

Nr. 253

CHRISTIAN HIRT

**Entwicklung und Erprobung
eines digitalen Zenitkamarasystems für die
hochpräzise Lotabweichungsbestimmung**

HANNOVER 2004

Nr. 253

**Entwicklung und Erprobung
eines digitalen Zenitkamarasystems für die
hochpräzise Lotabweichungsbestimmung**

Vom Fachbereich Bauingenieur- und Vermessungswesen
der Universität Hannover
zur Erlangung des Grades

DOKTOR - INGENIEUR

genehmigte Dissertation
von
Dipl.-Ing. Christian Hirt

HANNOVER 2004

Referent: Prof. Dr.-Ing. Prof. h.c. Günter Seeber
Korreferent: Prof. Dr.-Ing. Christian Heipke

Tag der mündlichen Prüfung: 9. Juli 2004

Zusammenfassung

Gegenstand dieser Dissertation ist die Entwicklung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D für die hochpräzise Online-Bereitstellung von Lotrichtungen und Lotabweichungen und dessen Erprobung zur wirtschaftlichen Nutzung im Bereich der Schwerefeldbestimmung. Schwerpunkte bilden die instrumentelle Realisierung und die Kalibrierung des Zenitkamarasystems, die echtzeitfähige Prozessierung der Messdaten und die umfassende Untersuchung der wirksamen Fehlerquellen.

Das Zenitkamarasystem TZK2-D besteht aus einer digitalen Zenitkamera zur astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung und einem GPS-Empfänger für die Epochenregistrierung und Messung von geodätischen Koordinaten; durch Kombination beider Systemkomponenten können Lotabweichungen bestimmt werden. Integraler Bestandteil der digitalen Zenitkamera ist ein hochauflösender CCD-Sensor, der die astrometrischen Bilddaten direkt nach der Erfassung für die Auswertung bereitstellt. Durch Nutzung der CCD-Technologie und der digitalen Bildverarbeitung wird der Gesamtprozess der Lotrichtungsbestimmung im Vergleich zu früheren, analogen Zenitkamaras erheblich – um etwa eine Größenordnung – beschleunigt.

Für die automatisierte Datenakquisition und -prozessierung wurde das bildverarbeitende Softwaresystem AURIGA entwickelt, das die Lotrichtungen und Lotabweichungen unmittelbar nach der Messung bereitstellt. Die Datenprozessierung umfasst die Extraktion der abgebildeten Sterne und deren Identifizierung mit geeigneten Referenzsternen, die auf Grundlage der Sternkataloge Tycho-2 und UCAC als hochpräzise Realisierungen des ICRS aufbereitet werden. Durch astrometrische Datenreduktion und die Berücksichtigung kleinerer Korrekturen werden die Lotrichtungsparameter und Lotabweichungen im ITRS bereitgestellt.

Ein besonderes Augenmerk wurde auf die Identifizierung und Beherrschung der wirksamen Fehlerquellen gerichtet. Durch geeignete Kalibrierverfahren und Messanordnungen können die Lotabweichungen mit einer inneren Genauigkeit von besser als $0''.1$ gemessen werden. Die äußere Genauigkeit beträgt $0''.10$ bis $0''.15$ und wurde durch umfangreiche Vergleichs- und Wiederholungsmessungen auf unterschiedlichen Referenzstationen ermittelt. Die hochredundante Lotabweichungsbestimmung auf einer Station nimmt etwa 30 min in Anspruch und umfasst die notwendigen Rüst-, Mess- und Auswertezeiten für etwa 60 Einzellösungen. Damit ist das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D für die hochpräzise und wirtschaftliche Bestimmung von Lotabweichungen geeignet.

Das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D wurde in den Jahren 2003 und 2004 in mehreren Feldkampagnen in Norddeutschland und der Schweiz zur Lotabweichungsmessung eingesetzt. Auf 87 Stationen konnten über 120 Abendwerte für die Lotabweichungen bestimmt werden. Die Hauptanwendungen für astrogeodätische Lotabweichungsbestimmungen mit der TZK2-D liegen in der lokalen und regionalen Schwerefeldbestimmung. Exemplarisch werden die regionale Verdichtung des Lotabweichungsfeldes in den Schweizer Alpen und eine lokale hochauflösende Schwerefeldbestimmung über einem Störkörper durch Anwendung des astronomischen Nivellements vorgestellt. Die Erprobungsphase hat gezeigt, dass die TZK2-D für die Bestimmung von 8 und mehr Lotabweichungsstationen pro Nacht eingesetzt werden kann.

Weitere Einsatzmöglichkeiten für das System TZK2-D bestehen in der hochauflösenden lokalen astrogeodätischen Validierung verfügbarer Geoidmodelle, in der Schwerefeldbestimmung in lokal begrenzten Gebieten und in geodätisch unerschlossenen Regionen sowie in der hochauflösenden Erfassung der Feinstruktur des Schwerefeldes für Anwendungen in der Geophysik und im Anlagenbau.

Schlagwörter: Digitales Zenitkamarasystem, CCD, digitale Bildverarbeitung, Astrometrie, Neigungsmessung, Lotrichtung, Lotabweichung, astrogeodätische Geoidbestimmung

Abstract

This Ph.D. thesis presents the Digital Zenith Camera System TZK2-D as a high-precision astrogeodetic instrumentation for the determination of the direction of the plumb line and its vertical deflection. Emphasis is placed on instrumental construction, automated data acquisition and processing in real-time and appropriate calibration procedures. The measuring system has been extensively tested and used for economic determination of vertical deflections in several field campaigns.

The Digital Zenith Camera System TZK2-D consists of two major components: A zenith camera equipped with a CCD is used for the determination of the plumb line and a GPS-receiver for precise timing and measurement of ellipsoidal coordinates. The combination of both components allows the determination of vertical deflections online in a nearly completely automated procedure. As integral part of the TZK2-D system the CCD provides digital image data immediately after acquisition, which is why the complete processing procedure is accelerated considerably compared to those of formerly used analogue zenith cameras.

Fully automated data processing is performed using the software system AURIGA. For the main processing steps, the extraction of imaged stars is performed applying the point spread function. Reference stars are provided by high density, highly accurate star catalogues Tycho-2 and UCAC as realizations of the ICRS. Astrometric data reduction leads to the direction of the plumb line and its deflection from the ellipsoidal normal taking GPS-measurements into account.

Due to the extensive calibration of the measurement system and appropriate modelling of instrumental errors, an internal accuracy of better than $0''.1$ is achieved for vertical deflection measurements. Estimates of the system's external accuracy are obtained by repeated measurements over different nights and comparisons at several reference stations. The external accuracy has been found to be about $0''.10$ to $0''.15$ as such exceeding considerably the accuracy of conventional zenith cameras. The determination of the vertical deflection lasts approximately 30 min including set up time, acquisition of 60 single measurements and processing time. Consequently, the Digital Zenith Camera System TZK2-D is a well-suited instrument for the economic and highly accurate determination of vertical deflections.

During an extensive test period from 2003 to 2004 the TZK2-D has been used for vertical deflection measurements at 87 stations in several field projects in Northern Germany and Switzerland. First results from a regional campaign in the Swiss Alps are presented as well as results from a high-resolution local geoid profile determination and experiences using the system. The campaigns show that the system TZK2-D can be applied for the economic observation of 8 or more stations per night.

The results obtained are promising since they demonstrate the potential of astrogeodetic measurements for high-resolution and high-precision determination of the fine structure of Earth's gravity field in local areas. Sampling the gravity field with densely arranged stations, the system TZK2-D can meet high accuracy requirements in geophysical and engineering projects. Furthermore, the system can be applied for the local high-resolution validation of gravity field models and for the fast determination of geoid profiles in limited or geodetically undeveloped areas.

Key Words: Digital Zenith Camera System, CCD, Digital Image Processing, Astrometry, Tilt Measurement, Plumb Line, Vertical Deflection, Astrogeodetic Geoid Determination

Inhaltsverzeichnis

1	Einleitung	1
1.1	Einführung und Ziele	1
1.2	Gliederung	2
1.3	Grundprinzip der Lotabweichungsbestimmung	4
1.4	Entwicklung und Nutzung von Zenitkameras	6
1.4.1	Historische Entwicklungen	6
1.4.2	Photographische Zenitkameras	7
1.5	Stand der Forschung	9
2	Grundlagen	10
2.1	Eigenschaften des CCD-Sensors	10
2.1.1	Funktionsprinzip und Leistungsmerkmale	11
2.1.2	Geometrische Fehlerquellen	14
2.1.3	Radiometrische Fehlerquellen	15
2.2	Zeitsysteme	20
2.2.1	Rotationszeitskalen	21
2.2.2	Atomzeitskalen	22
2.2.3	Modellzeitskalen	24
2.3	Bezugssysteme	25
2.3.1	Zälestische Bezugssysteme	26
2.3.2	Terrestrische Bezugssysteme	27
2.4	Erdorientierung	28
2.4.1	Unterteilung nach Phänomenen	29
2.4.2	Verknüpfung von ITRS und ICRS	30
2.4.3	Genauigkeit und Verfügbarkeit	31
3	Das digitale Zenitkamerasystem TZK2-D	32
3.1	Instrumentelle Realisierung	32

3.1.1	Mechanik	33
3.1.2	Optik	34
3.1.3	CCD-Kamera KX2E	35
3.1.4	Neigungssensoren HRTM	36
3.1.5	GPS-Ausrüstung	39
3.1.6	Zeitmessung und Synchronisation	40
3.1.7	Rechnereinheit	41
3.1.8	Stromversorgung	41
3.1.9	Stativwagen und Transport	41
3.2	Softwarerealisierung	42
3.2.1	Datenakquisition	44
3.2.2	Datenprozessierung	44
3.2.3	Ergänzungsmodule	45
3.3	Justierverfahren	45
3.3.1	Fokussierung	45
3.3.2	Justierung der Azimutdrehung	47
3.4	Messung mit dem Zenitkameranystem	47
3.4.1	Vorbereitungen	48
3.4.2	Datenakquisition	48
3.5	Bewertung und Vergleich	49
4	Datenprozessierung	53
4.1	Einführung	53
4.2	Digitale Bildverarbeitung	55
4.2.1	Grundlagen	55
4.2.2	Analyse der Bilddaten	58
4.2.3	Sterndetektion	61
4.2.4	Bildkoordinatenmessung	62
4.3	Referenzsterne	66
4.3.1	Sternkataloge	66
4.3.2	Reduktion der Sternkoordinaten	72
4.3.3	Tangentialprojektion	78
4.3.4	Organisation der Katalogdaten	79
4.3.5	Aufbereitung des Referenzsternfeldes	80
4.4	Sternidentifizierung	83
4.4.1	Einführung	83

4.4.2	Identifizierung über ähnliche Dreiecke	84
4.4.3	Identifizierung des gesamten Sternfeldes	89
4.4.4	Sternselektion	91
4.4.5	Fazit	91
4.5	Reduktion der Zenitaufnahmen und Berechnung der Drehrichtung	92
4.5.1	Verknüpfung von Bild- und Tangentialkoordinaten	92
4.5.2	Berechnung der Drehrichtung	98
4.6	Korrekturen	102
4.6.1	Neigungskorrektur	102
4.6.2	Azimutkorrektur	107
4.6.3	Polbewegungskorrektur	107
5	Kalibrierung	108
5.1	Zälestische Kalibrierung	108
5.1.1	Einführung	108
5.1.2	Grundprinzip	109
5.1.3	Praktische Durchführung	110
5.1.4	Koordinatensysteme und deren Verknüpfung	111
5.1.5	Ausgleichungsmodelle	114
5.1.6	Resultate	116
5.1.7	Diskussion	117
5.2	Azimutkalibrierung	117
5.2.1	Einführung	117
5.2.2	Praktische Durchführung	118
5.2.3	Ausgleichungsmodell	119
5.2.4	Resultate	120
5.2.5	Diskussion	122
5.3	Verschlusskalibrierung	123
5.3.1	Einführung	123
5.3.2	Verschlussfunktion	124
5.3.3	Praktische Durchführung	125
5.3.4	Auswertung und Resultate	126
5.3.5	Diskussion	129
6	Fehlerhaushalt	130
6.1	Einführung	130
6.2	Drehpunktberechnung	131

6.2.1	Genauigkeit der Astrometrie	131
6.2.2	Systematische instrumentelle Fehlerquellen	138
6.2.3	Systematische äußere Fehlerquellen	139
6.2.4	Fazit	141
6.3	Neigungsmessung	141
6.3.1	Zufällige Fehlerquellen	141
6.3.2	Systematische Fehlerquellen	144
6.3.3	Fazit	146
6.4	Zeitmessung	146
6.5	Azimutkorrektion	146
6.6	Geodätische Koordinaten	147
6.7	Zusammenstellung und Vergleich	147
7	Erprobung	149
7.1	Vergleichsmessungen	149
7.1.1	Vergleichsmessungen in Hamburg	150
7.1.2	Vergleichsmessungen in Hannover	153
7.2	Lotabweichungsmessungen in der Schweiz	154
7.3	Profilhafte Geoidbestimmung in Benthe	157
7.4	Zusammenstellung und Diskussion	161
8	Zusammenfassung und Ausblick	163
A	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen	168
A.1	Lotabweichungsmessungen in Hannover	168
A.2	Lotabweichungsmessungen in Hamburg	169
A.3	Lotabweichungsmessungen in der Schweiz	170
A.4	Lotabweichungsmessungen in Benthe	172
B	Verfügbarer Sternvorrat und Beobachtungszeiten	173
	Literaturverzeichnis	175
	Danksagung	187

Abbildungsverzeichnis

1.1	Lotabweichungsbestimmung durch Kombination von Zenitkamera und GPS	4
1.2	Grundprinzip der astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung	5
2.1	Funktionsschema des KAF1602E CCD-Sensors	11
2.2	Spektrale Kennlinie des KAF1602E CCD-Sensors	13
2.3	Radiometrische Kennlinie des KAF1602E CCD-Sensors	13
2.4	Histogramm eines typischen Dunkelbildes	17
2.5	Verlauf der Gleichung der Äquinoktien	21
2.6	Erdorientierungsparameter $\Delta UT1$	23
2.7	Zusammenschau der Zeitsysteme	25
2.8	Zälestisches Bezugssystem ICRS und Äquatorsystem mit Koordinaten (α, δ)	28
2.9	Terrestrisches Bezugssystem ITRS und natürliche Koordinaten (Φ, Λ)	28
2.10	Zeitlicher Verlauf der Erdorientierungsparameter (x_P, y_P) sowie $(\delta\Delta\psi, \delta\Delta\epsilon)$	30
2.11	Transformation zwischen zälestischen und terrestrischen Bezugssystemen	31
3.1	Transportables digitales Zenitkamerasystem TZK2-D	33
3.2	Drehkreis der Zenitkamera und Unterbau mit Fußschrauben	34
3.3	Anschlagsvorrichtung und justierbarer Gelenkbolzen	34
3.4	Objektiv Mirotar	35
3.5	Aufbau und Strahlengang	35
3.6	CCD-Kamera KX2E	36
3.7	CCD-Sensor KAF1602E	36
3.8	Innenansicht des HRTM-Sensors	37
3.9	Aufbau des HRTM-Sensors	37
3.10	Aufbau des Softwaresystems AURIGA	43
3.11	Datenbereiche im Softwaresystem AURIGA	43
3.12	Fokusaufnahmen zur Bestimmung des Schärfebereiches	46
3.13	Temperaturkurve des Objektivs	46
3.14	Auswirkung einer Defokussierung	46

3.15	Messdatenerfassung mit dem Zenitkameranystem	49
3.16	Aufbau des Zenitkameranystems TZK2-D	52
4.1	Ablaufdiagramm zur Auswertung von digitalen Zenitkameranessungen	54
4.2	Bildkoordinatensysteme	56
4.3	Kontrastverstärkung von Zenitaufnahmen	58
4.4	Histogramm einer Zenitaufnahme in logarithmischer Darstellung	59
4.5	Histogramm eines Dunkelbildes in logarithmischer Darstellung	59
4.6	Histogramm einer Zenitaufnahme in linearer Darstellung	59
4.7	Summenhäufigkeiten	59
4.8	Invertierte Zenitaufnahme	59
4.9	Abbildungen und Grauwertverläufe von Sternen verschiedener Helligkeit	60
4.10	Signal-Rauschverhältnis in Abhängigkeit von der Helligkeit	60
4.11	PSF-Modellfunktion und Sternprofil	64
4.12	Sternabbildung in dreidimensionaler Darstellung	65
4.13	Gauß'sche Modellfunktion in dreidimensionaler Darstellung	65
4.14	Sternverteilung des Tycho-2 Katalogs	68
4.15	Genauigkeit versus Sternanzahl der verfügbaren Sternkataloge	72
4.16	Einfluss der Erdbahnstörungen auf die jährliche Aberration	75
4.17	Tangentialprojektion	79
4.18	Indizierte Datenbasis und Selektion aus den Sternkatalogen	80
4.19	Eigenschaften des Seitenverhältnisraumes	86
4.20	Seitenverhältnisraum beider Sternfelder	87
4.21	Ausschnitt aus dem Seitenverhältnisraum	88
4.22	Korrespondenzmatrix und ihre Visualisierung	89
4.23	Ausgewählte Bildsterne für die Identifizierung	90
4.24	Ausgewählte Referenzsterne für die Identifizierung	90
4.25	Identifizierte Bildsterne	91
4.26	Identifizierte Referenzsterne	91
4.27	Zeitlicher Verlauf der Drehpunktkoordinaten x_D und y_D	95
4.28	Zeitlicher Verlauf der Maßstabsfaktoren m_1 und m_2	96
4.29	Zeitlicher Verlauf des Azimuts A^I und der Scherung ε	96
4.30	Zeitlicher Verlauf der Verkippungen d und e	97
4.31	Astrometrische Residuen unterschiedlicher Transformationsmodelle	97
4.32	Typisches Residualfeld	97
4.33	Drehpunkt in Lage 1 und 2	99
4.34	Lage der unterschiedlichen Drehebene	101

4.35	Absolutneigung der mittleren Drehebene	101
4.36	Typische Signale der Neigungssensoren HRTM	104
4.37	Powerspektrum eines typischen HRTM-Sensorsignals	105
4.38	Gefilterte Sensorsignale der HRTM	105
5.1	Grundprinzip der zälestischen Kalibrierung	109
5.2	Messanordnung zur zälestischen Kalibrierung	110
5.3	Koordinatensysteme der zälestischen Kalibrierung	112
5.4	Orthogonales (n_1^*, n_2^*) - und geschertes (n_1, n_2) -Koordinatensystem	114
5.5	Messanordnung zur Azimutkalibrierung	118
5.6	Geometrische Darstellung der Azimutkorrekturen r und γ	119
5.7	Zeitlicher Verlauf der Azimutkorrekturparameter r und γ	120
5.8	Azimutkalibrierungsmessungen auf unterschiedlichen Stationen	121
5.9	Verschlussfunktion	124
5.10	Grundprinzip der Verschlusskalibrierung	126
5.11	Verschluss der Kamera	126
5.12	Laser und Photosensor	126
5.13	Laser und CCD-Sensor	126
5.14	Registrierte Signale bei der Verschlussuntersuchung	127
5.15	Vernachlässigung der Verschlussflankenasymmetrie	128
6.1	Zentriergenauigkeit in Abhängigkeit von der Belichtungszeit	134
6.2	Koordinatendifferenzen Tycho-2 – UCAC3 in Deklinationsrichtung	135
6.3	Lotabweichungsdifferenzen bei Auswertung mit Tycho-2 und UCAC	136
6.4	Genauigkeit der Drehpunktkoordinaten in Abhängigkeit von der Sternanzahl	137
6.5	Auswirkung einer Dejustierung $\delta\alpha$ auf die Drehrichtung	138
6.6	Absolutneigung der Kamera und Residuen	143
6.7	Vergleich der Residuen bei unterschiedlichen Stellungen der Arretierschrauben	143
6.8	Verteilung der empirischen Standardabweichungen der Lotabweichungen (ξ, η)	148
7.1	Verlauf der Lotabweichungskomponenten ξ und η für die Station Hannover	153
7.2	Lotabweichungsstationen der Schweiz	155
7.3	Verlauf der Lotabweichungen (ξ, η) im Profil Benthe	158
7.4	Astrogeodätisches Geoidprofil Benthe	160
B.1	Sternvorrat von Tycho-2 und UCAC3 in Abhängigkeit von der Jahres- und Tageszeit	173
B.2	Sternvorrat von Tycho-2 in Abhängigkeit von der Rektaszension	174
B.3	Sternvorrat von UCAC3 in Abhängigkeit von der Rektaszension	174

Tabellenverzeichnis

2.1	Technische Daten KAF1602E CCD	14
2.2	Auswirkung des Dunkelstroms auf Mittelwert μ und Standardabweichung σ	17
2.3	Rauschquellen und Signal-Rauschverhältnis in Abhängigkeit der Helligkeit	19
2.4	Zusammenstellung der radiometrischen Fehlerquellen	19
2.5	ICRS Realisierungen	26
2.6	Erdorientierungsparameter	29
2.7	Genauigkeit der Erdorientierungsparameter aus Bulletin A und B	31
3.1	Technische Daten zum HRTM-Neigungssensor	38
3.2	Technische Daten TZK2-D und TZK2 im Vergleich	51
3.3	Leistungsdaten und Eigenschaften TZK2-D und TZK2 im Vergleich	51
4.1	Vergleich der Positionsgenauigkeit von Tycho-2 und UCAC	70
4.2	Eigenschaften der Sternkataloge Hipparcos, Tycho-2, GSC und UCAC im Vergleich	71
4.3	Mittlerer Sternvorrat für TZK2-D Messungen	71
4.4	Organisation der Katalogdaten	80
4.5	Gesichtsfeld der TZK2-D	81
4.6	Anzahl der Dreiecke T und Vergleiche V für verschiedene Sternanzahlen N	85
4.7	Korrekturen für die Drehrichtung	102
5.1	Koordinatensysteme für die zälestische Kalibrierung	111
5.2	Ergebnisse der zälestischen Kalibrierung	116
5.3	Azimutkalibrierparameter r und γ für die Station Hamburg	122
5.4	Zwischenergebnisse der Verschlussuntersuchung	127
5.5	Korrektionssterme δt in Abhängigkeit der Temperatur	129
6.1	Vergleich der Zentriergenauigkeiten	133
6.2	Vergleich der Zentriergenauigkeiten in Abhängigkeit der scheinbaren Helligkeit	133
6.3	Vergleich der astrometrischen Gesamtfehler	136
6.4	Einfluss der radialsymmetrischen Refraktion	139

6.5	Fehlerhaushalt von digitalen Zenitkameramessungen	147
7.1	Referenzkoordinaten PZT-Standort Hamburg	150
7.2	Abendwerte am 09.12.2003 auf der Station Hamburg	151
7.3	Abendwerte der Lotabweichungsmessungen in Hamburg	152
7.4	Vergleich der Lotabweichungen in Hamburg	152
7.5	Vergleich zwischen gemessenen und gravimetrischen Lotabweichungen in Hannover .	154
7.6	Wiederholungsmessungen auf der Lotabweichungsstation Zimmerwald	156
7.7	Vergleichsmessungen TZK2-D und DIADEM in der Schweiz	157
7.8	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Benthe - Referenzstation	157
7.9	Vergleich zwischen gemessenen und gravimetrischen Lotabweichungen in Benthe . . .	158
7.10	Zusammenstellung aller Vergleichsmessungen	162
7.11	Zusammenstellung aller TZK2-D Feldeinsätze 02/2003-04/2004	162
A.1	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Hannover	168
A.2	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Hamburg	169
A.3	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in der Schweiz Teil 1	170
A.4	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in der Schweiz Teil 2	171
A.5	Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Benthe	172

Abkürzungsverzeichnis

ADU	Analog Digital Unit
AGK	Astronomische Gesellschaft Katalog
ARI	Astronomisches Recheninstitut Heidelberg
AURIGA	Automatic Real-Time Image Processing System for Geodetic Astronomy
BIH	Bureau International de l'Heure
BIPM	Bureau International des Poids et Mesures
CCD	Charge-Coupled Device
CGN	Combined Geodetic Network
CHTRF	Swiss Terrestrial Reference Frame
CEP	Celestial Ephemeris Pole
CTE	Charge Transfer Efficiency
CUO	Copenhagen University Observatory
DHI	Deutsches Hydrographisches Institut
DIADEM	Digital Astronomical Deflection Measuring System (ETH Zürich)
DREF	Deutsches GPS Referenznetz
EPS	Echtzeit-Positionierungs-Service (SAPOS)
EqE	Equation of Equinoxes
ESA	European Space Agency
ESO	European Southern Observatory
ETRS	European Terrestrial Reference System
FK5	Fundamentalkatalog 5
FOV	Field of View (Gesichtsfeld)
FWC	Full Well Capacity
GAST	Greenwich Apparent Siderial Time
GGL	Geodäsie und Geodynamik Labor (ETH Zürich)
GMST	Greenwich Mean Siderial Time
GPPS	Geodätischer Präziser Positionierungs-Service (SAPOS)
GPS	Global Positioning System
GPST	Global Positioning System Time
GRS80	Geodetic Reference System 1980
GSC	Guide Star Catalogue
HEPS	Hochpräziser Echtzeit-Positionierungs-Service (SAPOS)
IAU	International Astronomical Union
ICRF	International Celestial Reference Frame
ICRS	International Celestial Reference System
IERS	International Earth Rotation and Reference Systems Service
IfE	Institut für Erdmessung (Universität Hannover)
IRP	IERS Reference Pole
ITRF	International Terrestrial Reference Frame
ITRS	International Terrestrial Reference System
JD	Julianisches Datum
JPL	Jet Propulsion Laboratory
HIPPARCOS	High Precision Parallax Collecting Satellite
HRTM	High Resolution Tiltmeter

MOS	Metal Oxid Semiconductor
NOVAS-C	Naval Observatory Vector Astrometry Subroutines - C
PN	Präzession-Nutation (IAU Modell 1980)
PSF	Point Spread Function
PZT	Photographic Zenith Tube
QE	Quantum Efficiency
RTCM	Radio Technical Commission for Marine Sciences
SAPOS	Satellitenpositionierungsdienst der deutschen Landesvermessung
SI	Système International d'Unités
SOFA	Standards of Fundamental Astronomy
STScI	Space Telescope Science Institute
TAI	Temps Atomique International
Tcl/Tk	Tool command language / Toolkit
TDI	Time Delay Integration
TT	Terrestrial Time
TTL	Transistor Transistor Logic
TZK1	Transportable Zenitkamera 1 (Universität Hannover)
TZK2	Transportable Zenitkamera 2 (Universität Hannover)
TZK2-D	Transportable Zenitkamera 2 - Digitalsystem (Universität Hannover)
TZK3	Transportable Zenitkamera 3 (ETH Zürich)
UCAC	USNO CCD Astrograph Catalog
USNO	United States Naval Observatory
UTC	Universal Time Coordinated
UT	Universal Time
VLBI	Very Long Baseline Interferometry
WLAN	Wireless Local Area Network
WGS84	World Geodetic System 1984

Im Literaturverzeichnis häufig verwendete Abkürzungen:

AJ	The Astronomical Journal
DGK	Deutsche Geodätische Kommission
PASP	Publications of the Astronomical Society of the Pacific
ZfV	Zeitschrift für Vermessungswesen

Kapitel 1

Einleitung

1.1 Einführung und Ziele

Innerhalb der Geodäsie kommt der Geoid- und Quasigeoidbestimmung eine zunehmend wichtige Rolle zu. In Verbindung mit einem Geoidmodell erlaubt die satellitengestützte Positionierung die einfache und wirtschaftliche Bestimmung von schwerefeldbezogenen Höhenangaben. Der weitere Ausbau des globalen Positionierungssystems GPS, die Entwicklung des Galileo-Satellitensystems und die Verfeinerung der Auswertetechniken lassen eine deutliche Steigerung der Höhengenaugkeit bis in den Millimeterbereich erwarten. Damit die satellitengestützte Bestimmung von Schwerefeldhöhen das sehr aufwändige Nivellement für viele Anwendungen langfristig ersetzen kann, sind zukünftig hochauflösende Schwerefeldmodelle mit Millimetergenauigkeit notwendig.

Zur hochpräzisen Bestimmung der lang- und mittelwelligen Schwerefeldanteile werden die gegenwärtig operationellen bzw. geplanten Schwerefeldsatellitenmissionen CHAMP, GRACE und GOCE (z.B. Torge 2003) eingesetzt. Da die kurzwelligen Schwerefeldstrukturen nicht von den Satelliten erfasst werden können, sind Schwereanomalien und Lotabweichungen als terrestrische Schwerefeldbeobachtungen für die Berechnung von Geoid- und Quasigeoidmodellen von grundlegender Bedeutung. Während gravimetrisch beobachtete Schwereanomalien skalare Informationen über das Schwerefeld liefern, geben astrogeodätisch bestimmte Lotabweichungen als vektorielle Größen die Neigung des Geoids an.

Für die astrogeodätische Messung von Lotrichtungen und Lotabweichungen sind Zenitkameras besonders geeignet, da nur kurze Beobachtungszeiten notwendig sind und der automatisierte, photographische Messvorgang zu objektiven und genauen Resultaten führt. In den siebziger und achtziger Jahren des 20. Jahrhunderts wurden in Europa an mehreren Universitäten und Einrichtungen transportable Zenitkameras entwickelt (z.B. Gessler 1975, Wissel 1982, Chesi 1984 und Bürki 1989) und operationell zur Schwerefeldbestimmung in vielen europäischen Ländern und in Südamerika eingesetzt (Seeber und Torge 1985, Wildermann 1988). Mit der Nutzung von photographischen Zenitkameras ist auf der einen Seite ein geringer Aufwand für die Feldbeobachtungen verbunden. Auf der anderen Seite ist jedoch ein ganz erheblicher Zeiteinsatz von mehreren Stunden pro Lotabweichungsstation für die manuelle, komparatorgestützte Auswertung der Messbilder nötig. Aus diesem Grund wurden Zenitkamerabeobachtungen in den neunziger Jahren nur noch selten durchgeführt.

Die Entwicklung von leistungsfähigen CCD-Sensoren hat Zenitkameras in der heutigen Zeit wieder in das Blickfeld der Forschung gerückt. Durch Nutzung von CCD-Sensoren stehen die Bilddaten unmittelbar nach der Erfassung in digitaler Form zur Verfügung und können mit einer geeigneten bildverarbeitenden Software vollautomatisiert ausgewertet werden. Mit einer digitalen Zenitkamera, die mit einem CCD-Sensor ausgerüstet ist, wird die Bestimmung der Lotrichtung in Echtzeit möglich. Die Kombination einer digitalen Zenitkamera mit einem GPS-Empfänger erlaubt zudem – unabhängig von Festpunkten – die flexible Online-Bereitstellung von Lotabweichungen. Durch den hohen Automatisierungsgrad eines solchen astrogeodätischen Beobachtungssystems von der Beobachtung über die Prozessierung bis zu den Lotabweichungen wird eine sehr wirtschaftliche Nutzung für die Schwerefeldbestimmung möglich.

