

Kapitel 1

Aufsuchen und Klassifizieren astronomischer Beobachtungsobjekte

1.1 Grundlagen

1.1.1 Sternbilder

Schon im Altertum wurden Gruppen von Fixsternen, die an der Himmelsphäre benachbart sind, bildhaft zu Sternbildern zusammengefaßt; die Sterne eines Sternbildes können räumlich weit voneinander entfernt sein. Im Jahre 1925 wurden die Grenzen der Sternbilder nach internationaler Vereinbarung durch Ausschnitte von Rektaszensions- und Deklinationskreisen festgelegt. Insgesamt wird der Himmel durch 88 Sternbilder vollständig überdeckt. Die heute gebräuchlichen Sternbildnamen stammen vielfach aus der griechischen Mythologie.

Alle Sterne mit einer Poldistanz ψ kleiner als die geographische Breite φ stehen als Zirkumpolarsterne immer über dem Horizont, Sterne mit $\psi \geq 180^\circ - \varphi$ erscheinen nie über dem Horizont des Beobachtungsortes.

Innerhalb eines Sternbildes werden die Sterne ungefähr ihrer Helligkeit nach bis etwa zur 4. Größenklasse mit kleinen griechischen Buchstaben bezeichnet (nach J. BAYER [1572–1625]). Schwächere Sterne werden mit kleinen lateinischen Buchstaben oder auch mit Zahlen bezeichnet (nach F. FLAMSTEED [1646–1719]). Die vollständige Bezeichnung eines Sterns setzt sich danach zusammen aus dem griechischen bzw. lateinischen Buchstaben oder ei-

ner Zahl, gefolgt vom Genitiv des lateinischen Sternbildnamens oder dessen Abkürzung, z. B. α Lyrae = α Lyr, g Leonis = g Leo, 32 Ursae Majoris = 32 UMa. Für die hellsten Sterne sind auch heute noch Eigennamen gebräuchlich, die oft arabischen Ursprungs sind.

1.1.2 Kataloge astronomischer Objekte

In Sternkatalogen sind so bezeichnete und schwächere Sterne enthalten. Sie können auch durch die Abkürzung des Katalognamens und eine Numerierung gekennzeichnet werden.

Name	Abkürzung	Grenzhelligkeit	Anzahl der Sterne	Äquinoxtium
Bonner Durchmusterung	BD	9 ^m 5	324 198	1855,0
Südliche				
Bonner Durchmusterung		10 ^m 0	133 659	1855,0
HENRY–DRAPER–Katalog	HD	9 ^m 0	225 300	1900,0
Smithsonian Astrophysical				
Observatory Catalogue	SAO	12 ^m 2	258 997	1950,0
Positions and Proper Motions				
Star Catalogue Heidelberg	PPM	12 ^m 0	181 731	2000,0
Sky Catalogue 2000,0	SC 2000	8 ^m 0	44 000	2000,0
Hipparcos Input Catalogue	HIC	12 ^m 5	118 209	2000,0

Tabelle 1.1: Gebräuchliche Sternkataloge

so kann ein und derselbe Stern durch unterschiedliche Angaben bezeichnet werden, z. B. Wega = α Lyrae = α Lyr = BD + 38° 3238 = HD 172 167 = ($\alpha_{1950,0} = 18^{\text{h}}35,2^{\text{min}}$, $\delta_{1950,0} = 38^{\circ}44'$).

In ähnlicher Weise werden auch andere Himmelsobjekte, wie Sternhaufen, Gasnebel, extragalaktische Sternsysteme, Radio-, Röntgen- oder Infrarotobjekte bezeichnet. Die helleren, bei der Beobachtung mit kleineren Fernrohren als Nebelflecke erscheinenden Objekte werden auch heute noch unabhängig von ihrer physikalischen Beschaffenheit vielfach durch die Nummer in älteren „Nebel“-Katalogen in Verbindung mit der Katalogabkürzung bezeichnet.

Name	Abkürzung	Anzahl der Objekte
MESSIER-Katalog	M	103
New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars	NGC	7840
Index Catalogue	IC	5386

Beispiele für derartige Bezeichnungen:

Orionnebel = M42 = NGC 1976 (Gasnebel)
 Krebsnebel = M1 = NGC 1952 (Supernovaüberrest)
 Praesepe = M44 = NGC 2632 (offener Sternhaufen)
 Andromedanebel = M31 = NGC 224 (extragalaktisches Sternsystem)

Tabelle 1.2: Gebräuchliche „Nebel“-Kataloge

1.1.3 Sternkarten

In Verbindung mit Sternkatalogen werden vielfach Sternkarten als bildliche Darstellungen von Teilen der Himmelskugel veröffentlicht, die oft zu Sternatlanten zusammengefaßt werden. Sie dienen u. a. zur Orientierung am Himmel, zum besseren Auffinden von Objekten, von denen die Koordinaten gegeben sind oder zum Einzeichnen neu entdeckter und sich bewegender Objekte, z. B. Kometen und Planetoiden. Die Karten beziehen sich – wie auch die Kataloge – immer auf ein bestimmtes Normaläquinoktium. Dies ist zu beachten, wenn Koordinaten aus Katalogen entnommen oder wenn Objekte in die Karten neu eingezeichnet werden.

1.1.4 Drehbare Sternkarten

Für eine rasche Orientierung am Sternhimmel sind drehbare Sternkarten geeignet. Sie bestehen im Prinzip aus einem runden Grundblatt mit zwei am Rande angebrachten Teilungen, von denen eine für die Einstellung des Beobachtungsdatums, die andere zum Ablesen der Rektaszension dient, sowie aus einem Deckblatt mit einem ellipsenförmigen Ausschnitt. Dieser gibt von dem gesamten für einen Ort prinzipiell beobachtbaren Teil des Himmels, der auf dem Grundblatt dargestellt ist, jeweils den zu einem bestimmten Zeitpunkt über dem Horizont befindlichen Teil frei. Zum Einstellen der Uhrzeit

Autor	Bezeichnung	Grenz- helligkeit	Äqui- noktium
ARGELANDER	Bonner Durchmusterung	9 ^m 5	1855
BEČVÁŘ	Atlas Coeli	7 ^m 8	1950
MARX/PFAU	Sternatlas (1975,0)	6 ^m 0	1975
VEHRENBURG	Atlas Stellarum	14 ^m 5	photographischer Atlas
	Palomar Observatory Sky Survey	21 ^m 0	photographischer Atlas in zwei Farben

Tabelle 1.3: Ausgewählte Sternkarten

befindet sich auf dem Deckblatt eine entsprechende Skala. Außerdem enthält das Deckblatt im allgemeinen auch noch Skalen zur Ablesung der Höhe und des Azimuts der Gestirne und das Grundblatt eine Skala zur Ablesung der Deklination.

Mit einer drehbaren Sternkarte als Analogrechner lassen sich für deren Gültigkeitsbereich (vorgegebene geographische Breite, festes Äquinoktium) eine Reihe einfacher Aufgaben – mit geringer Genauigkeit – lösen:

1. Bestimmung des Himmelsausschnittes, der sich zu einem bestimmten Zeitpunkt (MEZ) über dem Horizont befindet.

Der Ausschnitt des Deckblatts zeigt dann den über dem Horizont befindlichen Teil des Himmels, wenn über dem Beobachtungsdatum auf dem Grundblatt die wahre Ortszeit, also die Zeit unter Berücksichtigung der Differenz zwischen den geographischen Längen vom Bezugsmeridian für MEZ ($\lambda = 15^\circ$) und vom Beobachtungsort, ausgedrückt im Zeitmaß, auf dem Deckblatt eingestellt ist.

2. Bestimmung der Sternzeit für einen bestimmten Zeitpunkt in MEZ.

Wie unter 1. ist die wahre Ortszeit über dem Beobachtungsdatum einzustellen. Beim Stundenwinkel 12^h (Süd-Richtung) auf dem Deckblatt wird auf der Rektaszensionsskala des Grundblatts die Sternzeit abgelesen.

3. Bestimmung der Auf- bzw. Untergangszeit von Gestirnen.

Der Ort des Gestirns wird mit dem Ost- bzw. Westrand des Ausschnitts auf dem Deckblatt zur Deckung gebracht. Über dem gewünschten Datum läßt sich dann die Uhrzeit des Auf- bzw. Untergangs ablesen.

4. Bestimmung von Sternkoordinaten im Äquator- oder Horizontsystem

Mit Hilfe des Koordinatennetzes auf dem Grundblatt können Rektaszension und Deklination eines Objekts bestimmt werden; Azimut und Höhe lassen sich nach Einstellen des Beobachtungszeitpunktes direkt mit Hilfe des Koordinatennetzes auf der Deckscheibe ablesen.

