delta'\theta &= \text{Fehler der Uhr (Uhrstand)} \end{cases}$$

also: $\Delta'\theta = \alpha_\odot - \theta_\odot$.

Nach Kenntnis dieser Größen wird nun für Sterne:

a) *Absolute Deklination*

Für Sterne südlich des Zenits: $\delta = \varphi - z$

Für Sterne nördlich des Zenits: $\delta = \varphi + z$

Für Sterne unterhalb des Himmelspols: $\delta = 180^\circ - \varphi - z$

b) *Absolute Rektaszension*

Aus Uhrablesung plus Uhrstand beim Meridiandurchgang $\alpha_* = \theta_* + \Delta'\theta$

Bisher wurde angenommen, dass dem Licht nichts „passiert“. Bewegung der Erde und Einfluss der Erdatmosphäre wurden vernachlässigt.

In Praxis müssen berücksichtigt werden:

Refraktion (Strahlenbrechung in der Atmosphäre, s. § I.4.1)

Aberration (Einfluss der Erdbewegung, s. § I.4.2)

Parallaxe (wechselnder Beobachtungsort im Sonnensystem, s. § I.4.3)

Präzession (Kreisbewegung der Erde, s. § I.4.4)

Nutation (überlagerte Polschwankung durch Mondstörung usw., s. § I.4.5)

I.3.2.B Mit Radio-Interferometrie (VLBI)

VLBI = *Very-Long-Baseline-Interferometrie*

= Interkontinentale Radio-Interferometrie

Zwei Radioteleskope zeichnen gleichzeitig die Radiowellen vom gleichen Objekt auf. Durch zeitverschobene Überlagerung (*Korrelation*) der aufgezeichneten Wellenzüge wird derjenige zeitliche Versatz ermittelt, bei dem die beiden Wellenzüge optimal aufeinander passen (s. § IV.2.2.2 und § IV.2.3).

Primäres astrometrisches Mess-Signal:

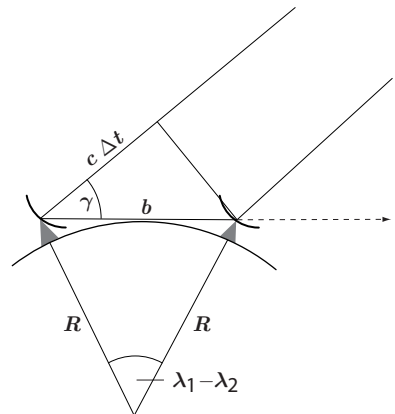
Ankunftszeitdifferenz (engl.: *delay*), Δt .

$$c \Delta t = b \cos \gamma$$

Lichtgeschwindigkeit c mal Δt ist die Projektion (Skalarprodukt) der Basislinie (b) auf den Richtungsvektor der einfallenden Radiowellen.

Einzelmessung ergibt Wert für $\gamma \rightarrow$ Objekt liegt auf einem Kreis am Himmel mit Radius γ , dessen Mittelpunkt die Verlängerung von b an den Himmel ist.

Erddrotation ändert Richtung von b mit der Zeit $\rightarrow$ anderes γ , anderes b , anderer Kreis. Schnittpunkt der Kreise = Ort des Objekts am Himmel.



In der Praxis: Bestimmung der Ankunftszeitdifferenz als Funktion der Zeit über einen Teil eines Tages. Die gleichmäßige Rotation des Vektors b führt zu täglicher Sinuswelle für Δt . Aus dem gesamten zeitlichen Verlauf von Δt Bestimmung der Rektaszension und Deklination durch Ausgleichsrechnung.

Beispiel:

Zwei Radioteleskope exakt in Ost-West-Richtung gegeneinander versetzt, bei geographischer Breite φ , und geographischen Längen λ_1 und λ_2 ;

Kosinussatz und Halbwinkelformel

$$\longrightarrow b = 2R \cos \varphi \sin \frac{\lambda_1 - \lambda_2}{2}, \quad \text{wobei } R = \text{Erdradius}.$$

Aus einfacher Überlegung folgt:

Δt ist null, wenn das Objekt bei $(\lambda_1 + \lambda_2)/2$ kulminiert.

→ Rektaszension aus Nullstelle (Phase) der Sinusfunktion

Δt ist 6 Sternzeitstunden vorher und nachher maximal: $c \Delta t = b \cos \delta$

→ Deklination δ aus Amplitude der Sinusfunktion

Genauigkeitsanforderung

Bei $b = 10\,000$ km entspricht 1 mas einem $c \Delta t$ von 5 cm,
bzw. einem Δt von 1.67×10^{-10} s.

Für absolute Positionsmessungen müssen mindestens auf diese Genauigkeit bekannt sein:

- die absolute Zeit an den beiden Teleskopen (Atomuhren!)
- die Signallaufzeiten in den Teleskopen (geometrisch, elektronisch)
- die Position der Teleskope auf der Erde (3-dimensional, s. u.)
- die Lage der Erde im Raum (Erdrotation, Polschwankungen, ...)

In der Praxis müssen alle diese Größen zugleich mit den Sternpositionen bestimmt und kalibriert werden, durch Messungen an vielen Objekten mit mehreren Teleskopen.

Bei der Position der Teleskope auf der Erde sind z. B. Effekte wie die Gezeiten des festen Erdkörpers, die Kontinentalverschiebung und die Verbiegung der Teleskopmontierungen durch Temperaturänderungen und die Schwerkraft von Bedeutung.

I.3.2.C Mit HIPPARCOS

HIPPARCOS = *H*igh-*P*recision *P*ARallax-*C*ollecting *S*atellite

= Satellitenmission der ESA 1989–1993

Astrometrie vom Weltraum aus: Vermeidet die Störungen der astrometrischen Messung, die von Refraktion (s. § I.4.1), Szintillation (s. § I.4.1), Unregelmäßigkeiten der Erdrotation (s. § I.2.4), sowie thermischen und mechanischen Umwelteinflüssen am Erdboden ausgehen.

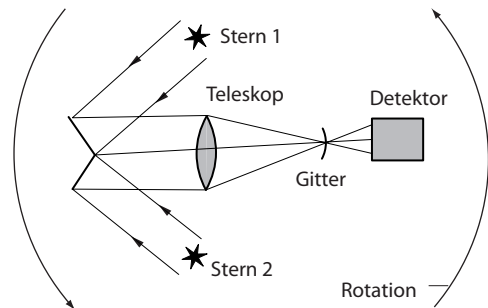
Teleskop mit zwei weit auseinanderliegenden Gesichtsfeldern aber einem gemeinsamen Detektor: Erlaubt Messung großer Winkel und Absolutkalibration der Winkelmessung ohne externe Eichreferenzen.

Gesichtsfelder 58° am Himmel auseinander, jeweils 1° groß.

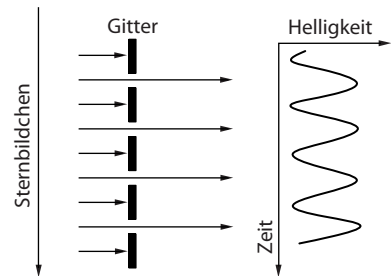
Teleskop 30 cm Durchmesser.

Ergebnis: Absolute Positionsmessung mit 0.5–2 mas Genauigkeit erstmals im optischen Spektralbereich.

Satellit rotiert mit ca. 2 Stunden Periode; starrer, zweiteiliger Spiegel (links) lenkt Licht von Sternen in das Teleskop; Bilder der Sterne wandern über feines Gitter in der Fokalebene; Detektor führt quasi-simultane Messungen an mehreren Sternen durch.



Periodische Helligkeitsmodulation hinter dem Gitter wird vom Detektor gemessen. Primäres astrometrisches Mess-Signal: Zeitpunkte der Helligkeitsmaxima bzw. -minima



Messung primär nur eindimensional und nur entlang des Großkreises, der von den beiden Gesichtsfeldern überstrichen wird (orthogonal zur Rotationsachse des Satelliten). Abtastung des gesamten Himmels und zweidimensionale Positionsmessung entsteht durch allmähliche Verlagerung der Rotationsachse über den Himmel — in einem sorgfältig auf Messgenauigkeit und Kalibrierbarkeit des Instruments optimierten Muster.

Genauigkeitsanforderung

Bei 15 cm Spiegelradius entspricht eine Deformation des Spiegels um 0.7 nm (wenige Atomdurchmesser!) einem Fehler von 1 mas. Der zweiteilige Spiegel und das Gitter müssen auf mindestens diese Genauigkeit stabil gehalten werden. Der Winkel zwischen den beiden Hälften des Spiegels und die Geometrie des Gitters müssen (nur mit Hilfe der Messungen an Sternen — und zusammen mit den Sternpositionen!) während des Flugs auf diese Genauigkeit kalibriert werden. Zugleich muss die Rotationsbewegung des Satelliten mit dieser Genauigkeit aus den Messungen abgeleitet werden.

(Siehe auch Kovalevsky *op. cit.*, Kap. 8.)

Ergebnis: 118 000 Sterne mit voller Genauigkeit (s. o.) und
2.5 Millionen Sterne mit geringerer Genauigkeit (30–50 mas, TYCHO-Katalog) gemessen.

The Hipparcos and Tycho catalogues (ESA-SP 1200, 1997),
neue Auswertung siehe van Leeuwen (2007).

➔ Weblink [18] auf S. 1096

Messungen bisher nicht wiederholbar.

Stark verbesserte und erweiterte Nachfolgemission (GAIA) von ESA für 2013–2018 geplant: Eine Milliarde Sterne, 0.02–0.2 mas genau.

I.3.3

Relative Positionsmessung

Relative Positionsmessung kann absolute Örter liefern durch Anschluss an Sterne, deren Koordinaten gut bekannt sind (*Referenzsterne*, auch Fundamental- oder Anhaltsterne genannt).