Zielsetzung dieser Arbeit ist die Entwicklung und Erprobung eines automatisierten, echtzeitfähigen, hochpräzisen digitalen Zenitkamerasystems, das für die wirtschaftliche astrogeodätische Messung von Lotrichtungen und Lotabweichungen eingesetzt werden kann. Teilziele sind dabei

- die instrumentelle Realisierung des Zenitkamerasystems auf der Grundlage einer früher eingesetzten Zenitkamera durch Integration und Konfiguration eines CCD-Sensors, eines GPS-Empfängers und zweier Neigungssensoren,
- die Entwicklung geeigneter Methoden und Algorithmen für die Prozessierung der Messdaten und die Implementierung eines echtzeitfähigen Softwaresystems, das die Lotabweichungen unmittelbar nach der Messung liefert,
- die Entwicklung geeigneter Verfahren für die umfassende Kalibrierung des digitalen Zenitkamerasystems zur Reduktion der instrumentellen Fehlerquellen,
- die Identifizierung und Beherrschung aller bedeutsamen residualen Fehlereinflüsse, um die Lotabweichungen hochpräzise – mit einer äußeren Genauigkeit von 0.1 bis 0.2 Bogensekunden – bereitzustellen und
- die Erprobung des digitalen Zenitkamerasystems zur wirtschaftlichen Lotabweichungsbestimmung in unterschiedlichen Feldkampagnen, die Durchführung von Vergleichsmessungen sowie der Nachweis der erreichten äußeren Genauigkeit.

1.2 Gliederung

Ausgehend von den genannten Zielsetzungen gliedert sich diese Arbeit in acht Kapitel. Einführend erfolgt eine kurze Darstellung des Grundprinzips und der wesentlichen Merkmale der astrogeodätischen Lotrichtungs- und Lotabweichungsbestimmung. Im Anschluss daran wird die bisherige Entwicklung und Nutzung von Zenitkameras von ihren Anfängen zum Ende des 19. Jahrhunderts bis in die Gegenwart umrissen. Das Kapitel 1 schließt mit einer Übersicht zum Stand der Forschung.

In Kapitel 2 ist eine Zusammenstellung der wichtigsten *Grundlagen* zu finden, die für das Verständnis der nachfolgenden Darstellungen sinnvoll sind. Zu der Zusammenstellung gehört eine Beschreibung und Untersuchung der wichtigsten Leistungsmerkmale des verwendeten CCD-Sensors KAF1602E sowie die Erläuterung einiger Grundbegriffe der CCD-Technologie. Anschließend folgt eine zusammenfassende Darstellung der relevanten Zeitsysteme sowie der terrestrischen und zälestischen Bezugssysteme, die durch die Erdorientierung miteinander verbunden werden. Die genaue Kenntnis der Definition und Realisierung der verwendeten Bezugssysteme und der Systemübergänge ist insbesondere für das Kapitel Datenprozessierung von Bedeutung.

Die instrumentelle Realisierung des in dieser Arbeit entwickelten *digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D* wird in Kapitel 3 vorgestellt. Zu der Detaildarstellung gehören die wesentlichen Merkmale der verwendeten Mechanik und Sensorik sowie Aspekte zur Synchronisation der Messdatenerfassung. Neben der konstruktiven Umsetzung gehört das implementierte echtzeitfähige Softwaresystem AURIGA gleichermaßen zum Zenitkamarasystem TZK2-D und wird in seinen Grundzügen und Leistungsmerkmalen knapp skizziert. Zur Herstellung der Messbereitschaft sind zwei Justierverfahren notwendig, die vor der Darstellung der Messdatenakquisition behandelt werden. Die Zenitkameraentwicklung TZK2-D wird hinsichtlich grundlegender Leistungskriterien wie Wirtschaftlichkeit, Genauigkeit und Grad der Automatisierung bewertet und mit der früher genutzten photographischen Zenitkamera TZK2 verglichen.

Die *Prozessierung* der digitalen Datensätze – von den Zenitaufnahmen bis zu den Lotrichtungsparemtern und Lotabweichungen – wird ausführlich in Kapitel 4 behandelt und stellt einen Schwerpunkt dieser Arbeit dar. Der entwickelte Auswertalgorithmus liegt dem Softwaresystem AURIGA zu Grunde und kann in die beiden Teilbereiche astrometrische Datenreduktion und Korrekturen untergliedert werden. Die astrometrische Datenreduktion umfasst die Detektion und Zentrierung der abgebildeten Sterne in den digitalen Bilddaten, die Bereitstellung geeigneter Referenzsterne auf Grundlage der hochpräzisen Sternkataloge Tycho-2 und UCAC, die Berechnung scheinbarer Sternpositionen, die Sternidentifizierung und die Interpolation des Kameradrehpunktes in das zenitale Sternfeld nach der Verknüpfung der Bild- und Referenzsternkoordinaten. Zu den Korrekturen gehören u.a. die Berücksichtigung der Kameraneigung und der Polbewegung. In den einzelnen Abschnitten werden die verwendeten Datensätze hinsichtlich ihrer charakteristischen Merkmale analysiert, da diese die anzuwendenden Algorithmen maßgeblich vorgeben. Bei der Zusammenstellung der Auswertekette wurde in Hinblick auf die einleitend formulierten Zielsetzungen großer Wert auf die vollständige Automatisierung und die Echtzeitfähigkeit aller Teilprozesse gelegt.

Das anschließende Kapitel 5 widmet sich der *Kalibrierung* des digitalen Zenitkamarasystems. Die entwickelten bzw. verfeinerten Kalibrierverfahren umfassen die zälestische Kalibrierung der elektronischen Neigungssensoren, die Bestimmung des azimutabhängigen Fehlers und die Kalibrierung des Kameraverschlusses. Nach der Darstellung des jeweiligen Grundprinzips und der praktischen Durchführung erfolgt in jedem der drei Abschnitte eine ausführliche Beschreibung der verwendeten Modelle und Ausgleichungsansätze sowie eine kritische Diskussion der erzielten Ergebnisse. Die Zielsetzung des Kapitels ist die zutreffende Erfassung instrumenteller Systematiken, um instrumentenseitig ein möglichst hohes äußeres Genauigkeitsniveau erreichen zu können.

Kapitel 6 behandelt den *Fehlerhaushalt* der Lotrichtungs- und Lotabweichungsbestimmung, dessen Gliederung eng an die Abfolge der Datenprozessierung angelehnt ist. Die Beträge der identifizierten Fehlerquellen werden in den meisten Fällen empirisch abgeschätzt, die Wirkrichtungen angegeben und Strategien zur Reduktion einzelner Fehlerquellen aufgezeigt. Schwerpunkte bilden hier die Fehlerinflüsse bei der Berechnung der Drehrichtung und der Neigungsmessung. Abschließend erfolgt eine Zusammenstellung der Fehlerquellen und ein Vergleich des aufgestellten Fehlerhaushalts mit den inneren Genauigkeiten gemessener Lotabweichungen.

In Kapitel 7 wird von den *Ergebnissen* einiger Feldkampagnen berichtet, die in den Jahren 2003 und 2004 mit dem entwickelten Zenitkamarasystem TZK2-D durchgeführt worden sind. Einführend werden die Resultate von Vergleichs- und Wiederholungsmessungen auf Referenzpunkten in Hamburg und Hannover vorgestellt und die erreichten äußeren Genauigkeiten der Lotabweichungen diskutiert. Im Anschluss werden die Feldmessungen näher dargestellt, die im Herbst 2003 für das neue Schweizer Geoidmodell absolviert wurden. Darüber hinaus wird von einer hochauflösenden lokalen Geoidbestimmung berichtet, die mit dem System TZK2-D im Frühjahr 2004 in der Nähe von Hannover auf einem geophysikalischen Störkörper durchgeführt wurde.

Die erzielten Ergebnisse werden in Kapitel 8 zusammengefasst. Hier werden auch mögliche zukünftige Anwendungen des Zenitkameranystems TZK2-D im Bereich der Schwerefeldbestimmung skizziert und Hinweise auf instrumentelle und methodische Weiterentwicklungsmöglichkeiten gegeben. Im Anhang finden sich eine Zusammenstellung der gemessenen Lotrichtungsparameter und Lotabweichungen sowie einige grafische Darstellungen von verfügbaren Sternanzahlen und möglichen Beobachtungszeiten. Das Literaturverzeichnis bildet den Abschluss dieser Arbeit.

1.3 Grundprinzip der Lotabweichungsbestimmung

Mit der *astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung* und der *satellitengestützten Positionsbestimmung* werden im digitalen Zenitkameranystem TZK2-D zwei unterschiedliche Verfahren zusammengeführt, die – kombiniert – die Messung von Lotabweichungen (ξ, η) ermöglichen (Abb. 1.1). Die astronomischen (geographischen) Koordinaten Breite Φ und Länge Λ werden auch als Lotrichtungsparameter bezeichnet und am Beobachtungsort durch photographische *Richtungsmessung* zu Sternen ermittelt. Die ellipsoidischen Koordinaten Breite φ und Länge λ werden hingegen durch *Streckenmessung* zu Satelliten globaler Positionierungssysteme wie dem GPS bestimmt. Die grundlegenden Aspekte zur satellitengestützten Positionierung sind in zahlreichen Publikationen behandelt, exemplarisch sei auf Seeber (2003, 2001) verwiesen.

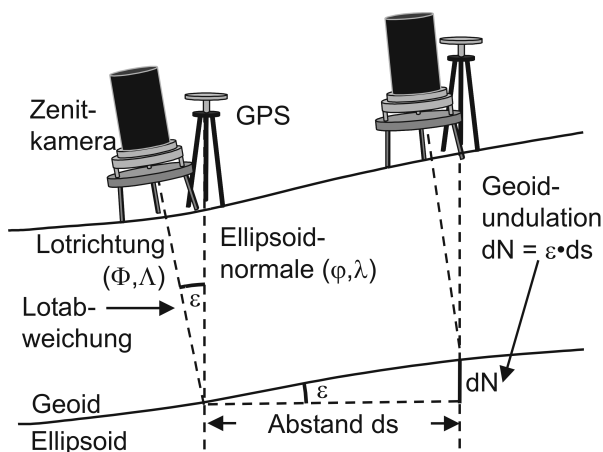


Abb. 1.1: Lotabweichungsbestimmung durch Kombination von Zenitkamera und GPS. Die Grafik zeigt die physikalische Lotrichtung (Φ, Λ) im Vergleich mit der ellipsoidischen Lotrichtung (φ, λ). Die Lotabweichungen (ξ, η) (bzw. die azimutale Komponente ε) ergeben sich als Differenz zwischen den beiden Richtungen. Sie sind direktes Maß für die Neigung der Äquipotentialfläche im Beobachtungspunkt und geben genähert die Neigung des Geoids gegenüber dem Referenzellipsoid an. Die Darstellung zeigt auch die Messanordnung des astronomischen Nivellements zur profilhaften Schwerefeldbestimmung (Abschnitt 7.3).

Grundsätzliche Erläuterungen zur Zenitkameramethode als Verfahren zur Lotrichtungsbestimmung werden z.B. von Gessler (1975), Seeber (1978), Wissel (1982) sowie Hirt und Seeber (2002) gegeben, auf die sich nachfolgende Ausführungen stützen. Das wesentliche Merkmal der astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung ist die *Einmessung des Zenitpunktes* am Beobachtungsort durch Richtungsmessung zu umliegenden Sternen. Das Grundprinzip der astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung wird mit einer Zenitkamera sehr anschaulich umgesetzt, da diese – am Beobachtungsort *in der Lotrichtung* eingerichtet – zur photographischen Erfassung des zenitnahen Sternfeldes genutzt werden kann. Die lokale Zenitrichtung als Gegenstück zur physikalischen Lotrichtung wird durch den Kunstgriff der Zweilagenmessung auf die photographische Abbildung des Sternfeldes übertragen und rechnerisch bestimmt. Zur Ausführung der Zweilagenmessung ist die Zenitkamera mit einem Drehkreis ausgestattet, der die azimutale Drehung der Kameraoptik um 180° ermöglicht.

Für die astrogeodätische Lotrichtungsbestimmung sind zwei Koordinatensysteme von grundlegender Bedeutung, die in Abb. 1.2 schematisch gezeigt werden. Das Äquatorsystem (ICRS, Abschnitt 2.3.1.1) ist ein zälestisches, *raumfestes Koordinatensystem*, in dem die Positionen von Sternen mit den beiden Koordinaten Rektaszension α und Deklination δ beschrieben werden. Zur Festlegung des Beobachtungsortes durch die astronomischen Koordinaten Breite Φ und Länge Λ wird ein *erdfestes Bezugssystem* (ITRS, Abschnitt 2.3.2.1) verwendet. Ganz wesentlich ist, dass beide Koordinatensysteme als gemeinsame Elemente die Erdrotationsachse und die Äquatorebene besitzen und bis auf den momentanen Rotationswinkel der Erde, der durch die Greenwicher Sternzeit Θ angegeben wird, *identisch* sind.

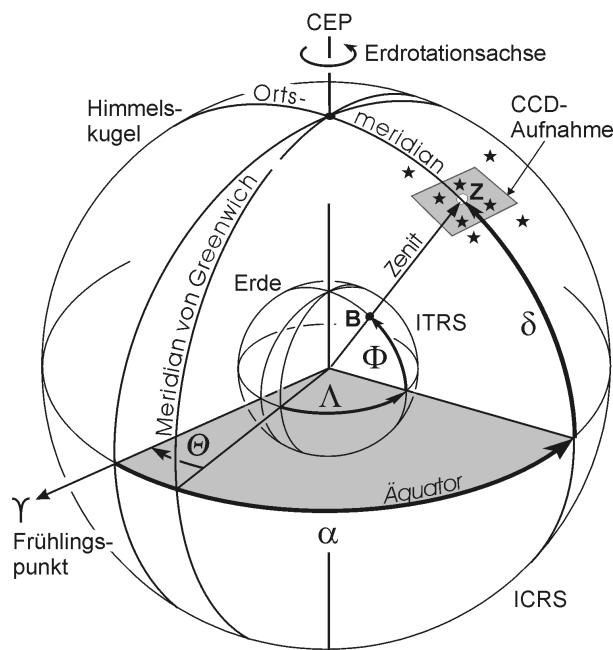


Abb. 1.2: Grundprinzip der astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung (nach Seeber 1978 sowie Hirt und Bürki 2002). Dargestellt sind das momentane terrestrische Bezugssystem und das momentane zälestische Bezugssystem. Das terrestrische System ist hier etwas vereinfacht skizziert. Bei einer genauen Darstellung zeigt die Lotrichtung im Beobachtungspunkt B im Allgemeinen nicht direkt zum Geozentrum, da das Erdschwerefeld sehr unregelmäßig ausgeprägt ist und die Erde eine abgeplattete Form aufweist. Aufgrund des praktisch unendlich großen Radius der Himmelskugel ist es zulässig, die Lotrichtung durch Parallelverschiebung in das Geozentrum zu versetzen. Hierdurch lassen sich die krummlinigen astronomischen Koordinaten (Φ, Λ) mit den streng sphärischen Äquatorialkoordinaten (α, δ) verknüpfen. Zur genauen Definition der momentanen und der konventionellen Koordinatensysteme und der Systemübergänge siehe Abschnitte 2.3 und 2.4.

Die Einfachheit der astrogeodätischen Methode resultiert aus der *Identität* der erdfesten Koordinaten (Φ, Λ) eines Beobachtungspunktes B und der raumfesten Koordinaten $(\alpha, \delta)_Z$ des lokalen Zenitpunktes zum Zeitpunkt Θ (Grundgleichung der Lotrichtungsbestimmung):

$$\Phi = \delta \qquad \Lambda = \alpha - \Theta. \qquad (1.1)$$

Folglich könnte die Lotrichtung an einem Beobachtungsort B bereits dann bestimmt werden, wenn *ein* Stern *genau* im Zenitpunkt stehen würde und die Sternzeit Θ gemessen wird. Eine solche Beobachtungssituation tritt in der Praxis natürlich nur sehr selten auf. Aus diesem Grund wird das Feld der zenitnahen Sterne mit der Zenitkamera photographisch erfasst und der Zenitpunkt rechnerisch ermittelt. An dieser Stelle ist ersichtlich, dass für die Lotrichtungsbestimmung mit einer Zenitkamera grundsätzlich drei unterschiedliche Sensortypen notwendig sind: Für die genaue Einrichtung der Zenitkamera in der lokalen Lotrichtung werden *Neigungssensoren* genutzt, die für die Richtung der Schwerkraft sensitiv sind. Die Erfassung des zenitalen Sternfeldes wird mit einer hochauflösenden *CCD-Kamera* als Bildsensor durchgeführt. Für die Bereitstellung der Sternzeit Θ werden die Belichtungsepochen der Zenitaufnahmen mit dem *Oszillator* gemessen, der in einem GPS-Empfänger eingebaut ist.

Die rechnerische Bestimmung der Lotrichtungparameter (Φ, Λ) und der Lotabweichungen (ξ, η) gestaltet sich vereinfachend wie folgt: Die Bildkoordinaten (x, y) der photographierten Sterne werden ausgemessen und den Äquatorialkoordinaten (α, δ) , die aus einem Sternkatalog entnommen werden, nach der Identifizierung mit einem geeigneten Transformationsmodell gegenübergestellt. Da der Mittelpunkt des Bildsensors in der Regel geringfügig von der Zenitrichtung abweicht, werden Zenitkameramessungen in zwei Lagen durchgeführt. Für beide Lagen getrennt wird der Mittelpunkt mit den jeweiligen Transformationsparametern in das Feld der zenitalen Sterne interpoliert. Das Mittel der beiden interpolierten Zenitpunkte liefert nach einigen Iterationen die Zenitrichtung $(\alpha, \delta)_Z$ und nach Berücksichtigung der Sternzeit Θ sowie kleinerer Korrekturen die gesuchten Lotrichtungparameter (Φ, Λ) im Beobachtungspunkt. Die Lotabweichungen (ξ, η) ergeben sich als Differenz der Lotrichtungparameter (Φ, Λ) und der ellipsoidischen Koordinaten (φ, λ) am Ende der Auswertekette:

$$\xi = \Phi - \varphi \qquad \eta = (\Lambda - \lambda) \cos \varphi \qquad (1.2)$$

Die Komponente ξ beschreibt die Lotabweichung im Meridian und η gibt die Lotabweichung im ersten Vertikal an. Die Lotabweichungen (ξ, η) sind vom geodätischen Datum des ellipsoidischen Bezugssystems abhängig, also der Form, Orientierung und Lagerung des Bezugsellipsoids gegenüber dem ITRS.

1.4 Entwicklung und Nutzung von Zenitkameras

1.4.1 Historische Entwicklungen

Die Durchführung von astronomischen Beobachtungen im Zenit hat den grundsätzlichen Vorteil, dass der Refraktionseinfluss der Atmosphäre im Gegensatz zu anderen Beobachtungsrichtungen nur eine untergeordnete Rolle spielt. Schon im 17. Jahrhundert wurden Zenitteleskope für visuelle astronomische Beobachtungen benutzt, die u.a. zur Entdeckung der Nutation und der Aberration des Lichtes führten (Schödlbauer 2000a). Mit der Entwicklung der Photographie wurde es möglich, Zenitteleskope mit photographischen Bildträgern zu *Zenitkameras* umzurüsten und die bis dahin angewendete visuelle Beobachtung erheblich zu beschleunigen.

Zum Ende des 19. Jahrhunderts beschäftigen sich eine Reihe von wissenschaftlichen Arbeiten erstmals mit der Konstruktion und Nutzung von Zenitkameras für die Bestimmung von geographischen Standortkoordinaten. So werden von Stolze im Jahr 1893 die wohl ersten Vorschläge für die Konstruktion und Nutzung eines Photoapparates unterbreitet, der – in Zenitrichtung über Libellen ausgerichtet – die Bestimmung der geographischen Länge und Breite durch eine einzige photographische Aufnahme ermöglichen soll (Runge 1893a und Schnauder 1893).

Auf den Vorschlägen von Stolze aufbauend wird von Runge (1893b) die photographische Ortsbestimmung wohl erstmalig überhaupt praktisch durchgeführt. Für die photographische Bestimmung der geographischen Länge eines Beobachtungspunktes in Hannover erreicht Runge eine Genauigkeit von etwa $30''$. Runge (1894) berichtet dann von mehreren geographischen Breitenbestimmungen in Hannover, die er mit einer verfeinerten Konstruktion durchgeführt hat: Eine Zenitkamera wurde auf einfache Weise lotrecht gestellt, indem sie in einem Wassertrog schwimmend befestigt wurde. Durch Messung in zwei sich um 180° unterscheidenden Lagen wurde der Zenitpunkt auf die Photoplatte übertragen. Runge erzielte für diese ersten dokumentierten photographischen Breitenbestimmungen innere Genauigkeiten von $12''$ und eine Abweichung des Breitenmittels von einem Referenzpunkt von nur $6''$.

Schnauder (1900) stellt eine für den Zweck der photographischen Ortsbestimmung konstruierte Kamera vor, die er als „*Zenith-Camera*“ bezeichnet und die vom grundsätzlichen Aufbau her späteren Zenitkameraentwicklungen bereits sehr nahe kommt. Die in Potsdam erprobte Kamera ist mit einem Drehkreis und Anschlägen für die 180°-Drehung ausgestattet, für die Einrichtung im Lot werden zwei zueinander senkrechte Blasenlibellen verwendet. Nach Ausmessung der Photoplatten mit einem Plattenmessapparat konnte der Standort mit einer Genauigkeit von 2'' bis 4'' bestimmt werden. In der Veröffentlichung erwähnt Schnauder die sehr kurze Beobachtungszeit der Zenitkameramethode, die dadurch anderen (visuellen) Verfahren deutlich überlegen ist.

Der Konstruktion von Zenitkameras für die Ortsbestimmung hat sich auch Schwarzschild vor dem Hintergrund gewidmet, dass einzig die praktische Astronomie zur damaligen Zeit die globale Positionsbestimmung an beliebigen Orten ermöglichte. Schwarzschild (1903) stellt fest:

„Der moderne Reisende ist unter allen Umständen mit einer photographischen Kamera ausgerüstet. Ebenso sicher führt er einen Theodoliten [...] mit sich, um bei der Eroberung neuer Breitengrade seine Polhöhe und seine Ortszeit oder mit Hilfe des Chronometers auch seine geographische Länge bestimmen zu können. Der Gedanke liegt nahe, zu versuchen, ob sich nicht beide Funktionen vereinigen und die photographische Kamera zugleich als Instrument zur Ortsbestimmung ausbilden läßt.“

In der Veröffentlichung beschreibt Schwarzschild eine kompakte, transportable Zenitkameraentwicklung, die photographische Ortsbestimmungen beispielsweise auf Expeditionen ermöglicht. Die Zenitkamera kann auch von Reisenden, die nicht über die „notwendige astronomische Ausbildung verfügen“, genutzt werden, so Schwarzschild, und verdeutlicht damit die Einfachheit der Zenitkameramethode.

Neben dem praktischen Reiseinstrument berichtet Schwarzschild (1904a) über eine weitere, sehr präzise Zenitkameraentwicklung. Mit Hilfe einer längerbrennweitigen, hängenden Zenitkamera, die um 180° drehbar ist und stationär eingesetzt wird, kann Schwarzschild (1904a,b) bemerkenswerte Genauigkeiten nachweisen: Für die geographische Breitenbestimmung in Göttingen wurden Standardabweichungen von 0''8 für die einzelnen Abendwerte erreicht – bei einer sehr hohen Übereinstimmung (0''1) des Mittelwertes aus 9 Nächten mit Referenzbeobachtungen (Meridiankreismessungen). Die von Schwarzschild um 1904 erzielten Resultate lassen auf eine sorgfältige Eliminierung der instrumentellen Systematiken schließen und kommen bereits recht nah an das Genauigkeitsniveau heran, das mit vielen, später entwickelten photographischen Zenitkameras erzielt wurde.

1.4.2 Photographische Zenitkameras

Nachdem die Anfänge photographischer Zenitkameraentwicklungen über mehrere Jahrzehnte in Vergessenheit geraten waren, setzten etwa in den fünfziger und sechziger Jahren des 20. Jahrhunderts zwei wesentliche Entwicklungslinien ein: Ausgehend von Forschungsarbeiten in den Vereinigten Staaten wurden Photozenitrohre (PZT) konstruiert, die als *stationäre* Beobachtungsinstrumente zur Bestimmung der Erdorientierung (Polbewegung und UT1) eingesetzt wurden (z.B. Enslin 1964, McCarthy 1976, McCarthy 1979, Rafferty 1980, BIH 1984). In Deutschland wurden Photozenitrohre in Hamburg und Potsdam für die hochpräzise Bestimmung von Breiten- und Zeitvariationen bis zu ihrer Ablösung durch geodätische Raumverfahren wie VLBI und GPS genutzt.

Die zweite Entwicklungslinie führte zu *transportablen* photographischen Zenitkameras, die an mehreren Orten in Europa seit Anfang der sechziger Jahre konstruiert wurden und sehr intensiv in den siebziger und achtziger Jahren für die wirtschaftliche Bestimmung von Lotrichtungsparametern und

Lotabweichungen eingesetzt wurden. Mit dem Aufkommen von transportablen photographischen Zenitkameras konnten die bis dahin sehr aufwändigen, visuellen astrogeodätischen Richtungsmessungen durch den hohen Automatisierungsgrad der photographischen Beobachtung erheblich beschleunigt und weitgehend objektiviert werden. Die Ausmessung der Messbilder wurde nach dem photographischen Entwicklungsprozess (Entwicklung, Fixierung, Trocknung) mit Präzisionskomparatoren (z.B. Seeber und Wissel 1979) durchgeführt, wodurch der eigentliche Beobachtungsaufwand im Feld verkürzt und ins Büro verlegt wurde. Die an heutigen Maßstäben gemessene, sehr zeitaufwändige und daher unwirtschaftliche Ausmessung der Bildträger (vgl. Abschnitt 3.5) und die zunehmende Verfügbarkeit von Schwereanomalien führten Anfang der neunziger Jahre letztlich zu einer stark rückläufigen Nutzung von photographischen Zenitkameras zur Schwerefeldbestimmung.

1.4.2.1 Hannoversche Entwicklungen

Vor nunmehr vier Jahrzehnten hat Pilowski im Jahr 1964 an der Universität Hannover die Entwicklung transportabler Zenitkameras initiiert und mehrere Prototypen konstruiert, über die in Gessler und Pilowski (1972) und sehr ausführlich in Pilowski (1973) berichtet wird. Die positiven Erfahrungen mit ersten Prototypen führten in den Jahren 1972 bis 1973 zur Konstruktion der Transportablen Zenitkamera 1 (TZK1) als leistungsfähiges Feldinstrument zur Lotabweichungsbestimmung (Gessler 1975, Gessler und Seeber 1975 sowie Seeber 1978). In zahlreichen Feldeinsätzen in Norddeutschland, Dänemark, Norwegen, der Schweiz und in Brasilien wurden mit dem Instrument Lotrichtungen und Lotabweichungen mit äußeren Genauigkeiten von etwa $0''5$ bei Beobachtungszeiten von etwa 30 min pro Station bestimmt (Seeber und Torge 1985, Torge und Wildermann 1983, SFB149 1983, SFB149 1981, Wissel 1978, Gessler 1975).

Die vielen Erfahrungen, die bei den Feldeinsätzen mit der TZK1 gewonnen werden konnten und das wachsende Interesse an Lotabweichungs- und Schwerefeldbestimmungen führten zur Konstruktion der Transportablen Zenitkamera 2 (TZK2) in den Jahren 1977 bis 1979, die in der Arbeit von Wissel (1982) ausführlich beschrieben ist. Diese im Vergleich zur TZK1 kompaktere und leichter bedienbare Kameraentwicklung erreichte vergleichbare Genauigkeiten (Seeber und Torge 1985) und wurde bis 1994 sehr intensiv zur Schwerefeldbestimmung in Deutschland, Dänemark, der Schweiz und Venezuela eingesetzt (Grote 1996, Wildermann 1988, Wildermann 1985, Wissel 1982, SFB149 1982). Die in Hannover konstruierte, mit der TZK2 weitgehend baugleiche Zenitkamera TZK3 wurde von 1983 bis zum Ende der neunziger Jahre an der ETH Zürich für Schwerefeldbestimmungen in Europa eingesetzt (siehe Bürki 1989 und auch Marti 1997, Gurtner und Bürki 1987 sowie Bürki *et al.* 1983).

1.4.2.2 Entwicklungen an anderen Orten

An mehreren Institutionen in Europa wurden ebenfalls transportable Zenitkameras entwickelt, die in der Arbeit von Bürki (1989) gegenübergestellt und verglichen werden. In Italien wurde 1968 eine Satellitenkamera zu einer Zenitkamera umgerüstet, die in den Jahren 1972 bis 1975 für die photographische Bestimmung eines dichten Lotabweichungsnetzes in Italien mit Genauigkeiten von $1''$ und besser genutzt wurde (Birardi 1976). An der TU Graz wurde ebenfalls auf einer Satellitenkamera aufbauend eine transportable Zenitkamera für die Bestimmung eines Geoidprofils in den Alpen konstruiert (Chesi 1984).

1.5 Stand der Forschung

Der wesentliche Nachteil der photographischen Zenitkamarasysteme – der hohe Zeitbedarf für die manuelle Ausmessung der Photoplatten – kann durch Nutzung von digitalen Sensoren (Abschnitt 2.1) für die Bilderfassung vollständig überwunden werden. Hiermit ist die Möglichkeit zur Online-Auswertung der astrometrischen Bilddaten und folglich eine beträchtliche Erhöhung der Wirtschaftlichkeit verbunden. Bereits Wissel (1982) weist auf die zukünftige Nutzung der „photoelektrischen Registrierung“ für astrogeodätische Lotrichtungsbestimmungen hin und Bürki (1989) führt die Nutzung der „neuen CCD-Bausteine“ an, die eine direkte Messung der Bildkoordinaten der Sternspuren und damit Echtzeitanwendungen ermöglichen.

Obwohl der erste CCD-Sensor bereits 1975 in der Astronomie wissenschaftlich eingesetzt wurde, dauerte es jedoch etwa zwei Jahrzehnte, bis ausreichend große CCDs zu moderaten Preisen erhältlich wurden. Über die ersten Erfahrungen zur geodätisch genutzten CCD-Astrometrie wird seit etwa 1994 berichtet. So stellt Schirmer (1994) einen mit CCD ausgerüsteten Universaltheodoliten für astrogeodätische Beobachtungen vor. Im gleichen Jahr erscheint die grundlegende Arbeit von Schildknecht (1994) über die CCD-gestützte Richtungsmessung zu Satelliten. Ploner (1996) berichtet über die CCD-Astrometrie von geostationären Satelliten und Bretterbauer (1997) diskutiert die Möglichkeiten der CCD-Nutzung im Rahmen der Lotrichtungsbestimmung.