1.1.5 PC-Programme zur Visualisierung astronomischer Fakten

Astronomische Visualisierungsprogramme, die oft mehr als die Möglichkeiten drehbarer Sternkarten bieten, z.B. [6], sind für Rechner verfügbar. Sie gestatten in der Regel äquatoriale und horizontale Koordinaten in verschiedenen Projektionen darzustellen, die freie Wahl des Beobachtungsortes und der Beobachtungszeit, die Anzeige von Objekttypen wie Sterne, Planeten, Mond, Sonne, Sternhaufen, Galaxien, aber auch Sternbilder und Sternbildgrenzen, verfügen über Editier- und Druckoptionen und bieten Aufrüstmöglichkeiten für die Steuerung kleinerer Teleskope.

1.1.6 Jahrbücher

Jahrbücher sind astronomische Kalender, die vorausberechnete Gestirnskoordinaten (Ephemeriden) für ein ganzes Jahr enthalten, z. B. [7] und [2]. Für die Sonne und die Planeten sind die Örter im allgemeinen für jeden Tag, für den Mond für jede Stunde und für die Fixsterne für Intervalle von 10 Tagen gegeben. Daneben enthalten Jahrbücher noch zahlreiche weitere Angaben z. B. über Finsternisse, Sternbedeckungen oder Satellitenörter.

In Sternkalendern (z. B. [1]) findet man neben den Angaben über die Bewegungen der Körper des Planetensystems auch Verzeichnisse von astronomischen Beobachtungsobjekten des Fixsternhimmels. Dabei sind in der Regel Doppelsterne, veränderliche Sterne der verschiedenen Typen, offene und kugelförmige Sternhaufen, Gasnebel und extragalaktische Sternsysteme aufgelistet.

1.2 Astronomische Koordinatensysteme

Positionsangaben an der scheinbaren Himmelskugel erfolgen in der Astronomie unter Nutzung sphärischer Koordinatensysteme, wobei zwei Winkel-

koordinaten (nur die Richtung zum Objekt), die in und senkrecht zu einer gegebenen Grundebene gemessen werden, genügen.

1.2.1 Äquatorsystem

Das in der Astronomie wohl am häufigsten verwendete Koordinatensystem ist das Äquatorsystem (siehe Abb. 1.1), dessen Grundebene durch die bis in die scheinbare Himmelskugel ausgedehnte Äquatorebene der Erde gebildet wird. Die gedachte Schnittlinie der Äquatorebene mit der scheinbaren Himmelskugel ist der **Himmelsäquator**. Je nach Art des Leitpunktes, von dem aus die in der Ebene des Himmelsäquators liegende Winkelkoordinate gemessen wird, unterscheidet man das ruhende vom rotierenden Äquatorsystem. Beim ruhenden Äquatorsystem ruht der als Leitpunkt dienende Schnittpunkt

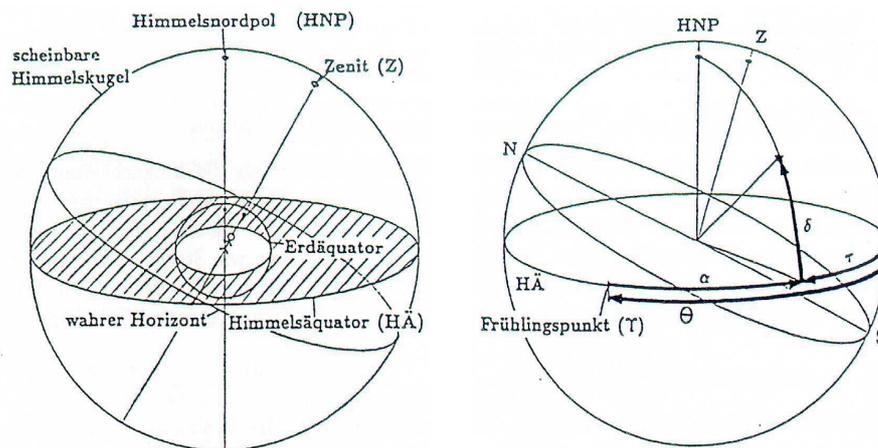


Abbildung 1.1: Äquatorsystem

des Himmelsäquators mit dem Meridian relativ zum Beobachter (**Meridian**: gedachte Linie an der scheinbaren Himmelskugel von Nord über den Zenit nach Süd). Von diesem Leitpunkt aus wird der zeitlich veränderliche Winkel τ (**Stundenwinkel**) in Richtung der scheinbaren täglichen Bewegung der Gestirne abgetragen. Beim rotierenden Äquatorsystem wird der fest mit der scheinbaren Himmelskugel verbundene Schnittpunkt zwischen Himmelsäquator und Ekliptik (**Frühlingspunkt**) verwendet, welcher somit in Bezug auf den Beobachter rotiert (**Ekliptik**: gedachte Schnittlinie der Bahnebene des Erde-Mond-Systems mit der scheinbaren Himmelskugel). Vom Frühlingspunkt ausgehend wird der rotationsunabhängige Winkel α (**Rektaszension**) in Richtung der Erdrotation gemessen. Die Lage der auf dem

Himmelsäquator liegenden Nullpunkte von ruhendem und rotierendem Äquatorsystem wird zueinander durch die Angabe des Winkels Θ (**Sternzeit**) angegeben. Es gilt:

$$\Theta = \tau + \alpha.$$

Beim ruhenden Äquatorsystem ruht der als Leitpunkt dienende Schnittpunkt des Himmelsäquators mit dem Meridian relativ zum Beobachter (**Meridian**: gedachte Linie an der scheinbaren Himmelskugel von Nord über den Zenit nach Süd). Von diesem Leitpunkt aus wird der zeitlich veränderliche Winkel τ (**Stundenwinkel**) in Richtung der scheinbaren täglichen Bewegung der Gestirne abgetragen. Beim rotierenden Äquatorsystem wird der fest mit der scheinbaren Himmelskugel verbundene Schnittpunkt zwischen Himmelsäquator und Ekliptik (**Frühlingspunkt**) verwendet, welcher somit in Bezug auf den Beobachter rotiert (**Ekliptik**: gedachte Schnittlinie der Bahnebene des Erde-Mond-Systems mit der scheinbaren Himmelskugel). Vom Frühlingspunkt ausgehend wird der rotationsunabhängige Winkel α (**Rektaszension**) in Richtung der Erdrotation gemessen. Die Lage der auf dem Himmelsäquator liegenden Nullpunkte von ruhendem und rotierendem Äquatorsystem wird zueinander durch die Angabe des Winkels Θ (**Sternzeit**) angegeben. Es gilt:

$$\Theta = \tau + \alpha.$$

Die Winkel τ , α und Θ werden meist in Zeiteinheiten im Intervall $[0^{\text{h}}, 24^{\text{h}}]$ ausgedrückt. Die zweite Koordinate δ (**Deklination**) des Äquatorsystems (ruhend und rotierend) kennzeichnet den Winkelabstand zum Himmelsäquator und liegt im Intervall $[0^\circ, \pm 90^\circ]$ (positiv in Richtung Himmelsnordpol).

1.2.2 Horizontsystem

Ein mit dem Ort der Beobachtung verbundenes Koordinatensystem ist das Horizontsystem (siehe Abb. 1.2), dessen Grundebene senkrecht zum Lot am Beobachtungsort verläuft und die scheinbare Himmelskugel im **mathematischen Horizont** (im weiteren nur als Horizont bezeichnet) schneidet. Entlang des Horizonts wird ausgehend von einem Leitpunkt (im astronomischen Horizontsystem der Südpunkt, im geodätischen Horizontsystem der Nordpunkt) in Richtung der scheinbaren täglichen Bewegung der Gestirne der Winkel a (**Azimuth**, $[0^\circ, 360^\circ]$) gemessen. Die zweite Horizontkoordinate ist der Winkel h (**Höhe**, $[0^\circ, \pm 90^\circ]$, positiv in Richtung Zenit). Alternativ wird auch die Zenitdistanz $z = 90^\circ - h$ benutzt.