Für viele astronomische Aufgaben (z. B. bei der Bestimmung von Doppelsternbahnen, s. § IX.4) sind jedoch nur Koordinatendifferenzen (*Relativkoordinaten*) notwendig.

I.3.3.A Relativkoordinaten

1) Koordinatendifferenzen ($\Delta\alpha, \Delta\delta$)

Einfachste Form von Relativkoordinaten; z. B. Differenzen $\Delta\alpha, \Delta\delta$ in äquatorialen Koordinaten. Die Koordinaten eines Sterns B , dessen Position sich um $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$ von denen eines Sterns A mit der Position (α_A, δ_A) unterscheidet, sind:

$$(\alpha_B, \delta_B) = (\alpha_A + \Delta\alpha, \delta_A + \Delta\delta)$$

2) Lokale Polarkoordinaten (ρ, θ)

Länge (ρ = *Winkelabstand*, z. B. in Bogensekunden) und Richtung (θ = *Positionswinkel*, 0° bis 360°) des Großkreis-Segments, das Stern A mit Stern B verbindet. Aus der Geometrie des sphärischen Dreiecks A-B-Pol ergibt sich:

$$\begin{aligned}\cos \rho &= \sin \delta_A \sin(\delta_A + \Delta\delta) + \cos \delta_A \cos(\delta_A + \Delta\delta) \cos \Delta\alpha \\ \sin \rho \sin \theta &= \cos(\delta_A + \Delta\delta) \sin \Delta\alpha\end{aligned}$$

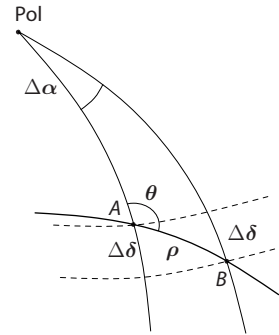
Für kleine Winkelabstände und in nicht zu großer Nähe zu den Polen gilt in guter Näherung vereinfacht:

$$\rho^2 = (\Delta\alpha \cos \delta_A)^2 + (\Delta\delta)^2 \text{ und}$$

$$\tan \theta = (\Delta\alpha \cos \delta_A) / \Delta\delta \quad \text{bzw.}$$

$$\cot \theta = \Delta\delta / (\Delta\alpha \cos \delta_A).$$

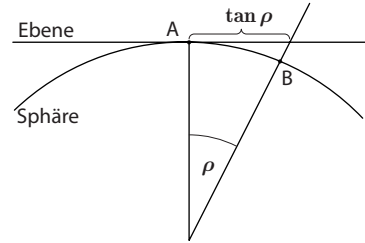
Der Positionswinkel θ wird am (Bezugs-) Stern A von Norden über Osten, Süden und Westen gezählt.



3) Standardkoordinaten = Tangentialkoordinaten (ζ, η)

Kartesische Koordinaten eines Objektes B auf einer Tangentialebene an die Himmelskugel mit dem Berührungspunkt am Punkt A („Plattenzentrum“).

Die Koordinate η ist in Richtung zum nördlichen Pol, die Koordinate ζ in Richtung wachsender Längenkoordinate (also z. B. im äquatorialen System nach Osten) orientiert.



Diese Abbildung heißt *gnomonische Projektion* oder *Zentralprojektion*.

Umrechnungen:

$$\zeta = \tan \rho \sin \theta = \frac{\cos \delta_B \sin \Delta\alpha}{\sin \delta_A \sin \delta_B + \cos \delta_A \cos \delta_B \cos \Delta\alpha}$$

$$\eta = \tan \rho \cos \theta = \frac{\cos \delta_A \sin \delta_B - \sin \delta_A \cos \delta_B \cos \Delta\alpha}{\sin \delta_A \sin \delta_B + \cos \delta_A \cos \delta_B \cos \Delta\alpha}$$

Umkehrung siehe § I.3.3.C.

„Ideales“ Kamera-Objektiv oder Teleskop bildet die Umgebung der optischen Achse gemäß dieser Gleichungen auf die Brennebene ab.

4) Andere Projektionen

werden z. B. in der Radioastronomie verwendet

(siehe z. B. Calabretta und Greisen 2002).

I.3.3.B Messung mit Meridiankreis

Hier gilt einfach:

$$\Delta\delta = \pm\Delta z \quad (\text{drei Fälle für das Vorzeichen, s. § I.3.2})$$

$$\Delta\alpha = \Delta\theta \quad (\text{mit } \theta = \text{Sternzeit des Meridiandurchgangs})$$

I.3.3.C Messung mit Photoplatten und CCD-Aufnahmen

Aufgabe: Umwandlung der auf der Platte bzw. dem CCD gemessenen rechtwinkligen Koordinaten x, y (in mm bzw. CCD-Pixeln) in sphärische Koordinaten, z. B. α, δ .

Drei Schritte:

1. Bestimmung der Transformation von (x, y) in Standardkoordinaten (ξ, η) , ausgehend von einem grob festgelegten Projektionszentrum (α_A, δ_A) , mit Hilfe von Referenzsternen mit bereits bekannten Positionen.
2. Anwendung dieser Transformation: Berechnung von (ξ, η) für die zu messenden Sterne aus deren (x, y) .
3. Umkehrung der Zentralprojektion: Berechnung sphärischer Koordinaten aus (ξ, η) .

Zu Schritt 1:

Zur Festlegung des Maßstabs (Brennweite), der Orientierung (Drehung) und des Nullpunkts (Parallelverschiebung) der Platte benötigt man pro Koordinatenrichtung drei sogenannte *Plattenkonstanten*, folglich also mindestens drei Referenzsterne mit bekannten Koordinaten:

$$\xi = ax + by + c; \quad \eta = a'x + b'y + c'$$

Wenn möglich nimmt man mehr Referenzsterne und bestimmt die Plattenkonstanten durch Ausgleichsrechnung.

Für Bildfelder von mehr als $0^\circ 5'$ (bzw. für sehr hohe Genauigkeit) sind zusätzlich quadratische und kubische Terme in der Transformationsgleichung für (x, y) nach (ξ, η) nötig. Damit erhöht sich die Zahl der mindestens benötigten Referenzsterne entsprechend.

Zu Schritt 3 → Umkehrung der gnomonischen Abbildung:

$$\begin{aligned} q &= \delta_A + \arctan \xi \quad (\text{Hilfsgröße}) \\ \tan(\alpha - \alpha_A) &= \xi \cos(q - \delta_A) / \cos q \\ \tan \delta &= \tan q \cos(\alpha - \alpha_A) \end{aligned}$$

I.4

Änderungen von Sternpositionen

Die mit einem Instrument tatsächlich beobachteten Positionen (Koordinaten) von Sternen und anderen Himmelsobjekten unterliegen vielerlei Einflüssen, die zu zeitlichen Veränderungen führen:

- a) Drehungen der Koordinatensysteme
- b) Ablenkungen des Lichts auf seinem Weg vom Stern zum Instrument
- c) die Bewegungen der Sterne selbst

Für Sternpositionen in Sternkatalogen müssen diese Effekte (wenn möglich) eliminiert werden. Für die Positionierung eines Teleskops auf ein Objekt müssen umgekehrt einige von ihnen (je nach ihrer Größe) wieder eingerechnet werden.

I.4.1

Refraktion und Szintillation

(Astronomische) *Refraktion* = Strahlenbrechung in der Erdatmosphäre

Näherung: Ebene Atmosphäre
(in der Nähe des Horizonts ungültig).

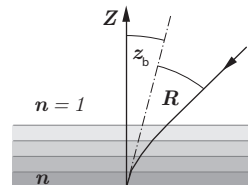
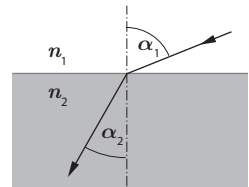
Ansatz: Snelliussches Brechungsgesetz

$$\frac{\sin \alpha_1}{\sin \alpha_2} = \frac{n_2}{n_1} \quad \text{oder} \quad n_i \sin \alpha_i = \text{const.}$$

z_b = beobachtete Zenitdistanz

R = Refraktion

$z = z_b + R$ = wahre Zenitdistanz



Brechungsgesetz: $\sin(z_b + R) = n \sin z_b$

Additionstheorem: $\sin z_b \underbrace{\cos R}_{\text{da } R \text{ klein: } \approx 1} + \cos z_b \underbrace{\sin R}_{\approx R} = n \sin z_b$

daraus folgt: $\boxed{R = (n - 1) \tan z_b}$ (Bogenmaß)

Beachte: || Um R zu berechnen, braucht man n *nicht* längs des ganzen Weges zu kennen, sondern *nur* den Wert am Boden!

Bei 0°C und Normaldruck ($1 \text{ atm} = 760 \text{ Torr} = 760 \text{ mm-Hg} = 1013 \text{ hPa}$)

gilt für $6000 \text{ \AA}$ ($= 600 \text{ nm}$): $(n - 1) = 0.000 293$

Dies entspricht *zufällig* dem Bogenmaßwert von $1'$: $= 0.000 291$

also gilt: $R / ' \approx \tan z_b$ (Bogenminuten)

$z / ^\circ$	$\tan z$	$R / '$
10	0.18	0.18
45	1.0	1.0
85	11.4	10
90		34

R wächst mit zunehmender Dichte der Luft, also mit abnehmender Temperatur und zunehmendem Druck (Tabellen)

Sonnendurchmesser $32'$; d. h. wenn die Sonne (scheinbar) den Horizont berührt, steht sie geometrisch schon unter dem Horizont.

Bei großem z ist R nicht mehr klein; außerdem muss die Krümmung der Erdatmosphäre berücksichtigt werden.

Refraktionsspektrum: Brechungsindex wächst mit abnehmender Wellenlänge.