Eine erste Fallstudie über die Konstruktion eines GPS/CCD-Zenitkamarasystems für die wirtschaftliche Durchführung des astrogeodätischen Nivellements wird in einem Beitrag von Eissfeller und Hein (1994) vorgestellt. Darauf aufbauend wird von Fosu (1999) an der Universität der Bundeswehr München ein Demonstrator (Maksutov Spiegelteleskop) entwickelt, der innere Genauigkeiten von $0''3$ erreichen kann. In Schöbel *et al.* (2000) wird die äußere Genauigkeit des Demonstrators durch Beobachtung auf einem Referenzpunkt mit einigen $10''$ angegeben. Als Grund für die unzureichende äußere Genauigkeit wird u.a. die exzentrische Montierung des Teleskops gesehen, die zu einer mangelnden instrumentellen Stabilität führt. Der Beitrag von Schöbel *et al.* (2000) schließt mit einem Vorschlag zur Konstruktion eines neuen Kamerasystems.

Auch an der Technischen Universität Wien ist die Nutzung von CCD-Sensoren für die Lotrichtungsbestimmung ein Forschungsschwerpunkt (z.B. Gerstbach 1996, 1999). Gerstbach und Pichler (2003) stellen den Prototypen einer sehr leichten CCD-Zenitkamera vor. Die angestrebte Genauigkeit des Instruments liegt nach Gerstbach und Pichler (2003) bei $0''5$ bis $1''$ und entspricht etwa dem Genauigkeitsniveau, das mit photographischen Zenitkamaras in den achtziger Jahren erreicht wurde. Ergebnisse von Feldmessungen und ein Nachweis der äußeren Genauigkeit wurden bislang nicht mitgeteilt.

Seit dem Jahr 2001 wird an der ETH Zürich auf Grundlage der photographischen Zenitkamera TZK3 (Bürki 1989) das digitale Zenitkamarasystem DIADEM entwickelt. Die grundsätzliche instrumentelle Realisierung des Systems ähnelt dem digitalen Zenitkamarasystem TZK2-D. So verfügen die TZK2-D und das DIADEM-System über einen identischen mechanischen Aufbau und sind mit der gleichen Optik ausgestattet. Darüber hinausgehend wird bei DIADEM der gesamte Beobachtungsvorgang durch Verwendung von Motoren für die Horizontierung, die Fokussierung und die Azimutdrehung *vollautomatisiert* durchgeführt (Müller 2002). Über die instrumentelle Realisierung des DIADEM-Systems und die echtzeitfähige Datenprozessierung wird im Beitrag von Hirt und Bürki (2002) berichtet.

Zusammenfassend ist auf Grundlage der aktuellen geodätischen Literatur festzustellen, dass noch kein hochgenaues, echtzeitfähiges digitales Zenitkamarasystem für die Online-Bereitstellung von Lotabweichungen *realisiert und felderprobt* ist. Zu der gleichen Schlussfolgerung kommt auch Schödlbauer (2000a), S. 475: „[Es ist] daher mit einer CCD-Zenitkamera in Verbindung mit geeigneter Software *im Prinzip* möglich, die Lotrichtung [...] der Kamera im Beobachtungsstandort in Echtzeit anzugeben.“

Kapitel 2

Grundlagen

2.1 Eigenschaften des CCD-Sensors

Die CCD-Technologie wurde bereits 1970 in den Bell Laboratories entwickelt und erstmals 1975 vom Jet Propulsion Laboratory zur Aufnahme des Planeten Uranus wissenschaftlich eingesetzt (Smith 1976). In den nachfolgenden Jahren entwickelten sich CCDs zum Standardsensor in der optischen Astronomie, und zahlreiche Verfahren zur automatischen digitalen Verarbeitung der Bilddaten wurden verfügbar. Diese Fortschritte in der astronomischen Beobachtungs- und Auswertetechnik werden in einer Vielzahl von Publikationen dokumentiert, stellvertretend seien hier die Veröffentlichungen von Auer und van Altena (1978), Mackay (1986), Janesick und Blouke (1987) und Howell (1992) genannt.

Der Astronomie kommt sicherlich die Vorreiterrolle bei der operationellen Anwendung von CCD-Sensoren zu. Nach einer anfänglich vorwiegend wissenschaftlichen Nutzung hat sich die CCD-Technologie in den letzten Jahren zu einem Massenprodukt auf einem moderaten Preisniveau entwickelt und wird heute in einem sehr breiten Anwendungsspektrum zur Bilderfassung eingesetzt. Die Hauptvorteile der CCD-Technologie liegen im Vergleich zu konventionellen photographischen Aufnahmemedien in der außerordentlich hohen Lichtempfindlichkeit und der sofortigen digitalen Verfügbarkeit der Bildinformation für die automatisierte Weiterverarbeitung.

In diesem Abschnitt werden ausgewählte Aspekte zusammengestellt, die für die astrometrische Nutzung des im Zenitkamarasystem eingesetzten CCD-Sensors KAF1602E von Bedeutung sind. Neben einer kurzen Darstellung des grundsätzlichen Funktionsprinzips von CCD-Sensoren und den Leistungsmerkmalen des KAF1602E liegt das Augenmerk auf der Zusammenstellung der radiometrischen Eigenschaften, die das erreichbare Signal-Rauschverhältnis für die abgebildeten Sterne maßgeblich bestimmen sowie der geometrischen Eigenschaften, die die astrometrische Positionsgenauigkeit beeinflussen. Umfassende Darstellungen zur astronomischen Nutzung von CCDs können in Janesick (2001), Howell (2000), Ratledge (1997) und Buil (1991) gefunden werden. Ergänzungen zu den grundsätzlichen Funktionsprinzipien und zur Terminologie, die im Zusammenhang mit der CCD-Technologie verwendet wird, finden sich in Kodak (1994, 2001). Verschiedene Aspekte zur hochpräzisen astrometrischen Nutzung der CCD-Technologie sind in der Arbeit von Winter (1999) zusammengestellt.

2.1.1 Funktionsprinzip und Leistungsmerkmale

Der CCD-Sensor KAF1602E ist ein Silizium-Halbleiterchip, mit dem elektromagnetische Strahlung im Spektralbereich von 350 nm bis 1050 nm registriert werden kann. Der CCD-Sensor setzt sich aus 1536×1024 matrixförmig angeordneten Zellen (Bildelemente, Pixel) der Größe $9 \mu\text{m} \times 9 \mu\text{m}$ zusammen. Durch das Auftreffen von Photonen mit genügend hoher Energie werden aufgrund des inneren Photoeffektes Ladungen erzeugt, die nach dem Belichtungsvorgang aus der Matrix ausgelesen und digitalisiert werden. Die Anzahl registrierter Photonen bestimmt dabei die Helligkeit (Graustufe) des entsprechenden Pixels. Das KAF1602E CCD ist ein Zweiphasen Full-Frame-Transfer Sensor, dessen Funktionsschema in Abb. 2.1 gezeigt wird. Das wesentliche Merkmal einer Full-Frame-Transfer Architektur ist die Nutzung der gesamten CCD-Fläche für die Belichtung. Weitere Erläuterungen hierzu und auch ein Vergleich mit anderen Architekturen sind in Kodak (2001) zu finden.

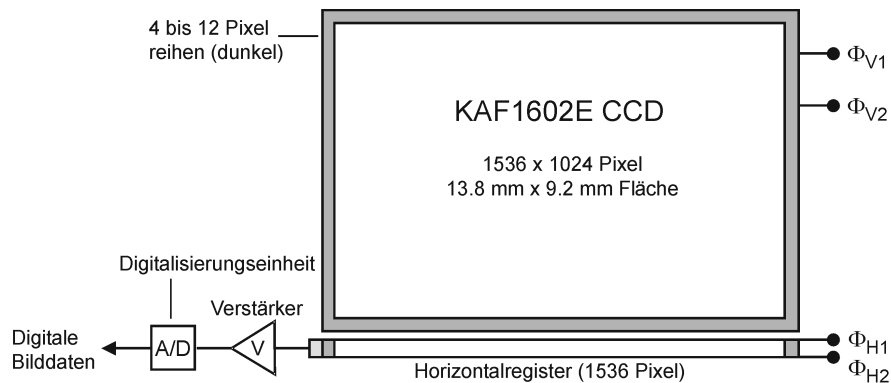


Abb. 2.1: Funktionsschema des KAF1602E Sensors (nach Kodak 2000)

Die lichtempfindliche Pixelmatrix wird durch MOS-Kondensatoren realisiert. Ein MOS besteht aus Siliziumsubstrat mit einer sehr dünnen, auflackierten Isolierschicht, die von jeweils zwei Elektroden (Gates) bedeckt wird. Durch eintreffende Photonen, aber auch durch Wärme, können Elektronen (e^-) aus dem Siliziumsubstrat herausgelöst und durch eine angelegte Spannung an den Elektroden im MOS gespeichert werden. Jeder MOS-Kondensator des KAF1602E Sensors kann bis zu $10^3 \times 10^3$ Elektronen speichern, dann ist die maximale Aufnahmekapazität (FWC) erreicht. Nach Beendigung des Belichtungsvorganges werden die gesammelten Elektronen durch wechselnd angelegte Vertikalspannungen Φ_{V1} und Φ_{V2} an den beiden Elektroden zeilenweise in das Horizontalregister verschoben, das sich im unteren Bereich an die Pixelmatrix anschließt (Abb. 2.1). Nach jedem Zeilenvorschub werden die Ladungen im Horizontalregister durch zwei wechselnd anliegende Horizontalspannungen Φ_{H1} und Φ_{H2} pixelweise in den Verstärker und in die Digitalisierungseinheit transferiert. Da zwei wechselnde Spannungen zum Ladungsvorschub angelegt werden, wird der Auslesvorgang auch als Zweiphasentransfer bezeichnet. Diese Auslesetechnik wird in Kodak (2001) und Buil (1991) näher erläutert; eine besonders detaillierte Ausführung findet sich in Des Jardin und Kosman (1999).

Ein wesentliches Leistungsmerkmal von CCD-Sensoren ist die Transfereffizienz η (CTE), die die Übertragungsquote für einen einzelnen Ladungstransfer angibt und beim KAF1602E Sensor 0.99999 beträgt. Da ein Ladungstransport mit jedem Spannungswechsel auftritt, sind für den Ladungs-

transfer bis zum Horizontalregister, je nach Pixelposition innerhalb der Spalte, bis zu 2×1024 Verschiebungen notwendig. Für die resultierende Transfereffizienz η_{eff} gilt in Abhängigkeit der notwendigen Spannungswechsel bzw. Verschiebungen n (Winter 1999):

$$\eta_{eff} = \eta^n. \quad (2.1)$$

Bei 2048 Verschiebungen ergibt sich eine Transfereffizienz η_{eff} von etwa 98%, d.h. 2% der Ladungen gehen beim Transport verloren. Die Transfereffizienz ist von der Chiptemperatur und der Auslesefrequenz abhängig; eine hohe Effizienz wird bei niedriger Auslesefrequenz und niedriger Chiptemperatur erreicht. Weitere Betrachtungen hierzu sind beispielsweise in Buil (1991) zu finden.

2.1.1.1 Analog-Digitalwandlung

In der Digitalisierungseinheit werden die ausgelesenen und verstärkten Ladungen mit einem Digitalisierungsfaktor (gain) von umgerechnet 6.5 Elektronen pro Einheit (Quantisierungsstufe) umgewandelt. In der englischsprachigen Literatur wird die Quantisierungsstufe auch als analog to digital unit (ADU) bezeichnet und ist gleichbedeutend mit einer Grau- oder Intensitätsstufe. Die Digitalisierung wird bei einer Frequenz von 1.3 MHz mit 14 Bit durchgeführt, woraus sich $2^{14} = 16384$ unterschiedliche Grauwerte ergeben. Der Gesamtprozess der Ladungsverschiebung, Verstärkung und Digitalisierung ist mit einem Ausleserauschen von 14.3 Elektronen, entsprechend etwa 2.2 ADU, verbunden und stellt den wesentlichen Anteil am radiometrischen Fehlerhaushalt der kurzzeitbelichteten Digitalaufnahmen dar (Abschnitt 2.1.3).

Die digitalisierten Bilddaten sind mit einem Offset versehen, der typischerweise etwa 550 ADU bis 600 ADU beträgt. Er hat seine Ursache im Wesentlichen im Nullpunktfehler des Verstärkers, der der Digitalisierungseinheit vorgeschaltet ist. Dieser Offset wird auch als Bias bezeichnet und ist – bis auf den Einfluss des Ausleserausens – für alle Pixel zu einem bestimmten Zeitpunkt konstant. Durch wechselnde Temperaturen der Kameraelektronik kann der Bias unterschiedlicher Bilder in einem Intervall von etwa 50 ADU variieren. Der Bias ist für die Prozessierung der digitalen Bilddaten unkritisch, da er lediglich einen konstanten Versatz der Grauwerte bewirkt.

2.1.1.2 Spektrale Kennlinie

Mit der Quanteneffizienz (QE) wird die spektrale Empfindlichkeit des CCD-Sensors beschrieben. Sie ist durch das Verhältnis der Anzahl eintreffender Photonen n_P (Lichtquanten) und herausgelöster Ladungen n_{e-} definiert und wird in Abhängigkeit der Wellenlänge angegeben. Abb. 2.2 zeigt die spektrale Kennlinie des KAF1602E CCD-Sensors. Das Maximum wird bei etwa 600 nm erreicht, hier beträgt die Quantenausbeute 65%: Von 100 eintreffenden Photonen lösen 65 Photonen Elektronen aus der Siliziumstruktur heraus. Im Vergleich zu photographischen Aufnahmemedien ist die Quanteneffizienz von CCD-Sensoren um den Faktor 6 bis 30 höher. Photographische Emulsionen erreichen etwa 2% bis maximal 10% Quantenausbeute (Howell 2000).

2.1.1.3 Radiometrische Kennlinie

MOS CCD-Sensoren weisen im Allgemeinen eine streng lineare radiometrische Kennlinie auf, d.h. die Anzahl eingetroffener Photonen n_P und herausgelöster Ladungen n_{e-} sind innerhalb des Arbeitsbereiches zueinander proportional. Die radiometrische Kennlinie eines CCD-Sensors kann

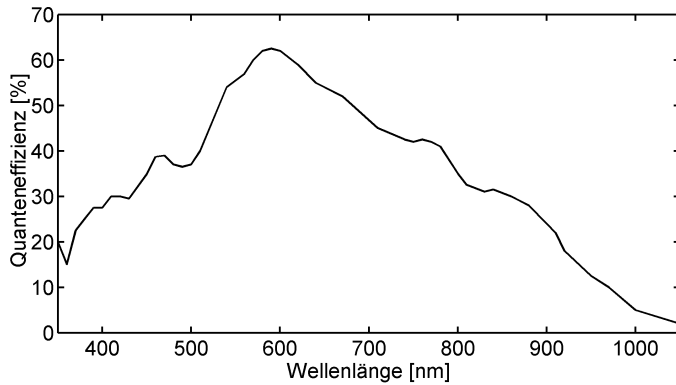


Abb. 2.2: Spektrale Kennlinie des KAF1602E Sensors (nach Kodak 2000)

durch einen einfachen Versuchsaufbau bestimmt werden, der in Apogee (2003) vorgeschlagen ist. Die Grundidee besteht darin, den Sensor indirekt, d.h. über eine angestrahlte, reflektierende Fläche zu beleuchten. Es kann dann davon ausgegangen werden, dass die Anzahl der auf dem CCD eintreffenden Photonen proportional zur Belichtungszeit ist. Abb. 2.3 zeigt das Resultat der Linearitätsuntersuchung. In der Grafik ist die mittlere Anzahl herausgelöster Elektronen in Abhängigkeit von der Zeit und damit von der Anzahl eingetroffener Photonen aufgetragen. Innerhalb des untersuchten Arbeitsbereiches ist der Zusammenhang weitgehend linear.

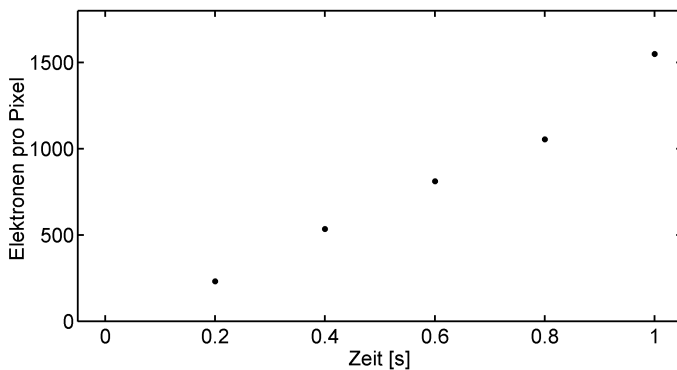


Abb. 2.3: Radiometrische Kennlinie des KAF1602E CCD-Sensors über den genutzten Arbeitsbereich. Die geringen Abweichungen bei 0,8 s und 1,0 s sind vermutlich auf eine Änderung der Beleuchtungssituation zurückzuführen.

Ab einer Anzahl von etwa 103×10^3 Elektronen endet die Linearität und damit der nutzbare Arbeitsbereich, da die Speicherfähigkeit der Pixel erschöpft ist. Werden weitere Elektronen herausgelöst, so verteilen sich diese auf angrenzende Pixel (Blooming). Dieser Effekt spielt bei Zenitaufnahmen jedoch keine Rolle, da nur ein Bruchteil des radiometrischen Arbeitsbereiches genutzt wird (vgl. hierzu Abschnitt 4.2.2). Der Sättigungsbereich wird aufgrund der sehr kurzen Belichtungszeiten und der fehlenden Nachführung der Kamera auch bei hellen Sternen nicht erreicht.

CCD-Anomalien

Einzelne Pixel, deren Empfindlichkeit deutlich von der Kennlinie abweichen, werden auch als heiße bzw. kalte Pixel bezeichnet. Heiße Pixel zeichnen sich durch Überempfindlichkeit aus, kalte Pixel sind deutlich weniger sensitiv als durch die radiometrische Kennlinie angegeben. Beide Pixelkategorien sind unerwünscht. Bei dem vorliegenden CCD-Chip fällt die Anzahl heißer bzw. kalter Pixel im Vergleich zur Gesamtanzahl der Bildelemente nicht ins Gewicht. Zur Rolle der Dunkelkorrektur bei Zenitaufnahmen siehe Abschnitt 4.2.1.3.

2.1.1.4 Zusammenstellung der technischen Daten

In der Tab. 2.1 sind die technischen Daten des KAF1602E Sensors auf Grundlage des Datenblattes (Apogee 2001) und der Chipspezifikation (Kodak 2000) zusammengestellt.

Tab. 2.1: Technische Daten KAF1602E CCD

gesamte Pixelanzahl	$1536 \times 1024 = 1.5729$ Mio.
effektiv nutzbare Pixelanzahl	$1530 \times 1020 = 1.5606$ Mio.
Pixelgröße	$9 \mu\text{m} \times 9 \mu\text{m}$
effektive Chipfläche	$13.8 \text{ mm} \times 9.2 \text{ mm}$
Auslesetechnik	2 Phasen Full-Frame-Transfer
Ausleserauschen	$14.3 \text{ e}^- = 2.2 \text{ ADU}$
Pixel sättigung bei	$103 \times 10^3 \text{ e}^- \text{ Pixel}^{-1}$
Verstärkung (Gain)	$6.5 \text{ e}^- \text{ ADU}^{-1}$
Bias (systematischer Offset)	500 ADU bis 600 ADU
Digitalisierungsstufen	$16384 \text{ ADU} = 14 \text{ Bit}$
Digitalisierungsfrequenz	1.3 MHz
Auslesezeit pro Bild	ca. 3 s
Dunkelstrom bei -10°C	$0.1 \text{ bis } 0.2 \text{ e}^- \text{ Pixel}^{-1} \text{ s}^{-1}$
Kühlung	30 bis 35 K unter Umgebungstemperatur

2.1.2 Geometrische Fehlerquellen

Durch die Anordnung der MOS-Kondensatoren auf dem Siliziumchip wird in erster Näherung eine geometrisch gleichmäßige Rasterung realisiert. Es ist jedoch zu beachten, dass die Positionen der einzelnen MOS-Kondensatoren innerhalb der Matrixanordnung gewissen Fertigungsfehlern unterliegen. Hinsichtlich der grundsätzlichen geometrischen Eigenschaften soll an dieser Stelle festgehalten werden, dass die Zeilen und Spalten der MOS auf dem Siliziumchip zueinander orthogonal angeordnet sind, also keine Achsscherung aufweisen. Darüber hinaus ist für den KAF1602E-Sensor keine Abhängigkeit des Maßstabes von der Koordinatenrichtung nachweisbar, d.h. die Pixelgröße ist in Spalten- und Zeilenrichtung identisch. Der CCD-Sensor ist damit im Rahmen der astrometrischen Messgenauigkeit frei von affinen Eigenschaften (vgl. Abschnitt 4.5.1.3).

2.1.2.1 Fehler in der CCD-Geometrie

Die Lagegenauigkeit der Pixel innerhalb des CCD-Sensors ist vom lithographischen Herstellungsverfahren abhängig, das zum Aufbringen der MOS Strukturen auf den Siliziumchip genutzt wird. Allgemein kann für CCD-Sensoren eine Lagegenauigkeit für die Pixelpositionen von etwa $0.1 \mu\text{m}$ angesetzt werden (Luhmann 2000), was etwa 0.01 Pixel entspricht. Für den KAF1602E-Sensor wird vom Hersteller eine Pixellagegenauigkeit von $0.03 \mu\text{m}$, entsprechend 0.003 Pixel angegeben (Kodak 2004). Diese Angabe bezieht sich auf die Genauigkeitsspezifikation der lithographischen Masken, die bei der Herstellung der CCD-Sensoren eingesetzt werden. Für astrometrische Anwendungen mit höchsten Genauigkeitsforderungen ist es denkbar, die Pixelpositionen geometrisch zu kalibrieren und dadurch die individuellen Positionsabweichungen zu berücksichtigen. Im Falle

des vorliegenden astrometrischen Datenmaterials jedoch liegt die Unsicherheit der Pixelpositionen über eine Größenordnung unter der erreichten astrometrischen Genauigkeit (Abschnitt 6.2.1). Eine Kalibrierung ist daher nicht notwendig.

2.1.2.2 Temperaturverhalten

Grundsätzlich gilt, dass temperaturbedingte Maßstabsänderungen des CCD – sofern diese global, d.h. gleichmäßig über den ganzen Chip auftreten – von dem astrometrischen Transformationsansatz (Abschnitt 4.5.1) aufgefangen werden. Die Größenordnung der zu erwartenden Maßstabsänderungen kann folgendermaßen abgeschätzt werden. Zur Reduktion des Dunkelstroms wird der KAF1602E-Sensor von der Kühleinheit um etwa 30 K gegenüber der Umgebungstemperatur heruntergekühlt. Bei einem angenommenen Ausdehnungskoeffizienten von Silizium von $2.53 \times 10^{-6} \text{ K}^{-1}$ verkleinert sich der Chip um den Faktor $(1 - 7.6 \times 10^{-5})$. Dies entspricht bei Betrachtung der längeren Seite einer Verkürzung des gesamten CCD-Sensors um $1 \mu\text{m}$ bzw. etwa 0.1 Pixel. Die temperaturbedingten Maßstabsänderungen des CCD-Sensors liegt damit etwa eine halbe Größenordnung unterhalb der erreichbaren Maßstabgenauigkeit bei der astrometrischen Datenreduktion (vgl. Abschnitt 4.5.1.3) und haben deshalb keine praktische Bedeutung.

2.1.2.3 Fazit

Zusammenfassend kann festgestellt werden, dass die Fehler in der CCD-Geometrie bei digitalen Zenitkammermessungen nur eine untergeordnete Rolle spielen. Die zu erwartenden Positionsfehler für die einzelnen Pixel auf dem Siliziumchip liegen deutlich unterhalb der astrometrischen Messgenauigkeit. Gleichmäßige temperaturbedingte Größenänderungen werden vom Maßstab bei der Reduktion der Zenitaufnahmen aufgefangen. Affine Eigenschaften sind bei dem genutzten CCD-Sensor im Rahmen der astrometrischen Messgenauigkeit nicht nachweisbar.

2.1.3 Radiometrische Fehlerquellen

Für die Diskussion der radiometrischen Fehlerquellen ist es wichtig, die unterschiedlichen *Signale*, *systematischen Fehlerquellen* und *zufälligen Fehlerquellen* sorgfältig zu unterscheiden. Als äußeres Signal werden Photonen der Sterne N_S , jedoch auch Photonen des Himmelshintergrundes N_{Sky} registriert. Letztere wirken als systematische Fehlerquelle und werden durch Lichtreflexionen an der Atmosphäre (z.B. Mondlicht oder Stadtlicht) verursacht. Als innere (instrumentelle) systematische Fehlerquellen finden sich der Dunkelstrom N_{Dark} und der Bias N_{Bias} im digitalen Bild wieder. Neben dem eigentlich interessierenden Signal der Sterne sind also die drei systematischen Fehlerquellen Bias, Himmelshintergrund und Dunkelstrom Bestandteil jedes digitalen Bildes. Ihre Summe

$$\mu = N_{Bias} + N_{Sky} + N_{Dark} \quad (2.2)$$

wird nachfolgend als *Hintergrund* bezeichnet und kann mit der mittleren Hintergrundhelligkeit μ quantifiziert werden. Der Hintergrund μ eines digitalen Bildes kann mit Gleichung 4.1 (Abschnitt 4.2.1.2) praktisch berechnet werden. Die *systematischen Fehler* Bias, Himmelshintergrund und Dunkelstrom sind für das Signal-Rauschverhältnis der Sterne (Abschnitt 2.1.3.4) unkritisch, da diese lediglich das Grauwertniveau des gesamten digitalen Bildes erhöhen. Im Gegensatz hierzu müssen jedoch die *zufälligen Fehlerquellen* mit besonderer Aufmerksamkeit behandelt werden, da diese das Signal-Rauschverhältnis maßgeblich beeinflussen.

Zu den *zufälligen* radiometrischen Fehlerquellen gehören das Photonenrauschen des Sternsignals σ_S und des Himmelshintergrundes σ_{Sky} , das Rauschen des Dunkelstroms σ_{Dark} und das Ausleserauschen σ_{Read} . Das Ausleserauschen, Photonenrauschen des Himmelshintergrundes und Dunkelstromrauschen sind für die Streuung σ der Hintergrundhelligkeit μ verantwortlich:

$$\sigma^2 = \sigma_{Read}^2 + \sigma_{Sky}^2 + \sigma_{Dark}^2. \quad (2.3)$$

Die Streuung σ des Hintergrundes eines digitalen Bildes wird mit Gleichung 4.2 (Abschnitt 4.2.1.2) praktisch berechnet. Im Folgenden werden die radiometrischen Fehlerquellen im Hinblick auf das erreichbare Signal-Rauschverhältnis erörtert und in Abhängigkeit unterschiedlicher scheinbarer Sternhelligkeiten zusammengestellt. Ergänzende Darstellungen zum radiometrischen Fehlerhaushalt von CCD-Beobachtungen können z.B. in Kodak (2003), Merline und Howell (1995), Gilliland (1992), Newberry (1991) und Buil (1991) gefunden werden.

2.1.3.1 Photonenrauschen

Die Anzahl eintreffender Photonen ist gemäß ihrer Quantennatur keine deterministische, sondern eine stochastische Größe, die der Poissonverteilung unterliegt. Für das Photonenrauschen σ_P gilt in Abhängigkeit der Anzahl eingetroffener Photonen n_P (Buil 1991):

$$\sigma_P = \sqrt{n_P}. \quad (2.4)$$

Werden z.B. 1000 Photonen pro Sekunde empfangen, so beträgt das Rauschen $\sigma_P \approx 32$ Photonen (relative Unsicherheit von 3.2%); bei einem lichtschwachen Stern mit einem Signal von 25 Photonen pro Sekunde nimmt die relative Unsicherheit schon auf 20% zu. Grundsätzlich kann das Photonenrauschen durch eine vergrößerte Eintrittsöffnung des Objektivs und durch längere Integrationszeiten reduziert und damit das Signal-Rauschverhältnis erhöht werden. Bei Zenitaufnahmen hingegen ist das erreichbare Signal-Rauschverhältnis aufgrund der fehlenden Nachführung begrenzt (Abschnitt 2.1.3.4).

2.1.3.2 Dunkelstrom

Unter dem Begriff Dunkelstrom werden Elektronen verstanden, die nicht durch Photonen aus der CCD-Halbleiterstruktur herausgelöst werden, sondern durch Wärme. Durch Wärme herausgelöste Elektronen werden auch als thermische Elektronen bezeichnet und sind ebenso wie Photonen eine stochastische Größe, d.h. sie unterliegen der Poissonverteilung. Thermische Elektronen stellen ein unerwünschtes Signal auf dem CCD dar und können sowohl durch kurze Belichtungszeiten als auch durch Verwendung der integrierten Kühlung der CCD-Kamera KX2E reduziert werden. Der Dunkelstrom N_{Dark} halbiert sich bei einer Temperaturabnahme von etwa 6 bis 7 K. Bei dem KAF1602E beträgt der Dunkelstrom 0.1 bis 0.2 e⁻ Pixel⁻¹ s⁻¹ bei -10°C (Apogee 2001).

In Tab. 2.2 ist der Einfluss des Dunkelstroms auf den Hintergrund μ und die Standardabweichung σ in Abhängigkeit von der CCD-Temperatur für die typischen Belichtungszeiten von 0.2 s bis 1.0 s zusammengestellt. Die angegebenen Werte für μ und σ sind Mittelwerte für jeweils fünf Dunkelbilder, d.h. Aufnahmen, die mit der sorgfältig abgedeckten CCD-Kamera – ohne äußeren Lichteinfall – aufgenommen wurden. In Dunkelbildern wird der Mittelwert μ vom Bias N_{Bias} und vom Dunkelstrom N_{Dark} bestimmt (vgl. Gleichung 2.2). Die Streuung σ hat ihre Ursache ausschließlich im Ausleserauschen σ_{Read} und im Rauschen des Dunkelstroms σ_{Dark} .

Tab. 2.2: Auswirkung des Dunkelstroms auf Mittelwert μ und Standardabweichung σ

CCD-Temperatur [°C]	10°C		0°C		−10°C	
Belichtungszeit t [s]	μ [ADU]	σ [ADU]	μ [ADU]	σ [ADU]	μ [ADU]	σ [ADU]
0.2	575.40	2.04	578.70	1.67	578.01	1.71
0.4	575.61	2.08	578.65	1.71	577.91	1.73
0.6	575.80	2.10	578.95	1.72	578.04	1.72
0.8	576.27	2.27	578.80	1.73	578.29	1.73
1.0	576.38	2.32	587.83	1.75	578.09	1.74

Die zusammengestellten Messdaten zeigen Folgendes: Erwartungsgemäß steigen μ und σ aufgrund des Dunkelstroms mit zunehmender Belichtungszeit t an und nehmen mit sinkender Sensortemperatur ab. Bei der typischen Arbeitstemperatur von -10°C ist keine systematische Zunahme von μ und σ in Abhängigkeit der Belichtungszeit zu sehen, die auftretenden Unterschiede sind zufälliger Natur. Aufgrund der starken Kühlung des Sensors ist der Anteil des Dunkelstroms (N_{Dark} und σ_{Dark}) an den Größen μ und σ nicht mehr signifikant. Der Mittelwert μ des Dunkelbildes ist nun mit dem Bias N_{Bias} identisch und die Streuung σ gibt direkt das Ausleserauschen σ_{Read} an. Als wesentliches Untersuchungsergebnis kann festgehalten werden, dass der Dunkelstrom am radiometrischen Fehlerhaushalt von kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen keinen nachweisbaren Anteil hat, sofern der CCD-Sensor auf etwa -10°C gekühlt wird.