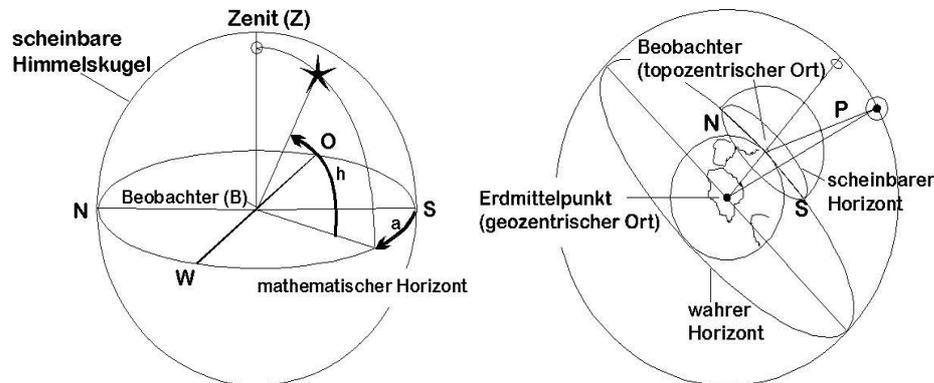


Abbildung 1.2: Horizontsystem - für Objekte des Sonnensystems muß der Winkelunterschied p der in Bezug zum scheinbaren und wahren Horizont gemessenen Höhen (dieser Winkel p wird als tägliche Parallaxe bezeichnet) berücksichtigt werden.

1.2.3 Ekliptikalsystem

Für die Positionsbestimmung von Körpern des Sonnensystems ist ein Koordinatensystem notwendig, dessen Grundebene durch die Ebene der Ekliptik definiert wird. In dieser Ebene wird ausgehend vom Frühlingspunkt die **ekliptikale Länge** λ in Richtung der scheinbaren jährlichen Sonnenbewegung im Intervall $[0^\circ, 360^\circ]$ abgetragen. Die zweite Koordinate ist die **ekliptikale Breite** β ($[0^\circ, \pm 90^\circ]$, positiv in Richtung ekliptikaler Nordpol).

1.2.4 Galaktisches System

Die Untersuchung der räumlichen Verteilung der Sterne des Milchstraßensystems (Galaxis) bedarf eines Koordinatensystems, dessen Grundebene durch die Symmetrieebene der scheinbaren Verteilung der Sterne an der scheinbaren Himmelskugel festgelegt wird. Ausgehend von der Richtung zum galaktischen Zentrum ($\alpha = 17^{\text{h}}42,4^{\text{min}}$, $\delta = -28^\circ 55''$, Sternbild Schütze) wird die **galaktische Länge** l in der Grundebene entgegen dem Uhrzeigersinn im Intervall $[0^\circ, 360^\circ]$ gemessen. Senkrecht zur Grundebene wird die **galaktische Breite** b abgetragen ($[0^\circ, \pm 90^\circ]$, positiv in Richtung zum galaktischen Nordpol).

1.2.5 Transformationsbeziehungen zwischen astronomischen Koordinatensystemen

Eine in der astronomischen Arbeit häufig zu lösende Aufgabe betrifft die Koordinatentransformation zwischen den verschiedenen genannten sphärischen Koordinatensystemen. Zur Herleitung der Transformationsgleichungen lassen sich entweder Beziehungen der sphärischen Trigonometrie nutzen oder man verwendet Drehmatrizen, die zwischen zwei zueinander verdrehten kartesischen Koordinatensystemen vermitteln. Die letzte Variante soll im folgenden kurz vorgestellt werden.

Als Voraussetzung wird ein rechtsorientiertes kartesisches Koordinatensystem x, y, z eingeführt, dessen x, y -Ebene in der Grundebene des jeweiligen sphärischen Systems liegt, wobei die x -Achse zum Nullpunkt des in der Grundebene gemessenen Winkels zeigt. Die z -Achse ist zum Pol über der Grundebene gerichtet. Die Lage des Dreibeins x, y, z in den verschiedenen astronomischen Koordinatensystemen ist in Abb. 1.3 dargestellt. Dabei wird gleichzeitig die Umrechnung zwischen kartesischen und sphärischen Koordinaten gegeben, welche auf der Konvention beruht, daß die Winkelangaben im x, y, z -System mathematisch positiv (entgegen dem Uhrzeigersinn beim Blick entgegen der Richtung der positiven Drehachse) erfolgen.

Die Herleitung der Transformationsgleichungen läuft in drei Schritten ab. Zunächst werden die gegebenen sphärischen Koordinaten in kartesische umgerechnet. Danach erfolgt die Drehung des kartesischen Dreibeins in die Lage, die dem sphärischen System mit den gesuchten Koordinaten entspricht (die Position des Ursprungs bleibt unverändert). Die Koordinatentransformation wird durch eine Drehmatrix beschrieben. Abschließend werden die „neuen“ kartesischen Koordinaten in die gesuchten sphärischen Koordinaten umgerechnet.

Die Koordinaten von beliebig zueinander verdrehten Dreibeinen werden mittels einer 3×3 -Drehmatrix $\hat{\mathbf{D}}$ transformiert, deren Elemente durch die 9 Richtungskosinus gebildet werden. Die im zweiten Schritt der Herleitung benötigten Drehmatrizen werden auf Grundlage spezieller Drehmatrizen

$$\hat{\mathbf{D}}_x(\omega), \hat{\mathbf{D}}_y(\omega), \hat{\mathbf{D}}_z(\omega),$$

die jeweils nur die Drehung um die eine indizierte Achse (Drehwinkel ω) ausführen, durch Matrizenmultiplikation erzeugt (die Matrix mit der ersten Drehung steht dabei ganz rechts, siehe Abb. 1.4). Die Drehwinkel werden

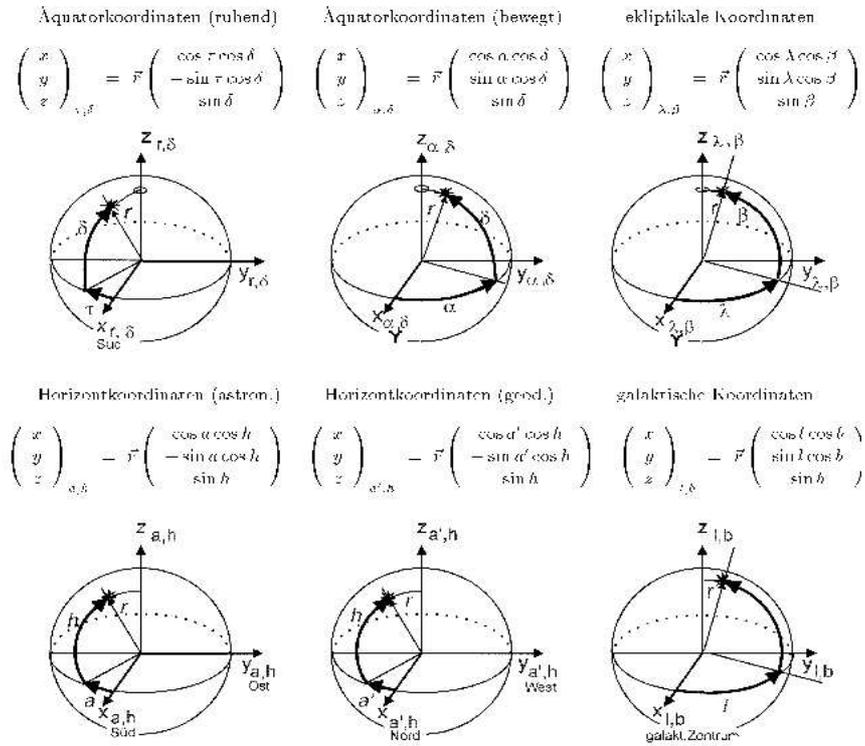


Abbildung 1.3: Lage des kartesischen Koordinatensystems x, y, z in Bezug auf die verschiedenen astronomischen Koordinatensysteme.

entsprechend der bereits genannten Konvention gemessen.

Drehung um x -Achse: $\hat{\mathbf{D}}_x(\omega) = \begin{pmatrix} 1 & 0 & 0 \\ 0 & \cos \omega & \sin \omega \\ 0 & -\sin \omega & \cos \omega \end{pmatrix},$

Drehung um y -Achse: $\hat{\mathbf{D}}_y(\omega) = \begin{pmatrix} \cos \omega & 0 & -\sin \omega \\ 0 & 1 & 0 \\ \sin \omega & 0 & \cos \omega \end{pmatrix},$

Drehung um z -Achse: $\hat{\mathbf{D}}_z(\omega) = \begin{pmatrix} \cos \omega & \sin \omega & 0 \\ -\sin \omega & \cos \omega & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{pmatrix}.$

Die Anwendung der Drehmatrizen ist in Abb. 1.4 dargestellt. Nach Einsetzen der in Abb. 1.3 gegebenen Umrechnungsbeziehungen in die in Abb. 1.4 aufgelisteten Formeln ergeben sich z. B. für die Transformation der Koordinaten des ruhenden Äquatorkoordinatensystems in diejenigen des astronomischen Horizonts-