Sternbildchen $\rightarrow$ kleines Spektrum entlang des Vertikals (vgl. Skizze S. 7)

Blau zum Zenit

Rot zum Horizont

Für $z = 70^\circ$ wird $\Delta R = R_{\text{blau}(400 \text{ nm})} - R_{\text{rot}(600 \text{ nm})} = 3''.5$.

Anomale Refraktion:

Flächen gleicher Dichte ($n = \text{const}$) sind geneigt oder verbogen

- Azimut-Refraktion* (seitliche Verschiebung)
- Zenit-Refraktion*
- Saal-Refraktion* (am Kuppelspalt)

Szintillation = rasche Refraktionsänderungen durch Turbulenz. Typische Zeitskalen $0.01 \dots 0.1$ s. Man unterscheidet *Richtungs-Szintillation* und *Helligkeits-Szintillation*.

Richtungs-Szintillation (= Luftunruhe = „Seeing“) bewirkt bei kleinen Teleskopen (bis ca. 10 cm Öffnung) ein zeitliches Wackeln des Sternbildchens (Durchmesser der Luftschlieren ca. 10 cm), bei großen Teleskopen (mehrere Schlieren gleichzeitig im Strahlengang) ein räumlich verwaschenes Bild („Seeing-Scheibchen“).

Das „Seeing“ spielt bei der Ortsauswahl von Observatorien eine wichtige Rolle. Von großem Einfluss sind die untersten Luftschichten (siehe § IV.1.3).

Unter sehr guten Verhältnissen: Seeing-Scheibchen $< 1''$.

Helligkeits-Szintillation durch Linseneffekte der Luftschlieren verursacht (wie die Helligkeitsmuster auf dem Boden von Schwimmbecken!); wird in größeren Teleskopen und bei längerer Belichtungszeit geringer (Mittelung über viele „Luftlinsen“).

Szintillation und Refraktionsspektrum sind im infraroten Spektralbereich deutlich kleiner als im Optischen.

Szintillation im Radiobereich durch Inhomogenitäten der Ionosphäre, des Sonnenwindes und des interstellaren Mediums; kleiner als 1 mas; begrenzt die Winkelauflösung von interkontinentaler Interferometrie (VLBI).

I.4.2

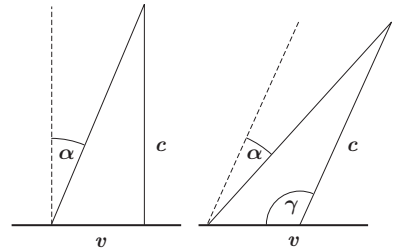
Aberration

Messbare Änderung der Koordinaten bei Änderung der Geschwindigkeit des Beobachters im Raum. Zusammenwirken von Geschwindigkeit des ankommenden Lichtsignals (c) und Bewegung des Beobachters (v).

Das Licht kommt scheinbar aus einer anderen Richtung; das Fernrohr muss um einen Winkel α in Bewegungsrichtung geneigt werden.

Für $v \perp c$ und $v \ll c$ gilt:

$$\alpha \approx \tan \alpha = \frac{v}{c}$$



- Ist v nicht senkrecht zu c , so gilt: $\alpha = \frac{v}{c} \sin \gamma$
mit γ = Winkel zwischen v und c .

- Für v nicht klein gegen c gilt: $\tan \alpha = \frac{v/c}{\sqrt{1 - (v/c)^2}}$
z. B.: $v = 0.9c \rightarrow \alpha = 64^\circ$

Beachte: Die in Lehrbüchern häufig benutzte Ableitung, bei der die Zeit, die das Licht zum Durchlaufen des Fernrohrs benötigt, in Beziehung gesetzt wird zu der in derselben Zeit erfolgten Bewegung des Fernrohrs, führt leicht zu dem Trugschluss, für ein mit Wasser gefülltes Rohr ergäbe sich ein anderer Winkel — korrekte Herleitung nur über die Spezielle Relativitätstheorie.

Mechanische Analogie der Aberration:

Die beim fahrenden Auto scheinbar schräg von vorn kommenden und schräg am Fenster herunterlaufenden Regentropfen.

I.4.2.A Jährliche Aberration

Bewegung der Erde um die Sonne

$$\alpha = \frac{v}{c} \sin \gamma \quad \left\{ \begin{array}{l} c = 300\,000 \text{ km/s} \\ v = 30 \text{ km/s} \end{array} \right\} \quad v/c = 10^{-4}$$

γ = Winkel zwischen v und c

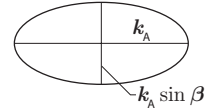
Im Winkelmaß:

$$\alpha = \frac{10^{-4}}{\sin 1''} \sin \gamma = k_A \sin \gamma \quad (1/\sin 1'' = 206\,265)$$

$k_A = 20'' 50 = \text{Aberrationskonstante}$ (s. auch § I.5)
(groß im Vergleich zur Genauigkeit der Sternörter-Bestimmung!)

Für einen Stern mit der ekliptikalen Breite β variiert γ im Laufe eines Jahres zwischen β und $(180^\circ - \beta)$.

Der Stern beschreibt daher eine jährliche Ellipse mit großer Halbachse k_A und kleiner Halbachse $k_A \sin \beta$.



Am Pol der Ekliptik: Kreis mit Radius k_A

In der Ekliptik: Gerade der Länge $2k_A$

Bradley suchte 1728 die Parallaxe (s. § I.4.3) und fand die Aberration. Er gab auch gleich die richtige Deutung.

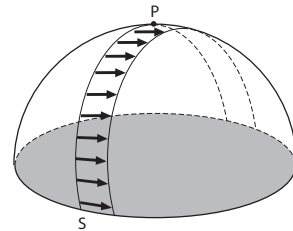
I.4.2.B Tägliche Aberration

Rotation der Erde

$$\left. \begin{aligned} v &= v_{\text{Äquator}} \cos \varphi \\ v_{\text{Äquator}} &= 465 \text{ m/s} \end{aligned} \right\} \text{Konstante der täglichen Aberration} = 0'' 32 \cos \varphi$$

Stern ist bei Kulmination um $0^s 021 \cos \varphi \sec \delta$ östlich verschoben, geht also zu spät durch den Meridian.

Beachte: Alle Sterne im Meridian sind im Winkelmaß um den *gleichen* Betrag verschoben. Im Zeitmaß wird der Effekt bei wachsendem δ immer größer, bedingt durch die Singularität des Pols.



I.4.2.C Säkulare Aberration

Bewegung der Sonne in der Milchstraße.

Bewegung der Sonne (in historischen Zeiten) gleichförmig

Aberration daher konstant, der Beobachtung bisher nicht zugänglich.

⇒ praktisch konstante Verschiebung der Sternörter.

Infolge der galaktischen Rotation beschreiben extragalaktische Objekte am Pol der Milchstraße in ca. 2×10^8 Jahren einen Aberrationskreis von fast $3'$ Radius, d. h. Positionsänderungen bis 4 Mikrobogensekunden pro Jahr; evtl. mit HIPPARCOS-Nachfolger GAIA ab 2013 messbar.

I.4.3

Parallaxe

Änderung der Koordinaten bei Änderung des Koordinatenursprungs,
d. h. in Abhängigkeit vom Ort des Beobachters

I.4.3.A Tägliche Parallaxe

Topozentrisch $\rightarrow$ geozentrisch

Die Zenitdistanz des Sterns wird beeinflusst:

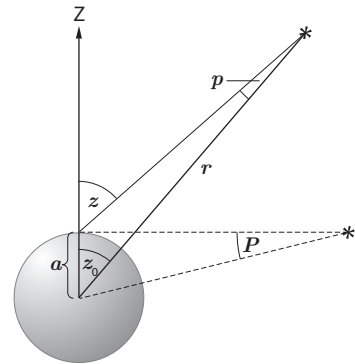
z = Zenitdistanz am Beobachtungsort

z_0 = Zenitdistanz am Erdmittelpunkt

Parallaxe: $\sin p = \frac{a}{r} \sin z$,
mit a = Erdradius
 r = Entfernung

Maximalwert, wenn $z = 90^\circ$,

d. h. wenn beobachtetes Objekt am Horizont steht.



P = Horizontalparallaxe = Winkel, unter dem vom Objekt aus gesehen der Erdradius erscheint.

$$\boxed{\sin P = \frac{a}{r}} \quad \text{hieraus Entfernung } r \text{ bei gemessener Parallaxe}$$

Präziser: Äquatorial-Horizontal-Parallaxe: $\sin P = a_{\text{Äqu}} / r$

$\rightarrow$ trigonometrische Entfernungsbestimmung!

Mond: P (Mittelwert) = $57' 2'' 45$ (fast zwei Vollmondbreiten)

Ptolemäus bestimmte 150 n. Chr.: $P = 58' 3$

Sonne: $P = 8'' 79$, daraus: $r = 149.6$ Millionen km

Wenn eine Entfernung im Sonnensystem bekannt, so lassen sich alle übrigen mit dem 3. Keplerschen Gesetz (s. § II.2.2) leicht bestimmen.

Sonnenparallaxe aber nicht direkt beobachtbar. Historisch stattdessen trigonometrische Entfernungsbestimmungen Kleiner Planeten, die der Erde besonders nahe kommen (z. B. Eros, Amor), durch Beobachtung von verschiedenen Orten auf der Erde.

Erste erfolgreiche Messung 1772 an Mars: J. Richer in Cayenne, D. Cassini in Paris.

Moderne Bestimmungen: aus Laufzeit von Radarechos, zunächst an Venus und Merkur, jetzt an interplanetaren Raumsonden. Genauigkeit ca. 100 m.

Für Fixsterne ist die tägliche Parallaxe unmessbar klein.