2.1.3.3 Ausleserauschen

Das Ausleserauschen σ_{Read} ist für die Apogee KX2E mit etwa 2.2 ADU (entsprechend 14.3 e $^-$) angegeben und hat seine Ursache im Rauschen der Ladungsverschiebung und der Verstärkerelektronik sowie in der Unsicherheit, die mit der Quantisierung der verstärkten Ladungen in der Digitalisierungseinheit verbunden ist (z.B. Howell 2000, Winter 1999, Buil 1991). Das Ausleserauschen σ_{Read} ist *näherungsweise* normalverteilt, wie Abb. 2.4 zeigt. Im Rahmen einer Dunkelstromuntersuchung wie in Abschnitt 2.1.3.2 kann das Ausleserauschen σ_{Read} bei gekühlter Kamera und kurzer Integrationszeit auf einfache Weise experimentell bestimmt werden.

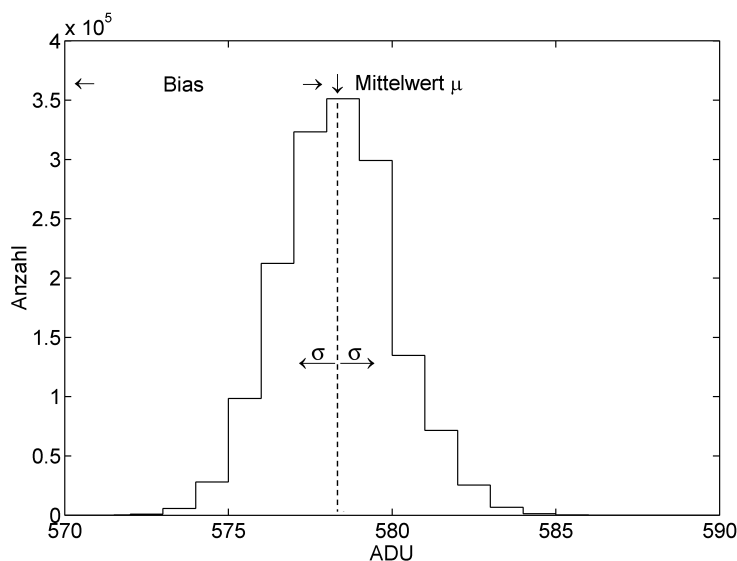


Abb. 2.4: Histogramm eines typischen Dunkelbildes bei einer Integrationszeit von 0.4 s

Das Ausleserauschen wird von verschiedenen Faktoren wie der Temperatur von Verstärkerelektronik und Digitalisierungseinheit beeinflusst. Bei der Untersuchung der CCD-Kamera konnte beobachtet werden, dass das Ausleserauschen zudem in erheblichem Maße von der Länge und den elektrischen Eigenschaften der Kabelverbindung zwischen der CCD-Kamera und ihrer Steuerkarte abhängt. Ein Kabel von einigen Metern Länge führt zu einem Anstieg von σ_{Read} von 2.2 ADU (Spezifikation) auf etwa 4 bis 6 ADU. Bei besonders kurzen Kabelverbindungen (Länge < 1 m) ist es hingegen möglich, ein Ausleserauschen von nur 1.7 ADU zu erreichen, welches unterhalb dem in der Kameraspezifikation angegebenen Wert liegt. Die CCD-Kamera KX2E sollte daher mit möglichst kurzen Kabelverbindungen betrieben werden.

2.1.3.4 Zusammenstellung des Fehlerhaushaltes

Die diskutierten radiometrischen Fehlerquellen werden nun in einer gemeinsamen Betrachtung zusammengeführt. Für das Signal-Rauschverhältnis einer Sternabbildung findet sich unter Vernachlässigung der Transfereffizienz in Howell (2000) die grundlegende Beziehung, die in Merline und Howell (1995) hergeleitet und ausführlich diskutiert wird:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_{St}}{\sqrt{N_{St} + n_{pix}(N_{Sky}t + N_{Dark}t + N_{Read}^2)}}. \quad (2.5)$$

Durch Substitution der Rauschterme ergibt sich als überschaubarer Ausdruck:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_S^*}{\sqrt{\sigma_S^{2*} + \sigma_{Sky}^{2*} + \sigma_{Dark}^{2*} + \sigma_{Read}^{2*}}} \quad (2.6)$$

mit

Größe	Bedeutung	Einheit	Bezug
S/N	Signal-Rauschverhältnis	[-]	gesamte Sternabbildung
t	Belichtungszeit	[s]	gesamte Sternabbildung
n_{pix}	Anzahl aller Pixel der Sternabbildung	[-]	gesamte Sternabbildung
N_S	Signal des Sterns	[ADU s ⁻¹]	gesamte Sternabbildung
N_{Sky}	Himmelshintergrund	[ADU s ⁻¹]	pro Pixel
N_{Dark}	Dunkelstrom	[ADU s ⁻¹]	pro Pixel
N_{Read}	Ausleserauschen ($= \sigma_{Read}$)	[ADU]	pro Pixel
N_S^*	Signal des Sterns	[ADU]	gesamte Sternabbildung
σ_S^*	Rauschen des Sternsignals ($= \sqrt{N_S^*}$)	[ADU]	gesamte Sternabbildung
σ_{Sky}^*	Rauschen des Himmelshintergrundes	[ADU]	gesamte Sternabbildung
σ_{Dark}^*	Rauschen des Dunkelstroms	[ADU]	gesamte Sternabbildung
σ_{Read}^*	Ausleserauschen	[ADU]	gesamte Sternabbildung

Gleichung 2.5 zeigt die Abhängigkeiten der einzelnen Rauschquellen von der Pixelanzahl n_{pix} und Belichtungszeit t . Bei Zenitkammermessungen ist die Anwendbarkeit der Formel auf kurze Belichtungszeiten begrenzt, da das Signal-Rauschverhältnis aufgrund der fehlenden Nachführung sein Maximum bei Belichtungszeiten t zwischen 0.5 und 1.0 s erreicht (Abschnitt 6.2.1). Die Gleichung

2.6 ergibt sich durch Substitution der einzelnen Terme aus Gleichung 2.5: Dem Signal des Sternes N_S^* werden die vier wirksamen Rauschquellen σ_S^* , σ_{Sky}^* , σ_{Dark}^* und σ_{Read}^* gegenübergestellt. Während die Rauschquellen in Gleichung 2.5 teilweise pro Pixel angegeben werden, sind alle Rauschquellen in Gleichung 2.6 auf die gesamte Sternabbildung bezogen.

Tab. 2.3: Signal-Rauschverhältnis S/N unterschiedlich heller Sterne und einzelne Rauschquellen. Die Signale und Rauschquellen sind in [ADU] angegeben. Mag = Magnitude.

Mag	Pixel n	Signal S	Rauschen N	Verhältnis S/N	Einzelne Rauschquellen			
					σ_S^*	σ_{Sky}^*	σ_{Dark}^*	σ_{Read}^*
8.57	154	10905.5	49.6	219.9	41.0	6.0	1.1	27.3
9.72	62	1124.1	22.1	50.9	13.2	3.8	0.7	17.3
10.84	39	407.9	16.1	25.3	7.9	3.0	0.5	13.7
11.65	25	123.9	12.1	10.3	4.4	2.4	0.4	11.0
12.25	18	82.7	10.2	8.1	3.6	2.0	0.4	9.3
13.01	9	25.8	7.0	3.7	2.0	1.4	0.3	6.6

In Tab. 2.3 sind die Rauschquellen für einige Sterne exemplarisch zusammengestellt, die mit der TZK2-D bei einer Belichtungszeit von 0.5 s aufgenommen wurden. Das Signal $S = N_S^*$ der Sterne kann ermittelt werden, indem für alle Pixel einer Sternabbildung die auf den Mittelwert μ zentrierten Grauwerte ($g - \mu$) aufsummiert werden. Das Signal des Himmelshintergrundes N_{Sky} ergibt sich aus dem Vergleich der Mittelwerte μ einer Zenitaufnahme und einer Dunkelaufnahme bei gleicher Belichtungszeit. Die Hintergrundhelligkeit N_{Sky} beträgt 3 ADU s⁻¹ Pixel⁻¹ zum Zeitpunkt der Messung; der Dunkelstrom wird mit 0.1 e⁻ Pixel⁻¹ angenommen und das Ausleserauschen mit 2.2 ADU Pixel⁻¹ angesetzt.

Als dominierende Fehlerquelle findet sich das Ausleserauschen σ_{Read} bei allen Sternen ab der 10. Größenklasse und schwächer. Bei helleren Sternen ist das Photonenrauschen σ_S die limitierende Fehlerquelle. Das Photonenrauschen des Hintergrundes σ_{Sky} bekommt erst bei Erreichen der Grenzgröße ein höheres Gewicht im Fehlerbudget, während der Dunkelstrom σ_{Dark} vernachlässigbar ist. Als wesentliche Erkenntnis kann festgehalten werden, dass das Ausleserauschen – neben der Belichtungszeit – das erreichbare Signal-Rauschverhältnis von kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen begrenzt. Die diskutierten radiometrischen Fehlerquellen sind in Anlehnung an Winter (1999) abschließend in der Tab. 2.4 zusammengestellt.

Tab. 2.4: Zusammenstellung der radiometrischen Fehlerquellen

Radiometrische Fehlerquelle		Verteilungsfunktion	Rolle bei Zenitaufnahmen
Licht des Sternes	σ_S	Poissonverteilung	dominierend bei hellen Sternen
Himmelshintergrund	σ_{Sky}	Poissonverteilung	vernachlässigbar bei kurzen Belichtungen
Dunkelstrom	σ_{Dark}	Poissonverteilung	bei sehr kurzen Belichtungszeiten und CCD-Kühlung nicht relevant
Ausleserauschen	σ_{Read}	Normalverteilung	dominierende Fehlerquelle bei lichtschwachen Sternen

2.2 Zeitsysteme

Zeitsysteme haben für die geodätische Astronomie essentielle Bedeutung, da die Orientierung zwischen dem terrestrischen und zälestischem Bezugssystem und damit der Zeitpunkt der Beobachtung für die Datenreduktion bekannt sein muss. In diesem Abschnitt werden die für diese Arbeit relevanten Zeitsysteme und die notwendigen Transformationen gemäß den IERS Konventionen (McCarthy 1996) dargestellt. Umfassende Darstellungen der Zeitsysteme sind in Seidelmann (1992) und Schödlbauer (2000a) zu finden. Kürzere Ausführungen über die gebräuchlichen Zeitsysteme geben beispielsweise Seeber (2003), Torge (2003), Müller (1999), Zimmermann und Weigert (1995) sowie Moritz und Mueller (1987).

Zeitmessungen beruhen auf Konventionen, durch die ein reproduzierbares und möglichst gleichförmiges Zeitmaß definiert wird. Ein solches Zeitmaß kann aus der Dauer eines wiederkehrenden, periodischen Vorganges wie zum Beispiel der Erdrotation abgeleitet werden. Zeitskalen sind nach Bedrich (1998) durch

- ihre Epoche als Anfang der Zählung,
- ein Zeitintervall, das fortlaufend addiert wird und
- die Zählrichtung

vollständig definiert. Grundsätzlich können die in dieser Arbeit verwendeten Zeitsysteme in Abhängigkeit des verwendeten periodischen Vorgangs in *Rotationszeitskalen* und physikalisch definierte *Atomzeitskalen* eingeteilt werden. Eine Sonderrolle kommt den *Modellzeitskalen* zu, die sich nur in konzeptioneller Hinsicht von den Atomzeitskalen unterscheiden. Die Zeitsysteme Weltzeit (UT0, UT1 und UT2) und Sternzeit (GMST, GAST) werden zu den Rotationszeitskalen gezählt, bei denen als periodischer Vorgang die Erdrotation dient. Aufgrund von Erdrotationsschwankungen sind sowohl Weltzeit als auch Sternzeit keine gleichförmigen Zeitskalen. Bei den Atomzeitskalen, zu denen unter anderen die internationale Atomzeit TAI, die GPS-Systemzeit GPST und die koordinierte Weltzeit UTC gehören, dienen Schwingungen elektromagnetischer Wellen, die von Atomen ausgesendet werden, als periodisch wiederkehrende Vorgänge (Zimmermann und Weigert 1995). Die Atomzeitskalen sind mit Ausnahme der koordinierten Weltzeit UTC streng gleichförmig.

Julianisches Datum

Zeitpunkte lassen sich neben der gewohnten Darstellung im Stundensystem auch in der Darstellungsform Julianisches Datum (JD) ausdrücken. Das in Julianischen Tageszahlen angegebene Julianische Datum hat den prinzipiellen Vorteil, dass sich auch größere Zeitintervalle leicht durch Differenzbildung ermitteln lassen. Der astronomischen Standarddepoche J2000.0 (01.01.2000, 12:00:00 UT1 bzw. TT) ist das JD 2451545.0 in der Einheit Julianische Tage zugeordnet. Andere Zeitpunkte lassen sich mit einfachen Algorithmen berechnen, die beispielsweise in Montenbruck und Pfleger (2002), S. 14 ff und Seidelmann (1992), S. 603 ff beschrieben werden. Einige Transformationsformeln zur Reduktion der Sternpositionen (Abschnitt 4.3.2) und zur Umrechnung der Zeitskalen (Abschnitt 2.2.1) benötigen als Zeitargument t das Julianische Datum des Berechnungszeitpunktes T , das auf die Standarddepoche J2000.0 bezogen und in Julianischen Jahrhunderten ausgedrückt wird:

$$t = \frac{T - 2451545.0}{36525}. \quad (2.7)$$

2.2.1 Rotationszeitskalen

2.2.1.1 Sternzeit

Für die Definition der Sternzeit wird der Frühlingspunkt als Bezugspunkt eingeführt. Die *Sternzeit* ist die seit dem letzten Meridiandurchgang des Frühlingspunktes verstrichene Zeit und ist identisch mit dem Stundenwinkel des Frühlingspunktes. Die Lage des Frühlingspunktes unterliegt neben säkularen Änderungen (Einfluss der Präzession) kleinen Schwankungen, die durch die Nutation verursacht werden. Die von diesen Schwankungen beeinflusste Lage des Frühlingspunktes führt zur *scheinbaren Sternzeit*, die aufgrund der Nutation ein ungleichförmiges Zeitmaß ist. Die *mittlere Sternzeit* ergibt sich, wenn als Bezugspunkt die mittlere Lage des Frühlingspunktes (befreit von den Schwankungen durch den Einfluss der Nutation) über Konventionen eingeführt wird. Die auf den Meridian von Greenwich bezogene scheinbare Sternzeit wird als GAST und die mittlere Sternzeit als GMST bezeichnet. GAST ($= \Theta$) ist der auf den zälestischen Ephemeridenpol CEP bezogene Orientierungswinkel der Erde und verknüpft das momentane terrestrische mit dem momentanen zälestischen Bezugssystem (vgl. auch Abb. 1.2). Die Zeitsysteme GAST und GMST unterscheiden sich aufgrund des Nutationseinflusses, der mit der *Gleichung der Äquinoktien* (Eq.E.) modelliert wird (Schödlbauer 2000a):

$$\text{Eq.E.} = \text{GAST} - \text{GMST} = \Delta m. \quad (2.8)$$

Der zeitliche Verlauf der Gleichung der Äquinoktien ist in Abb. 2.5 dargestellt. Die Berechnung von Δm erfolgt mit der mittleren Schiefe der Ekliptik ε_0 (Gleichung 4.35), der mittleren Länge des Mondbahnknotens Ω (Gleichung 4.34) und der Nutation in der ekliptischen Länge $\Delta\psi$, die mit dem Nutationsmodell der IAU von 1980 (Gleichung 4.32) ermittelt wird (McCarthy 1996):

$$\Delta m = \Delta\psi \cos \varepsilon_0 + 0''.00264 \sin \Omega + 0''.000063 \sin 2\Omega. \quad (2.9)$$

Für die hochgenaue Transformation zwischen GAST und GMST ist es notwendig, die Erdorientierungsparameter ($\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$) zur Verbesserung des IAU Nutationsmodells zu berücksichtigen (vgl. Abschnitt 4.3.2.5). Abb. 2.5 (rechts) zeigt, dass eine Vernachlässigung zu Abweichungen von einigen Millisekunden bei der Berechnung der Größe Δm führt.

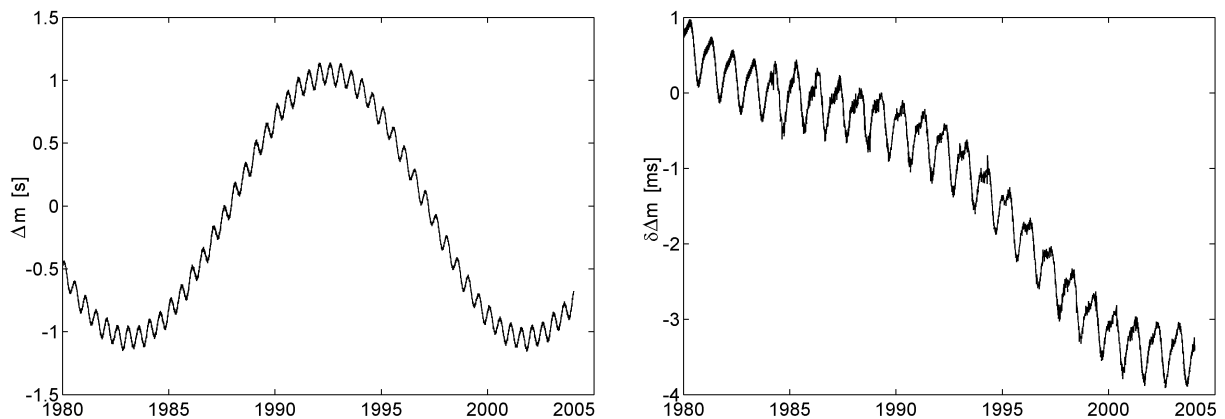


Abb. 2.5: Gleichung der Äquinoktien. Die linke Grafik zeigt den Verlauf von Δm und damit der Pendelbewegung des wahren Frühlingspunktes um den mittleren Frühlingspunkt von 1980.0 bis 2004.0. Die Gleichung der Äquinoktien erreicht eine maximale Größe von etwa ± 1 s ($\approx 15''$). Die dominierende Schwingung hat eine Periodendauer von 18.6 Jahren und entspricht einem vollständigen Umlauf des Mondknotens. In der rechten Grafik sind die Abweichungen $\delta\Delta m$ dargestellt, die sich aufgrund der Vernachlässigung der Erdorientierungsparameter ($\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$) bei der Berechnung von Δm ergeben. Die Abweichungen erreichen etwa 0.004 s ($\approx 0''.06$).

2.2.1.2 Sonnenzeit und Weltzeit

Zur Definition der Sonnenzeit dient die Sonne als Bezugspunkt. Da die Erdbahn leicht elliptisch ist und die Deklination der Sonne im Laufe des Jahres variiert, führt die wahre Sonne als Bezugspunkt zu einem ungleichförmigen Zeitsystem. Um eine bessere Annäherung an ein gleichförmiges Zeitsystem zu erhalten, wird eine fiktive mittlere Sonne als Bezugspunkt eingeführt, die aus der wahren Sonne berechnet werden kann. Ein mittlerer Sonnentag wird über das Intervall zwischen zwei aufeinanderfolgenden Durchgängen der mittleren Sonne durch den Meridian definiert. Die mittlere Sonnenzeit ist gleich der seit dem letzten Meridiandurchgang der mittleren Sonne verstrichenen Zeit (Stundenwinkel der mittleren Sonne) zuzüglich 12 Stunden. Die Sonnenzeit ist gemäß ihrer Definition eine Ortszeit, da sie an den lokalen Meridian gebunden ist. Die auf den Nullmeridian von Greenwich bezogene mittlere Sonnenzeit bezeichnet man als *Weltzeit* UT0. Das Weltzeitsystem UT0 enthält die Einflüsse

- der Polbewegung (Abschnitt 2.4), die zu einer Verlagerung der Meridiane als Bezugslinien für die Zeitdefinition führt sowie
- die jahreszeitlichen Rotationsschwankungen, bedingt durch Gezeitenreibung der Meere und Massenverlagerungen,

und ist deshalb nicht gleichförmig (Torge 2003). Die Korrektur des erstgenannten Effektes entspricht der Polbewegungskorrektur in der astronomischen Länge und führt zu der Zeitskala UT1, die streng mit der mittleren Sternzeit GMST verknüpft ist. Der Anschluss an die Zeitskala UT1 ist aus praktischer Sicht leicht über die Atomzeitskalen UTC und GPST möglich (Abschnitt 2.2.2).

2.2.1.3 Zusammenhang zwischen Weltzeit UT1 und Sternzeit GMST

Da sich die Bezugspunkte von UT1 (mittlere Sonne) und GMST (mittlerer Frühlingspunkt) aufgrund der jährlichen Bewegung der Erde um die Sonne relativ zueinander bewegen, entsteht ein Maßstabsunterschied zwischen den beiden Zeitsystemen, den die folgenden Gleichungen beschreiben (Schödlbauer 2000a):

$$24 \text{ h Sonnenzeit} = 24 \text{ h Sternzeit} + 3 \text{ min } 56.555 \text{ s} \quad (2.10)$$

$$1 \text{ s Sonnenzeit} = 1.002737909 \text{ s Sternzeit.} \quad (2.11)$$

Unter Verwendung folgender Beziehung kann die Weltzeit UT1 in mittlere Greenwicher Sternzeit GMST streng überführt werden (McCarthy 1996):

$$\begin{aligned} \text{GMST} = & 6 \text{ h } 41 \text{ min } 50.54841 \text{ s} + 8640184.812866 \text{ s} \cdot t \\ & + 0.093104 \text{ s} \cdot t^2 - 0.0000062 \text{ s} \cdot t^3. \end{aligned} \quad (2.12)$$

Dabei bedeutet t die seit der Standarddepoche J2000.0 bis zum Berechnungszeitpunkt T verstrichene Zeit in Julianischen Jahrhunderten, wobei die Julianische Tageszahl T aus UT1 zu berechnen ist.

2.2.2 Atomzeitskalen

Im Gegensatz zu den Rotationszeitskalen erfüllen die Atomzeitskalen TAI und GPST die Eigenschaft der Gleichförmigkeit. Atomzeitskalen haben den Vorteil, dass sie über Verfahren der

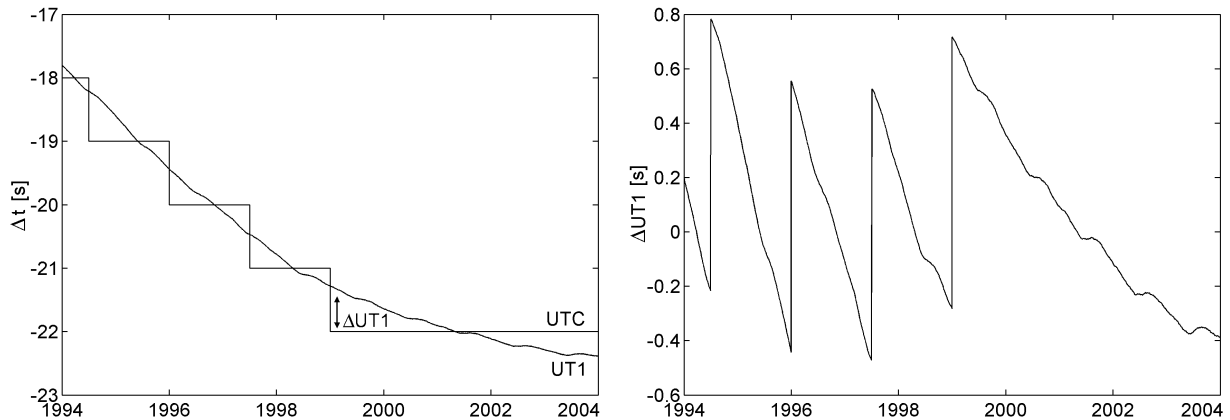


Abb. 2.6: Erdorientierungsparameter ΔUT1 . Der Verlauf von UTC und UT1 von 1994 bis 2004 ist in der linken Grafik zu sehen. An den Sprungstellen von UTC wurden Schaltsekunden zur Anpassung an UT1 eingefügt. Die rechte Grafik zeigt die Differenz ΔUT1 von 1994 bis 2004.

Zeitübertragung (beispielsweise mit GPS) leicht zur Festlegung von Ereignissen zugänglich und für hochpräzise Zeitmessungen geeignet sind. Den Atomzeitskalen ist gemeinsam, dass sie als periodisch wiederkehrendes Zeitintervall die SI-Sekunde benutzen, die über atomare Schwingungen definiert ist. Die Zeitskalen TAI und GPST unterscheiden sich durch den Ursprung ihrer Zählung und die koordinierte Weltzeit UTC zusätzlich dadurch, dass in unregelmäßigen Abständen Schaltsekunden eingefügt werden. Der Zusammenhang zwischen den Atomzeitskalen TAI, UTC und GPST und der Weltzeit UT1 wird in Abb. 2.7 gezeigt.

2.2.2.1 Koordinierte Weltzeit UTC

Das koordinierte Weltzeitsystem UTC weist den Vorteil einer Atomzeitskala auf – die strenge Gleichförmigkeit bis auf eingefügte Schaltsekunden – und ist eng an UT1 angelehnt. Der Erdorientierungsparameter ΔUT1 ¹

$$\Delta\text{UT1} := \text{UT1} - \text{UTC} \quad \text{mit} \quad |\text{UT1} - \text{UTC}| \leq |0.9 \text{ s}| \quad (2.13)$$

beschreibt den Unterschied zwischen den Zeitsystemen UT1 und UTC (vgl. Abschnitt 2.4 und Abb. 2.6). Die Differenz ΔUT1 liegt in den Rotationsschwankungen der Erde sowie einem geringen Maßstabsunterschied zwischen Atomzeitsekunde und mittlerer Weltzeitsekunde begründet (Zimmermann und Weigert 1995).

2.2.2.2 Internationale Atomzeit TAI

Die internationale Atomzeit TAI wird derzeit durch über 250 global verteilte Atomuhren realisiert und von der Zeitsektion des BIPM als gewichtetes Mittel verbreitet. Aufgrund von relativistischen Effekten (z.B. Müller 1999 oder Schödlbauer 2000a) werden die Atomzeitmessungen auf das Geoid als gemeinsame Bezugsfläche reduziert.

¹UT1–UTC ist nicht identisch mit dem Parameter DUT1, der vom IERS im Bulletin D veröffentlicht wird. DUT1 wird vom IERS für Navigationszwecke mit einer Auflösung von 0.1 s veröffentlicht und entspricht in grober Näherung der mit einer Auflösung von 0.000001 s angegebenen Differenz UT1–UTC aus dem Bulletin B. In dieser Arbeit wird UT1–UTC mit dem Formelzeichen ΔUT1 bezeichnet.

Der Ursprung der Atomzeitskala TAI fällt mit der Weltzeit UT1 am 1.1.1958, 0 Uhr zusammen. TAI ist die Basis von UTC. Beide Zeitskalen unterscheiden sich streng um eine ganzzahlige Anzahl von Sekunden. Im Jahr 2003 besteht der Zusammenhang (BIPM 2002):

$$\text{TAI} - \text{UTC}_{2003} = 32 \text{ s.} \quad (2.14)$$

2.2.2.3 Atomzeit GPS

Vom USNO wird unabhängig von TAI die GPS-Atomzeitskala GPST realisiert, deren Anfangsepoche mit UTC am 5. Januar 1980 zusammenfällt. Die GPS-Systemzeit unterscheidet sich von UTC um eine nahezu ganzzahlige Anzahl von Sekunden. Der Unterschied zwischen UTC und GPST sowie UTC und TAI vergrößert sich im Laufe der Zeit durch Einfügen von Schaltsekunden in UTC. Die aktuellen Relationen zwischen den Atomzeitskalen werden beispielsweise vom USNO und vom BIPM bekannt gegeben. Für 2003 gilt (BIPM 2002, Seeber 2003):

$$\text{GPST} - \text{UTC}_{2003} = 13 \text{ s} - C_0. \quad (2.15)$$

Durch die von TAI unabhängige Realisierung der GPST können Differenzen in der Größenordnung einiger Nanosekunden auftreten, die streng über den Term C_0 berücksichtigt werden können (BIPM 2002). Aufgrund der geringen Größenordnung ist C_0 bei astrogeodätischen Messungen jedoch ohne Bedeutung und kann vernachlässigt werden. Die GPS-Systemzeit GPST hat im Rahmen der Zeitzuordnung von Zenitaufnahmen große Bedeutung, da sie über den GPS-Empfänger direkt verfügbar ist. Durch Anwendung der Gleichungen 2.14 und 2.15 wird der Zugang zu den Atomzeitskalen UTC und TAI auf einfache Weise möglich, die Ausgangspunkte für die weiteren Zeitberechnungen (Abschnitt 4.3.5.1) sind.

2.2.3 Modellzeitskalen

Eine Sonderrolle nimmt die Modellzeitskala TT, die in enger Relation zu den Atomzeitskalen steht, in konzeptioneller Hinsicht ein. Sie erfüllt weitgehend das Konzept einer Inertialzeit, die zur strengen Beschreibung von Bewegungen in der Himmelsmechanik notwendig ist. Für detaillierte Darstellungen hierzu wird auf Seidelmann (1992) verwiesen.

Terrestrische Zeit TT

Die Terrestrische Zeit TT wird durch die internationale Atomzeitskala TAI realisiert und unterscheidet sich streng durch eine konstante Ablage von 32.184 s:

$$\text{TT} - \text{TAI} = 32.184 \text{ s.} \quad (2.16)$$

Es gibt lediglich einen konzeptionellen, jedoch keinen praktischen Unterschied zwischen den Zeitskalen (Seeber 2003). Das aus der terrestrischen Zeit TT berechenbare Julianische Datum wird als Zeitargument für das Nutations- und Präzessionsmodell sowie bei Berechnung der jährlichen Aberration und der gravitativen Lichtablenkung durch die Sonne benötigt (Abschnitt 4.3.2).

Zusammenschau der Zeitsysteme

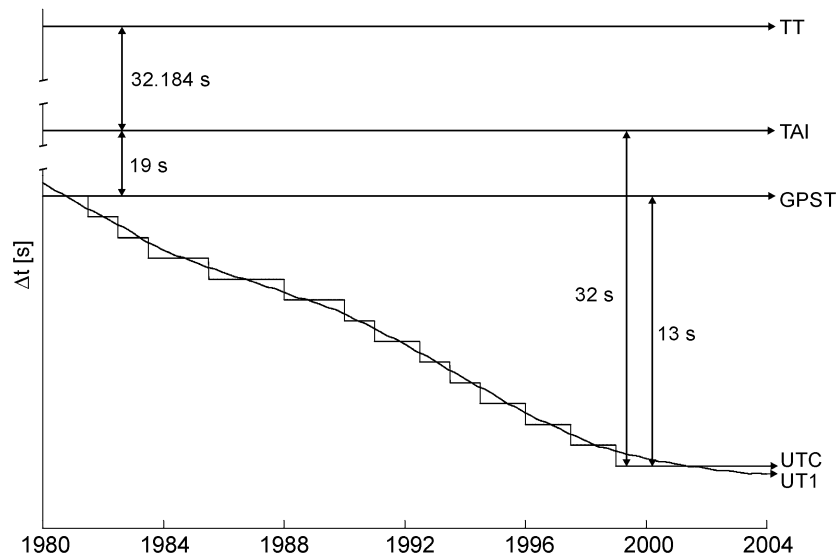


Abb. 2.7: Zusammenschau der Zeitsysteme (in Anlehnung an Seeber 2003). Die Abbildung zeigt den Zusammenhang der Modellzeit TT, der Atomzeiten TAI, GPST und UTC und der Weltzeit UT1. An den Sprungstellen des Graphen für die Atomzeit UTC wurden Schaltsekunden eingefügt, damit grundsätzlich eine nahe Anlehnung an UT1 vorhanden ist. Durch das Einfügen von Schaltsekunden entfernt sich UTC allmählich von den streng gleichförmigen Zeitskalen TAI und der GPS Systemzeit.