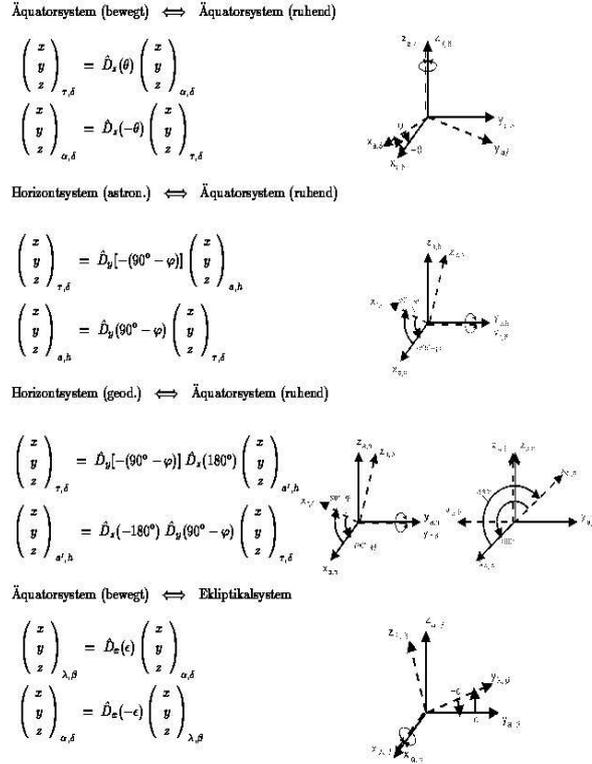


Abbildung 1.4: Zur Herleitung der Transformationsbeziehungen zwischen verschiedenen astronomischen Koordinatensystemen. $\epsilon \approx 23^\circ 27'$ - Neigungswinkel zwischen Äquator- und Ekliptikebene, φ - geographische Breite.

tems die folgenden Transformationsbeziehungen:

$$\begin{aligned} \cos a \cos h &= \sin \varphi \cos \tau \cos \delta - \cos \varphi \sin \delta, \\ \sin a \cos h &= \sin \tau \cos \delta, \\ \sin h &= \cos \varphi \cos \tau \cos \delta + \sin \varphi \sin \delta. \end{aligned}$$

1.3 Optische Eigenschaften von Fernrohren

Fernrohre haben die Aufgabe, das von den Beobachtungsobjekten einfallende Licht zu sammeln und diese auf den Empfänger oder die Eintrittsöffnung

eines Zusatzgerätes abzubilden. Der Nachweis, die Messung und die Analyse der von einem Himmelskörper kommenden Strahlung erfolgt mit Hilfe verschiedener Empfänger (z. B. Auge, Photoplatte, Sekundärelektronenvervielfacher, CCD-Matrix) und oft in Verbindung mit Zusatzgeräten (z. B. Spektrograph, Polarimeter). Einige wichtige optische Eigenschaften von Fernrohren werden im folgenden betrachtet.

1.3.1 Vergrößerung

Bei visuellen Beobachtungen spielt die Vergrößerung V des Teleskops eine Rolle. Darunter versteht man das Verhältnis der Größe der Blickwinkel mit (ω_2) und ohne Fernrohr (ω_1) zu einem weit entfernten Objekt (Abb. 1.6). Dieser Wert ist gleich dem Verhältnis der Größe der Eintrittspupille D zu der der Austrittspupille d . Für kleine Winkel gilt:

$$V = \frac{\tan \omega_2}{\tan \omega_1} \approx \frac{\omega_2}{\omega_1} = \frac{f_{\text{obj}}}{f_{\text{ok}}} = \frac{D}{d}. \quad (1.1)$$

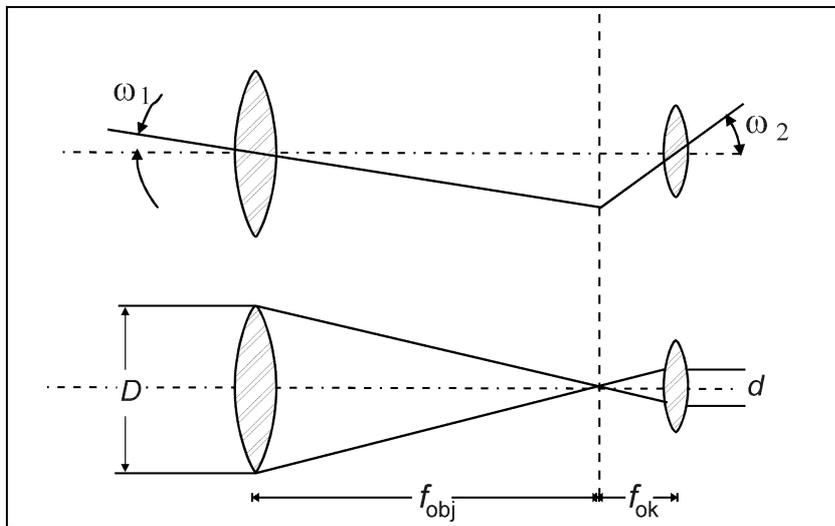


Abbildung 1.6: Vergrößerung des astronomischen Fernrohrs.

Von einer Normalvergrößerung spricht man, wenn der Durchmesser der Austrittspupille gleich dem der Augenpupille $d_A \approx 6 \text{ mm}$ ist; also $V_{\text{norm}} = D/6$; [D/mm]. Es wird dann das gesamte das Okular verlassende Lichtbündel vom Auge aufgenommen. Bei geringerer Vergrößerung treten adaptionsabhängige Lichtverluste durch eine Beleuchtung der Iris auf. Bei der sogenannten förderlichen

Vergrößerung entsprechen die Auflösungsvermögen von Teleskop und Auge einander. Das Auflösungsvermögen des Auges ist etwa $120''$, so daß sich

$$V_{\text{förd}} = \frac{120}{\alpha_{\text{Grenz}}} = 582 \frac{D}{\lambda}; \quad [D/\text{mm}, \lambda/\text{nm}] \quad (1.2)$$

ergibt. Da das Maximum der Augenempfindlichkeit bei $\lambda \approx 560 \text{ nm}$ liegt, kann man $V_{\text{förd}} \approx D; [D/\text{mm}]$ setzen. Wählt man die Vergrößerung $V < V_{\text{förd}}$, so löst das Auge nicht alle Details auf; bei $V > V_{\text{förd}}$ hat man eine sogenannte „leere“ Vergrößerung, da das Fernrohrbild keine weiteren Details erkennen läßt.

1.3.2 Abbildungsmaßstab

Der Abbildungsmaßstab ζ in $'/\text{mm}$ ist durch das Verhältnis der Winkelausdehnung ω_1 in $'$ eines Gegenstandes zu seiner linearen Größe l in mm in der Bildebene des Objektivs bestimmt. Da ω_1 immer ein kleiner Winkel ist, kann man $l = f_{\text{obj}} \cdot \sin \tilde{\omega}_1 = f_{\text{obj}} \cdot \tilde{\omega}_1$ ($\tilde{\omega}_1$ im Bogenmaß) setzen. Weiterhin gilt $\tilde{\omega}_1 = 0,0002909 \cdot \omega_1$ (in Bogenminuten).

Es ergibt sich somit

$$\zeta = \frac{\omega_1}{l} = \frac{3438}{f_{\text{obj}}}; \quad [\zeta''/\text{mm}, \omega_1'', l/\text{mm}, f_{\text{obj}}/\text{mm}]. \quad (1.3)$$

Ein Fernrohr der Brennweite $f_{\text{obj}} = 1 \text{ m}$ entwirft folglich ein Bild der Sonne ($\omega_1 = 32'$) mit der Größe $l = 9,3 \text{ mm}$.

1.3.3 Gesichtsfelddurchmesser

Der wahre (objektseitige) Gesichtsfelddurchmesser $2\omega_1$ ergibt sich nach der Formel für die Vergrößerung aus dem Blickwinkel ω_2 und der Vergrößerung V . ω_2 ist durch die Okularkonstruktion vorgegeben. In der Regel ist $\omega_2 = 20^\circ$, so daß man $2\omega_1 = 40^\circ/V$ erhält.

Der Gesichtsfelddurchmesser läßt sich aus Messungen der Durchlaufzeit eines Sterns durch das Gesichtsfeld ermitteln. Während eines Sterntages d_* durchläuft ein Gestirn einen im Abstand δ vom Himmelsäquator gelegenen Parallelkreis (δ : Deklination des Gestirns). Während des Sternzeitintervalls $\Delta\Theta$ legt das Gestirn vom Beobachtungsort B aus gesehen den Winkel

$$\omega = \frac{\Delta\Theta}{d_*} 360^\circ \cdot \cos \delta \quad (1.4)$$

zurück.