I.4.3.B Jährliche Parallaxe

Geozentrisch $\rightarrow$ heliozentrisch (genauer: baryzentrisch)

„Verschiebung“ der Sterne gegenüber dem (unendlich entfernten) Himmelshintergrund infolge Bewegung der Erde um die Sonne (genauer: um den Schwerpunkt — das *Baryzentrum* — des Sonnensystems)

$$\sin \alpha = \frac{a}{r} \sin \gamma,$$

mit a = Erdbahnradius

r = Entfernung

γ variiert im Laufe eines Jahres zwischen der ekliptikalischen Breite β des Sterns und $(180^\circ - \beta)$

d. h. $\parallel$ die Sterne beschreiben Ellipsen mit den Halbachsen π und $\pi \sin \beta$

Dabei ist: π = Parallaxe des Sterns

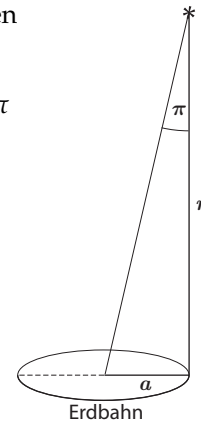
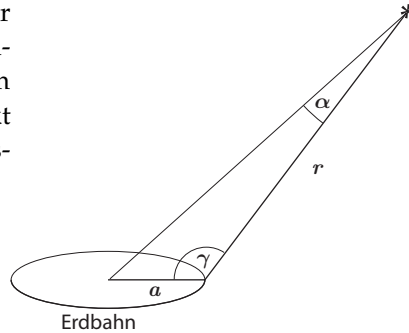
= Maximalwert von α (für $\gamma = 90^\circ$)

= Winkel, unter dem der Erdbahnradius

= vom Stern aus erscheint

$$\sin \pi = \frac{a}{r}$$

(analog zur Horizontalparallaxe P)



Zur Notation: Bezeichnung der Parallaxe mit π ist in der Astronomie allgemein üblich. Wegen der Verwechslungsgefahr mit Kreiszahl $\pi = 3.14 \dots$ und gelegentlichen Auftretens beider Größen in einer Formel wird in der Astrometrie ein Wechsel zur Schreibweise ϖ angestrebt.

L^AT_EX-Symbol: ϖ

Der Parallaxe $\pi = 1''$ entspricht die Entfernung:

$$206\,265 \text{ Erdbahnradien} = 30.8 \times 10^{12} \text{ km} = 3.26 \text{ Lichtjahre}$$

Diese Entfernung dient in der Astronomie als Einheit:

$$\boxed{1 \text{ Parsek} = 1 \text{ pc}} \quad 1 \text{ kpc} = 10^3 \text{ pc}, 1 \text{ Mpc} = 10^6 \text{ pc, usw.}$$

Der Parallaxe $0''.1$ entspricht die Entfernung 10 pc usw.

Allgemein gilt also:

$$\boxed{\frac{\pi}{1''} = \left(\frac{r}{1 \text{ pc}} \right)^{-1}}$$

Messung der jährlichen Parallaxe ist die fundamentale (voraussetzungsfreie) Methode der Entfernungsbestimmung an Sternen. Für brauchbare Entfernungen (10 % genau) muss Messunsicherheit 10-mal kleiner als Parallaxe sein.

Seit Tycho Brahe (ca. 1570) rund zweieinhalb Jahrhunderte vergebliche Versuche Parallaxen zu messen.

Erste Fixsternparallaxe: F. W. Bessel 1838/39 am Stern 61 Cyg ($0''.32$).

Bis 1900 ca. 100 brauchbare Parallaxen; bis 1990 ca. 900;

1997 ca. 20 000 (HIPPARCOS) .

Maximum: Proxima Centauri und α Centauri: $\pi = 0''.76 \rightarrow r \approx 1.3$ pc

Nur ca. 5 000 Sterne haben $\pi > 0''.04$ (d. h. $r < 25$ pc).

Typischer Wert für einen Stern der Milchstraße: $0''.0001 = 0.1$ mas.

Die Messung erfolgte bis 1980 stets relativ zu schwachen (viel weiter entfernten) Hintergrundsternen, mit sorgfältig geschätzten Korrekturen.

Genauigkeit typischerweise $0''.01$ bis $0''.005$, wenige bis zu $0''.002$.

Seit ca. 1985 interkontinentale Radio-Interferometrie (VLBI): Einige absolute Parallaxen, Genauigkeit um $0''.001$, heute bis zu $0''.0001$.

HIPPARCOS 1997: 118 000 absolute Parallaxen, $0''.002$ bis $0''.0005$ genau.

Bei $0''.001 = 1$ mas Genauigkeit können Entfernungen bis 100 pc auf 10 % genau gemessen werden.

$0''.001$ bedeutet etwa die Größe eines Menschen auf dem Mond, von der Erde aus gesehen.

Beachte: Aberrations- und Parallaxen-Ellipse sind um 90° gegeneinander phasenverschoben. Außerdem ist die Aberrationsellipse unabhängig von der Entfernung, die Parallaxenellipse umgekehrt proportional zur Entfernung.

I.4.3.C Säkulare Parallaxe

Die Sonne bewegt sich — relativ zum System der nahen Fixsterne — mit ca. 20 km/s in Richtung Sternbild Herkules (s. § XI.5.1). Dies bewirkt eine entgegengesetzte scheinbare Bewegung der Sterne. Da dieser Effekt aber nicht von der Bewegung der Sterne selbst zu trennen ist, kann er nur statistisch verwandt werden. Weitere Einzelheiten s. § XI.1.1.

I.4.3.D Photometrische, statistische, dynamische und andere „Parallaxen“

Auch Entfernungen, die nicht durch Triangulation, also nicht direkt trigonometrisch bestimmt werden, bezeichnet man im astronomischen Jargon häufig als „Parallaxen“ (s. § XI.1).

I.4.4

Präzession

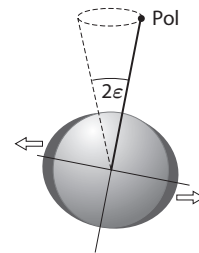
Präzession und Nutation = Änderungen der Orientierung der Polachse der Erde (und damit des Äquators) sowie der Erdbahn (Ekliptik) im Raum.

Die Erde ist ein äußeren (Sonne, Mond, Planeten) und inneren (Plattentektonik, Gezeiten- und Meeresströmungen usw.) Kräften unterworfenen Kreisel.

I.4.4.A Lunisolar-Präzession

Anziehung von Sonne und Mond
auf den Äquatorwulst der Erde

→ Drehmoment, das die Erdachse aufrichten will.



Folge:

Erdachse beschreibt einen Kegel mit $23^\circ 5'$ halber Öffnung (Neigung des Äquators gegen die Ekliptik) um den Pol der Ekliptik. Frühlingspunkt wandert auf der Ekliptik rückwärts, d. h. gegen die jährliche Bewegung der Sonne. Dadurch Vorwärtswandern (lat.: *praecedere*) der Sterne in Rektaszension. Entdeckt von Hipparch, 130 v. Chr.

$$p_0 = 50'' 3878 \text{ pro Jahr (für das Jahr 2000)}$$

entspricht ca. 20^m im Umlauf der Sonne
(= Differenz zwischen dem siderischen und dem tropischen Jahr).

Umlaufzeit des Frühlingspunkts: $\approx 25\,700$ Jahre (= *Platonisches Jahr*)

In $\approx 12\,000$ Jahren ist Wega Polarstern. Seit Hipparch Wanderung um etwa 30° , d. h. etwa ein Sternbild; Differenz zwischen Sternbild und Tierkreiszeichen. Frühlingspunkt heute nicht mehr im Sternbild Widder, sondern in den Fischen.

I.4.4.B Planetare Präzession

Infolge der störenden Kräfte durch die Planeten verlagert sich die Erdbahn im Raum, d. h. der Pol der Ekliptik wandert (ca. 500-mal langsamer als der Rotationspol der Erde):

Folgen: a) Zusätzliche Verschiebung des Frühlingspunktes

$$p_{P1} = 0'' 1055 \text{ pro Jahr (für das Jahr 2000)}$$

b) Änderung der Schiefe der Ekliptik,
z. Zt. jährliche Abnahme um $0'' 47$

I.4.4.C Allgemeine Präzession

Zusammenwirken von Sonne, Mond und Planeten.

Es sei:

A_0 = Äquator am Anfang des Jahres

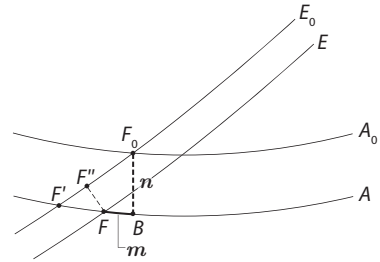
A = Äquator am Ende des Jahres

E_0 = Ekliptik am Anfang des Jahres

E = Ekliptik am Ende des Jahres

F_0 = Frühlingspunkt am Anfang des Jahres

F = Frühlingspunkt am Ende des Jahres



dann ist:

$p_0 = F_0F' =$ Lunisolar-Präzession (Äquator wandert auf Ekliptik)

$p_{Pl} = F'F =$ Präzession durch die Planeten (Ekliptik wandert auf Äquator)

$p = F_0F'' = p_0 - p_{Pl} \cos \varepsilon_0 = 50'' 2879 / \text{Julian. Jahr}$ (für 2000)

$=$ allgemeine Präzession in Länge (s. auch § I.5)

Aus der Abbildung ergibt sich ferner (da alle Größen klein sind, können die Dreiecke als eben betrachtet werden):

Allgemeine Präzession in Deklination:

$$n = F_0B = p_0 \sin \varepsilon_0 \approx 20'' 04 \text{ pro Jahr}$$

Allgemeine Präzession in Rektaszension:

$$m = BF = p_0 \cos \varepsilon_0 - p_{Pl} \approx 46'' 12 / \text{Jahr} \approx 3 \text{ s } 075 / \text{Jahr}$$

Die allgemeine Präzession in Länge wird damit:

$$p = m \cos \varepsilon_0 + n \sin \varepsilon_0$$

Für die Änderung der Koordinaten α, δ eines Sterns durch die Präzession ergibt sich damit aus elementargeometrischen Überlegungen:

$$\boxed{\frac{d\alpha}{dt} = m + n \tan \delta \sin \alpha, \quad \frac{d\delta}{dt} = n \cos \alpha}$$

Bei Angabe der Koordinaten muss deshalb angegeben werden, auf welches „Äquinoktium“ (d. h. auf welche Lage des Frühlingspunktes) sie sich beziehen. Davon zu unterscheiden: „Epoche“ = Zeitpunkt der Beobachtung

Säkularvariationen: Alle angegebenen Größen sind ihrerseits wieder zeitabhängig,

z. B. jährliche allgemeine Präzession in Länge:

$$P = 50'' 2879 + 0'' 0022223 t \quad \text{mit } t = \text{Zeit in Julianischen Jahren seit 2000;}$$

$$\text{also z. B. 1987 } (t = -13): p = 50'' 2590$$

Weitere Details und Glieder höherer Ordnung siehe J. H. Lieske *et al.* (1979) bzw. das Buch von Kovalevsky und Seidelmann (2004).