2.3 Bezugssysteme

Zur mathematischen Beschreibung von Positionen und Bewegungen sind Bezugssysteme notwendig. Die für diese Arbeit relevanten Bezugssysteme werden in zälestische und terrestrische Systeme eingeteilt. Zälestische, raumfeste Bezugssysteme sind extraterrestrisch festgelegt und werden zur Beschreibung von Gestirnspositionen und deren Eigenbewegungen benötigt. Die terrestrischen, erdfesten Bezugssysteme werden zur Beschreibung von Positionen auf der Erde verwendet und lassen sich in schwerefeldabhängige und ellipsoidische Systeme unterteilen. Die Verknüpfung zwischen zälestischen und terrestrischen Bezugssystemen wird durch die Erdorientierung im Raum gegeben, die im Abschnitt 2.4 diskutiert wird.

Grundsätzlich muss zwischen einem *Bezugssystem* (engl. reference system) und einem *Bezugsrahmen* (engl. reference frame) unterschieden werden. Unter der Bezeichnung Bezugssystem wird die Systemdefinition (Ursprung des Systems, Achsausrichtung und optionale Konstanten wie der Längemaßstab) verstanden; ein Bezugsrahmen hingegen ist die Realisierung eines Bezugssystems durch einen Satz von koordinierten Objekten. So sind beispielsweise die Sternkataloge FK5 und Hipparcos Realisierungen des internationalen zälestischen Bezugssystems ICRS. Die Äquatorialkoordinaten dieser Kataloge basieren auf den entsprechenden Vereinbarungen über den Ursprung und die Ausrichtung des ICRS. Die IERS Bezugssysteme ICRS und ITRS und die zu Grunde liegenden Konventionen sind in IERS (2003), IERS (1999) und McCarthy (1996) ausführlich behandelt. Eine detaillierte Darstellung zur Realisierung von Bezugssystemen kann in der Arbeit von Hase (1999) gefunden werden.

2.3.1 Zälestische Bezugssysteme

2.3.1.1 Internationales zälestisches Bezugssystem ICRS

Dem internationalen zälestischen Bezugssystem ICRS liegen Empfehlungen der IAU von 1991 zu Grunde, ein nahezu inertiales Bezugssystem über hochpräzise astrometrische VLBI Messungen zu extragalaktischen Radioquellen zu realisieren. Die Nutzung von extragalaktischen Radioquellen gegenüber im Optischen sichtbaren Sternen hat den Vorteil, der Eigenschaft *raumfest* und damit der Inertialität sehr nahe zu kommen, da eine Eigenbewegung der Radioquellen aufgrund der sehr großen Entfernung praktisch nicht vorhanden ist. Seit Anfang 1998 stellt der internationale zälestische Bezugsrahmen ICRF die fundamentale Realisierung des ICRS dar.

Der ICRF enthält die festen Richtungen zu derzeit etwa 600 Radioquellen, die mit einer Genauigkeit von 0.3 mas bestimmt wurden und implizit die Achsdefinition des ICRS beinhalten. Mit der Einführung des ICRF wurde der FK5 als zälestische Realisierung im optischen Wellenlängenbereich ersetzt. Damit wurden erstmalig extragalaktische Objekte zur Realisierung eines zälestischen Bezugssystems genutzt. Um die Kontinuität zum traditionellen zälestischen Bezugssystem FK5 zu gewährleisten, wurden die Achsen des ICRS so festgelegt, dass diese mit denen des FK5 zur Epoche J2000.0 im Rahmen der FK5 Genauigkeit zusammenfallen (Arias *et al.* 1995) und demnach mit dem FK5 System konsistent sind. Es werden also die traditionellen Achsrichtungen des FK5 (Frühlingspunkt, Rotationspol, Äquatorebene) zur Epoche J2000.0 mit einer verbesserten Genauigkeit aufgrund des neuen Konzeptes – der Nutzung extragalaktischer Objekte – fortgeführt. Der ICRF enthält im Gegensatz zu optischen Realisierungen keine Epochenangabe, da keine Eigenbewegungen der verwendeten Radioquellen bekannt sind (Zebhauser 1999). Durch Verknüpfung von dualen Quellen, d.h. Quellen, die sowohl im Radiobereich als auch im Optischen astrometrisch bestimmt werden konnten, ist über die Kataloge der optischen Astronomie (vgl. Abschnitt 4.3.1) der indirekte Zugang zum ICRS gegeben (de Vegt 1999). Tab. 2.5 gibt einen Überblick über die Genauigkeit einiger Realisierungen des ICRS.

Tab. 2.5: ICRS Realisierungen

Realisierung	Spektrum	Epoche	Quellenanzahl	Genauigkeit [mas]	Referenz
ICRF	Radiobereich	-	600	0.3	(Arias <i>et al.</i> 1995)
Hipparcos	Optischer Bereich	1991.25	120000	≈ 0.8	(ESA 1997)
FK5	Optischer Bereich	2000.0	1500	50–100	(Arias <i>et al.</i> 1995)

2.3.1.2 Äquatorsystem

Sternpositionen werden gewöhnlich durch Angabe der Äquatorialkoordinaten Rektaszension α und Deklination δ beschrieben. Äquatorialkoordinaten sind als Richtungswinkel im Äquatorsystem der sphärischen Astronomie definiert (Abb. 2.8). Die Definitionen des ICRS liegen den Achsausrichtungen des Äquatorsystems zu Grunde. Der Ursprung des Äquatorsystems ist das Geozentrum². Die Rektaszension α ($0^\circ \dots 360^\circ$ oder $0 \dots 24\text{h}$) wird vom Frühlingspunkt ausgehend in der Äquatorebene gemessen, die in der XY-Ebene liegt. Die Deklination δ ($-90^\circ \dots 90^\circ$) wird von der Äquatorebene aus auf dem Stundenkreis des Gestirns abgetragen.

²Der Ursprung des ICRS hingegen liegt per Definition im Baryzentrum, also dem Schwerpunkt des Sonnensystems. Die Richtungen zu Sternen unterscheiden sich je nach Bezugsort (Geozentrum oder Baryzentrum) durch auftretende Parallaxen, die in der Regel aufgrund der großen Entfernung der beobachteten Sterne vernachlässigt werden können.

2.3.2 Terrestrische Bezugssysteme

2.3.2.1 Internationales terrestrisches Bezugssystem ITRS

Das ITRS ist ein globales, geozentrisches, kartesisches erdfestes Bezugssystem. Über die IERS Konventionen (IERS 2003) ist festgelegt, dass das System im Geozentrum gelagert ist und die Koordinatenachsen an den Bezugsachsen des BIH Systems 1984.0 orientiert sind. Die Rotationsachse des ITRS zeigt gemäß Konvention zum IRP als Bezugspol des IERS (mittlerer Rotationspol). Die X-Achse ist zum IERS Bezugsmeridian IRM ausgerichtet, der als Bezug für die Längenzählung dient. Realisiert wird das ITRS durch den internationalen terrestrischen Bezugsrahmen ITRF.

Das globale geozentrische Bezugssystem ITRS und damit auch die Achsorientierungen sind durch astrogeodätische Verfahren zugänglich, da die Beobachtungen – Richtungsmessungen zu Sternen – im ICRS vorliegen. Dieses unterscheidet sich vom ITRS nur um den Einfluss der Erdorientierung.

Schwerefeldbezogene Koordinaten (Lotrichtungparameter)

In jedem Punkt P auf und nahe der Erdoberfläche ist mit der *lokalen Lotrichtung* eine natürliche Richtung verfügbar, die senkrecht zu den Äquipotentialflächen des Erdschwerefeldes verläuft und auf das ITRS bezogen ist. Die lokale Lotrichtung in einem Punkt P wird im ITRS durch die Winkel (Lotrichtungparameter) astronomische Breite Φ und Länge Λ festgelegt. Abb. 2.9 zeigt die Lotrichtungparameter Φ und Λ im Kontext mit dem globalen erdfesten Bezugssystem ITRS. Die astronomische Breite Φ ($-90^\circ \dots 90^\circ$) ist der Winkel zwischen der Lotrichtung in P und der Äquatorebene (XY-Ebene). Zur Festlegung der astronomischen Länge Λ wird die astronomische Meridianebene eingeführt, die den lokalen Schwerevektor und die Parallele zur Erdrotationsachse im Punkt P enthält. Die astronomische Länge Λ ist als Winkel zwischen der astronomischen Ebene des Referenzmeridians (X Richtung) und der astronomischen Meridianebene in P definiert. Sie wird in der Äquatorebene gemessen und kann Werte zwischen $0^\circ \dots 360^\circ$ annehmen. Die Lotrichtungparameter Φ und Λ werden auch als natürliche Koordinaten bezeichnet (Torge 2003 und Heck 1995).

2.3.2.2 Ellipsoidische Systeme

Die Erdoberfläche lässt sich durch ein an den Polen abgeplattetes Rotationsellipsoid approximieren. Das Rotationsellipsoid ist in einem dreidimensionalen kartesischen Koordinatensystem gelagert und wird detailliert in Torge (2003) behandelt. Der Ursprung des Systems fällt mit dem Figurenmittelpunkt des Rotationsellipsoids zusammen. Die Z-Achse ist mit der kleinen Ellipsoidachse identisch. Die ellipsoidische Breite φ ist derjenige Winkel, den die Flächennormale des Ellipsoids im Punkt P mit der Äquatorebene des Ellipsoids einschließt. Die ellipsoidische Länge λ ist als der in der Äquatorebene gemessene Winkel zwischen der Nullmeridianebene (XZ-Ebene) und der Meridianebene des Beobachtungsortes P definiert.

Mittlere Erdellipsoide sind dem Geoid global bestmöglichst angepasst, an den ITRS Achsen ausgerichtet und im Geozentrum gelagert. Ein Beispiel hierfür ist das GRS80 Ellipsoid, das dem WGS84 zu Grunde liegt. Die Achsen konventioneller Ellipsoide hingegen sind im Allgemeinen bezüglich des ITRS verdreht und gegenüber dem Geozentrum verschoben. Dies ist in Deutschland zum Beispiel beim Bessel-Ellipsoid mit Datumsfestlegung Rauenberg der Fall. Der Bezug zwischen dem globalen geozentrischen System und dem konventionellen Ellipsoid wird dann über eine räumliche Ähnlichkeitstransformation hergestellt.

Zusammenschau der konventionellen Bezugssysteme

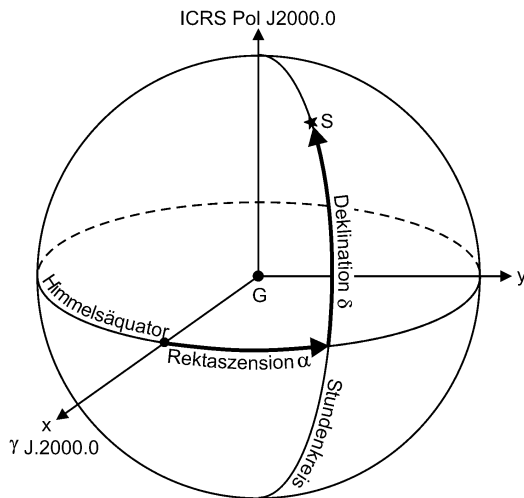


Abb. 2.8: Zälestisches Bezugssystem ICRS und Äquatorsystem mit Koordinaten (α, δ)

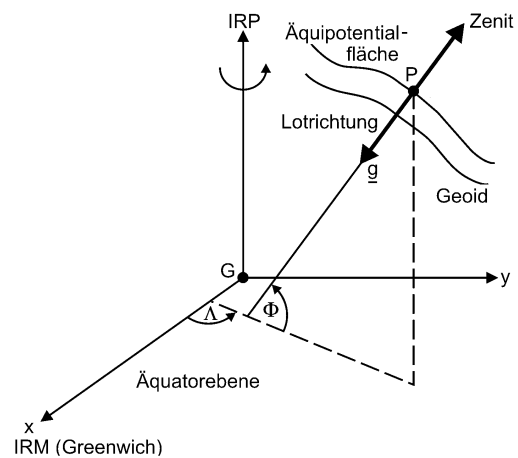


Abb. 2.9: Terrestrisches Bezugssystem ITRS und natürliche Koordinaten (Φ, Λ)

2.4 Erdorientierung

Die Erdorientierungsparameter beschreiben die relative Orientierung zwischen dem erdfesten ITRS und dem raumfesten ICRS in Verbindung mit einem konventionellen Präzessions-Nutationsmodell. Sie werden für die Transformation zwischen den beiden Systemen benötigt und vom Internationalen Erdrotationsdienst IERS fortlaufend bestimmt. Grundsätzlich wird durch die Einführung von Modellen (Präzessionsmodell und Zeitskala UTC) das Rotationsverhalten der Erde in guter Näherung beschrieben. Das tatsächliche Erdrotationsverhalten weicht jedoch von dem Modellverhalten in geringem Maße ab. Die Erdorientierungsparameter berücksichtigen die auftretenden Abweichungen und dienen damit der exakten Beschreibung des tatsächlichen Erdrotationsverhaltens um die momentane Erdrotationsachse.

Den Darstellungen in dieser Arbeit liegen die IERS Konventionen von 1996 zu Grunde, die in McCarthy (1996) ausführlich erläutert sind. Die neueren IERS Konventionen von 2003 (IERS 2003) sind im Rahmen dieser Arbeit nicht relevant, da bereits die Konventionen von 1996 eine Genauigkeit im Millibogensekundenbereich für den Systemübergang zwischen dem ICRS und dem ITRS ermöglichen.

Die IERS Konventionen bauen auf Grundlage des zälestischen Ephemeridenpols CEP auf, der bis auf kurzperiodische Verlagerungen mit Amplituden unter 10 Millibogensekunden der Stellung der momentanen Erdrotationsachse entspricht (Seidelmann 1992). Im Rahmen dieser Arbeit wird dieser Unterschied vernachlässigt und der CEP damit als momentane Erdrotationsachse angenommen. Das Erdrotationsverhalten wird in drei physikalische Phänomene untergliedert, die in Tab. 2.6 zusammengestellt sind und nachfolgend kurz erläutert werden.

2.4.1 Unterteilung nach Phänomenen

Präzession und Nutation

Die Rotationsachse der Erde und damit auch der CEP sind nicht raumfest, sondern bewegen sich aufgrund der Präzession der Erde mit etwa $50''$ pro Jahr bezüglich des ICRS Referenzpols zur Epoche J2000.0. Das physikalische Phänomen der Präzession ist weitgehend mit dem Präzessions-Nutationsmodell der IAU 1980 präzifizierbar. Dieses Modell ist per Konvention in einen säkularen Anteil (IAU Präzessionsmodell 1976) und einen periodischen Anteil (IAU Nutationsmodell 1980) untergliedert. Durch Anwendung des IAU Modells kann der momentane zälestische Ephemeridenpol CEP(IAU 1980) im ICRS berechnet werden. Aufgrund der begrenzten Modellgenauigkeit treten jedoch Differenzen zwischen dem CEP(IAU 1980) und dem momentanen CEP in der Größenordnung einiger $0''.01$ auf, die vom IERS beobachtet und als Erdorientierungsparameter ($\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$) veröffentlicht werden (Abb. 2.10, rechts). Mit dem IAU 1980 Modell kann in Verbindung mit dem Korrekturanteil ($\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$) die Präzession der Erde mit einer Genauigkeit von $0''.001$ berechnet werden (McCarthy 1996).

Erdrotation

Die tägliche Rotation der Erde um den CEP wird durch die scheinbare Sternzeit GAST berücksichtigt, die ein Maß für den Rotationswinkel der Erde im Raum und damit für die Orientierung vom momentanen ITRS zum ICRS ist. Aufgrund von Unregelmäßigkeiten der Erdrotation sind die Zeitskalen UT1, GMST und GAST nur auf Grundlage von Beobachtungen berechenbar. Mit der Atomzeit UTC ist eine Zeitskala verfügbar, die als Modell eng an der Erdrotation angelehnt ist. Die Abweichungen zwischen dem Modell UTC und dem tatsächlichen Rotationswinkel (UT1) betragen weniger als 0.9 s und werden als Erdorientierungsparameter UT1–UTC (= ΔUT1) veröffentlicht (vgl. auch Abschnitt 2.2.2.1).

Polbewegung

Die Rotationsachse der Erde und damit der CEP sind nicht erdfest, sondern bewegen sich relativ zum ITRS Referenzpol IRP. Mit den Erdorientierungsparametern (x_P, y_P) wird die Lage des CEP bezüglich des IRP beschrieben (McCarthy 1996). Der IRP wird in der Literatur auch als konventioneller terrestrischer Pol (CTP) bezeichnet. Die Polbewegung kann Amplituden von etwa $0''.6$ erreichen (Abb. 2.10). Im Gegensatz zur Erdrotation und zur Präzession wird aufgrund der kleinen Amplituden kein Modellanteil genutzt.

Tab. 2.6: Erdorientierungsparameter

IERS Erdorientierungsparameter	Variable	Verknüpfung zwischen Momentaner Erde	Modellerde	verwendeter Modellanteil
Terrestrische Polkoordinaten	x_P, y_P	CEP	IRP	-
UT1 Korrektion	ΔUT1	UT1	UTC	UTC
Zälestische Polkoordinaten	$\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$	CEP	CEP(IAU 1980) ^a	PN(IAU 1980) ^b

^aCEP, berechnet mit dem PN(IAU 1980).

^bPräzessions-Nutationsmodell der IAU 1980.

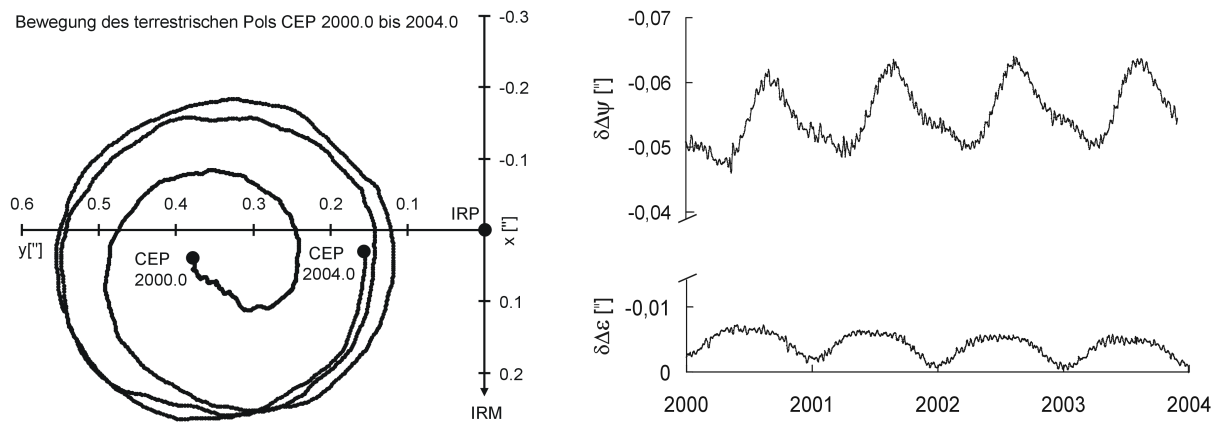


Abb. 2.10: Zeitlicher Verlauf der Erdorientierungsparameter (x_P, y_P) sowie $(\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon)$. Die linke Grafik zeigt die zeitabhängige Lage des CEP bezüglich des IRP. Der zeitliche Verlauf der zälestischen Polkoordinaten $(\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon)$ ist komponentenweise in der rechten Grafik dargestellt.

2.4.2 Verknüpfung von ITRS und ICRS

Die vollständige Transformation zwischen dem konventionellen zälestischen System ICRS und dem konventionellen terrestrischen System ITRS zum Zeitpunkt t lautet nach McCarthy (1996) und Torge (2003):

$$\mathbf{x}_{\text{ITRS}}(t) = \underbrace{\mathbf{R}_2(-x_P)\mathbf{R}_1(-y_P)}_{\text{ITRS}} \mathbf{R}_3(\text{GAST}) \underbrace{\mathbf{N}(t)\mathbf{P}(t)}_{\text{ICRS}} \mathbf{x}_{\text{ICRS}}(t) \quad (2.17)$$

mit

t	Zeitpunkt der Beobachtung (Gleichung 2.7),
\mathbf{x}_{ICRS}	dreidimensionale Position im ICRS,
\mathbf{x}_{ITRS}	dreidimensionale Position im ITRS,
\mathbf{N}	Nutationsmatrix, abhängig von $\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$,
\mathbf{P}	Präzessionsmatrix,
$\mathbf{R}_3(\text{GAST})$	Erdrotationsmatrix, abhängig von $\text{GAST} = f(t, \Delta\text{UT}1, \dots)$ und
$\mathbf{R}_2(-x_P)\mathbf{R}_1(-y_P)$	Polbewegungsmatrix.

Im Bereich der geodätischen Astronomie werden die Nutation und Präzession bei der Reduktion der Sternpositionen angebracht (Abschnitt 4.3.2.5). Die Transformation zwischen dem terrestrischen und zälestischen System erfolgt durch Drehung um den Winkel GAST ($= \Theta$); der zugehörige Rotationspol ist der zälestische Ephemeridenpol CEP. Der Systemübergang ist Gegenstand der beiden Abschnitte 1.3 und 4.5.2. Die Polbewegung wird bei astrogeodätischen Messungen gewöhnlich am Ende der Auswertekette als Korrektur berücksichtigt (Abschnitt 4.6.3). In Abb. 2.11 ist der Zusammenhang der einzelnen Transformationsschritte zwischen den konventionellen und momentanen Bezugssystemen skizziert.

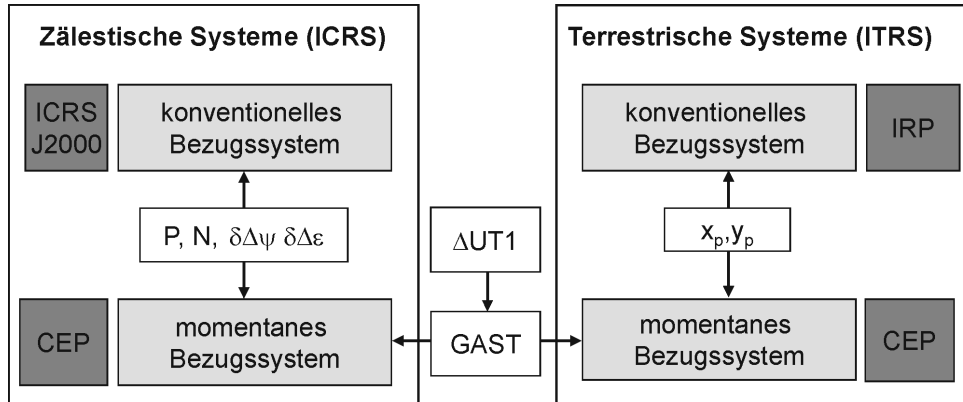


Abb. 2.11: Transformation zwischen zälestischen und terrestrischen Bezugssystemen

2.4.3 Genauigkeit und Verfügbarkeit

Die Erdorientierungsparameter $(x_P, y_P, \Delta UT1, \delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon)$ werden vom IERS auf der IERS-Webseite täglich, über das Bulletin A wöchentlich und über das Bulletin B monatlich veröffentlicht. Beide Bulletins enthalten sowohl beobachtete als auch prädierte Parameter. In Tab. 2.7 sind die Genauigkeiten der Erdorientierungsparameter in Abhängigkeit des prädierten Zeitraumes (dritte Spalte) aufgelistet (IERS 2002).

Tab. 2.7: Genauigkeit der Erdorientierungsparameter aus Bulletin A und B

Bulletin	Lösungsqualität	Anzahl Tage im Voraus	Polkoordinaten x_P, y_P [mas]	$\Delta UT1$ [ms]	Polkoordinaten $\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$ [mas]
A	beobachtet	≤ 0	0.1	0.02	0.3
A	prädiert	4	1.6	0.52	0.3
A	prädiert	10	3.9	1.6	0.3
A	prädiert	40	11.2	7.7	0.3
B	beobachtet	≤ 0	0.15	0.02	0.3
B	prädiert	5	1.6	0.6	0.3
B	prädiert	10	3.0	1.6	0.3
B	prädiert	30	10.0	4.0	0.3

Als wesentliche Erkenntnis kann abgeleitet werden, dass die Unsicherheiten der Erdorientierungsparameter im Fehlerhaushalt von astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmungen vernachlässigbar sind. Es sollte jedoch vermieden werden, Erdorientierungsparameter, die für einen Zeitraum von 5 Tagen oder darüber hinausgehend *prädiert* sind, zur Auswertung von Zenitkammermessungen zu nutzen. Grund hierfür ist die zunehmende Unsicherheit in der Größe $\Delta UT1$, die sich direkt auf die Bestimmung der astronomischen Länge auswirkt. Bei der Nutzung von *beobachteten* Erdorientierungsparametern im Rahmen der Auswertung (Standardfall) ist dieser Einwand hinfällig.

Kapitel 3

Das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D

3.1 Instrumentelle Realisierung

Die instrumentelle Entwicklung des transportablen digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D baut auf der photographischen Zenitkamera TZK2 auf, die Ende der siebziger Jahre in Hannover am damaligen Institut für Theoretische Geodäsie (heute Institut für Erdmessung) konstruiert wurde und in der Arbeit von Wissel (1982) ausführlich beschrieben ist. Die Optik und Mechanik der früheren Kameraentwicklung, bestehend aus Oberbau, Kugellager und Unterbau mit Fußschrauben, wurden als Grundelemente für das digitale Messsystem übernommen. Die konventionelle Sensorik der TZK2 (Photoplatte, Neigungsmesser Talyvel-2, Oszillator für die Zeitmessung) und die zugehörigen Steuereinheiten wurden durch hochpräzise Sensoren ersetzt, die eine vollständig digitale Messdatenerfassung ermöglichen.

Die digitale Bilderfassung wird mit einer CCD-Kamera durchgeführt, die in der Fokalebene des Objektivs montiert ist. Zwei hochpräzise HRTM-Neigungssensoren, die auf dem Oberbau in rechtwinkliger Anordnung befestigt sind, erfassen die Neigung der Kamera gegenüber der Lotrichtung. Für die Bestimmung der Belichtungsepochen werden die GPS-Zeitsignale genutzt, die über einen GPS-Empfänger zugänglich sind. Der Empfänger und die auf der Zenitkamera montierte GPS-Antenne dienen auch zur Erfassung der geodätischen Koordinaten der digitalen Zenitkamera und ermöglichen auf diese Weise die Lotabweichungsbestimmung an frei wählbaren Beobachtungspunkten.

Die Sensorik des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D wird über einen Industrierechner gesteuert, der auch zur Speicherung der Messdaten eingesetzt wird. Zur Überwachung des Messvorgangs dient ein kabelloser Tablet-PC, der über ein Funknetzwerk (WLAN) mit der Rechereinheit verbunden ist. Die Stromversorgung des Systems wird über eine wechselbare 12-Volt Gleichstromquelle realisiert. Zur Erleichterung und Beschleunigung der Feldarbeiten ist das komplette Zenitkamarasystem TZK2-D in einem rollbaren Hubstativ integriert, das im Zuge der Entwicklungsarbeiten konstruiert wurde. Abb. 3.1 zeigt die Gesamtrealisierung des digitalen Zenitkamarasystems. Eine vollständige schematische Zusammenschau der instrumentellen Realisierung findet sich in Abb. 3.16 am Ende dieses Kapitels.

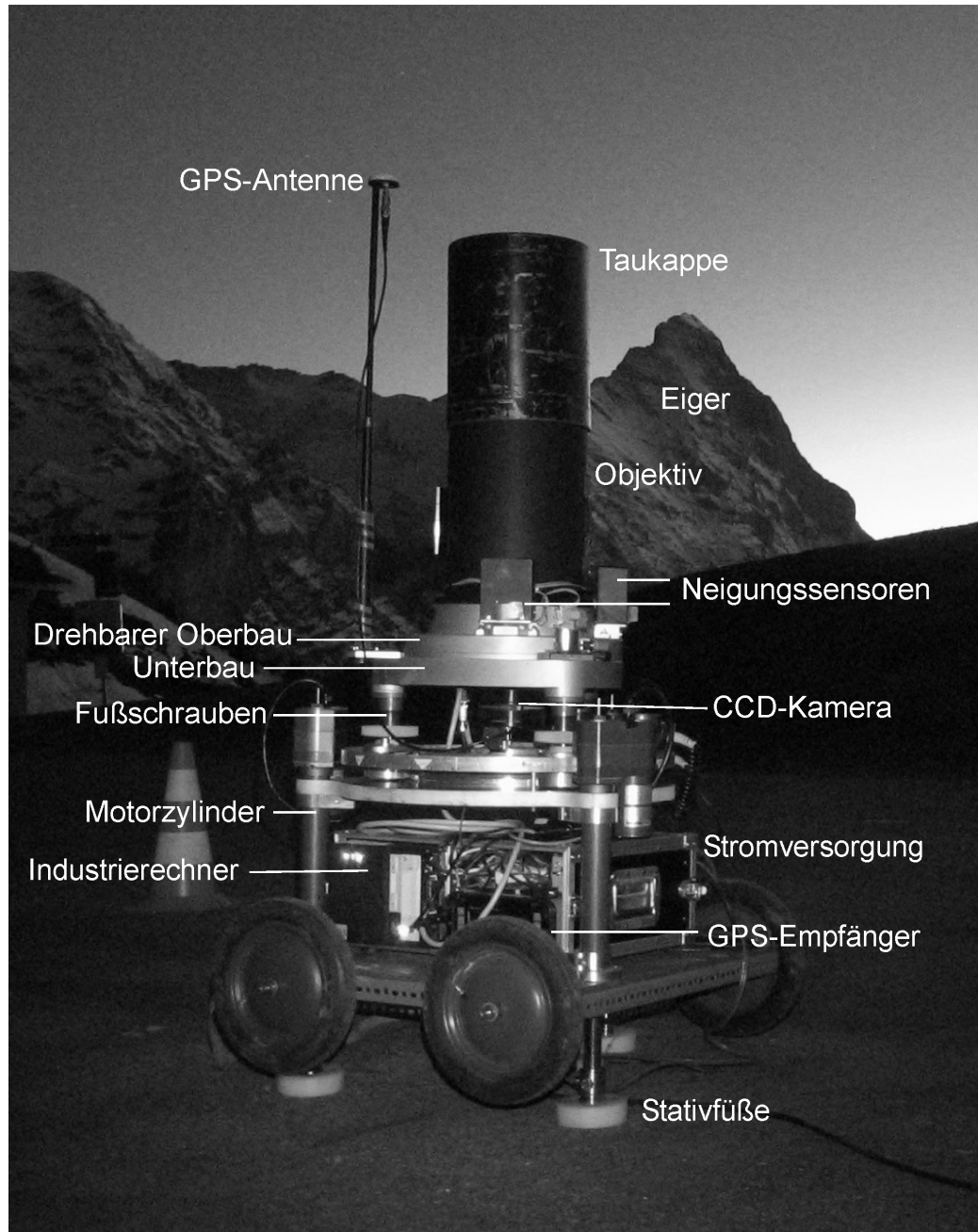


Abb. 3.1: Transportables digitales Zenitkamarasystem TZK2-D

3.1.1 Mechanik

Das Zenitkamarasystem TZK2-D ist mit einem Präzisionsdrehkreis (Abb. 3.2) ausgestattet, der aus einem drehbaren Oberbau, auf dem das Objektiv mit der CCD-Kamera und den Neigungssensoren befestigt sind, und einem festen Unterbau mit drei Fußschrauben besteht. Beide Komponenten sind über ein Kugellager miteinander verbunden. Der Drehkreis weist einen Durchmesser von etwa 40 cm auf und ist aus korrosionsbeständigem Gussmaterial hergestellt.