Mißt man das Zeitintervall in mittlerer Sonnenzeit, so ergibt sich

$$\omega = \Delta t_{\odot} k_1 \cdot k_2 \cos \delta \quad (1.5)$$

mit

$$k_1 = \frac{\Delta \Theta}{\Delta t_{\odot}} = 1,0027 \text{ und } k_2 = \frac{360^\circ}{d_{\star}} = 15^\circ/\text{h oder } ''/\text{s}. \quad (1.6)$$

Für kurze Zeitintervalle sind die zufälligen Meßfehler beim Zeitnehmen mit der Stoppuhr im allgemeinen so groß, daß die Umrechnung von Sonnenzeit in Sternzeitintervalle vernachlässigt werden kann. Aus der Bestimmung der Durchlaufzeit Δt_{\odot} eines Sterns der Deklination δ durch das Gesichtsfeld des Okulars läßt sich demnach der Gesichtsfelddurchmesser ω ermitteln.

1.3.4 Auflösungsvermögen

Als Auflösungsvermögen bezeichnet man den kleinsten Winkelabstand zweier punktförmiger Lichtquellen, bei dem diese gerade noch getrennt wahrgenommen werden. Durch die Beugung des Lichts an der kreisförmigen Eintrittsöffnung des Teleskops (Eintrittspupille) wird eine punktförmige Lichtquelle als Beugungsfigur (zentrales Scheibchen mit konzentrischen Ringen abnehmender Helligkeit: Abb. 1.8) abgebildet. Die Beugungstheorie liefert für den Radius $\tilde{\alpha}$ des ersten dunklen Ringes im Bogenmaß

$$\sin \tilde{\alpha} = \tilde{\alpha} = 1,22 \lambda/D \quad (1.7)$$

(λ : Beobachtungswellenlänge, D : Durchmesser der Eintrittspupille; wegen der Kleinheit des Winkels $\tilde{\alpha}$ kann man immer $\sin \tilde{\alpha} = \tilde{\alpha}$ setzen).

Eng benachbarte Sternbildchen werden aber auch schon dann getrennt erkannt, wenn das Helligkeitsmaximum des einen ungefähr am Rande des Beugungsscheibchens des anderen Sterns liegt. Man definiert daher als theoretisches Auflösungsvermögen den Winkelabstand

$$\tilde{\alpha}_{\text{Grenz}} = 0,85 \tilde{\alpha} \approx \lambda/D. \quad (1.8)$$

Bei fester Wellenlänge hängt das theoretische Auflösungsvermögen also allein von der Größe der Eintrittsöffnung D ab. Geht man zum Winkelmaß über und mißt α_{Grenz} in Bogensekunden, λ in nm, D in mm, so ergibt sich

$$\alpha_{\text{Grenz}} = 0,206 \frac{\lambda}{D} ; \quad [\alpha_{\text{Grenz}}/'', \lambda/\text{nm}, D/\text{mm}]. \quad (1.9)$$

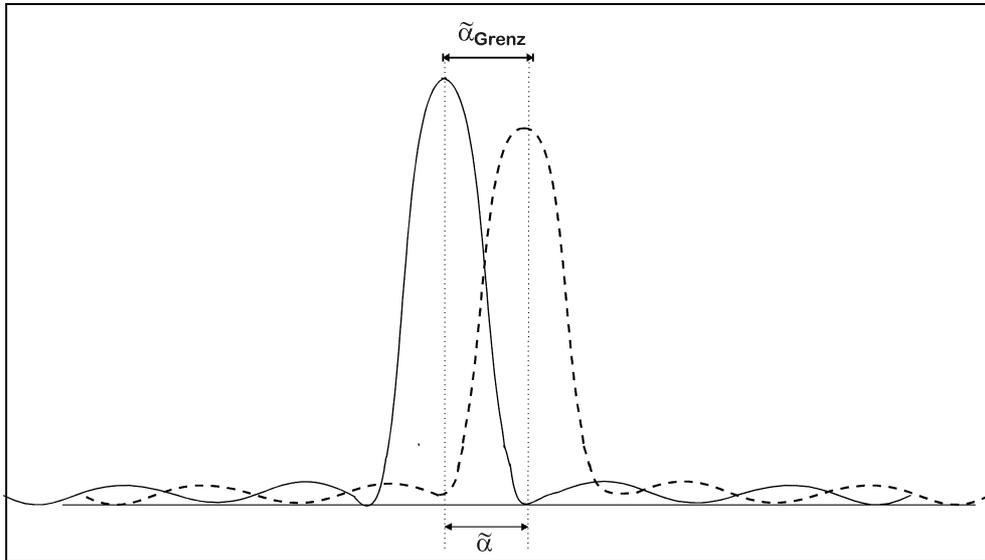


Abbildung 1.8: Zum Auflösungsvermögen astronomischer Fernrohre.

Wählt man $\lambda = 560 \text{ nm}$, was dem Maximum der Augenempfindlichkeit entspricht, so ergibt sich die Faustformel $\alpha_{\text{Grenz}} = 115/D$.

Die hier gegebene Definition des theoretischen Auflösungsvermögens eines Fernrohrs berücksichtigt nur die Effekte, die durch die Vergrößerung eines Lichtpunktes zu einem Beugungsscheibchen durch Lichtbeugung an der Eintrittsöffnung begründet sind. Bei astronomischen Fernrohren mit einer freien Öffnung $D \geq 150 \text{ mm}$ wird das Auflösungsvermögen aber wesentlich durch die Richtungszintillation bestimmt, die durch Turbulenzelemente in der Atmosphäre mit variablen Brechzahlen verursacht wird, welche starken witterungsbedingten Schwankungen unterliegen. Das reale Auflösungsvermögen eines Teleskops kann daher von Nacht zu Nacht unterschiedlich sein. Große erdgebundene Teleskope bringen ohne weitere Hilfsmittel also keinen Gewinn beim Auflösungsvermögen, wohl aber bei der Menge des gesammelten, für Messungen zur Verfügung stehenden Lichts.

1.3.5 Grenzhelligkeit

ei visuellen Beobachtungen bezeichnet man die scheinbare Helligkeit der lichtschwächsten, gerade noch erkennbaren Sterne als Grenzhelligkeit. Der Reichweitengewinn Δm (in mag) bei der Beobachtung punktförmiger Lichtquellen mit einem Teleskop ergibt sich aus der Objektivöffnung D und dem Durch-

messer d_A der Augenpupille auf Grund der Beziehung zwischen dem Verhältnis der Strahlungsströme und der astronomischen Größenklassendefinition (siehe Aufgabe) zu

$$\Delta m = m_{\text{Tele}} - m_A = -2,5 \lg (d_A^2/D^2) \quad (1.10)$$

(m_A bzw. m_{Tele} : scheinbare Helligkeit bei Beobachtung mit bloßem Auge bzw. mit Fernrohr). Mit $d_A = 6 \text{ mm}$ und D in mm erhält man

$$\Delta m = 5 \lg D - 3,9 ; \quad [D/\text{mm}]. \quad (1.11)$$

Der Einfluß der Hintergrundhelligkeit auf die Grenzhelligkeit sind dabei vernachlässigt. Das Auge empfindet die empfangene Strahlungsleistung ungeschwächt, auch wenn infolge nichtpunktförmiger Abbildung nicht nur ein, sondern einige wenige Netzhautelemente getroffen werden.

Für die Messung schwacher Lichtquellen spielt der vom Empfänger aufgenommene Strahlungsstrom S_2 in $\text{J m}^{-2} \text{ s}^{-1}$ eine große Rolle. Dabei ist S_2 proportional der Objektivöffnung und umgekehrt proportional der Fläche des Bildes, auf die das gesammelte Licht verteilt wird:

$$S_2 \approx D^2/l^2. \quad (1.12)$$

Das „Bild“ einer **Punktlichtquelle** ist das Beugungsscheibchen, dessen linearer Durchmesser $l = f_{\text{obj}} \tilde{\alpha} \sim f_{\text{obj}}/D$ (bei fester Wellenlänge) ist, so daß man also in diesem Falle

$$S_{2,P} \sim \left(\frac{D}{f_{\text{obj}}} \right)^2 \cdot D^2 \quad (1.13)$$

erhält. Bei einer **Flächenlichtquelle** mit einem Winkeldurchmesser ω_1 ist die Bildgröße durch $f = f_{\text{obj}} \cdot \sin \omega_1$ gegeben, so daß sich für den Strahlungsstrom am Empfänger

$$S_{2,F} \sim \left(\frac{D}{f_{\text{obj}}} \right)^2 \quad (1.14)$$

ergibt. Er hängt also nur vom Öffnungsverhältnis (D/f_{obj}) des Fernrohrs ab. Zum Nachweis schwacher Flächenhelligkeiten benötigt man daher ein möglichst großes Öffnungsverhältnis, zum Nachweis schwacher Punkthelligkeiten hingegen eine möglichst große Öffnung D .