Die nur durch die Präzession bedingte Lage des Himmelspols (d. h. ohne Nutation und Polschwankungen, s. § I.4.5) heißt „mittlerer Pol“; entsprechend gibt es das „mittlere Äquinoktium“ und den „mittleren Äquator“.

I.4.5

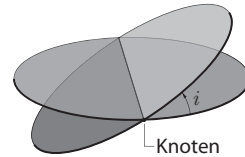
Nutation

= Der Präzession überlagerte periodische Schwankungen des Pols

Hauptglied: verursacht durch Bewegung des
Mondbahnknotens

Knotenlinie = Schnittlinie zweier Ebenen

i = Bahnneigung



Mondbahn um $i = 5^\circ$ gegen Ekliptik geneigt; Sonne will Mondbahn aufrichten;
Mondbahn reagiert wie ein Kreisel (analog der Präzession der Erdachse)

Folge: || Der Pol der Mondbahn beschreibt einen Kreis mit 5° Radius um den
Pol der Ekliptik; Knotenlinie wandert rückwärts in ekliptikaler Länge;
Periode: 18.6 Jahre

→ periodische Richtungsänderung der Mondstörung auf die Erdachse

→ der wahre Erdpol beschreibt eine „Nutationsellipse“ um den mittleren Pol.

|| große Achse $9''21 = \text{Nutationskonstante } N$
kleine Achse $6''86$

Da der mittlere Pol sich infolge der Präzession bewegt, beschreibt der wahre Pol am Himmel eine Wellenlinie.

Die Nutation ändert die Lage des Frühlingspunktes und die Schiefe der Ekliptik;
man spricht von:

|| Nutation in Länge $d\lambda = -17''24 \sin \Omega_\zeta$
Nutation in Schiefe $d\varepsilon = 9''21 \cos \Omega_\zeta$
 Ω_ζ = ekliptikale Länge des aufsteigenden Mondknotens
= Abstand des aufsteigenden Mondknotens vom Frühlingspunkt

Nebenglieder

Viele weitere periodische Störungen in der Lage des Frühlingspunktes und in der Schiefe der Ekliptik (z. B. bedingt durch die Stellung der Sonne in der Ekliptik); alle um Zehnerpotenzen kleiner als der Haupteffekt durch den Mond.

I.4.6

Problematik der Präzession und Nutation

Für mehr als ein Jahrhundert war die Festlegung der astronomischen Koordinatensysteme durch die ungenaue Kenntnis der Zahlenwerte für Präzession und Nutation (plus Erdrotation und Polschwankungen) begrenzt.

- a) *Planetare Präzession*: Aus der Himmelsmechanik hinreichend genau bekannt.
- b) *Lunisolar-Präzession*: kann nicht exakt genug berechnet werden, da die Massenverteilung und die elastischen Eigenschaften des Erdkörpers nicht genügend genau bekannt (und zeitlich veränderlich) sind.

Bis ca. 1970: empirische Bestimmung aus beobachteter Änderung der Sternkoordinaten

Problem: Sterne bewegen sich auch selbst. Um ihre Bewegung zu bestimmen, benötigt man ein genaues Koordinatensystem.
Dazu braucht man die Präzession und Nutation.

Historische Lösung: Schrittweise Annäherung, z. B. durch Annahme regelloser Verteilung der Sternbewegungen (s. XI.5) und durch Anschluss an die (theoretisch sehr gut modellierbare) Dynamik des Sonnensystems.

Heute: ICRS; Schaffung eines Inertialsystems durch direkten Anschluss an extragalaktische Objekte (Quasare) mittels Radio-Interferometrie (VLBI). Diese bewegen sich aufgrund der großen Entfernungen „praktisch nicht“.

Heutige Kenntnis der Bewegungen der Erdachse und der Erdrotation besser als $0''.001 = 1 \text{ mas}$, einschließlich schneller Variationen auf täglicher und halbtäglicher Zeitskala (Gezeiten und Wetter).

$0''.001 = 3 \text{ cm}$ auf der Erde.

Bemerkung

Astronomie: Präzession = säkulare Änderung,
Nutation = überlagerte periodische Änderungen.

Physik: Präzession = reguläre Bewegungen der Drehimpulsachse bei äußeren Kräften,
Nutation = Schwankungen des kräftefreien Kreisel (z. B. Unterschied zwischen Figuren- und momentaner Drehachse; bei der Erde etwa 10 m, s. S. 54).

Die astronomische Nutation ist physikalisch eine erzwungene Schwingung, keine Nutation im physikalischen Sinne. Die (physikalische) Nutation der Erde verursacht die Polschwankungen.

I.4.7

Relativistische Lichtablenkung

Licht wird beim Passieren von Massen durch deren Gravitationsfeld von seiner geradlinigen Bewegung im Raum abgelenkt (siehe XVI.6).

Ablenkwinkel i. Allg. sehr klein

Lichtstrahl, der genau den Rand der Sonnenscheibe passiert, wird um $1''7$, bei 90° Winkelabstand vom Sonnenzentrum um rund 4 mas abgelenkt, am Jupiterrand um 16 mas.

I.4.8

Eigenbewegungen

Alle bisher beschriebenen Veränderungen von Sternpositionen haben nichts mit einer räumlichen Ortsveränderung der Sterne zu tun.

Eine Positionsänderung, die durch die tatsächliche Bewegung eines Sterns im Raum relativ zur Sonne (genauer gesagt: relativ zum Schwerpunkt des Sonnensystems) verursacht wird, heißt *Eigenbewegung*.

Da die Sterne sich im Wesentlichen geradlinig-gleichförmig durch den Raum bewegen, ändern sich die Koordinaten über nicht zu lange Zeiträume praktisch linear mit der Zeit.

Die Position zu einem Zeitpunkt t_1 ergibt sich aus der zu einem Ausgangszeitpunkt t_0 i. Allg. mit hinreichender Genauigkeit durch

$$\alpha(t_1) = \alpha(t_0) + \mu_\alpha(t_1 - t_0)$$

$$\delta(t_1) = \delta(t_0) + \mu_\delta(t_1 - t_0)$$

wobei μ_α die Eigenbewegung in Rektaszension und μ_δ die Eigenbewegung in Deklination ist.

Wenn höhere Genauigkeit verlangt wird (oder wenn das Zeitintervall $t_1 - t_0$ sehr lang ist oder der Stern in unmittelbarer Nachbarschaft eines Pols liegt), müssen kompliziertere Formeln verwendet werden, die die dreidimensionale Bewegung der Sterne (perspektivische Beschleunigung bei Annäherung bzw. Verzögerung bei Entfernung des Sterns von der Sonne) und die Krümmung bzw. Konvergenz der Koordinatenlinien in der Nähe der Pole berücksichtigen (s. Murray oder Kovalevsky und Seidelmann).

Im Fall von Doppelsternen, deren Komponenten einander auf Ellipsenbahnen umlaufen, überlagern sich die Bahnbewegung und die Eigenbewegung zu einem komplizierteren zeitlichen Muster von Positionsänderungen, s. § IX.2. Beide Effekte hängen von der Entfernung ab.

Die tatsächliche Winkelgeschwindigkeit des Sterns am Himmel (Betrag der Eigenbewegung) ist

$$\mu = \sqrt{\mu_\delta^2 + (\mu_\alpha \cos \delta)^2}.$$

Der Term $\mu_\alpha \cos \delta$ ist die Winkelgeschwindigkeit in Ost-West-Richtung; wird oft als μ_{α^*} bezeichnet. In Sternkatalogen (s. § I.6) wird oft diese Größe anstelle von μ_α angegeben.

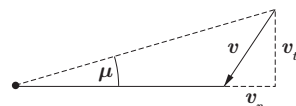
Einheiten: μ, μ_δ und μ_{α^*} z. B. in Bogensekunden pro Jahr oder pro Jahrhundert,
 μ_α z. B. in Zeitsekunden pro Jahr oder pro Jahrhundert.

Zur Darstellung der Eigenbewegung durch ihren Betrag μ und einen Positionswinkel P siehe § I.3.3 A.

Merke: Eigenbewegung = Tangentialgeschwindigkeit geteilt durch Entfernung (siehe auch § XI.5).

Die *Tangentialgeschwindigkeit* v_t ist die Geschwindigkeitskomponente senkrecht zur Blickrichtung von der Sonne, also tangential an der Himmelskugel.

Die dritte Komponente der dreidimensionalen Raumgeschwindigkeit (d. h. entlang der Blickrichtung) heißt *Radialgeschwindigkeit* v_r .



Messung der Radialgeschwindigkeit spektroskopisch mittels des Dopplereffekts (s. § XVI.1.3); der Messwert wird korrigiert um die momentane Bahngeschwindigkeit der Erde um die Sonne.