Die Verwendung des Drehkreises und einer Anschlagsvorrichtung (Abb. 3.3) erlaubt die azimutale Drehung des Oberbaus von Lage 1 in Lage 2 um 180° und damit die in der Messtechnik übliche Zweilagennmessung zur Eliminierung der Nullpunktfehler der Neigungssensoren und der CCD-Kamera (Exzentrizität zur Drehachse). Im Fehlerhaushalt der Lotrichtungsbestimmung spielt die möglichst genaue Realisierung der 180° -Drehung (Abschnitte 6.2.2.2 und 6.3.2.2) eine wichtige Rolle. Aus diesem Grund wird eine feste Anschlagsvorrichtung am Unterbau in Kombination mit zwei justierbaren Gelenkbolzen verwendet. Die beiden Lagen werden durch Berührung der Anschlagsvorrichtung durch den jeweiligen Gelenkbolzen definiert. Durch Magnetkraft wird eine Bewegung des Oberbaus während der Messung verhindert. Zur Justierung der 180° -Drehung siehe Abschnitt 3.3.2.

Die massiven Fußschrauben der Zenitkamera weisen eine sehr niedrige Gewindesteigung auf, wodurch die Kamera im Zuge der Horizontierung (Abschnitt 3.4.1) gezielt auch um sehr kleine Winkelwerte von wenigen $0''/1$ geneigt werden kann. Durch die Kugelgelenklager, die am Ende der Gewinde befestigt sind, kann die Kamera auch auf Flächen leichter Neigung stabil aufgestellt werden.

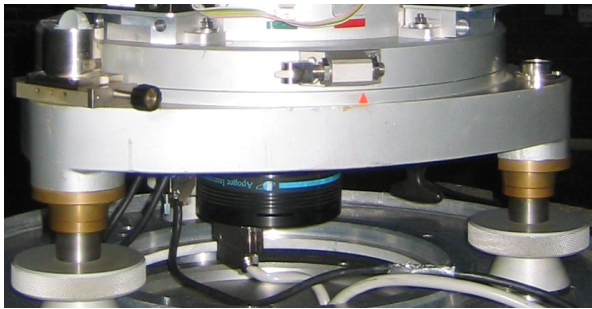


Abb. 3.2: Drehkreis der Zenitkamera und Unterbau mit Fußschrauben



Abb. 3.3: Anschlagsvorrichtung und justierbarer Gelenkbolzen

3.1.2 Optik

Im Zenitkameranystem kommt als optische Komponente das Objektiv Mirotar der Fa. Zeiss zum Einsatz (Abb. 3.4). Das Mirotar ist ein Spiegellinsensystem, das bei stark verkürzter Bauweise (Tubuslänge 330 mm) eine Brennweite von etwa 1020 mm erreicht. Bei einer Öffnung von 200 mm wird ein effektives Öffnungsverhältnis von 1:5.6 erzielt, da durch den Sekundärspiegel 26% der Öffnungsfläche verdeckt wird (Wissel 1982 und Zeiss 1982). Der Aufbau der Optik und der Strahlengang sind Abb. 3.5 zu entnehmen.

Der Öffnungswinkel des Objektivs beträgt $3^\circ 6'$, das zugehörige Gesichtsfeld der Optik wird jedoch im Gegensatz zur früheren photographischen Zenitkamera von der kleinen CCD-Sensorfläche nicht voll genutzt (Abschnitt 3.1.3). Der vom CCD-Sensor genutzte Abbildungsbereich (Tab. 3.2) liegt sehr nahe an der optischen Achse und ist praktisch frei von optischen Verzeichnungseinflüssen (vgl. Abschnitt 4.5.1.1). Durch Nutzung geeigneter Korrekturlinsen werden weitere Abbildungsfehler (Koma, Astigmatismus, sphärische und chromatische Aberration) eliminiert.

Einen wesentlichen Nachteil der verwendeten Optik stellt die starke Temperaturabhängigkeit der Fokusslage dar. Die Ursache hierfür liegt in der Verwendung von Materialien für den Objektivtubus, die hohe Ausdehnungskoeffizienten aufweisen. Die Temperaturabhängigkeit der Fokusslage hat sich bereits in der Erprobungsphase der photographischen Zenitkamera TZK2 bemerkbar gemacht



Abb. 3.4: Objektiv Mirotar

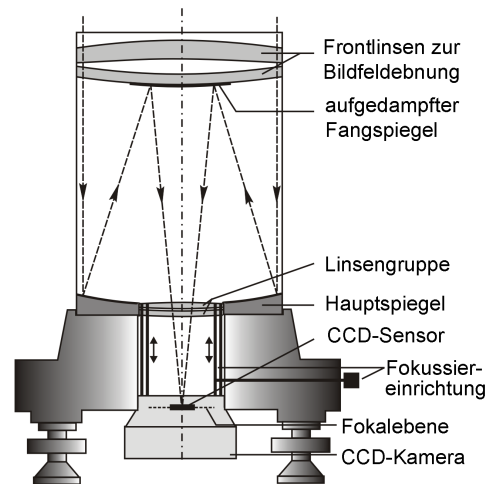


Abb. 3.5: Aufbau und Strahlengang (nach Bürki 1989)

(SFB149 1981). Durch die Verwendung einer Fokussiereinrichtung, die im Strahlengang zwischen Objektiv und Bildsensor eingebaut ist, wird der Temperaturgang des Mirotar-Objektivs konstruktiv kompensiert. Die Fokussiereinrichtung besteht im Wesentlichen aus drei Spindeln, die über eine Kette untereinander verbunden sind und durch einen Schneckenradantrieb von außen bewegt werden (Wissel 1982).

Durch die Fokussiereinrichtung kann der Bildsensor in Richtung der optischen Achse relativ zum Objektivtubus bewegt werden. Die Messung der momentanen vertikalen Position der Fokussiereinrichtung bezüglich des Objektivtubus erfolgt über eine Messuhr, deren Messspitze mechanisch mit der Fokussiereinrichtung verbunden ist. Die empirische Bestimmung der temperaturabhängigen Fokussierung zur Erzeugung von Scharfabbildungen wird in Abschnitt 3.3.1 behandelt.

3.1.3 CCD-Kamera KX2E

An der Fokussiereinrichtung ist die CCD-Kamera¹ KX2E (Abb. 3.6) der Fa. Apogee montiert und ersetzt dort die früher verwendete Photoplatte. In der CCD-Kamera KX2E ist der CCD-Sensor KAF1602E (Fa. Kodak) integriert, der das Kernelement des digitalen Zenitkamarasystems darstellt. Der Sensor besteht aus 1536×1024 lichtempfindlichen Pixeln der Größe $9 \mu\text{m} \times 9 \mu\text{m}$ und wird in Abb. 3.7 gezeigt. Eine detaillierte Darstellung der Eigenschaften des CCD-Sensors KAF1602E im Kontext mit den Grundbegriffen der CCD-Technologie findet sich in Abschnitt 2.1.

Die lichtempfindliche Fläche des CCD-Sensors ($13.8 \text{ mm} \times 9.2 \text{ mm}$) nutzt bei einem Bildmaßstab von etwa $1.86'' \text{ Pixel}^{-1}$ nicht die gesamte verfügbare Bildinformation des Mirotar-Objektivs, sondern nur einen effektiven Ausschnitt von $47'4 \times 31'6$. Das resultierende Gesichtsfeld der CCD-Kamera beträgt etwa 0.42 grad^2 und ist deutlich kleiner als das der photographischen Zenitkamera (etwa 10 grad^2). Aufgrund der hohen Lichtempfindlichkeit des CCD-Sensors (Abschnitt 2.1.1.2) kann dennoch eine etwa vergleichbare Sternanzahl (etwa 40 bis 60 Sterne als geschätzte Durchschnittswerte über die gesamte Sphäre) erfasst werden. Mit der Nutzung der CCD-Technologie ist eine erhebliche Steigerung der erreichbaren Grenzgröße verbunden. Während mit der photographischen Kamera Sterne bis zur 10. Magnitude erfasst werden konnten, erreicht die digitale Zenitkamera eine Grenzgröße zwischen der 13. und 14. Magnitude.

¹In der Astronomie werden CCD-Sensoren mit Gehäuse und Elektronik üblicherweise als CCD-Kamera bezeichnet. Ein Objektiv jedoch ist kein mitgelieferter Bestandteil einer solchen bilderfassenden Einheit.

Die CCD-Kamera KX2E ist für wissenschaftliche Anwendungen konzipiert, die ein möglichst niedriges Rauschniveau der digitalen Bildsignale erfordern. Für die Verstärkung der registrierten Sensorsignale und die Analog-Digitalwandlung wird eine rauscharme Elektronik verwendet. Darüber hinaus ist die Kamera mit einer Peltier-Kühleinheit ausgestattet, die eine Abkühlung des CCD-Sensors um 30 K bis 35 K unter Umgebungstemperatur erlaubt. Hierdurch wird eine erhebliche Reduktion des thermisch bedingten Dunkelstroms erzielt (vgl. Abschnitt 2.1.3.2).

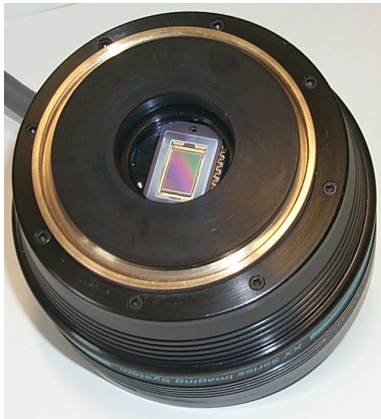


Abb. 3.6: CCD-Kamera KX2E

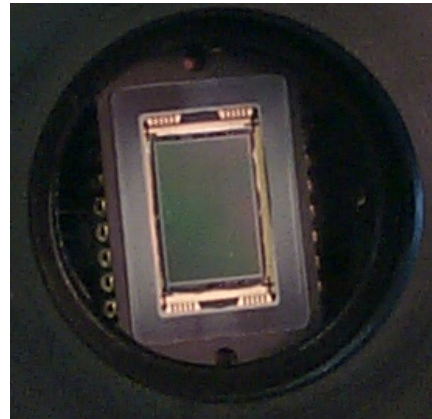


Abb. 3.7: CCD-Sensor KAF1602E

Da der CCD-Sensor KAF1602E eine Full-Frame-Architektur (Abschnitt 2.1.1) aufweist, ist eine Verschlussvorrichtung zur Steuerung der Belichtung notwendig. In der KX2E-Kamera ist ein elektronischer Präzisionsverschluss vom Typ UTS 203 der Fa. Melles Griot integriert, dessen zeitliches Bewegungsverhalten – die Verschlussfunktion – für die hochgenaue Zeitmessung von ganz entscheidender Bedeutung ist (Abschnitt 5.3). Der Belichtungsvorgang, der Ausleseprozess und die Kühlung werden von einer CCD-Steuerkarte kontrolliert, die im Industrierechner installiert ist. Die Übertragung der digitalisierten Bilddaten, die eine radiometrische Auflösung von 14 Bit aufweisen, wird mit einer Geschwindigkeit von 5×10^5 Pixel s^{-1} durchgeführt. Bei einer Sensorgröße von etwa 1.5×10^6 Pixel und kurzen Belichtungszeiten (≤ 1 s) ist es möglich, in einem zeitlichen Abstand von etwa 4 s aufeinanderfolgende Zenitaufnahmen zu erfassen. Hierdurch wird die Voraussetzung geschaffen, auf einer Lotabweichungsstation innerhalb kurzer Zeit eine größere Anzahl von Wiederholungsmessungen zur Reduktion der zufälligen Fehleranteile durchzuführen.

3.1.4 Neigungssensoren HRTM

Zur Neigungsmessung kommen zwei hochauflösende elektronische Pendelneigungssensoren vom Typ HRTM (High-Resolution Tiltmeter) zum Einsatz, die von der Fa. Lippmann Geophysikalische Messgeräte entwickelt worden sind. Die beiden HRTM-Sensoren sind in nahezu orthogonaler Anordnung auf dem Oberbau der Zenitkamera montiert und realisieren den Bezug zur lokalen, physikalischen Lotrichtung. Bereits vor der eigentlichen Messdatenerfassung werden die Neigungssensoren zur Horizontierung der Zenitkamera verwendet. Während der Akquisition von Zenitaufnahmen erfassen die HRTM-Sensoren verbleibende Restabweichungen zwischen der Drehachse der Kamera und der Lotrichtung durch Messung in zwei Lagen (Abschnitt 4.6.1). Grundsätzlich ergeben sich folgende Mindestanforderungen, die an Neigungssensoren im Rahmen der Nutzung auf einer Zenitkamera gestellt werden:

- Die Genauigkeit für die Neigungsmessung in zwei Lagen sollte möglichst hoch ($0''1$ und besser) sein, da sich Unsicherheiten der Neigungsmessung direkt auf die Lotrichtungsparameter auswirken und deshalb eine wichtige Rolle im Fehlerhaushalt der Lotrichtungsbestimmung spielen.
- Die Neigungssensoren sollten kompakt sein, damit sie auf der Zenitkamera montiert werden können. In Hinblick auf die Transportierbarkeit des Instrumentariums sollten zum Betrieb der Sensoren keine zusätzlichen, größeren elektronischen Bauteile benötigt werden.
- Die Pendeldämpfung sollte so abgestimmt sein, dass nur geringe Einschwingzeiten der Pendel nach einer azimutalen Drehung des Oberbaus auftreten.

Alle Anforderungen, so auch die besonders wichtige Forderung nach möglichst hoher Genauigkeit für die Neigungsmessung, werden von den HRTM-Sensoren erfüllt (vgl. Abschnitt 6.3.1.3). Eine ausführliche Beschreibung der instrumentellen Eigenschaften des elektronischen Pendelneigungssensors HRTM kann in Hirt und Kahlmann (2004) gefunden werden. Auf der Grundlage dieser Veröffentlichung werden hier die wesentlichen Leistungsmerkmale der HRTM kurz zusammengestellt.

Aufbau und Funktionsprinzip

Der Neigungssensor HRTM ist als Dreiplattenkondensator konstruiert, wobei die mittlere Kondensatorplatte durch das Pendel als schwerkraftsensitives Element realisiert wird (Abb. 3.8 und 3.9). Das Pendel ist mit zwei feinen Blattfedern aus Federstahl ($50\ \mu\text{m}$ Stärke und 3 mm Breite) am Sensorgehäuse befestigt. Der Dreiplattenkondensator ist in einem kompakten Aluminiumgehäuse der Größe $4\ \text{cm} \times 5\ \text{cm} \times 8.5\ \text{cm}$ integriert, die zugehörige Steuerelektronik befindet sich auf einer kleinen Platine, die am Gehäuserand befestigt ist. Ein weiteres Außengehäuse (Abb. 3.1) schützt die hochempfindliche Mechanik und Elektronik des Sensors vor äußeren Einflüssen (Luftfeuchtigkeit und Berührungen). Mit einer Rändelschraube aus Kunststoff wird das Pendel des Sensors beim Transport arretiert.

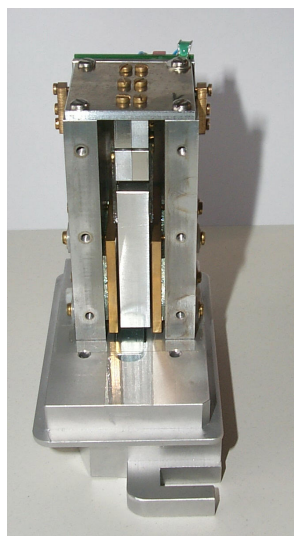


Abb. 3.8: Innenansicht des HRTM-Sensors

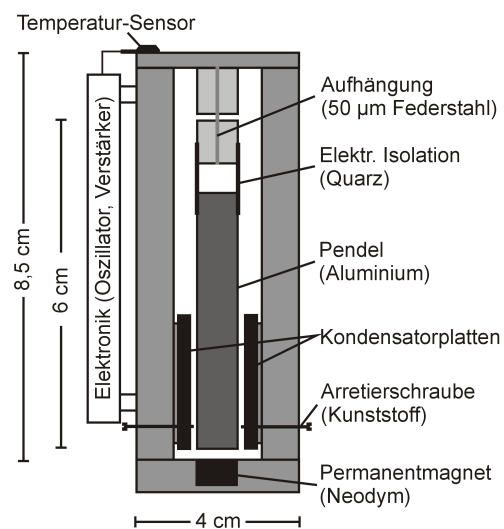


Abb. 3.9: Aufbau des HRTM-Sensors

Tab. 3.1: Technische Daten zum HRTM-Neigungssensor. In Klammern sind die Spezifikationen für den hochauflösenden Messbereich angegeben.

Konstruktionsprinzip	Dreiplattenkondensator
Dämpfungssysteme	elektronisches Feedback und magnetische Wirbelstromdämpfung
Einschwingzeit	< 2 s
Eigenfrequenz	etwa 3 Hz
Sensorrauschen	$10^{-5} \text{ ''Hz}^{-0.5}$
Versorgungsspannung	$\pm 12 \text{ V}$
Nutzsignal	$\pm 6 \text{ V}$
Messbereich	$\pm 600''$ (60'')
Maßstabsfaktor	etwa $100''\text{V}^{-1}$ ($10''\text{V}^{-1}$)
Auflösung der Signalwandlung	16 Bit
Quantisierungseinheit	0.3 mV = 0'03 (0'003)
Quantisierungsrauschen	0.5 mV = 0'05 (0'005)
Abtastfrequenz	100 Hz bis 1000 Hz

Der Neigungssensor HRTM erreicht durch Nutzung einer Lock-In-Verstärkerschaltung eine sehr hohe Signalauflösung. Die Schaltung hat die Fähigkeit, das Nutzsignal des HRTM selektiv zu verstärken. Im Datenblatt zu den HRTM wird das Sensorrauschen mit $10^{-5} \text{ ''Hz}^{-0.5}$ angegeben. Das Signal-Rauschverhältnis der Neigungsmessung liegt nahe an der physikalischen Grenze, der Brown'schen Bewegung des Pendels (Lippmann 2004). Dadurch wird es möglich, auch kleinste Neigungsvariationen als Änderung der Pendelstellung gegenüber den äußeren Kondensatorplatten zu erfassen. Als Ausgangssignal (Nutzsignal) liefert der HRTM-Sensor eine analoge Spannung im Bereich von $\pm 6 \text{ V}$, die Maß für die Pendelstellung und damit für die Neigung des Sensors ist. Bei einem Maßstab von ungefähr $100''\text{V}^{-1}$ steht ein Messbereich von etwa $\pm 600''$ zur Verfügung. Innerhalb dieses Messbereiches ist der Zusammenhang zwischen Spannung und Neigung hinreichend linear, außerhalb sind die Sensorsignale übersteuert und nicht nutzbar. Durch ein logisches TTL-Signal kann ein weiterer Messbereich gewählt werden, der eine um den Faktor 10 höhere Auflösung bietet (vgl. Tab. 3.1).

Signalwandlung

Eine Analog-Digitalwandlerkarte (DaqBoard2000, Fa. IO Tech) dient zur Digitalisierung der analogen Neigungssignale, damit eine Speicherung und Weiterverarbeitung der Neigungswerte möglich wird. Die Digitalisierung erfolgt mit 16 Bit bei einem Messbereich von $\pm 10 \text{ V}$. Eine Quantisierungsstufe entspricht demnach etwa 0.3 mV, die Unsicherheit der Signalwandlung beträgt etwa 0.5 mV (Hirt und Kahlmann 2004). Durch Signalabtastung mit Frequenzen von 100 Hz bis zu 1000 Hz werden die Sensorsignale hochauflösend erfasst und die zufälligen Fehleranteile der Signalwandlung durch Mittelwertbildung (Abschnitt 6.3.1.1) erheblich reduziert. Zur grundsätzlichen Funktionsweise der Signalwandlung wird auf Stearns und Hush (1999) verwiesen.

Dämpfungsmechanismen

Der Neigungssensor HRTM ist als schwingfähiges System mit zwei unterschiedlichen Dämpfungsmechanismen ausgestattet. Neben einem *elektronischen Feedbacksystem*, das kleinere Pendelschwin-

gungen mit Amplituden in der Größenordnung von $1''$ dämpft, soll die *Wirbelstromdämpfung* besonders hervorgehoben werden. Dieses Dämpfungssystem arbeitet nach dem Wirbelstromprinzip und wird durch sehr starke Neodymn-Magnetblöcke realisiert, die in den Grundplatten der Neigungssensoren eingelassen sind (Abb. 3.9). Die Wirbelstromdämpfung wurde implementiert, um eine rasche Beruhigung der Pendelbewegung zu erreichen, die im Rahmen der Zweilagenmessung nach jeder azimutalen Kameradrehung aufgrund der wirksamen Fliehkräfte auftritt. Bei der Pendelbewegung über dem Magnetblock werden aufgrund der Lenz'schen Regel Ströme induziert, die der Pendelbewegung entgegengerichtet sind und Bewegungsenergie entziehen. Durch die Wirbelstromdämpfung wird eine Einschwingzeit der Pendel von wenigen Sekunden erreicht; ohne installierte Wirbelstromdämpfung beträgt diese zwischen 15 s und 20 s. Die Wirbelstromdämpfung ermöglicht somit eine rasche Horizontierung der Kamera und einen zügigen Messablauf.

3.1.5 GPS-Ausrüstung

Eine GPS-Ausrüstung, bestehend aus einem GPS-Empfänger Z12 (Fa. Ashtech) und einer GPS-Antenne (Typ 521, Einfrequenzantenne, Fa. Novatel), ist in das Zenitkamarasystem integriert und wird für die Bestimmung der ellipsoidischen Koordinaten (φ, λ) genutzt. Diese werden für die Bestimmung der Lotabweichungen (Gleichung 1.2) benötigt, allerdings auch als Näherungswerte für die astrometrische Datenprozessierung (Gleichung 4.41). Darüber hinaus hat GPS essentielle Bedeutung für die Bestimmung der Belichtungsepochen der Zenitaufnahmen. Der GPS-Empfänger Z12 verfügt über die Option zur Epochenregistrierung und ermöglicht dadurch den direkten Zugang zur Zeitskala GPST (Abschnitt 2.2.2.3).

Die sehr kompakte GPS-Antenne (5 cm Durchmesser) ist in einem Abstand von etwa 20 cm zur Drehachse exzentrisch auf dem Unterbau an einem höhenverstellbaren Teleskopstab befestigt. Während der Zenitkammermessung überragt die ausgefahrene Antenne den Objektivtubus und die Taukappe, so dass keine Satellitensignale durch die Kamera abgeschattet werden (Abb. 3.1). Da der Unterbau der Zenitkamera für die hochpräzise Lotabweichungsbestimmung grundsätzlich in mehreren Azimuten ausgerichtet wird (Abschnitt 5.2), findet die GPS-Messung in unterschiedlichen Richtungen in Bezug zum Objektiv statt. Das Mittel der einzelnen Antennenpositionen ist dadurch stets auf die Drehachse der Zenitkamera zentriert und macht eine rechnerische Korrektur der geringen Antennenexzentrizität überflüssig.

Die Navigationslösung des GPS-Empfängers ohne weitere Korrektur bietet mit ≤ 13 m (Seeber 2003), entsprechend einigen $0''1$, keine ausreichende Genauigkeit für die hochpräzise Lotabweichungsbestimmung. Die Bestimmung der ellipsoidischen Koordinaten erfolgt daher grundsätzlich im *differenziellen* Messmodus unter Hinzunahme von Korrekturdaten einer Referenzstation. Hierdurch werden die üblichen Fehlerquellen der GPS-gestützten Positionsbestimmung (Fehler in den Satellitenbahnen und -uhren, troposphärische und ionosphärische Refraktion) reduziert, die im Detail beispielsweise von Seeber (2003), Seeber und Willgalis (2002) und Hofmann-Wellenhopf *et al.* (1994) diskutiert werden. Je nach Lage des Messgebiets und Anforderungen hinsichtlich Genauigkeit und Echtzeitpositionierung sind unterschiedliche Varianten zur Berücksichtigung der Referenzstationsdaten möglich.

Differenzielle Positionsbestimmung in Echtzeit

Sofern nicht nur die Lotrichtungs-, sondern auch die Lotabweichungsbestimmung in Echtzeit erfolgen soll, kann in Deutschland der SAPOS Echtzeit-Positionierungs-Service (EPS) genutzt werden

(z.B. SAPOS 2003). Bei Nutzung des EPS werden Codephasen-Korrekturen in Echtzeit im Standardformat RTCM 2.3 an den GPS-Empfänger Z12 übertragen, der nach dem einfachen DGPS-Prinzip korrigierte ellipsoidische Koordinaten berechnet. Als Übertragungseinrichtung kommt im Zenitkameranystem ein GSM-Funkmodem zum Einsatz. Es kann obigem Dokument zu Folge ein Genauigkeitsniveau zwischen 0.5 m und 3 m für die ellipsoidischen Koordinaten (φ, λ) erwartet werden. Die ellipsoidischen Koordinaten des Zenitkameranystems haben dann einen Anteil von etwa $0''02$ bis $0''1$ am Fehlerbudget der Lotabweichungen. In ausländischen Messgebieten können die dortigen nationalen Positionierungsdienste (z.B. SWIPOS in der Schweiz) für die differenzielle Positionsbestimmung konfiguriert werden.

Sofern die *Lotabweichungskomponenten* mit einer Genauigkeit von $0''1$ bestimmt werden sollen, so ergeben sich höhere Anforderungen an die Genauigkeit der ellipsoidischen Koordinaten. Die Genauigkeit des EPS-Dienstes ist dann nicht mehr ausreichend. Es bietet sich an, über den Hochpräzisen-Echtzeit-Positionierungs-Service (HEPS) Trägerphasenkorrekturen für die differenzielle Positionsbestimmung zu nutzen². Die erreichbaren Genauigkeiten für die ellipsoidischen Koordinaten liegen dann im Zentimeterbereich³. Die geringe Standardabweichung der ellipsoidischen Koordinaten von $< 0''01$ ist im Fehlerbudget der Lotabweichungen vollständig vernachlässigbar.

Differenzielle Positionsbestimmung im Postprocessing

Als dritte Variante der differenziellen Positionsbestimmung kann – unabhängig von den beiden Echtzeitkorrekturverfahren – die Datenaufbereitung im Postprocessing genutzt werden. Korrekturdaten können entweder von einer nahegelegenen Referenzstation des jeweiligen nationalen Positionierungsdienstes (z.B. SAPOS GPPS-Dienst in Deutschland) bezogen werden oder von einem weiteren GPS-Empfänger, der auf einem Referenzpunkt im Messgebiet zur parallelen Datenaufzeichnung eingerichtet wird. Für die erreichbaren Genauigkeiten gelten dann die Angaben aus dem letzten Absatz. Da die Trägerphasen während der Zenitkameranessung generell aufgezeichnet werden, ist die differenzielle Positionsbestimmung im Postprocessing unter Verwendung kommerzieller Auswertesoftware grundsätzlich möglich. Zur GPS-Datenprozessierung wird auf Seeber (2003) und Hofmann-Wellenhof *et al.* (1994) verwiesen.

3.1.6 Zeitmessung und Synchronisation

Durch eine Verbindung zwischen der CCD-Steuerkarte und dem GPS-Empfänger Z12 wurde auf der Hardwareebene eine vollautomatische Prozedur zur Zeiterfassung implementiert, über die in Hirt und Seeber (2002) berichtet wird. Maßgeblich für den Start der Messdatenerfassung ist die CCD-Steuerkarte, die mit einem logischen TTL-Signal die Öffnung des Kameraverschlusses veranlasst (Abschnitt 5.3.2). Dieses Signal wird durch eine Hardwareverbindung in den Ereignisseingang des GPS-Empfängers geleitet. Der Zeitpunkt des Eintreffens der aufsteigenden Signalfanke wird auf der Zeitskala GPST festgehalten, die nach der Initialisierung des Empfängers über den eingebauten Oszillator realisiert wird und verfügbar ist. Der GPS-Empfänger sendet den registrierten Belichtungszeitpunkt im ASCII-Format auf die RS-232 Schnittstelle des Industrierechners.

²Diese Variante ist mit dem vorhandenen Z12-Empfänger modellbedingt nicht umsetzbar, kann jedoch durch Konfiguration eines anderen Modells genutzt werden.

³Das HEPS-Genauigkeitspotenzial von 1 bis 2 cm wird sicherlich nicht voll ausgeschöpft, da eine Einfrequenzantenne mit sehr kleiner Grundplatte verwendet wird. Daher ist einerseits mit verbleibenden ionosphärischen Restfehlern und andererseits mit Mehrwegeeffekten zu rechnen.

Zur Synchronisation von Belichtung und Neigungsmessung besteht auch eine Hardwareverbindung zwischen der Analog-Digitalwandlerkarte und dem TTL-Ausgang der CCD-Steuerkarte. Das TTL-Signal wird auf einem dritten Kanal der Wandlerkarte synchron zu den Neigungswerten der beiden HRTM-Sensoren mit aufgezeichnet. Auf diese Weise können die digitalisierten Neigungswerte bei der Auswertung direkt den Belichtungsintervallen zugeordnet werden (vgl. Abb. 4.36). Damit eine zeitliche Überdeckung der Messdaten sichergestellt wird, beginnt die Aufzeichnung der Neigungswerte und des TTL-Signals bereits einige Sekunden vor dem Start des Belichtungsprogramms. Die realisierte Implementierung ist in Abb. 3.16 vollständig dargestellt.