Die Grenzhelligkeit hängt aber auch ab von der Eigenschaft des Auges als Strahlungsempfänger, von der Helligkeit des Himmelshintergrundes und des

Streulichts im Teleskop, von der Turbulenz in der Erdatmosphäre (Szintillation) und von den Lichtverlusten in der Erdatmosphäre und im Fernrohr. Da diese Einflüsse zum Teil größeren Schwankungen unterworfen sind, ist auch die tatsächliche Reichweite eines visuell genutzten Fernrohrs keine konstante Größe. Sie kann u. a. dadurch ermittelt werden, daß man ein Sternfeld durchmustert, für das eine durch eine Folge von Sternen bekannter scheinbarer Helligkeit festgelegte Helligkeitsskala existiert. Geeignet sind dafür die Polsequenz oder Sternhaufen, wie die Plejaden oder die Praesepe. Dabei ist zu beachten, daß die Augen eine unterschiedliche Empfindlichkeit für unterschiedliche Wellenlängen haben. Hinzu kommt, daß sich die spektrale Empfindlichkeit des Auges beim Nachtsehen von der beim Tagsehen unterscheidet; rote Objekte erscheinen nachts dunkler, blaue dagegen heller (Purkinje-Effekt). Sterne mit unterschiedlicher spektraler Intensitätsverteilung werden deshalb auch bei gleicher Maximalintensität als unterschiedlich hell empfunden. Die visuelle Grenzhelligkeit ist daher vom Spektraltyp der beobachteten Sterne abhängig. Die Tabelle 4 gibt einen Überblick über das Leistungsvermögen des menschlichen Auges.

Tabelle 4: Beleuchtungsstärke und Strahlungsstrom bei $\lambda = 513$ nm und einer Bandbreite von $\Delta\lambda = 0,1$ nm, bezogen auf eine Fläche von der Größe der menschlichen Pupille (Pupillendurchmesser zu 8 mm angenommen)

Um für die Auswertung brauchbare Ergebnisse zu erhalten, ist besonders auf die Dunkeladaption des Auges zu achten. Die Anpassungszeit von dunkel nach hell erfordert etwa drei Minuten, die von hell zu dunkel liegt hingegen in der Größenordnung von einer Stunde. Der erreichte Lichteindruck einer Punktquelle hängt auch von der Zeitdauer der Betrachtung ab. Die optimale Zeitdauer liegt bei etwa 0,1 s. Danach wird der Helligkeitseindruck wieder geringer. Es ist daher unzumutbar, bei visuellen Helligkeitsschätzungen

	Helligkeit [m]	Beleuchtungsstärke [cd m^{-2}]	Strahlungsstrom	
			[Photonen pro s]	[Watt]
Empfindlichkeits-				
schwelle des Auges	8,0	$9,9 \cdot 10^{-10}$	96	$3,7 \cdot 10^{-17}$
Stern nullter Größe	0,0	$2,0 \cdot 10^{-6}$	$1,9 \cdot 10^5$	$7,4 \cdot 10^{-14}$
Mond	-12,3	0,2	$1,7 \cdot 10^{10}$	$6,7 \cdot 10^{-9}$
Sonne	-26,3	$7,0 \cdot 10^4$	$6,7 \cdot 10^{15}$	$2,6 \cdot 10^{-3}$

Anmerkung: Bei der Bestimmung der Empfindlichkeitsschwelle des Auges ist absolute Dunkeladaption und keinerlei Hintergrundhelligkeit angenommen. Die Größenklassenangabe entspricht einem Stern des Spektraltyps G2.

den zu beurteilenden Stern lange zu fixieren. Durch beidäugiges Sehen kann die Sehschwelle dagegen um 20 bis 40 % angehoben werden. Der Helligkeitsindruck läßt sich auch steigern, indem man das Objekt nicht direkt betrachtet, sondern etwas daran vorbeiblickt (indirektes Sehen). In der Netzhautgrube (in Richtung der optischen Achse des Auges) ist nämlich die Dichte der Stäbchen, die das Sehen bei geringen Beleuchtungsstärken ermöglichen, etwas geringer als in der Randzone der Netzhaut.

Die erreichbare Genauigkeit beim visuellen Helligkeitsvergleich zweier Lichtquellen hängt von deren Flächenausdehnung ab. Bei Flächenhelligkeiten läßt sich eine Genauigkeit von etwa $\pm 0,02$ mag, bei Punkthelligkeiten von etwa $\pm 0,2$ mag erreichen.

1.3.6 Aufstellen astronomischer Fernrohre

Zum Einstellen der optischen Achse eines Fernrohrs auf beliebige astronomische Objekte an der Sphäre ist die Möglichkeit der Drehung um zwei Achsen erforderlich. Diese beiden Achsen stehen in der Regel senkrecht aufeinander. Entweder zeigt eine von ihnen auf das Zenit (Azimutachse), die andere liegt parallel zum Horizont (Höhenachse; azimutale Aufstellung), oder die erste zeigt auf den Himmelspol (Stundenachse) und die andere liegt parallel zum Himmelsäquator (Deklinationachse; parallaktische Aufstellung). An beiden Achsen sind Teilkreise oder andere Winkelmeßeinrichtungen angebracht, mit denen Azimut und Höhe bzw. Stundenwinkel, gegebenenfalls auch Rektaszension, und Deklination abgelesen werden können. Während der rechte Winkel zwischen den beiden Achsen bei der Fertigung des Instruments verwirklicht werden muß, ist es Aufgabe des Beobachters, die Achsen des Teleskops am Aufstellungsort genau auszurichten. Für die parallaktische Aufstellung sind

- die Standachse senkrecht auszurichten,
- die Neigung der Stundenachse entsprechend der geographischen Breite φ einzustellen und
- diese Achse parallel zur Erdachse auszurichten.

Beide zuletzt genannten Schritte lassen sich grob durch die Ausrichtung des Fernrohrs auf den Polarstern, mittels der Sternzeitmethode oder genauer mit Hilfe der SCHEINERSchen Methode ausführen.

Die Scheinersche Methode

Zum Ausführen der SCHEINERSchen Methode benötigt man ein Okular mit Fadenkreuz, von dem ein Faden (der Deklinationsfaden) parallel zum Himmelsäquator ausgerichtet wird. Man erreicht das durch das Einstellen eines Sterns auf die Fadenkreuzmitte und anschließendes leichtes Hin- und Herdrehen des Fernrohrs um die Stundenachse (dabei ist die Deklinationsachse geklemmt). Dabei wird das Okular in der Steckhülse so gedreht, daß der Stern auf einem Faden (Deklinationsfaden) entlang läuft. Danach stellt man einen äquatornahen Stern, der kurz vor seinem Meridiandurchgang steht, auf die Fadenkreuzmitte ein und führt das Fernrohr bei geklemmter Deklinationsachse der täglichen Bewegung des Sterns einige Minuten nach. Bei nicht genau ausgerichteter Stundenachse zeigt ihr Südende geringfügig nach Osten (oder Westen). Bei einer östlichen (westlichen) Abweichung liegt der Gipfelpunkt – maximale Höhe – des von der optischen Achse des Fernrohrs über dem Horizont beschriebenen Kreises östlich (westlich) des Meridians, während der Stern seine maximale Höhe genau im Meridian erreicht. Im *umkehrenden* Fernrohr wird sich daher bei östlicher (westlicher) Abweichung des Südendes der Stundenachse der Stern im Okular nach unten (oben) vom Deklinationsfaden entfernen. Entsprechend der Abweichung wird die Richtung der Stundenachse leicht korrigiert und das Verfahren solange wiederholt, bis der Stern auf dem Deklinationsfaden bleibt. (Es empfiehlt sich, Sterne im Stundenwinkelbereich von etwa $23^{\text{h}} 50^{\text{min}}$ bis $0^{\text{h}} 10^{\text{min}}$ zu benutzen).

Zur Korrektur einer nicht genau gleich der geographischen Breite φ eingestellten Polhöhe φ' des Fernrohrs benutzt man einen Stern, der etwa 30° über dem Osthorizont (in der Nähe des 1. Vertikals) steht. Ist die eingestellte Polhöhe zu klein (groß), so beschreibt die optische Achse des Fernrohrs in Bezug auf die Horizontebene steilere (flachere) Kreise als ein der täglichen Bewegung unterworfenen Stern. Im *umkehrenden* Fernrohr wird daher der Stern nach oben (unten) vom Deklinationsfaden abwandern. Entsprechend der Abweichung wird die Polhöhe des Sterns verändert und das Verfahren solange wiederholt, bis der Stern auf dem Faden bleibt. Ein Meßvorgang sollte dabei nicht länger als etwa zwei Minuten dauern, da ein Stern im ersten Vertikal in einer Höhe von etwa 30° neben seiner Höhenänderung infolge der täglichen Bewegung eine zusätzliche scheinbare positive Höhenänderung von etwa $1''$ pro Zeitminute erleidet, die auf die Höhenabhängigkeit der Refraktion zurückgeht; dadurch ist der durchlaufene Weg nicht genau parallel dem Himmelsäquator. Die Genauigkeit der Einstellung der Polhöhe φ' ist daher begrenzt, man kann mit diesem Verfahren nur etwa $\pm 2''$ erreichen. Zum Einstellen der Polhöhe φ' sind entsprechende Sterne über dem Westho-

rizont in gleicher Weise geeignet, dann müssen aber die oben angegebenen Abweichrichtungen vertauscht werden.