Der Gesamtbetrag der Raumgeschwindigkeit relativ zum Baryzentrum des Sonnensystems ergibt sich aus

$$v^2 = v_t^2 + v_r^2.$$

Beträge

Größte bekannte Eigenbewegung: Pfeilstern von Barnard, etwas über $10''$ /Jahr.

Nur etwa 500 Sterne haben Eigenbewegung $> 1''$ /Jahr

(d. h. Vollmondsbreite in 2000 Jahren).

Die „typische“ Eigenbewegung eines Sterns der Milchstraße liegt in der Größenordnung von einigen Millibogensekunden pro Jahr.

Eine Millibogensekunde pro Jahr entspricht einer Tangentialgeschwindigkeit von 4.74 km/s in einer Entfernung von einem Kiloparsek (1 kpc).

Kataloge

Eigenbewegungen: siehe § I.6.

Radialgeschwindigkeiten:

Barbier-Brossart *et al.* (2000): *Third bibliographic catalogue of radial velocities*

Kharchenko *et al.* (2007): *2nd Catalogue of radial velocities with astrometric data*

Zwitter *et al.* (2008): *RAVE second data release*

Abazajian *et al.* (2009): *Seventh data release of the Sloan Digitized Sky Survey*

sowie über CDS in Straßburg ➔ Weblink [12] auf S. 1096.

I.5

Astronomische Konstanten

Die zahlreichen, nach verschiedenen Methoden bestimmten astronomischen Konstanten sind nicht unabhängig voneinander. Man benutzt daher nicht die jeweils besten Werte, sondern einigt sich (wegen der inneren Konsistenz und der Vergleichbarkeit astronomischer Ergebnisse) jeweils für eine bestimmte Zeit auf ein international festgelegtes *System astronomischer Konstanten*

1900–1964	galt das 1896 in Paris festgelegte und weitgehend auf Newcomb zurückgehende System
1964–1983	galt das „IAU(1964)-System“
Seit 1984	gilt das nach langjähriger Vorbereitung 1976 angenommene „IAU(1976)-System“
Seither	einige Verfeinerungen und Aktualisierungen durch weitere IAU-Beschlüsse, z. B. verbesserte Nutation.

Wegen der gegenseitigen Abhängigkeiten unterscheidet man:

definierende, primäre und abgeleitete Konstanten

Definierende Konstanten sind solche, deren Werte nicht gemessen, sondern einfach festgesetzt werden.

Die Frage, welche Konstanten *primär* und welche *abgeleitet* sind, ist bis zu einem gewissen Grade willkürlich und eine Frage der Zweckmäßigkeit. So wurde z. B. früher die Astronomische Einheit (AE, in km) als primär und die Lichtzeit $\tau(\text{AE})$ für die AE als abgeleitet betrachtet. Heute ist dies umgekehrt, da die Messung $\tau(\text{AE})$ mit Hilfe von Radarechos sehr viel genauer und direkter ist als die geometrische Messung von Abständen im Sonnensystem. Der Zahlenwert der AE wird daher heute aus der festgesetzten Lichtgeschwindigkeit und gemessenen Lichtlaufzeiten im Sonnensystem berechnet — im Zusammenspiel mit der ebenfalls festgesetzten Gaußschen Gravitationskonstanten (s. u.) und einer Theorie der Bewegungen im Sonnensystem.

Anmerkung zum Wert der Lichtgeschwindigkeit:

Bis 1983 galt das Meter als Urmaß (definiert zunächst als ein 10-Millionstel des Erdquadranten, dann durch das Pariser „Urmeter“, dann durch die Wellenlänge einer Krypton-86-Linie). Ab 1984 gilt international die Lichtgeschwindigkeit als Urmaß und das Meter als abgeleitet. 1 m ist die Strecke, die das Licht im Vakuum in $1/299\,792\,458$ s zurücklegt. Bei Steigerung der Messgenauigkeit ändert sich nicht die Lichtgeschwindigkeit sondern das Meter.

Beispiele für Konstanten im IAU(1976)-System

Zahlenwerte nach Kovalevsky und Seidelmann (2004) Appendix B.

a) Definierende Konstanten

Lichtgeschwindigkeit	$c = 299\,792\,458 \text{ m/s}$
Gaußsche Gravitationskonstante	$k = 0.017\,202\,098\,95$

b) Primäre Konstanten (Auswahl)

Lichtzeit für die AE	$\tau_{\text{AE}} = 499.004\,784 \text{ s}$
Äquatorradius der Erde	$R_{(\text{Äqu})\oplus} = 6\,378\,140 \text{ m}$
Gravitationskonstante	$G = 6.672 \times 10^{-11} \text{ kg}^{-1} \text{ m}^3 \text{ s}^{-2}$
Massenverhältnis Mond/Erde	$\mu = 0.012\,300\,04$
Allgemeine jährliche Präzession in Länge (für J2000.0)	$p = 50''\,2879 / \text{Julian. Jahr}$
Schiefe der Ekliptik (für J2000.0)	$\varepsilon = 23^\circ 26' 21''\,406$

c) Abgeleitete-Konstanten (Auswahl)

Astronomische Einheit	$\text{AE} = c\tau_{\text{AE}} = 1.495\,978\,71 \times 10^{11} \text{ m}$
Sonnenparallaxe	$\pi_{\odot} = \arcsin(R_{\text{Äqu}}/\text{AE}) = 8''\,794\,144$
Aberrationskonstante (für J2000.0)	$k_{\text{A}} = 20''\,495\,52$
Massenverhältnis Sonne/Erde	$M_{\odot}/M_{\oplus} = 332\,964$
Sonnenmasse	$M_{\odot} = 1.9891 \times 10^{30} \text{ kg}$

Die Sonnenmasse (in kg) ist ziemlich ungenau bekannt, weil die Gravitationskonstante bisher nur ungenau (ca. 10^{-4}) messbar ist. Deshalb definieren die Astronomen die *Gaußsche Gravitationskonstante* in Einheiten der Sonnenmasse, des Tages und der AE (statt in $\text{kg}^{-1} \text{ m}^3 \text{ s}^{-2}$). Dies hat den Vorteil, dass die Bewegung der Planeten im Sonnensystem mit hoher Präzision beschrieben werden kann, ohne den Wert der Astronomischen Einheit in Meter oder die Masse der Sonne und der Planeten in Kilogramm kennen zu müssen.

Das Gravitationsgesetz (s. Gl. (II.4.1)) in dieser Darstellung:

$$F = \frac{k^2 M_1 M_2}{r^2},$$

wobei die Massen M_1 und M_2 in Sonnenmassen und die Entfernung r in astronomischen Einheiten eingesetzt werden müssen und k die oben angegebene dimensionslose Größe ist.

I.6**Sternkataloge**

Man unterscheidet:

Durchmusterungen

Ziel: Inventarverzeichnisse des Himmels bis zu einer gewissen Grenzhelligkeit in einem gewissen Spektralbereich (optisch, Infrarot, Röntgen, ...).

Astrometrische Kataloge

Ziel: Möglichst genaue Positionen und Eigenbewegungen für eine größere Zahl von Objekten; als praktische Definition des Koordinatensystems am Himmel, und als Referenz für relative Positionsmessungen (s. § I.3.3).

Spezialkataloge

- Ziele:*
- a) Zusammenstellung anderer Messdaten über Sterne bzw. über sonstige Himmelsobjekte (z. B. Helligkeiten, Spektren, Parallaxen, Radialgeschwindigkeiten, ...);
 - b) Auflistung aller bekannten Objekte eines bestimmten Typs (z. B. veränderliche Sterne, Emissionsliniensterne, Weiße Zwerge, Quasare, ...)

Generell benutzt fast jeder Katalog ein eigenes System, die Sterne zu benennen bzw. zu nummerieren.

→ Nebeneffekt von Sternkatalogen: Benennung von Sternen

z. B. Beteigeuze = α Ori = GC 7451 = BD +7° 1055 = HD 39301 = SAO 113271 usw.

Bei der Benutzung von Katalogen und beim Vergleich zweier Kataloge stets die Präzession zwischen den Äquinoktien (s. § I.4.4) und ggf. die Epochentransformation (wegen Eigenbewegungen, s. § I.4.8) berücksichtigen!

Sehr bequemer Zugriff auf alle wichtigen Kataloge über das Internet-Portal des CDS = *Centre de Données Astronomiques de Strasbourg*. ➔ Weblink [12] auf S. 1096

I.6.1**Durchmusterungen**

Zur Definition des Begriffs „Größe“ siehe § V.1.1.

Historische Durchmusterungen (Beispiele)

Bayer und Flamsteed, 17. Jh. (s. § I.3.1 b); bis 5. Größe

- | | | |
|--------|--|---------------|
| BD: | Bonner Durchmusterung, 1859–1886; 458 000 Sterne +90° ... – 23°; Koord. auf 0'.1 genau (Äquinoktium 1855); bis 10. Größe | } dazu Karten |
| CoD: | Cordoba-Durchmusterung, 1900–1914; weitere 614 000 Sterne –22° ... – 90° (Äquinoktium 1875); bis 10. Größe | |
| HD: | Henry-Draper-Katalog, 1918–1924; Spektraltypen (s. § V.2) für 223 000 Sterne bis 9. Größe am ganzen Himmel | |
| HR=BS: | Harvard Revised = Bright Star Catalogue, 1930 (5. Auflage 1991); 9110 Sterne; bis 7. Größe; viele Angaben pro Stern | |

Aktuelle optische Durchmusterungen

- POSS = Palomar Observatory Sky Survey : Kontaktkopien der Aufnahmen des großen Schmidtspiegels, Mt. Palomar; 1949–1956; 879 Felder (je eine Rot- und eine Blauaufnahme unmittelbar hintereinander belichtet), bis 21. Größe. Platten 36 cm × 36 cm; (= 6°6 × 6°6). Beschreibung in *Stars and Stellar Systems* III.
- ESO/SERC = Fortsetzung des POSS; ca. 1975; von –20° bis zum Südpol und weitere photographische Durchmusterungen des Südhimmels bei ESO (European Southern Observatory, Chile) und am UK Schmidt Telescope (Siding Spring, Australien).
- POSS II und südliche Ergänzungen SERC-EJ und SERC-ER: Wiederholungen des POSS und ESO/SERC zu späteren Epochen (ca. 1985–1999), mit den gleichen Instrumenten auf feinkörnigen Emulsionen.