3.1.7 Rechnereinheit

Eine Industrierechnereinheit wird zur Steuerung der Zenitkamasensorik, zur Messdatenerfassung, Online-Datenprozessierung und zur Speicherung der akquirierten Messdaten verwendet. Die Rechnereinheit ist mit einem 1.4 GHz Prozessor ausgestattet und nimmt die Steuerkarten für die Sensorik (CCD und Wandlerkarte) auf. Die Speicherung der Messdaten erfolgt auf Wechselfestplatten, die einen einfachen Austausch der aufgezeichneten, in der Regel sehr umfangreichen Datensätze mit anderen Rechnern zur Weiterverarbeitung, Analyse und Datensicherung ermöglichen. Das Zenitkamasystem wird über einen kabellosen, handlichen Tablett-PC gesteuert, der über ein lokales Funknetzwerk (WLAN) mit der Rechnereinheit in Verbindung steht. Der Tablett-PC verfügt über einen Touchscreen (Bildschirm mit Eingabemöglichkeit durch Berührung) und ermöglicht die interaktive Steuerung des Systems. Hierdurch wird es möglich, dass sich der Operateur während der Messdatenerfassung vom Zenitkamasystem entfernen kann, Beobachtereinflüsse vermeidet und trotzdem die Messung überwachen kann (z.B. Überprüfung der Neigungswerte und der Bildqualität der Zenitaufnahmen).

3.1.8 Stromversorgung

Die Stromversorgung des Zenitkamasystems (Gesamtverbrauch etwa 140 Watt) wird über mehrere austauschbare Batterien (12 Volt, 38 Ah) realisiert, die in einem Einschub in der Rechnereinheit Platz finden. Zusätzlich steht ein leistungsfähiger Batterieblock der Nennkapazität von 80 Ah zur Verfügung, der fest im Transportfahrzeug installiert ist und zur Überbrückung beim Batteriewechsel sowie zur Verlängerung der potenziellen Messdauer dient. Erfahrungsgemäß kann das Zenitkamasystem mit einer Wechselbatterie und der Fahrzeugbatterie etwa 3 bis 4 Stunden betrieben werden, wobei insbesondere in kalten Winternächten häufigere Batteriewechsel notwendig sind. Während des Instrumententransports zwischen benachbarten Lotabweichungsstationen wird die Fahrzeugbatterie teilweise wieder aufgeladen.

3.1.9 Stativwagen und Transport

Zur Beschleunigung und Erleichterung der Feldarbeiten wurde ein rollbarer Stativwagen konstruiert (Abb. 3.1). Der Stativwagen verfügt über drei ausfahrbare Motorzylinder (elektrisch angetriebene Hubzylinder), die im oberen Bereich in eine massive Grundplatte münden und im unteren Bereich mit einem Transportwagen fest verbunden sind. Die Motorzylinder besitzen ausfahrbare Stativfüße (Konstruktion der ETH Zürich), die aufgrund der integrierten Kugelgelenklager auch an geneigten Aufstellplätzen einen stabilen Stand ermöglichen. Auf der Grundplatte des Stativwagens ist die digitale Zenitkamera montiert, im unteren Bereich befindet sich die Industrierechnereinheit

mit GPS-Empfänger und Stromversorgung. In dieser Konstruktion sind *alle* für den Feldbetrieb notwendigen Module in kompakter Form integriert.

Die Beförderung des digitalen Zenitkamarasystems zu den Lotabweichungsstationen erfolgt gewöhnlich mit einem Transportfahrzeug. Während des Instrumententransports dient die Luftbereifung des Stativwagens zur Dämpfung von transportbedingten Stößen. Über transportable Verladeschienen kann der Aufbau leicht aus dem Fahrzeug ausgeladen werden. Bis zum Beobachtungspunkt, der in aller Regel in unmittelbarer Nähe des Transportfahrzeuges liegt, wird das Zenitkamarasystem gerollt. Durch Ausfahren der Motorzylinder wird das gesamte Messsystem, so auch der Stativwagen, angehoben und berührt den Boden nur noch über die Stativfüße.

Mit der einfachen und zugleich sehr effektiven Konstruktion des Stativwagens ist ein entscheidender Vorteil verbunden: Das Beobachtungspersonal wird bei den Feldarbeiten in erheblichem Maße entlastet, da das manuelle Anheben des Instrumentariums entfällt. Jeglicher Ortswechsel des Zenitkamarasystems kann vollständig durch Rollen durchgeführt werden. Dieser Vorteil darf bei den oftmals rauen Bedingungen, die bei astrogeodätischen Feldarbeiten herrschen, nicht unterschätzt werden. Zudem ermöglicht die Konstruktion des Stativwagens die Zusammensetzung der einzelnen Systemmodule (Rechner, GPS-Empfänger, Kamera und Batterie) zu einer kompakten Einheit.

In der Mitte der Grundplatte des Stativwagens befindet sich ein Loch (Durchmesser etwa 25 cm), durch das die Daten- und Versorgungskabel zur Sensorik, die auf dem drehbaren Oberbau montiert ist, zentrisch geführt werden. Bei der azimuthalen Drehung der Zenitkamera sind die Kabel einer Torsion von $\pm 90^\circ$ ausgesetzt, die nicht weiter hinderlich ist. Diese einfache und elegante Lösung der Kabelführung zum Oberbau der Kamera als rotierbare Systemkomponente hat sich bei vielen Feldmessungen als sehr zuverlässig erwiesen und ist einer schneckenförmigen, wartungsintensiven Kabelführung innerhalb des Zenitkamerakörpers überlegen.

3.2 Softwarerealisierung

Neben der instrumentellen Ausführung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D spielt die Realisierung eines automatischen und echtzeitfähigen Softwaresystems für die Datenakquisition und die Datenprozessierung eine wesentliche Rolle, da erst hierdurch die wirtschaftliche astrogeodätische Lotabweichungsbestimmung möglich wird. Ein solches Softwaresystem wurde unter dem Namen AURIGA (Automatic Realtime Image Processing System for Geodetic Astronomy) am IfE entwickelt und stellt einen Schwerpunkt innerhalb der digitalen Zenitkameraentwicklung dar. Ein früheres Entwicklungsstadium der Software ist bereits in Hirt (2000, 2001) beschrieben. Das System AURIGA ermöglicht die vollautomatische Prozessierung der digitalen Zenitaufnahmen und stellt die Lotrichtungsparemeter (Φ, Λ) und Lotabweichungskomponenten (ξ, η) wenige Sekunden nach der Messung online bereit.

Neben der Auswertekette, die in Kapitel 4 vollständig dargestellt wird, stehen Module zur Messdatenakquisition und zur Überwachung der Zenitkamarasensorik zur Verfügung. Ein umfassendes Projektmanagement dient zur Verwaltung der anfallenden Datensätze. Das System AURIGA wird seit dem Jahr 2001 auch am Geodäsie und Geodynamik Labor der ETH Zürich zur Messdatenverwaltung und zur Prozessierung der Messungen eingesetzt, die mit dem digitalen Zenitkamarasystem DIADEM (Abschnitt 1.5) durchgeführt werden. Die Leistungsfähigkeit der Software wurde insbesondere bei der Auswertung der astrogeodätischen Feldmessungen unter Beweis gestellt, die im Rahmen der Messkampagne CHGeo2003 (Abschnitt 7.2) durchgeführt wurden. Eine ausführliche Beschreibung des Softwaresystems AURIGA soll hier nicht gegeben werden, um den Rahmen der

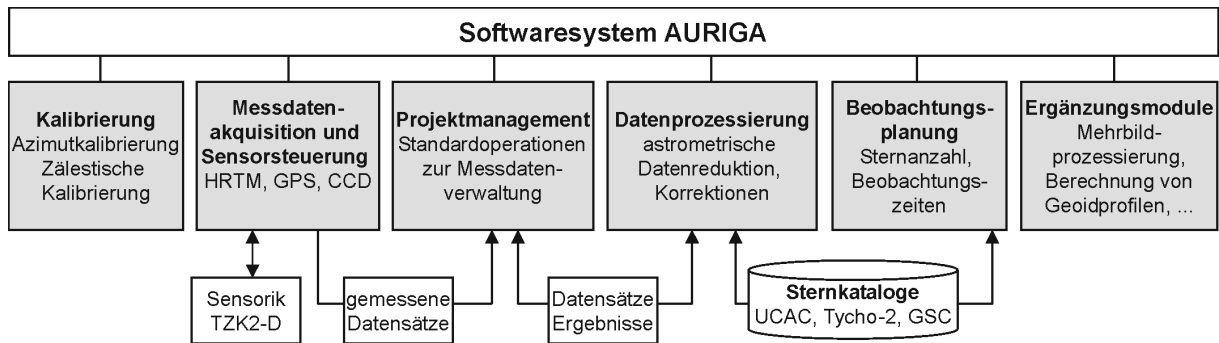


Abb. 3.10: Aufbau des Softwaresystems AURIGA

Darstellung nicht zu sprengen. Stattdessen werden die Grundkonzepte und Leistungsmerkmale kurz skizziert.

Das Softwaresystem AURIGA ist streng modular konstruiert. Es setzt sich aus C/C++ Programmen (Sensorsteuerung und Durchführung einzelner Auswerteschritte) sowie Tcl/Tk Skripten (Steuerung aller Teilprozesse, Realisierung einer Datenkette gemäß Abb. 4.1 in Abschnitt 4.1, Datenverwaltung und grafische Benutzeroberfläche sowie Visualisierung aller Daten und Ergebnisse) zusammen. Das Softwaresystem kann vollautomatisch (Batchmodus) oder interaktiv betrieben werden. Die grundsätzliche Strukturierung von AURIGA ist in Abb. 3.10 schematisch dargestellt. Mit einem leistungsfähigen Datenmanagement können *Messkampagnen* (mehrere Lotabweichungsstationen in einem Messgebiet) verwaltet werden, die sich aus einzelnen *Projekten* zusammensetzen. Unter einem Projekt werden alle Datensätze einer Lotabweichungsstation zusammengefasst. Hierzu gehören Rohdaten, Kalibrierwerte, Erdorientierungsparameter, Analyse- und Ergebnisdateien und Metadaten zur Stationsbeschreibung. Die strikte Aufteilung in einzelne Datenbereiche und die Zusammenführung im Rahmen der Prozessierung wird in Abb. 3.11 verdeutlicht. Das Datenmanagement bietet die üblichen Operationen, wie Initialisierung, Laden, Speichern, Import und Export, Editieren und Löschen, die zur Verwaltung der Datensätze benötigt werden. Für jedes Projekt kann eine beliebige Anzahl von Mehrfachmessungen verwaltet werden.

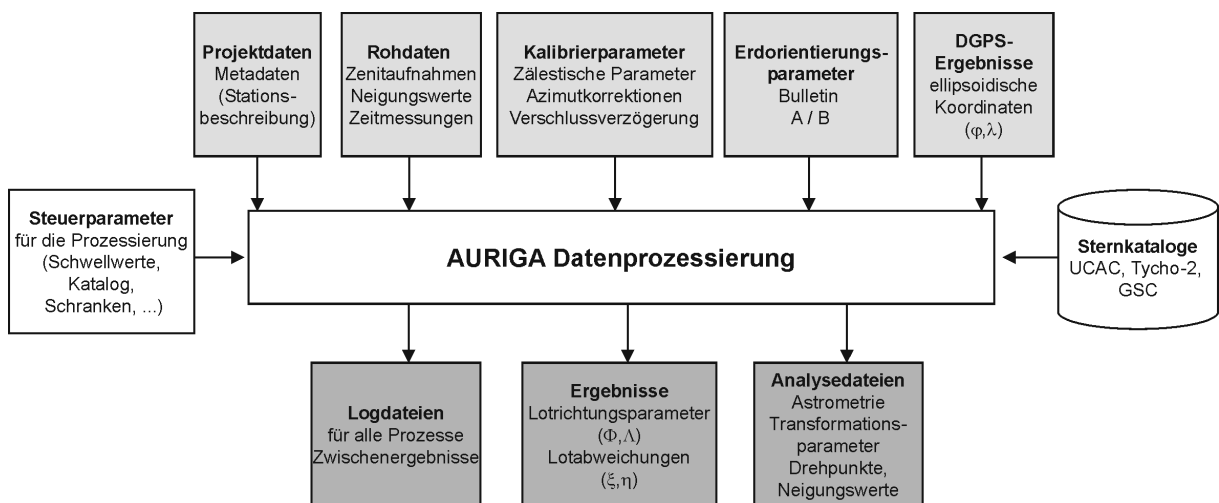


Abb. 3.11: Datenbereiche im Softwaresystem AURIGA

3.2.1 Datenakquisition

AURIGA weist folgende wesentliche Leistungsmerkmale im Bereich der Datenakquisition auf:

- Kontrolle der Funktionsfähigkeit aller Sensoren vor und während der Messung,
- Assistenten für die schnelle Horizontierung und Fokussierung des Systems,
- automatische Ausführung vorgegebener Messabläufe (verschiedene Aufnahmeserien, Wiederholungsmessungen und Messanordnungen),
- Visualisierung der Neigungsdaten und Zenitaufnahmen zur Online-Kontrolle der Datenqualität,
- Steuerung der CCD-Kamera KX2E: Setzen von Parametern wie der Belichtungszeit und Kühltemperatur, Überwachung der Kühlung und des Sensorrauschens, Auslesen der Bilder,
- Steuerung der Neigungssensoren HRTM: Wahl des Messbereiches, der Signalverstärkung und der Abtastfrequenz, Vorfilterung und Echtzeitvisualisierung der Neigungsdaten, Überwachung der Sensornullpunkte, der Nullpunktverlagerung und der Absolutneigung der Kamera sowie
- Steuerung des GPS-Empfängers (Datenaufzeichnung, Zeitmessung und Auslesen der geodätischen Koordinaten) und des GSM-Modems (Nutzung des SAPOS EPS-Dienstes).

3.2.2 Datenprozessierung

Im Rahmen der Datenprozessierung stehen folgende Funktionen zur Verfügung:

- Vollautomatische, echtzeitfähige Auswertekette von den Rohdaten bis zu den Lotrichtungen und Lotabweichungen,
- astrometrische Prozessierung der Zenitaufnahmen: Sternextraktion, Aufbereitung von Referenzsternen auf Grundlage der ICRS-Realisierungen UCAC und Tycho-2, Sternidentifizierung, Reduktion der Aufnahmen und Interpolation der Drehrichtung,
- Berücksichtigung der Korrektionssterne (Neigung, Azimutfehler und Polbewegung) und der zugehörigen Kalibrierinformation,
- Zugriff auf die Erdorientierungsparameter aus dem IERS-Bulletin A oder B, Anwendung geeigneter Interpolationsalgorithmen,
- Digitale Tiefpassfilterung der Neigungswerte,
- umfangreiche Visualisierungsmöglichkeiten für Referenzsternfelder und Zenitaufnahmen, astrometrische Residuen, Neigungswerte und der Lotabweichungen aus Mehrfachmessungen, sowie
- separate Log- und Steuerdateien für alle Teilprozesse und Analysedateien (Sternanzahl und Genauigkeiten, Transformationsparameter, Bildverarbeitung, Residuen, ...).

3.2.3 Ergänzungsmodule

Darüber hinaus verfügt AURIGA über einige nützliche Ergänzungsmodule, die für die Planung von Beobachtungen, Auswertung von Kalibrierungsmessungen und Weiterverarbeitung der Ergebnisse genutzt werden können:

- Durchführung von Beobachtungsplanungen: Vorhersage von Sternanzahlen als Funktion der GesichtsfeldgröÙe, des Kamerastandortes und Beobachtungszeitpunktes,
- Berechnung von möglichen Beobachtungszeiten: Dammerungszeiten, Beobachtungszeiträume sowie verbleibende Beobachtungszeiten während der Feldmessungen,
- Module für die Kalibrierung: Automatische Prozessierung von zälestischen Kalibrierungsmessungen, Azimutkalibrierungsmessungen sowie Messdaten der Verschlussuntersuchung,
- Berechnung lokaler astrogeodatischer Geoidprofile sowie
- Integration unterschiedlicher Sternkatalogdaten in die AURIGA-Datenstrukturen.

3.3 Justierverfahren

3.3.1 Fokussierung

Zur möglichst zügigen Herstellung der Messbereitschaft des Zenitkamarasystems ist die Kenntnis des Zusammenhangs zwischen Temperatur und Fokussierung notwendig. Die Temperaturkurve kann auf einfache Weise bestimmt werden, indem die Lage der Fokalebene und damit der Scharfabbildung an verschiedenen Abenden gemessen wird, an denen möglichst unterschiedliche Umgebungstemperaturen herrschen. Danach kann bei allen Feldmessungen auf die Temperaturkurve zurückgegriffen werden, um den CCD-Sensor in Abhängigkeit der Umgebungstemperatur mit der Fokussiereinrichtung gezielt in die Fokalebene zu bewegen. Das MaÙ für die Lage der Fokalebene ist die Ablesung an der Messuhr.

Die Lage der Scharfabbildung wird durch visuelle Analyse der Bilddaten bestimmt⁴. Da die Lage der Scharfabbildung eine gewisse Toleranz aufweist, bietet sich die folgende Methode der Fokussierung an: Die CCD-Kamera wird mit der Mikrometerschraube der Fokussiereinrichtung aus dem unteren Unscharfebereich langsam – durch den Scharfebereich – in den oberen Unscharfebereich gefahren und zu jeder Stellung die Lage der Fokalebene an der Messuhr abgelesen. Der obere und untere Randpunkt des Schärfebereiches ist leicht zu bestimmen (vgl. Abb. 3.12). Die exakte Lage der Fokalebene des Objektivs ergibt sich als Mittelwert der beiden Randpunkte.

Die Temperaturkurve wurde in insgesamt 24 unterschiedlichen Fokussierungen in einem Temperaturbereich zwischen -1.7°C und 30°C bestimmt und ist in Abb. 3.13 dargestellt. Der Zusammenhang zwischen Temperatur und Lage der Fokalebene ist weitgehend linear. Die Temperaturkurve weist eine Steigung von 0.033 mm K^{-1} auf und weicht etwas vom früher genutzten Wert (0.05 mm K^{-1} , vgl. Wissel 1982) ab. Die Fokustoleranz beträgt etwa $\pm 0.1\text{ mm}$ bzw. $\pm 3\text{ K}$, wie in Abb. 3.12 zu erkennen ist. Die Temperaturkurve wird vor jeder Zenitkammermessung genutzt, um die CCD-Kamera in die Fokalebene des Objektivs zu bringen.

⁴Es ist prinzipiell möglich, die Bildschärfe auch rechnergestützt zu bestimmen. Das Kriterium hierfür ist die Pixelanzahl, die von der Sternabbildung überdeckt wird und damit das Signal-Rauschverhältnis je Pixel. Bei einer guten Fokussierung erreicht das Signal-Rauschverhältnis je Pixel seinen Maximalwert, da die Photonen auf eine minimale Anzahl Pixel konzentriert abgebildet werden.

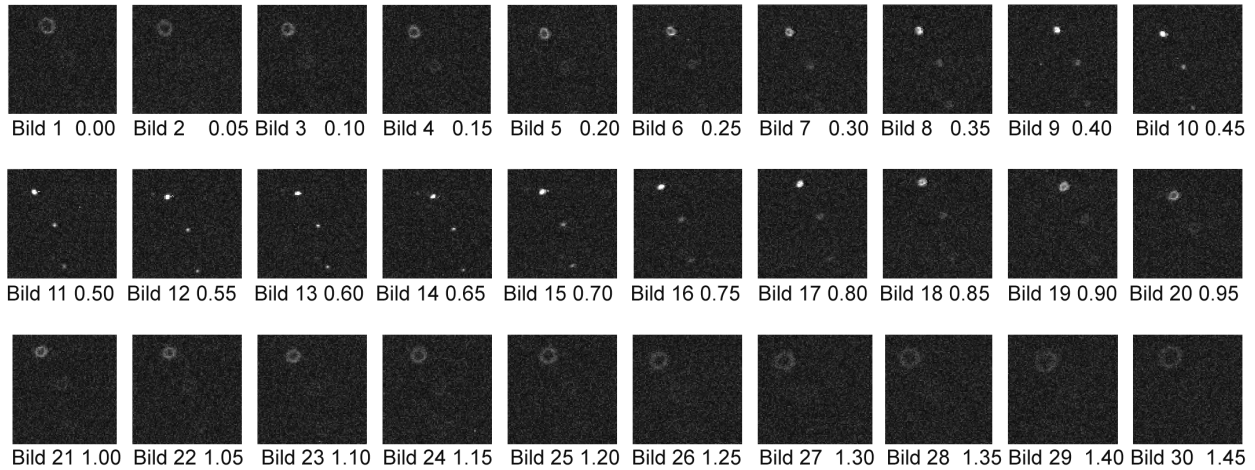


Abb. 3.12: Fokusaufnahmen zur Bestimmung des Schärfebereiches. Die Abbildung zeigt ausgewählte Ausschnitte aus einer Sequenz von typischen Fokusaufnahmen. Die vertikale Lage der CCD-Kamera wurde zwischen je zwei aufeinanderfolgenden Aufnahmen um 0.05 mm geändert. Bild 13 gibt die Lage der Fokalebene an. Die Aufnahmen zeigen, dass die Scharfabbildung eine Toleranz von etwa ± 0.1 mm aufweist. Die Unschärfbereiche lassen sich durch zwei charakteristische Merkmale kennzeichnen: Lichtschwache Sterne sind nicht mehr zu erkennen und hellere Sterne bilden sich nicht mehr punktförmig, sondern ringförmig ab. In der ringförmigen Struktur der Sternabbildungen zeigt sich deutlich, dass eine Spiegeloptik mit Sekundärspiegel verwendet wird. Dieser ist in der Mitte der unfokussierten Sternabbildungen erkennbar. Die Randpunkte auf beiden Seiten des Schärfebereiches können beispielsweise durch das erstmalige Erscheinen der ringförmigen Sternabbildungen festgelegt werden.

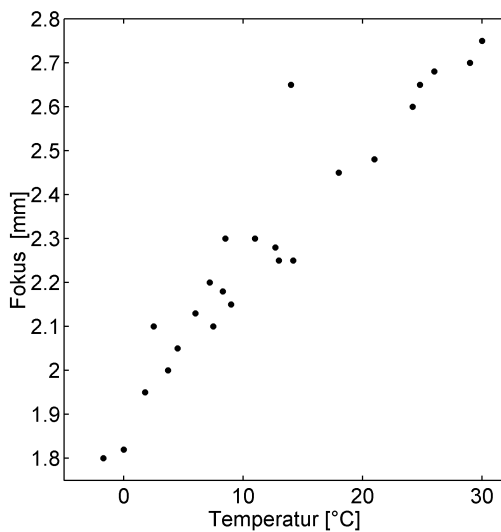


Abb. 3.13: Temperaturkurve des Objektivs Zeiss Mirotar im Temperaturbereich von -1.7°C bis 30°C

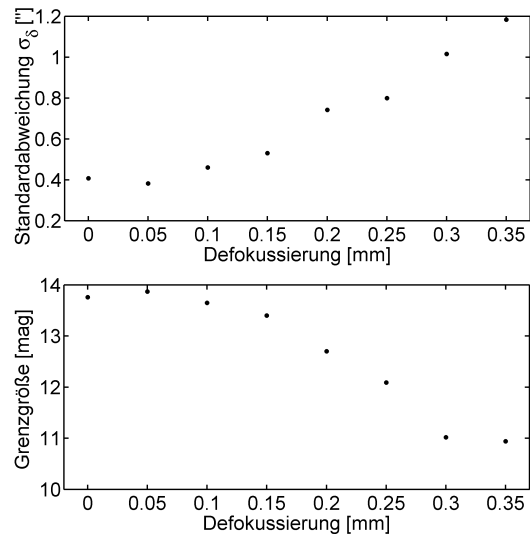


Abb. 3.14: Auswirkung einer Defokussierung auf die astrometrische Standardabweichung (in Deklinationsrichtung) und auf die Grenzgröße

Die Einstellung und Kontrolle der Fokussierung sind zwei der wenigen Aufgaben, die vor der eigentlichen Messdatenakquisition ausgeführt werden müssen. Sofern die Fokussierung des CCD-Sensors nicht sorgfältig genug vorgenommen wird, verschlechtert sich die Qualität der Bilddaten erheblich.

Dies kann dazu führen, dass die Zenitaufnahmen nicht mehr ausgewertet werden können. Mit der *Defokussierung* – der Abweichung zwischen der Lage des CCD-Sensors und der Fokalebene – ist eine rasche Abnahme der Grenzgröße verbunden, wie Abb. 3.14 (unten) zeigt. Schwerwiegender hingegen ist die deutliche Abnahme der astrometrischen Genauigkeit (Abb. 3.14, oben), da die Verfahren zur Bildkoordinatenmessung (Abschnitt 4.2.4) für die Zentrierung von punktförmigen, nicht jedoch für ringförmige Sternabbildungen konzipiert sind. Beide Abbildungen unterstreichen die Notwendigkeit einer *sorgfältigen* Fokussierung.

Am Anfang einer Messnacht kann es möglich sein, dass sich die Objektivtemperatur von der Außentemperatur deutlich unterscheidet und daher die obige Temperaturkurve nicht direkt genutzt werden kann. In solchen Fällen ist es ratsam, die Fokussierung durch visuelle Bestimmung der Scharfabbildung herzustellen. Darüber hinaus muss bei allmählichen Temperaturänderungen die Fokussierung entsprechend der aufgestellten Temperaturkurve angepasst und visuell kontrolliert werden.

3.3.2 Justierung der Azimutdrehung

Für die hochpräzise Auswertung der Zenitkameramessungen ist eine möglichst genaue Einhaltung der 180° -Bedingung bei der azimutalen Drehung zwischen den beiden Aufnahmelagen notwendig. Die *Justierung der Azimutdrehung* erfolgt durch Verwendung eines Sekundentheodoliten, der zentrisch mit einem T4-Gewinde auf der Objektivabdeckplatte befestigt wird. Der Theodolit dient zur präzisen Bestimmung des Drehwinkels zwischen Lage 1 und 2 durch Anzielung eines Fernziels. In einer iterativen Prozedur wird die Länge eines der beiden Drehbolzen durch Verstellung der Kontermuttern (Abb. 3.3) vorsichtig variiert und der realisierte Drehwinkel über die Theodolitmessung kontrolliert. Diese Methode wurde bereits von Gessler (1975) für die Zenitkamera TZK1 beschrieben, die mit einer identischen Anschlagsvorrichtung wie die TZK2-D ausgestattet ist. Nach der sorgfältigen Durchführung des Justierverfahrens wird bei der digitalen Zenitkamera TZK2-D die 180° -Drehung auf etwa $5''$ genau realisiert (Käker 2003). Die wiederholte Durchführung der Theodolitmessung nach intensiver Feldnutzung des Zenitkamarasystems hat gezeigt, dass der Drehwinkel von 180° nach der Justierung bei normaler mechanischer Beanspruchung *konstant* bleibt. Dieses Resultat korrespondiert mit den Untersuchungsergebnissen von Gessler (1975). In der Untersuchung von Käker (2003) konnte die *Wiederholgenauigkeit* für die Azimutdrehung aus der Streuung der Theodolitmessungen empirisch ermittelt werden. Diese beträgt etwa $2''5$ und ist von der mechanischen Fertigung der Berührflächen der Drehbolzen und der Anschlagsvorrichtung abhängig.

3.4 Messung mit dem Zenitkamarasystem

Das Zenitkamarasystem TZK2-D wird mit einem Transportfahrzeug zu den Lotabweichungsstationen befördert. Die Lage der Lotabweichungsstationen wird im Allgemeinen an die örtlichen Gegebenheiten (Straßen und Feldwege, Parkplätze u.ä.) so anpasst, dass die direkte Anfahrt mit dem Fahrzeug möglich ist. Im Gegensatz zur früheren Nutzung von photographischen Zenitkamaras ist der Einsatz des digitalen Zenitkamarasystems nicht auf Festpunkte (z.B. trigonometrische Punkte) beschränkt. Die Nutzung von GPS zur Bestimmung der geodätischen Koordinaten ermöglicht eine weitestgehend freie Standortwahl und erhöht dadurch die Flexibilität des Lotrichtungsbestimmung deutlich. Die Stationsanordnung bei Feldmessungen kann sich deshalb an den verfügbaren Verkehrswegen und an den Zielsetzungen der Kampagne (z.B. Profilmessungen bei dichter Stationsanordnung) orientieren. Zenitkameramessungen können durchgeführt werden, wenn die bürgerliche

Dämmerung eingetreten ist und damit die Sonne mindestens 6° unter dem Horizont steht. Eine grafische Darstellung der möglichen Beobachtungszeiten in Abhängigkeit von der Jahreszeit findet sich im Anhang B.

Nach dem Ausladen des Messsystems unter Verwendung der Verladeschienen wird der Aufbau an einen geeigneten Aufstellort in der Nähe des Fahrzeuges gerollt. An die Aufstellorte werden keine hohen Anforderungen gestellt, es eignen sich beispielsweise Asphalt- und Betonflächen gleichermaßen. Bei Sand- oder Grasflächen werden breite Aluminiumscheiben unter die Stativfüße gelegt, um das Einsinken des Instrumentes zu mindern und dadurch den Horizontiervorgang zu erleichtern. Da der Instrumententransport vollständig durch Rollbewegungen durchgeführt wird, kann das System TZK2-D auch mit nur einem Operateur betrieben werden. Gewöhnlich werden die astrogeodätischen Messungen jedoch von einem Team, bestehend aus zwei Operateuren durchgeführt.

3.4.1 Vorbereitungen

Zur Herstellung der Messbereitschaft sind nur wenige Vorbereitungen notwendig. Auf der Lotabweichungsstation werden die Motorzylinder ausgefahren und dadurch das ganze Zenitkamarasystem angehoben, bis es über die Stativfüße einen sicheren Stand erhält. Die Motorzylinder und die Dosenlibelle auf dem Oberbau der Zenitkamera werden zur Grobhorizontierung des Systems genutzt, das hierdurch mit einer Genauigkeit von besser als 200 Bogensekunden in der Lotrichtung eingerichtet wird.

Die anschließende Feinhorizontierung wird mit Hilfe der Fußschrauben vorgenommen, währenddessen die Neigungswerte der HRTM-Sensoren online über den kabellosen Tablett-PC angezeigt werden. Durch Messung in zwei Lagen werden die Sensornullpunkte vor der Messung rechnerisch bestimmt, damit die Kamera möglichst präzise in der Lotrichtung eingerichtet werden kann. In der Regel gelingt die Horizontierung des Systems ohne Schwierigkeiten mit einer Genauigkeit von etwa 2 Bogensekunden. Als letzter Vorbereitungsschritt wird die Fokussierung des Systems hergestellt und visuell überprüft (Abschnitt 3.3.1). In den Zenitaufnahmen muss vor Beginn der Messung eine ausreichende Anzahl Sterne scharf abgebildet sein. Die Vorbereitungen – vom Ausladen bis zur Herstellung der Messbereitschaft – nehmen meistens 5 Minuten und weniger in Anspruch. In der Regel ist der GPS-Empfänger nach dem Abschluss der Messvorbereitungen initialisiert, d.h. der empfängerinterne Oszillator ist mit der GPS Systemzeit GPST synchronisiert, und eine Navigationslösung ist verfügbar.