Die Ausrichtung der Stundenachse in Azimut und Höhe erfolgt zweckmäßigerweise alternierend, bis bei geklemmter Deklinationsachse während eines längeren Zeitintervalls keine Abweichungen eines Sterns vom (richtig eingestellten) Deklinationsfaden mehr erkennbar ist.

1.3.7 Die Sternzeitmethode

r Justierung nach der Sternzeitmethode werden nach der angenäherten parallaktischen Aufstellung des Fernrohrs Deklination und Stundenwinkel eines möglichst im Süden gelegenen Sterns zu einem vorgewählten Zeitpunkt eingestellt und die Achsen geklemmt. Durch Drehen der Montierung um den lotrecht stehenden Stativzapfen wird der Stern zu dem vorgewählten Zeitpunkt auf die Fadenkreuzmitte gebracht. Dann wird der Zapfen arretiert, und die Klemmen werden zum Einstellen der zu beobachtenden Objekte gelöst.

1.3.8 Die Polarsternmethode

Bei der Polarsternmethode werden nach der Einstellung der Koordinaten des Polarsterns im ruhenden Äquatorsystem, $\tau = 12^{\text{h}}$ und $\delta = 90^\circ$, Stunden- und Deklinationsachse geklemmt. Die Montierung wird dann solange um den Zapfen des Stativs gedreht, bis der Polarstern auf dem Fadenkreuz des Okulars liegt. Dann wird der Zapfen arretiert, und die Klemmen werden zum Einstellen der zu beobachtenden Objekte gelöst.

1.3.9 Einstellen des richtig aufgestellten Teleskops nach Koordinaten

Beim Einstellen von Objekten nach Katalogkoordinaten ist grundsätzlich zu beachten, daß diese hinsichtlich astronomischer, meteorologischer und instrumententechnischer Einflüsse zu korrigieren sind. Umgekehrt müssen bei hinreichend hoher Auflösung der Winkelmeßeinrichtungen an den Teleskopachsen diese Werte reduziert werden, um Rektaszension und Deklination, bezogen auf ein bestimmtes Äquinoktium, zu erhalten. Die Reduktionsschritte sind dem Schema (Abb. 1.10) zu entnehmen, die mathematische Vorgehensweise ist z. B. in [5] dargestellt.

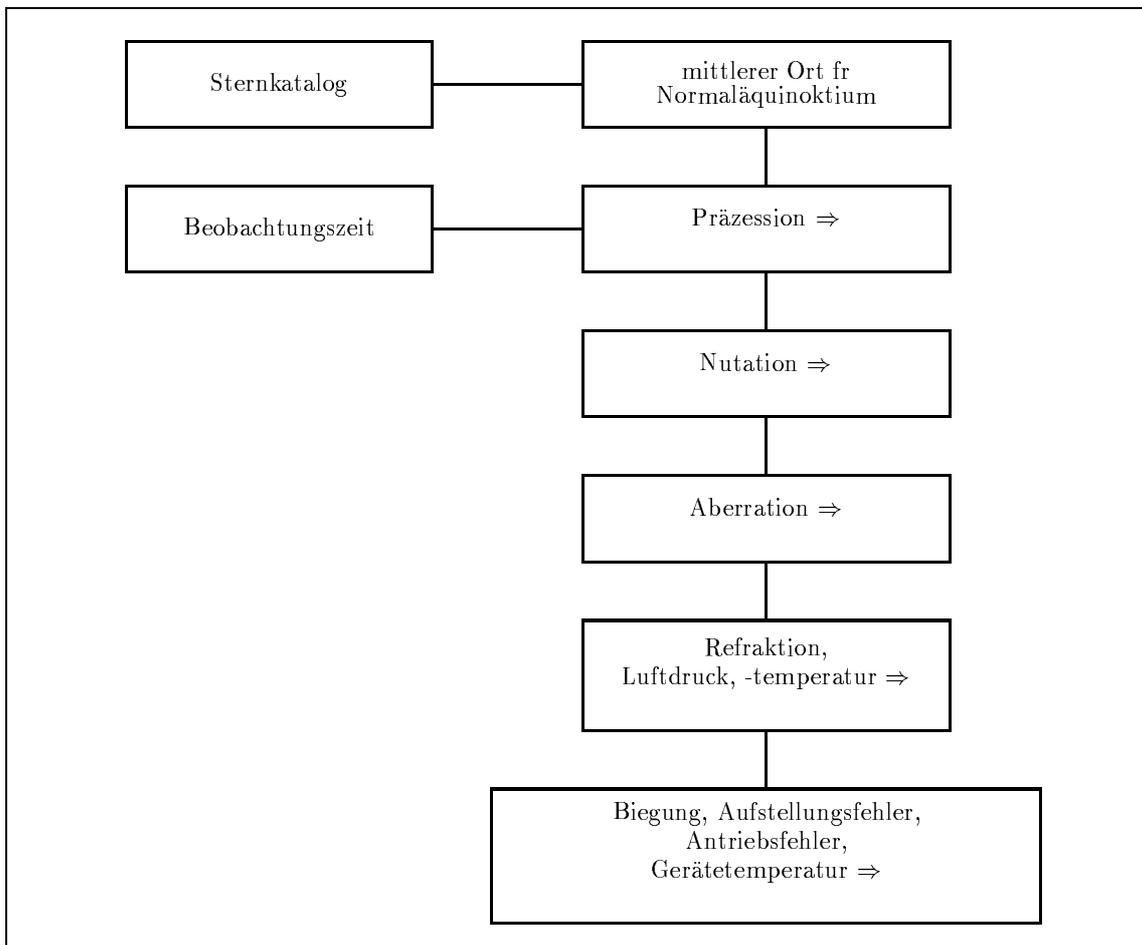


Abbildung 1.10: Ermittlung der einzustellenden Teleskopkoordinaten aus Katalogkoordinaten und der Beobachtungszeit

1.4 Versuchsanleitung

1.4.1 Geräte und Hilfsmittel

Fernrohr, Uhr, Stoppuhr

1.4.2 Aufgabenstellung

1. Bestimmen Sie die Reichweite des verwendeten, richtig aufgestellten Teleskops mit Hilfe der Nordpolsequenz oder der Plejaden.

2. Bestimmen Sie den Gesichtsfelddurchmesser für Okulare mit verschiedenen Brennweiten.
3. Bestimmen Sie das Auflösungsvermögen des Fernrohrs mit Hilfe von Doppelsternen.
4. Fertigen Sie je nach Beobachtungsbedingungen Zeichnungen der Objekte M15, M42, M45 und M57 am Fernrohr bei etwa 30facher Vergrößerung an.
5. Messen Sie den scheinbaren Abstand der beiden Sternhaufen NGC 869 und NGC 884 voneinander und schätzen Sie den Positionswinkel der Verbindungslinie.
6. Messen Sie je nach Beobachtungsbedingungen die Winkeldurchmesser der Objekte M31, M33, M81 und M82.

1.4.3 Hinweise

Zu 1.: Die Bestimmung der Reichweite des Fernrohrs erfolgt vorzugsweise mit Hilfe der Nordpolsequenz [3], die auf der Karte (Abb. 1.12) abgebildet ist. Suchen Sie die auf der Karte mit den Buchstaben a bis t gekennzeichneten Sterne der Reihe nach auf und haken Sie diejenigen in der vorbereiteten Beobachtungsskizze ab, die Sie sehen können. Verwenden Sie dazu zwei Okulare mit verschiedenen Brennweiten. Anstelle der Nordpolsequenz können auch die Plejaden benutzt werden. Karte und Helligkeiten finden Sie in [4]. Achten Sie auf eine gute Dunkeladaption des Auges. Vergleichen Sie die erhaltenen Werte mit der theoretisch für das Fernrohr zu erwartenden Grenzhelligkeit. Nehmen Sie für die Berechnung an, daß die Grenzhelligkeit bei Beobachtung mit dem bloßen Auge 6^m beträgt.