Die Fotoplatten dieser Durchmusterungen sind (z. T. erst viel später) digitalisiert und in eigentliche Sternkataloge umgesetzt worden:

- DSS Digitized Sky Survey : Digitalisierte Version der ursprünglichen Himmelsaufnahmen von POSS und ESO/SERC ➡ Weblink [20] auf S. 1096
- GSC Guide Star Catalogue (ursprünglich für das Hubble Space Telescope anhand vom Palomar „Quick-V-Survey“ und SERC-J-Platten); 18 Millionen Sterne; bis ca. 15. Größe; Version 1.2 (2001), Genauigkeit ca. 0''.3 ➡ Weblink [21] auf S. 1096
- GSC II: Guide Star Catalogue II basiert auf POSS- und ESO/SERC-Platten; ca. 1 Milliarde Sterne; bis 20. Größe

- USNO-B Sternkatalog des US Naval Observatory; ca. 1 Milliarde Sterne; bis 20. Größe; plus Eigenbewegungen ➔ Weblink [22] auf S. 1096
Diese Kataloge, insbesondere USNO-B, sollten nicht mehr als astrometrische Referenz benutzt werden, wenn gute Genauigkeit angestrebt wird.
- SDSS Sloan Digital Sky Survey: CCD-Drift-Scans von ca. 8000 Quadratgrad (2000–2005), zentriert um den galaktischen Nordpol in 5 Filtern. Grenzgröße in $r = 22.2$ ABmag (York *et al.* 2000 und Adelman-McCarthy *et al.* 2008). ➔ Weblink [17] auf S. 1096

Durchmusterungen in anderen Spektralbereichen (Beispiele)

- 2MASS Two-Micron All-Sky Survey; Infrarotdurchmusterung bei $2\ \mu\text{m}$ Wellenlänge, ca. 450 Millionen Objekte; 2000–2004; Positionsgenauigkeit ca. $0''.1$ ➔ Weblink [24] auf S. 1097
- RASS ROSAT All-Sky Survey: Punktquellen-Kataloge, Röntgenbereich, 125 000 Quellen ➔ Weblink [26] auf S. 1097
- FIRST Faint Images of the Radio Sky at Twenty-centimeters: Äquivalent zum SDSS im Radiobereich mit VLA. Erfasst $> 9000^\circ$ um Pole der Milchstraße, Auflösung $5''$ und 1 mJy Nachweisgrenze ➔ Weblink [27] auf S. 1097

I.6.2

Astrometrische Kataloge

Bezeichnungen:

- | | | |
|---|---|------------------------|
| 1) Beobachteter Ort, korrigiert um Instrumentenfehler, Refraktion, tägliche Aberration | } | <i>scheinbarer Ort</i> |
| 2) Scheinbarer Ort, korrigiert um jährliche Aberration und Parallaxe
d. h. bezogen auf Baryzentrum des Sonnensystems | | |
| 3) Wahrer Ort nach Anbringen der Nutation und bezüglich Präzession reduziert auf ein bestimmtes Äquinoktium | } | <i>mittlerer Ort</i> |
| | | |

In den astrometrischen Katalogen sind mittlere Örter gegeben. Für die präzise Ausrichtung von Teleskopmontierungen und Teilkreisen sind jedoch scheinbare Örter notwendig. Für die Praxis erscheinen deshalb jährlich:

APFS = Apparent Places of Fundamental Stars

(scheinbare Örter der Fundamentalsterne)

gibt tägliche scheinbare Örter für die rund 4 000 Sterne des FK6 (s. u.)

Zugriff über die Internetseiten des Astronomischen Rechen-Instituts Heidelberg

I.6.2.A Fundamentalkataloge

Zweck: Grundsätzliche (= primäre) Festlegung des Koordinatensystems als Inertialsystem; aus vielen Beobachtungen zusammengetragene, sehr genaue absolute Örter und Eigenbewegungen von relativ wenigen, besonders gut vermessenen Sternen.

Historische Entwicklung

Beginnend mit dem FC (Fundamental Catalogue, 1879; 539 Sterne), über den NFK (Neuer Fundamentalkatalog, 1907; 925 Sterne), FK3 (Dritter Fundamentalkatalog, 1937/38; 1535 Sterne) und FK4 (1963; 1535 Sterne) zum FK5 (1988; 1535 Sterne, plus spätere Erweiterungen um ca. 2500 Sterne) als letzte Version des astronomischen Referenzsystems, die ausschließlich auf bodengebundenen astrometrischen Messungen beruhte.

Genauigkeit des FK5 im Bereich einiger $0''.01$ (ca. 1950), und nahe 1 mas/Jahr (Eigenbewegungen).

Die Ergebnisse der HIPPARCOS-Mission (s. § I.3.2 C) haben 1997 die bisherige Rolle der Fundamentalkataloge übernommen.

Heutiger Stand

HIPPARCOS: Positionen, jährliche Eigenbewegungen und Parallaxen von 118 000 Sternen; Genauigkeit durchschnittlich 1 mas (Positionen 1991 und Parallaxen) bzw. 1 mas/Jahr (Eigenbewegungen).
Einzelheiten siehe § I.3.2 C.

ICRF: Positionen von einigen hundert extragalaktischen Radioquellen; typische Genauigkeit ca. 0.2 mas (nur Positionen, da die Parallaxen und Eigenbewegungen der Quellen „null“ sind); wird laufend verbessert und erweitert. Einzelheiten siehe § I.3.2 B.

FK6: Verknüpfung der HIPPARCOS-Daten mit den historischen erdgebundenen Daten für die gut 4 000 Sterne des FK5
→ noch etwas verbesserte Eigenbewegungen

I.6.2.B Astrometrische Referenzsternkataloge

Zweck: „Verdichtung“ des durch die Fundamentalkataloge definierten Systems; genaue Positionen und Eigenbewegungen für eine wesentlich größere Zahl von Objekten

Benutzung in der Praxis als Referenz für relative Positionsmessungen (§ I.3.3)

Historische Kataloge

- Ptolemäus: „Almagest“ 150 n. Chr., 1022 Sterne;
Genauigkeit einige Bogenminuten.
- Tycho Brahe: 16. Jh., über 700 sorgfältig vermessene Örter; letzter Katalog vor Erfindung des Fernrohrs; besser als 1'.
- GC: (General Catalogue, B. Boss 1937), ca. 33 000 Sterne; letzter großer Katalog aus Meridiankreisbeobachtungen (hauptsächlich 19. und 20. Jahrhundert).
- SAO = SAOC: 1966, Smithsonian Astrophysical Observatory Star Catalogue (ursprünglich für Bahnbestimmung von künstlichen Satelliten), 259 000 Sterne; Positionen 0''2–0''5 genau (1970), Eigenbewegungen um 10 mas/Jahr; fast vollständig auf photographischen Beobachtungen beruhend.
- PPM: 1991/1993, Positions and Proper Motions, rund 400 000 Sterne; Positionen 0''2–0''3 genau (1990), Genauigkeit der Eigenbewegungen um 3 mas/Jahr.

Heutiger Stand

- PPMXL: Röser *et al.* (2010), Positions and Proper Motions Extra Large, 900 Millionen Sterne; Positionen 0''08...0''12 genau (um 2000), Genauigkeit der Eigenbewegungen um 4 mas/Jahr bis > 10 mas/Jahr je nach Beobachtungshistorie ➔ Weblink [28] auf S. 1097
- 2MASS: Skrutskie *et al.* (2003), Two-Micron All-Sky Survey, nur für Anwendungen im Zeitraum ca. 1990–2015, da keine Eigenbewegungen verfügbar; 470 Millionen Sterne im Infrarotbereich; Positionen 0''1 genau (2000–2004). ➔ Weblink [24] auf S. 1097
- UCAC-3: Zacharias *et al.* (2010), US Naval Observatory CCD Astrograph Catalogue, 100 Millionen Objekte (davon 95 Millionen mit Eigenbewegung), Positionen 15–100 mas genau, Genauigkeit der Eigenbewegungen 1–10 mas/Jahr. ➔ Weblink [23] auf S. 1097
- 2011 wurde entdeckt, dass UCAC-3 starke systematische Fehler hat. Deshalb ist PPMXL generell vorzuziehen.

I.7

Orts- und Zeitbestimmung auf der Erde

In der Praxis heutzutage Zeit- und Ortsbestimmung nicht mehr astronomisch, sondern mit Zeitzeichenempfängern (Atomzeitsignale in UTC) und mit Satelliten-Navigationssystemen (kleine Handgeräte oder Einbaugeräte (z. B. in Autos), einfache Bedienung, hohe Genauigkeit).

I.7.1

Satelliten-Navigation**Systeme:**

GPS: USA; (offiziell NAVSTAR GPS = *Navigation Satellite Timing and Ranging Global Positioning System*), praktischer Einsatz seit 1995; Genauigkeit in der Praxis einige Meter

GLONASS: Russland; voller kommerzieller Einsatz ab 2012 geplant

GALILEO: Europäische Union (EU); ab ca. 2013

Funktionsprinzip

An Bord jedes Satelliten eine Atomuhr. Funksignal zum Boden: Hochpräzises Zeitsignal (Nanosekunden!) und hochgenaue Bahndaten (Dezimeter!). GPS-Empfänger am Boden berechnet durch Vergleich der Signal-Ankunftszeiten von vier (oder mehr) gleichzeitig sichtbaren Satelliten die absolute Zeit und seine drei Raumkoordinaten (4 zu bestimmende Größen → 4 Signale nötig).