Zu 2.: Der Gesichtsfelddurchmesser d kann aus der Zeit Δt ermittelt werden, den ein Stern der Deklination δ benötigt, um infolge der täglichen Bewegung das Gesichtsfeld zu durchlaufen. Es gilt

$$d = k_1 \cdot k_2 \cdot \Delta t \cdot \cos \delta. \quad (1.15)$$

Die Konstante k_1 berücksichtigt, daß Δt in Sonnenzeit gemessen wird. Es ist $k_1 = 1,0027$. Die Konstante k_2 ist der Umrechnungsfaktor von Zeit- in Winkelmaß.

Bezeichnung des Sterns	visuelle Helligkeit	Bezeichnung des Sterns	visuelle Helligkeit	Bezeichnung des Sterns	visuelle Helligkeit
1s	2, ^m 08	10	9, ^m 06	13	10, ^m 27
2r	6,38	6r	9,24	8r	10,40
5	6,49	11	9,56	14	10,56
6	7,11	12	9,77	6s	10,70
8	8,08	4s	9,83	16	11,20
4r	8,23	7r	9,87	17	11,30
9	8,81	5s	10,06	18	11,90

Tabelle 1.4: Helligkeiten von Sternen der Nordpolsequenz

Für zwei Okulare mit verschiedenen Brennweiten ist der Gesichtsfelddurchmesser aus jeweils fünf Messungen zu ermitteln, sein mittlerer quadratischer Fehler ist zu berechnen.

Zu 3.: Suchen Sie die Doppelsterne der beigefügten Tabelle an Hand von vorher von Ihnen angelegten Beobachtungsskizzen in der angegebenen Reihenfolge auf. Geben Sie eine kurze Beschreibung Ihrer Wahrnehmungen (Trenngüte, Farbe der Komponenten, Helligkeitsunterschied). Schätzen Sie den Positionswinkel der schwächeren Komponente relativ zur helleren ab. Bestimmen Sie das Auflösungsvermögen des Fernrohrs bei Verwendung zweier Okulare unterschiedlicher Brennweiten an Hand der in der Tabelle gegebenen Winkelabstände der Komponenten. Berechnen Sie das theoretische Auflösungsvermögen des Fernrohrs und vergleichen Sie Ihre Ergebnisse damit.

Zu 4. bis 6.: Informieren Sie sich über die Lage der Objekte am Himmel und fertigen Sie Umgebungskarten zur Erleichterung des Aufsuchens an. Verwenden Sie zur Messung der Winkelabstände und -durchmesser die Teilung an den Feinbewegungsschnecken. (Achtung: Diese Teilungen sind nur für Relativmessungen geeignet; dabei muß der tote Gang der Schnecken beachtet werden.)

1.4.4 Kontrollfragen

- Erläutern Sie das Zustandekommen der Beziehung für d (Formel 15)!
- Geben Sie den Zahlenwert für k_2 an, wenn Δt in Sekunden und d in Grad gemessen werden!

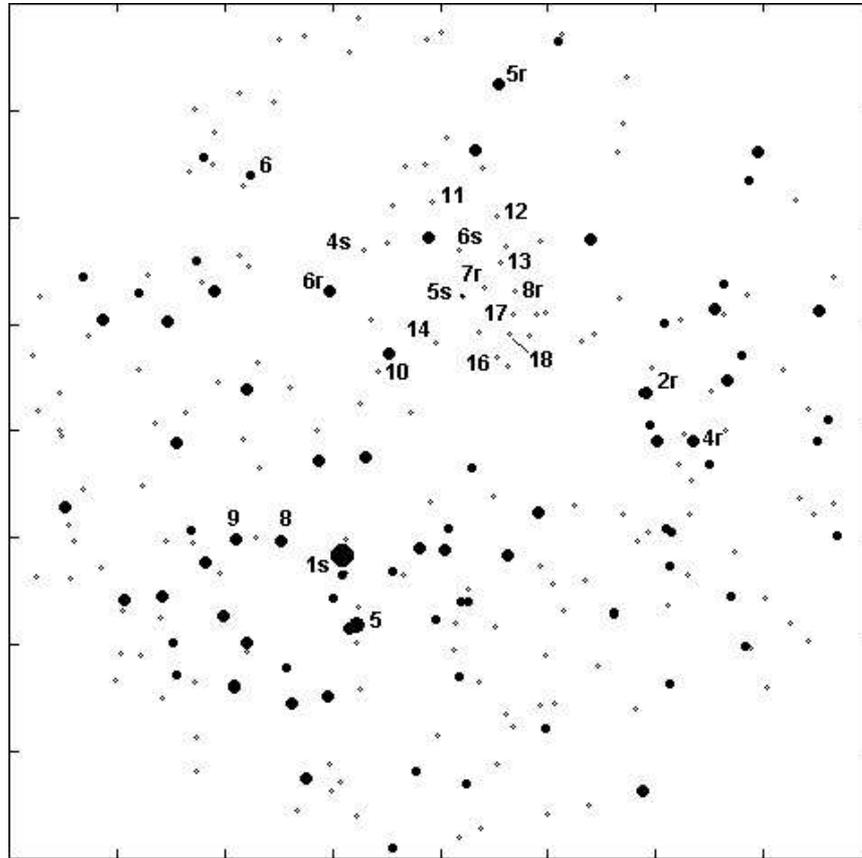


Abbildung 1.12: Karte der Sterne der Nordpolesequenz für das Äquinoktium 2000. Die Größe des Feldes beträgt $2^\circ \times 2^\circ$. Der Stern 1s ist der Polarstern.

- Wie groß ist die erzielte Vergrößerung bei Verwendung der benutzten Okulare?
- Wovon hängt die Reichweite eines Fernrohrs ab?
- Wie unterscheiden sich Huygens- von orthoskopischen Okularen?
- Was versteht man unter dem Auflösungsvermögen eines astronomischen Fernrohrs und wovon hängt es ab?
- Erläutern Sie der Begriffe „Normalvergrößerung“ und „förderliche Vergrößerung“!
- In welchen Sternbildern befinden sich am Beobachtungsabend die hellen Planeten?

Name	α_{2000}	δ_{2000}	scheinb. Helligkeit	Winkelabstand
δ Cephei	22 ^h 29 ^{min} 10 ^s	+58° 25'	(3,8); 7,5	41,0''
β Cygni	19 30 43	+27 58	3,2; 5,4	34,3
ψ Draconis	17 41 56	+72 09	4,6; 5,8	30,3
ζ Ursae Majoris	13 23 05	+54 56	2,3; 4,0	14,5
η Cassiopeiae	00 49 06	+57 49	3,6; 7,5	10,1
γ Andromedae	02 03 54	+42 20	2,2; 5,0	10,0
γ Arietis	00 53 32	+19 18	4,7; 4,6	8,2
ξ Cephei	22 03 37	+64 38	4,6; 6,6	7,2
γ Leonis	10 17 12	+20 06	2,6; 3,8	4,9
ϱ Herculis	17 23 41	+37 09	4,5; 5,5	4,0
ι Trianguli	02 15 56	+33 21	5,4; 7,0	3,6
ε Draconis	19 48 12	+70 16	4,1; 7,3	3,1
ε^1 Lyrae	18 44 20	+39 40	5,1; 6,0	2,8
ε^2 Lyrae	18 44 23	+39 37	5,1; 5,4	2,3
α Geminorum	07 34 36	+31 53	2,0; 3,0	1,8

Tabelle 1.5: Doppelsterne

- In welcher Konstellation sind die Beobachtungsbedingungen für einen inneren, für einen äußeren Planeten bzw. einen Planetoiden am günstigsten?
- Was ist ein offener, was ein kugelförmiger Sternhaufen?
- Welcher Unterschied besteht zwischen Emissions- und extragalaktischen Nebeln?
- Was ist die „Schiefe der Ekliptik“?

Literaturverzeichnis

- [1] AHNERTs Kalender für Sternfreunde. Leipzig, Berlin, Heidelberg: Johann Ambrosius Barth Verlag. Erscheint jährlich.
- [2] Apparent Places of Fundamental Stars. Heidelberg: Astronomisches Rechen-Institut. Erscheint jährlich.
- [3] BECKER, W.; MÜLLER, R.; SCHNELLER, H.: Newcomb-Engelmann Populäre Astronomie. Leipzig: Johann Ambrosius Barth Verlag. 1948.
- [4] MARX, S.; PFAU, W.: Sternatlas 1975. Leipzig: Johann Ambrosius Barth Verlag. 1975.
- [5] MEEUS, J.: Astronomische Algorithmen. Leipzig, Berlin, Heidelberg: Johann Ambrosius Barth, 1992.
- [6] PC COSMOS 4.0, M&T Software Partner International GmbH. Haar. 1993.
- [7] The Astronomical Almanac. Washington: U. S. Government Printing Office; London: HMSO. Erscheint jährlich.