Ständige Eichung der Borduhren und Bahnbestimmung durch GPS-Zentrale am Boden; Ergebnisse per Funk zu den Bordcomputern.

Achtung:

1. Die GPS-Zeit ist nicht UTC, sondern eine Variante der Atomzeit ohne Schaltsekunden (Differenz zu TAI = 19 s). Modernere GPS-Handgeräte korrigieren die Differenz und zeigen UTC an (bzw. wählbar eine andere Zonenzeit, z. B. MEZ).
2. Die Orts- und Höhenangaben von GPS sind keine geographischen Koordinaten und keine Höhen über Normal-Null, sondern geodätische Koordinaten in Bezug auf ein eigenes Referenz-Geoid.

Fröhlich, H., S. Grimm (1995): *Punktbestimmung mit GPS für Einsteiger. Grundlagen, Bezugssysteme, Transformationen*. Dümmler, Bonn

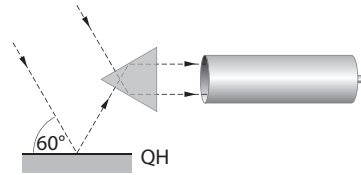
I.7.2

Klassische astronomische Orts- und Zeitbestimmung**I.7.2.A Instrumente**

- a) *Meridiankreis*: s. § I.3.2 auf S. 24

b) *Astrolab:*

Horizontales drehbares Fernrohr, davor 60°-Prisma mit halbdurchlässigen Kanten. Sternlicht kommt einmal direkt über Prisma ins Fernrohr, einmal über Quecksilberhorizont QH.



Zusammentreffen der Sterne im Okular wenn $z = 30^\circ \rightarrow$
(Beschreibung siehe Danjon (1960) in *Stars and Stellar Systems I*)



Im Prinzip genauer als Meridiankreis, aber nie in großem Stil zum Einsatz gekommen.

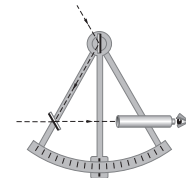
- Vorteil gegenüber Meridiankreis: sehr stabil
- Nachteil: Nur Sterne in einem Deklinationsbereich von 60° (30° nördlich und südlich des Zenits) zu erreichen

c) *Theodolit, Universalinstrument* (für Expeditionszwecke):

Kleines azimuthal montiertes Fernrohr mit Teilkreisen zum Ablesen von Zenitdistanz und Azimut.

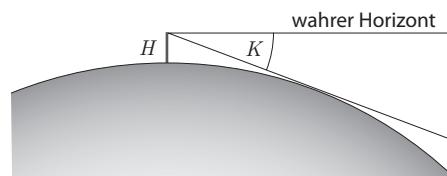
d) *Sextant:*

Auf See, zum Messen von Sternhöhen. Horizont und Stern werden im Gesichtsfeld (über zwei Spiegel) zur Deckung gebracht.



Nötige Korrektur: Kimmtiefe
= Winkel zwischen wahren und scheinbarem Horizont

$$\frac{K}{1''} = 106 \sqrt{\frac{H}{1 \text{ m}}}$$



Die Augenhöhe H bedingt auch die theoretische Sichtweite SW

H / m	2	5	10	20	50	100	200	1 000	2 000
SW / km	5.4	8.6	12	17	27	38	55	121	171

e) *Zenitteleskop:*

Um vertikale Achse drehbares, senkrecht stehendes Fernrohr zum Messen sehr kleiner Zenitdistanzen (s. u.)

I.7.2.B Methoden

a) *Bestimmung der Breite* (= Polhöhe) φ :

Grundgleichung (s. § I.3.2), im Meridian:

$$\delta_1 = \varphi - z_1 \quad \text{für Stern südlich des Zenits}$$

$$\delta_2 = \varphi + z_2 \quad \text{für Stern nördlich des Zenits}$$

z. B. aus Höhenmessungen im Meridian (= größte Höhe)
so genanntes Mittagsbesteck

Genaueste Methode nach *Horrebow-Talcott*:

Zwei Sterne, die dicht hintereinander mit etwa gleichem z durch den Zenit gehen, der eine nördlich, der andere südlich.

Dann ist:

$$\varphi = \frac{1}{2}(\delta_1 + \delta_2) + \frac{1}{2}(z_1 - z_2)$$

Vorteil: Nur kleine Differenzen, Messung mit dem Zenitleleskop;
Refraktion und andere Unsicherheiten fallen fort.

Hiermit Messung der *Polhöhen-Schwankungen*

Entdeckt 1888 von Küstner (Bonn); Maximale Werte: $\pm 0''.3 \hat{=} \pm 10 \text{ m}$

1-jährige Periode: Jahreszeitliche bedingte Verlagerungen auf der Erdoberfläche (Schneebelastung...)

14-monatige Periode (412...442 Tage) = Chandler-Periode
„Freie Schwingung“; Eulers Theorie der Rotation eines starren Körpers ergäbe 305 Tage; Verlängerung der Periode durch Elastizität des Erdkörpers.

b) *Bestimmung der Zeit*

Mit Meridiankreis: $\theta = \alpha$ (s. S. 4)

Ohne Meridiankreis: Aus der Gleichung des nautischen Dreiecks (s. § I.1.5)

$$\cos z = \sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos t$$

Daraus t , und dann: $\theta = t + \alpha$

c) *Bestimmung der Länge*

Für zwei Orte ist: $\Delta\lambda = \Delta\theta$

d. h. wenn Ortszeit für einen bestimmten Meridian (etwa Greenwich) be-

kannt, folgt aus der gemessenen Ortszeit θ die Längendifferenz

$$\lambda = \theta_{\text{Greenwich}} - \theta$$

Früher: Längenbestimmung eines der schwierigsten Probleme. Gelöst durch Angabe von „Monddistanzen“ (= Abstand des Mondes von hellen Fixsternen); zuerst angewandt von Tobias Mayer (Mond wandert in 50 Minuten um seinen eigenen Durchmesser) — oder durch Zeitangabe der Finsternisse der Jupitermonde.

Heute: Durch Zeitzeichen-Rundfunk oder GPS-Weltzeit stets verfügbar.

d) Standlinienmethode

Bestimmung von φ und λ bei bekannter Zeit aus Zenitdistanzen

Prinzip: Ein bestimmter Stern (α, δ) steht zu einer bestimmten Zeit θ_G (= Ortssternzeit Greenwich) im Zenit eines bestimmten Ortes mit den Koordinaten:

$$\lambda_z = \theta_G - \alpha, \quad \varphi_z = \delta$$

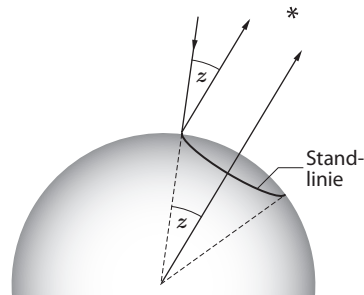
Alle Orte, für die dieser Stern zu dieser Zeit die Zenitdistanz z hat, liegen auf einem Kreis um den Zenitort mit dem Radius z

= *Standlinie* $\longrightarrow$

Aus dem beobachteten z für mehrere Sterne folgen mehrere Standlinien.

Gesuchter Ort = Schnittpunkt der Standlinien.

Praxis: Annahme eines ungefähren Ortes, des sogenannten „geisssten Ortes“ (vgl. engl.: *to guess*): λ_0, φ_0



Die Differenz zwischen beobachteter und berechneter Zenitdistanz entspricht dem Abstand zwischen angenommener und tatsächlicher Standlinie, d. h. dem Abstand des geschätzten Ortes vom wahren Ort in Richtung des Azimuts des Sterns

$$\Delta z = z_{\text{ber}} - z_{\text{beob}} < 0 \longrightarrow \begin{cases} \text{Wahrer Ort weiter entfernt vom angenommenen} \\ \text{Zenitort bezüglich Sternrichtung} \end{cases}$$

und umgekehrt.

Winkelmaß und lineares Maß auf der Erde

Längs eines Großkreises:	Längenabstand in Göttingen:
$1^\circ = 111.32 \text{ km}$	$1^\circ = 69.2 \text{ km}$
$1' = 1.855 \text{ km} = 1 \text{ Seemeile}$	$1' = 1.15 \text{ km}$
$1'' = 30.9 \text{ m}$	$1'' = 19.2 \text{ m}$
$0''05 = 1.54 \text{ m}$	

- J. Kovalevsky, J. (2002): *Modern Astrometry* (2. Auflage), Springer Verlag
- Murray, A. (1983): *Vectorial Astrometry*, Adam Hilger Ltd.
- Kovalevsky, J., Seidelmann, P.K. (2004): *Fundamentals of Astrometry*, Cambridge University Press
- Woolard, E.W., Clemence, G.M. (1966): *Spherical Astronomy*, Academic Press, New York & London
- Meeus, J. (1995): *Astronomical Tables of the Sun, Moon and Planets*. Willmann-Bell, Richmond, ISBN 0-943396-45-X
- Meeus, J. (2002): *More Mathematical Astronomy Morsels*. Willmann-Bell, Richmond, ISBN 0-943396-74-3
- Seidelmann P.K. (Hrsg.) (1992): *Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac*, University Science Books, Mill Valley, ISBN 0-935702-68-7
- Gregor XIII (1581): *Bulle Inter Gravissimas*, Tusculum
- US Nautical Almanac Office and Her Majesty's Nautical Almanac Office (20xx): *The Astronomical Almanac for the Year 20xx* (Jahrbuch!), Washington und London.
- Eichhorn, H. (1974): *Astronomy of Star Positions*, Frederick Ungar, New York.