3.4.2 Datenakquisition

Nach Abschluss der Vorbereitungen und Überprüfung der ordnungsgemäßen Funktionsfähigkeit aller Sensoren (CCD, GPS und HRTM) werden die ellipsoidischen Koordinaten der Kamera vom GPS-Empfänger zum Steuerrechner übertragen. In jeder Kameralage wird rechnergesteuert eine automatische Prozedur zur Messdatenerfassung abgearbeitet. Auf Grundlage des vorgegebenen Messprogramms (Anzahl von Zenitaufnahmen pro Lage und Anzahl von Wiederholungsmessungen) öffnet die Kamera ihren Verschluss und bildet das zenitnahe Sternfeld bei typischen Belichtungszeiten zwischen 0.4 s und 1 s auf dem CCD-Sensor ab. Während der Belichtungsreihe werden synchron die Neigungswerte der HRTM-Sensoren aufgezeichnet, der Zustand des Verschlusses (offen oder geschlossen) durch Abtastung des TTL-Signals registriert sowie die Zeiterfassung mit GPS durchgeführt, wie in Abschnitt 3.1.6 dargestellt.

Zwischen aufeinanderfolgenden Belichtungsserien wird der Oberbau der Kamera um 180° azimuthal gedreht. Die Azimutdrehung ist der einzige manuelle Eingriff in den Prozess der Messdatenerfassung. Für die Lotrichtungsbestimmung ist prinzipiell ein korrespondierendes Paar von Zenitaufnahmen aus Lage 1 und 2 ausreichend. Auf einer Station werden in aller Regel jedoch mindestens 30 Wiederholungsmessungen durchgeführt, um die zufälligen Fehleranteile der Lotabweichungsbestimmung zu reduzieren (beispielsweise Einflüsse wie atmosphärische Szintillation, vgl. auch Abschnitt 6.2.1).

Eine Besonderheit stellt die doppelte Zweilagennmessung dar, die bei Messungen mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D grundsätzlich angewendet wird. Bei der doppelten Zweilagennmessung werden die Belichtungsserien in der Abfolge Lage 1 – Lage 2 – Lage 2 – Lage 1 durchgeführt. Hierdurch werden die resultierenden Mittelwerte von den linearen Driftanteilen der Neigungsmessung befreit. Eine fehlertheoretische Erläuterung hierzu findet sich in Abschnitt 6.3.2.1. Durch die Anwendung der doppelten Zweilagennmessung wird auch die Anzahl der notwendigen Drehungen zwischen aufeinanderfolgenden Lagen gegenüber der früher genutzten Anordnung Lage 1 – Lage 2 – Lage 1 – Lage 2 reduziert und somit der Messablauf beschleunigt. Der typische Ablauf einer Belichtungsserie in der doppelten Zweilagennmessung wird von Abb. 3.15 gezeigt.

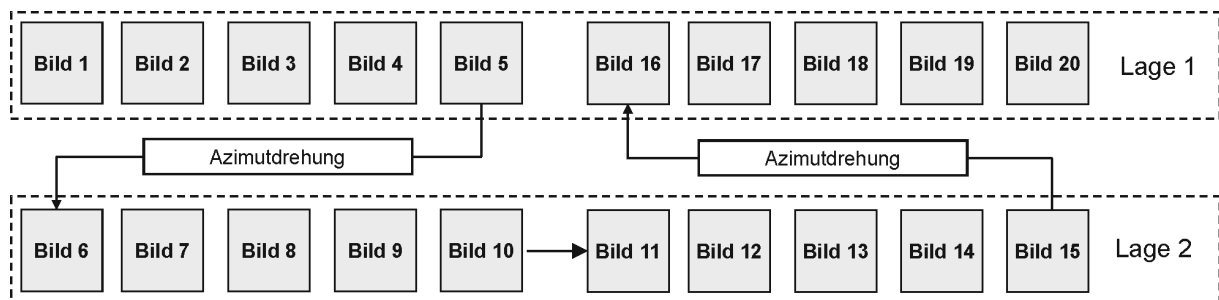


Abb. 3.15: Messdatenerfassung mit dem Zenitkamarasystem

Wie in Abschnitt 5.2 beschrieben, ist für die hochpräzise Lotabweichungsbestimmung die Messung in unterschiedlichen azimuthalen Kameraausrichtungen notwendig (Azimutkalibrierung). In der Regel werden die Zenitkamarasmessungen in drei bis vier unterschiedlichen azimuthalen Ausrichtungen des Kameraunterbaus durchgeführt. Die Erfassung von 10 Lotabweichungsmessungen nimmt einen Zeitraum von etwa 3 min in Anspruch. Die vollständige Durchführung der Azimutkalibrierung unter Anwendung der beschriebenen Messanordnungen dauert gewöhnlich etwa 20 bis 30 min. Danach liegen etwa 30 bis 60 Wiederholungsmessungen für die hochpräzise Berechnung der Lotabweichungskomponenten vor.

3.5 Bewertung und Vergleich

Mit der Entwicklung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D sind einige Verbesserungen und Vorteile gegenüber der photographischen Zenitkamera TZK2 verbunden. Mit der konventionellen Kamera konnten Lotabweichungen nur auf Festpunkten bestimmt werden; durch GPS-Nutzung erlaubt das digitale Messsystem TZK2-D die Lotabweichungsbestimmung an frei wählbaren Orten und erhöht dadurch die Flexibilität des astrogeodätischen Messverfahrens deutlich. Die vorgestellte

rollbare Einheit, bestehend aus Stativ, Rechner und Zenitkamera, erleichtert die Durchführung von Feldarbeiten, da die Operateure erheblich entlastet werden.

Die Nutzung der CCD-Technologie für die digitale Bilderfassung ist die *entscheidende* konzeptionelle und technische Verbesserung und ermöglicht die wirtschaftliche Online-Lotabweichungsbestimmung. Im Gegensatz zur Auswertung von photographischen Messungen ist keine zeitintensive manuelle Auswertung der Messbilder an einem Komparator notwendig. Die Auswertung der digitalen Zenitaufnahmen wird vollautomatisiert durch Nutzung des Auswertesystems AURIGA durchgeführt, das auch die Online-Qualitätskontrolle der Beobachtungsdaten im Feld ermöglicht. Während früher für die Auswertung einer Lotabweichungsstation (gewöhnlich 4 bis 6 photographische Zenitaufnahmen) eine Bearbeitungszeit von etwa 4 Stunden benötigt wurde (z.B. Seeber und Torge 1985), können digitale Zenitkamerabeobachtungen nahezu in Echtzeit ausgewertet werden: Die Auswertzeit für einen Datensatz – bestehend aus zwei Zenitaufnahmen – beträgt nur wenige Sekunden und ist gegenüber der Beobachtungszeit praktisch vernachlässigbar. Hiermit sind einige wesentliche Vorteile verbunden:

- Die Wirtschaftlichkeit des digitalen Zenitkamarasystems hat sich um etwa eine Größenordnung gegenüber der photographischen Kamera verbessert (vgl. Tab. 3.3),
- innerhalb kurzer Zeit ist es möglich, eine größere Anzahl von Wiederholungsmessungen durchzuführen und
- die hochredundante Beobachtung der Lotrichtung bzw. der Lotabweichungen führt zu einer deutlichen Reduktion der zufälligen Fehleranteile.

Die erreichbare äußere Genauigkeit für die Abendwerte der Lotabweichungskomponenten kann mit etwa $0''.10$ bis $0''.15$ abgeschätzt werden (vgl. Kapitel 7) und liegt damit etwa eine halbe Größenordnung über der früher erreichten Genauigkeit, die mit $0''.5$ angegeben wird (z.B. Bürki 1989, Seeber und Torge 1985 sowie Wissel 1982). Diese bemerkenswerte Genauigkeitssteigerung ist auf das Zusammenwirken mehrerer Faktoren zurückzuführen. Neben der großen Anzahl von Wiederholungsmessungen auf einer Station tragen die hochpräzisen Sternkataloge UCAC und Tycho-2, die hochgenaue, den aktuellen technologischen Entwicklungen entsprechende Digitalsensorik, die verfeinerte Datenmodellierung und die umfassende Kalibrierung des Zenitkamarasystems sowie die verbesserten Messstrategien zur Reduktion verschiedener Fehlerquellen zu dieser Genauigkeitssteigerung bei.

Das System TZK2-D weist jedoch auch einige Nachteile auf. Das Objektiv Mirotar ist trotz der guten Abbildungseigenschaften nicht die optimale Optik für die digitale Zenitkamera, da die *Fokusslage* sehr temperaturempfindlich ist und eine sorgfältige Überprüfung vor der Messung erfordert. Ein weiterer Nachteil ist in der Notwendigkeit zu sehen, dass der azimutabhängige Fehler auf jeder Station durch Kalibrierung bestimmt werden muss (Abschnitt 5.2). Hierdurch wird die notwendige Zeit für die Feldarbeiten gegenwärtig geringfügig – einige Minuten pro Station, die für die vorsichtige Drehung des Kameraunterbaus und die Nachhorizonzierung benötigt werden – verlängert. Der grundsätzliche Nachteil von astrogeodätischen Messverfahren – die *Wetterabhängigkeit* – bleibt weiterhin bestehen und erfordert auch bei Messkampagnen mit dem digitalen Zenitkamarasystem die Einplanung ausreichender Beobachtungszeiträume.

Einige technische Daten und Leistungseigenschaften des digitalen Zenitkameranagements TZK2-D sind in den Tab. 3.2 und 3.3 der früher genutzten photographischen Zenitkamera TZK2 gegenübergestellt. Die Vergleichsdaten der TZK2 gehen auf die Arbeit von Wissel (1982) und den Beitrag von Seeber und Torge (1985) zurück.

Tab. 3.2: Technische Daten TZK2-D und TZK2 im Vergleich

Bereich	Größe/Komponente	TZK2-D	TZK2
Optik	Objektiv	Zeiss Mirotar	
	Brennweite	1020 mm	
	Öffnungsverhältnis	1:5.6	
	effektives FOV	$0^{\circ}79 \times 0^{\circ}53$ 0.42 grad^2	etwa $3^{\circ}6 \times 3^{\circ}6$ 10 grad^2 bzw. 13 grad^2
Bildsensor	maximale Zenitdistanz	$0^{\circ}48$	etwa $2^{\circ}5$
	Medium	CCD, 1.5 Mio Pixel	Photoplatte
	Format	$1.38 \text{ cm} \times 0.92 \text{ cm}$	$6.5 \text{ cm} \times 9 \text{ cm}$
	Bildmaßstab	$1''86 \text{ Pixel}^{-1}$	$0''20 \mu\text{m}^{-1}$
	Empfindlichkeit	Quanteneffizienz bis 65%	27°DIN (400 ASA)
	Spektrum	350 nm bis 1050 nm	
	Grenzgröße	13. bis 14. Magnitude	10. Magnitude
	Belichtungszeit	etwa 0.4 s	1 s
Zeit	Zeitübertragung	GPS	DCF 77 u.a.
	Oszillator	GPS Empfänger Z12	B 1326 Oszilloquartz
	Stabilität	$\ll 0.1 \text{ ms}$	$< 1 \text{ ms d}^{-1}$
	Verschluss	Melles Griot UTS 203	Compur 5FS
Neigung	Wiederholgenauigkeit	etwa 0.1 ms	etwa 10 ms
	Sensor	HRTM	Talyvel-2
	Genauigkeit	$< 0''05$	$0''2$

Tab. 3.3: Leistungsdaten und Eigenschaften TZK2-D und TZK2 im Vergleich

Leistungsmerkmal	TZK2-D	TZK2
Datenerfassung gesamt	weitgehend automatisiert	teilautomatisiert
Bilderfassung	digital	analog
Zeit- und Neigungserfassung	digital	digital
Anzahl Messungen pro Station	etwa 60	4 bis 6
Messdauer	30 min	30 min
Datenfluss	vollautomatisch	teilautomatisch
Datenprozessierung	Software AURIGA vollautomatisch	Komparator, Software TZK teilautomatisiert
Bildkoordinatenmessung	vollautomatisch	manuell
Auswertezeit pro Bildpaar	wenige Sekunden	etwa eine Stunde
Mess- und Auswertezeit pro Station	etwa 30 min	270 min
Genauigkeit einer Einzelmessung	$0''15$ bis $0''3$	$0''4$ bis $0''6$
innere Genauigkeit der Abendwerte	etwa $0''08$	$0''2$ bis $0''3$
äußere Genauigkeit der Abendwerte	$0''10$ bis $0''15$	$0''5$

Zusammenschau der instrumentellen Realisierung

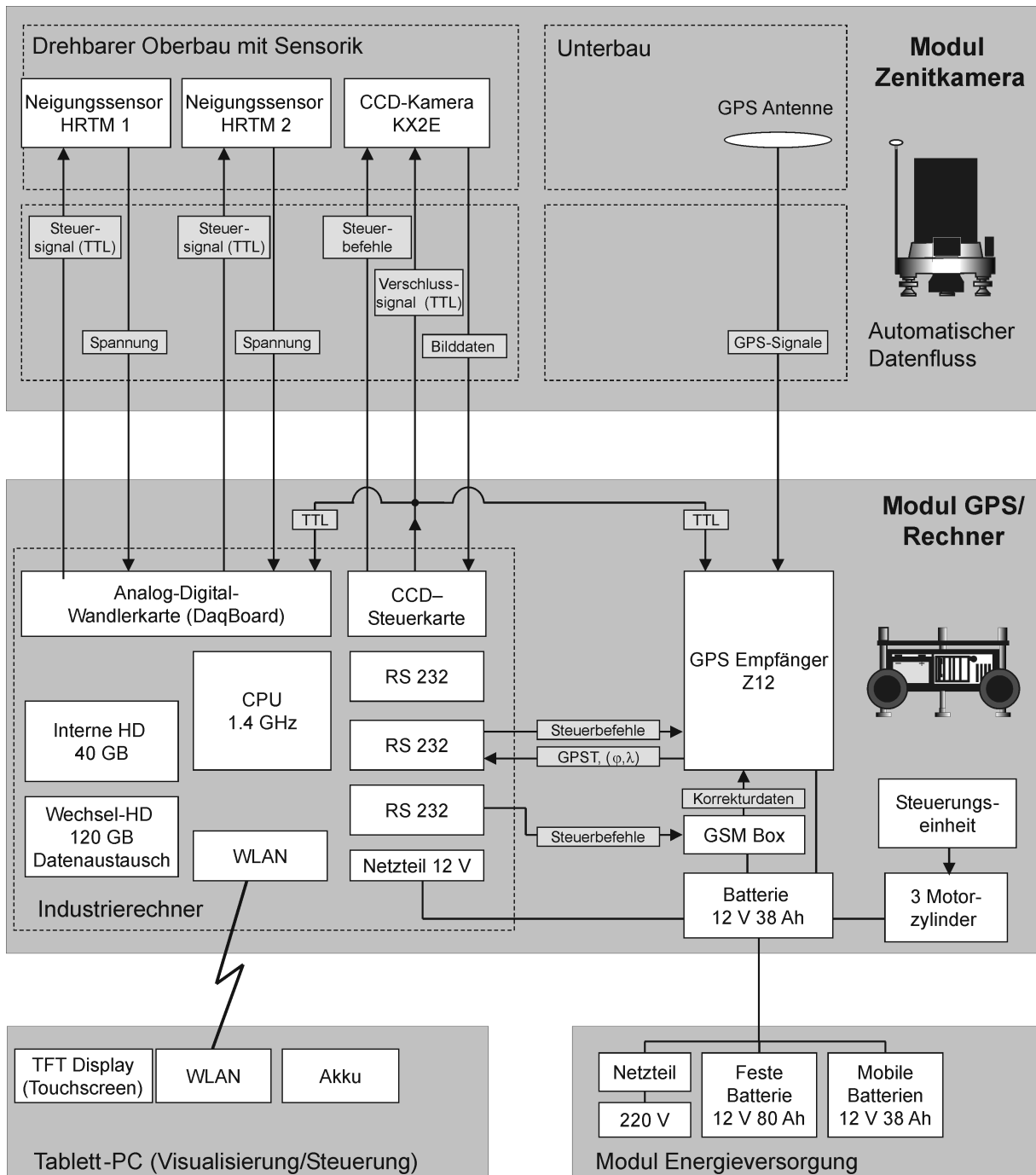


Abb. 3.16: Aufbau des Zenitkameranystems TZK2-D

Kapitel 4

Datenprozessierung

4.1 Einführung

In diesem Kapitel werden die Algorithmen und Modellansätze vollständig und umfassend dargestellt, die für die vollautomatische, hochpräzise Berechnung der Lotrichtungparameter (Φ, Λ) genutzt werden. Die Darstellungen bauen auf den Abschnitten 2.2 bis 2.4 auf, in denen die verwendeten Bezugssysteme und Zeitsysteme sowie die Erdorientierung behandelt wurden. Des Weiteren werden die Ansätze zur Kalibrierung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D aus Abschnitt 5 in den Ablauf der Prozessierung eingearbeitet. Bei der Zusammenstellung der Auswertekette wurde das Augenmerk auf die Genauigkeit und Echtzeitfähigkeit der Algorithmen, die vollständige Automatisierung und die Modularisierung der einzelnen Prozesse gelegt. Der vorgestellte Formalismus zur Auswertung der Zenitkameramessungen ist in dem Auswertesystem AURIGA (Abschnitt 3.2) implementiert, das am Institut für Erdmessung entwickelt wurde (Hirt 2000). Darstellungen der Datenprozessierung in verkürzter Form können beispielsweise in Hirt und Seeber (2002) sowie Hirt (2001) gefunden werden. Die prinzipielle Abfolge der Auswerteschritte korrespondiert mit derjenigen, die von Gessler (1975) für die Auswertung von photographischen Zenitkameramessungen eingeführt wurde. Zunächst wird ein kurzer Überblick über die Strukturierung dieses Kapitels und den grundsätzlichen Ablauf der Datenprozessierung gegeben. Eine Visualisierung der wesentlichen Teilschritte, die innerhalb der Auswertekette für die Berechnung der Lotrichtungparameter (Φ, Λ) und die Lotabweichungen (ξ, η) notwendig sind, findet sich in Abb. 4.1.

Verarbeitung der digitalen Zenitaufnahmen

Die Auswertekette beginnt mit der automatischen Verarbeitung der digitalen Zenitaufnahmen. In Abschnitt 4.2 werden einige Grundlagen zur digitalen Bildverarbeitung dargestellt und die charakteristischen Merkmale typischer Zenitaufnahmen analysiert. Die Sternextraktion umfasst die Detektion und die Zentrierung der Sternabbildungen. Die Sterndetektion wird mit dem Bereichswachstumsverfahren als leistungsfähige Methode zur Bildsegmentierung durchgeführt. Darauf aufbauend können die Zentren der detektierten Sterne durch Anwendung der Schwerpunktmethode oder durch Approximation mit einer Punktübertragungsfunktion ausgemessen werden. Als Ergebnis der Sternextraktion liegen Bildkoordinaten (x, y) für die abgebildeten Sterne vor.

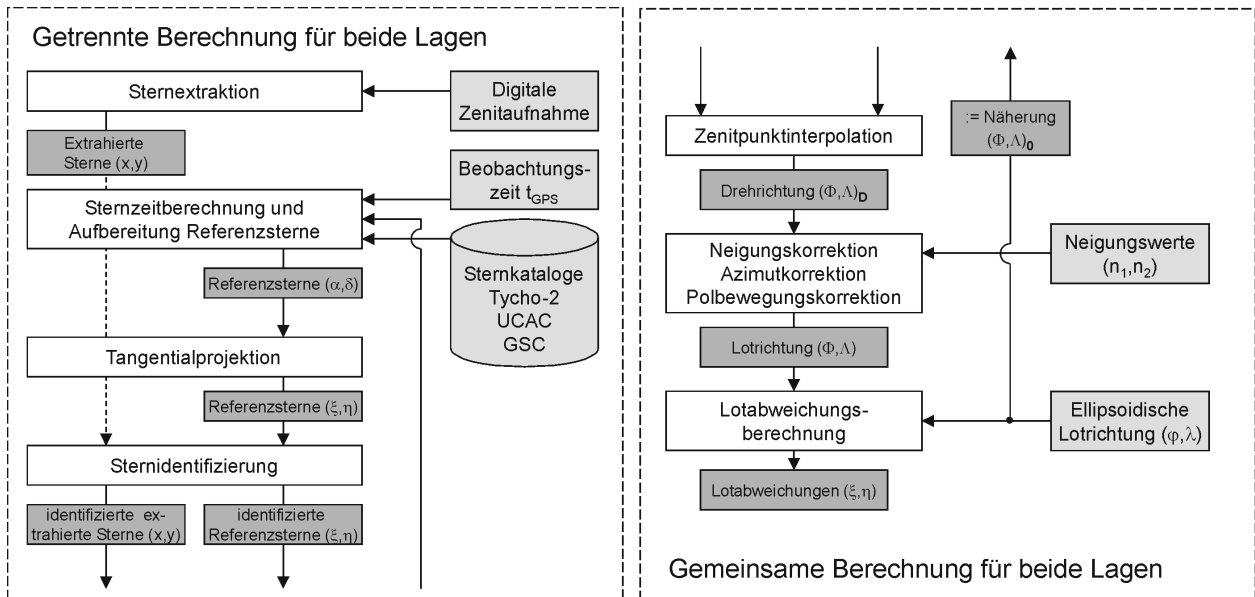


Abb. 4.1: Ablaufdiagramm zur Auswertung von digitalen Zenitkameramessungen. An den unteren Teil der linken Grafik schließt sich die rechte Grafik an. Die Auswerteschritte im linken Teil der Abbildung werden für beide Lagen getrennt und die Auswerteschritte im rechten Teil für beide Lagen ab der Berechnung der Drehrichtung gemeinsam durchgeführt.

Bereitstellung von Referenzsternen

Die Bereitstellung von geeigneten Referenzsternkoordinaten (α, δ) wird in Abschnitt 4.3 detailliert behandelt. Die Eigenschaften der verfügbaren Sternkataloge werden ausführlich dargestellt, da diesen eine zentrale Rolle bei der Auswertung der Zenitaufnahmen zukommt. Des Weiteren wird die Reduktion der Sternpositionen aufgrund von zeitabhängigen Effekten wie Nutation, Präzession und Aberration erläutert. Für die weitere Datenprozessierung werden ebene Tangentialkoordinaten¹ (ξ, η) für die Äquatorialkoordinaten (α, δ) der Referenzsterne eingeführt.

Sternidentifizierung und Reduktion der Zenitaufnahmen

Abschnitt 4.4 beschäftigt sich mit der Identifizierung der Bildsterne (x, y) und Referenzsterne (ξ, η) durch Nutzung eines Ansatzes zur Punktmustererkennung. Die astrometrische Reduktion der Zenitaufnahmen mit einem geeigneten Transformationsansatz ist Gegenstand von Abschnitt 4.5. Hier wird auch die Interpolation der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ in das zenitale Sternfeld dargestellt. Die Drehrichtung der Kamera muss in einem iterativen Verfahren ermittelt werden, da die Referenzsternkoordinaten (ξ, η) nur auf Grundlage von Näherungsinformation bereitgestellt werden können. Die Anwendung der Messung in zwei Lagen ist erstens für die Bestimmung der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ notwendig, um die Exzentrizität des CCD-Sensors zu ermitteln. Zweitens werden hierdurch die unvermeidbaren Nullpunktfehler der Neigungssensoren weitgehend eliminiert. Die astrometrische Reduktion der Zenitaufnahmen wird für beide Aufnahmelagen getrennt durchgeführt. Die Zusammenführung der Aufnahmelagen erfolgt bei der iterativen Berechnung der Drehrichtung.

¹Die Tangentialkoordinaten (ξ, η) dürfen nicht mit den Lotabweichungen (ξ, η) verwechselt werden.

Korrekturen und Lotabweichungen

Die berechnete Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ unterscheidet sich von der physikalischen Lotrichtung aufgrund des Stehachsfehlers der Zenitkamera und kann mit den aufgezeichneten Neigungswerten korrigiert werden. In Abschnitt 4.6 erfolgt eine Analyse der Neigungswerte und die Darstellung von verschiedenen Korrektionsmodellen, auf deren Entwicklung ein Schwerpunkt im Rahmen dieser Arbeit gesetzt wurde. Im gleichen Abschnitt werden auch die Formeln zur Berücksichtigung der Azimutabhängigkeit der Lotrichtungsparameter und die Polbewegungskorrektur angegeben. Nach der Berücksichtigung der drei Korrekturen liegen die astronomischen Koordinaten (Φ, Λ) vor, die die physikalische Lotrichtung mit Bezug auf das konventionelle terrestrische Bezugssystem ITRS beschreiben. Die geodätischen (ellipsoidischen) Koordinaten (φ, λ) der Lotabweichungsstation werden durch Positionsbestimmung mit GPS im differentiellen Modus bestimmt (Abschnitt 3.1.5). Die Lotabweichungen (ξ, η) ergeben sich schlussendlich als Differenzen zwischen den Lotrichtungsparametern (Φ, Λ) und den ellipsoidischen Koordinaten (φ, λ) des Beobachtungsortes (Abschnitt 1.3).

4.2 Digitale Bildverarbeitung

In diesem Abschnitt wird die Anwendung von Bildverarbeitungsmethoden für die automatische Auswertung digitaler Zenitaufnahmen dargestellt. Das Ziel der digitalen Bildverarbeitung besteht darin, die implizit im Bild enthaltene Richtungsinformation der abgebildeten Sterne in eine explizite Darstellung in Form von Bildkoordinaten (x, y) zu überführen, die der weiteren astrometrischen Prozessierung zugeführt werden kann.

Einführend werden einige ausgewählte Grundlagen dargestellt und die wesentlichen Merkmale von typischen digitalen Bilddaten analysiert, die mit dem Zenitkameranäherungssystem TZK2-D gewonnen werden können. Die Extraktion der Sternabbildungen aus den Zenitaufnahmen kann als Formalismus beschrieben werden, der aus zwei Teilschritten besteht. Der erste Schritt beschäftigt sich mit der Detektion der Sternabbildungen aufgrund charakteristischer Merkmale. Im zweiten Schritt werden die Zentren der erkannten Sternabbildungen präzise ausgemessen. Zur Ausmessung der Zentren stehen mit der Schwerpunktmethode und der Punktübertragungsfunktion zwei unterschiedliche Verfahren zur Verfügung, die dargestellt und verglichen werden.

Die digitale Verarbeitung astrometrischer Bilddaten wird in einer Reihe von Publikationen behandelt. Zusammenstellungen wesentlicher Aspekte zur CCD-Astrometrie finden sich in Merline und Howell (1995), Schildknecht (1994) sowie in Monet (1992). Die unterschiedlichen Techniken der Zentrierung von Sternabbildungen werden beispielsweise von Chiu (1977) und Auer und van Altena (1978) beschrieben. Untersuchungen zur Nutzung der Punktübertragungsfunktion für die Zentrierung können z.B. bei Winter (1999), Stone (1988) und Diego (1985) gefunden werden.

4.2.1 Grundlagen

4.2.1.1 Bildkoordinatensysteme

Digitale Bilder setzen sich aus Pixeln zusammen, die in Form einer Matrix mit R Bildzeilen (engl. rows) und C Bildspalten (engl. columns) angeordnet sind. In Abb. 4.2 sind die beiden Bildkoordinatensysteme abgebildet, in denen die ebenen, kartesischen Bildkoordinaten (r, c) und (x, y) definiert sind. Das (r, c) -Koordinatensystem ist in der linken oberen Ecke der Bildmatrix gelagert.

Der Ursprung des (x, y) -Bildkoordinatensystems hingegen liegt per definitionem in der Mitte der digitalen Bildmatrix. Hierbei spielt es keine Rolle, ob der Systemursprung in der Mitte eines Pixels oder zwischen zwei Pixeln festgelegt wird. Der sich ergebende Unterschied von 0.5 Pixel wird durch die Transformationsparameter bei der Reduktion der Zenitaufnahmen aufgefangen. Die Bildinformation wird durch Grauwerte g (Intensitäten bzw. ADU) der Pixel repräsentiert (vgl. Abschnitt 2.1.1.1).

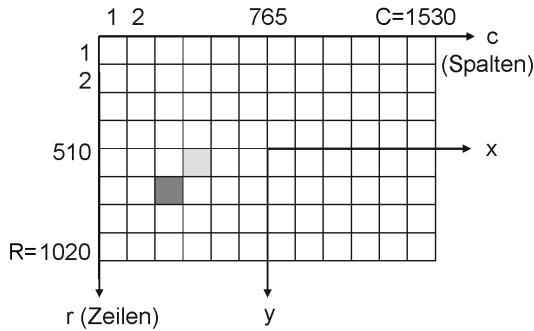


Abb. 4.2: Bildkoordinatensysteme (r, c) und (x, y)

4.2.1.2 Kenngrößen

Zur Charakterisierung von digitalen Bildern können mit dem Mittelwert μ und der Standardabweichung σ zwei Kenngrößen berechnet werden, die für die Detektion der Sternabbildungen eine wichtige Rolle spielen. Es gilt (Haberäcker 1995):

$$\mu = \frac{1}{R \cdot C} \sum_{r=1}^R \sum_{c=1}^C g(r, c) \quad (4.1)$$

$$\sigma^2 = \frac{1}{R \cdot C - 1} \sum_{r=1}^R \sum_{c=1}^C (g(r, c) - \mu)^2. \quad (4.2)$$

Der Mittelwert μ gibt die durchschnittliche Helligkeit des gesamten Bildes an und kann als Näherungswert für die Helligkeit des Bildhintergrundes interpretiert werden. Die Standardabweichung σ ist ein Maß für die Variation der Grauwerte des digitalen Bildes. Im Folgenden ist es sinnvoll, die Kenngrößen μ und σ für den Bildhintergrund ohne Einfluss der abgebildeten Sterne zu berechnen. Dies kann nach Ploner (1996) in einem iterativen Verfahren realisiert werden, indem nur diejenigen Pixel für die Berechnung der Kenngrößen herangezogen werden, deren Grauwerte g der folgenden Bedingung genügen:

$$g < \mu + 3\sigma. \quad (4.3)$$

Nach 2 bis 3 Iterationen konvergiert der Algorithmus und liefert ausreichend genaue Schätzwerte μ und σ für den Himmelhintergrund. Eine Verfeinerung des Algorithmus besteht nach Ploner (1996) darin, μ und σ für lokale Bereiche des digitalen Bildes zu berechnen, um Sternabbildungen auch bei lokal variierenden Hintergrundhelligkeiten (beispielsweise verursacht durch abgebildete Nebelstrukturen oder durch Vignettierung, also abbildungsbedingte Helligkeitsvariationen) detektieren zu können. Bei den kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen ist diese Verfeinerung nicht notwendig, da es keine signifikanten Unterschiede der Hintergrundhelligkeit in unterschiedlichen Bereichen der Aufnahmen gibt (vgl. Abb. 4.8).

4.2.1.3 Bildkalibrierung

Üblicherweise wird vor der Auswertung von astronomischen CCD-Aufnahmen eine radiometrische Bildkalibrierung durchgeführt. Diese umfasst die Korrektur des Dunkelstroms durch Abzug eines Dunkelbildes und die Korrektur der Vignettierung. Für die Dunkelkorrektur findet sich in vereinfachter Darstellung (z.B. Berry und Burnell 2000):

$$\begin{aligned}\text{Dark}(x, y) &= \text{Bias}(x, y) + \text{Thermal}(x, y) \\ \text{Cal}(x, y) &= \text{Raw}(x, y) - \text{Dark}(x, y)\end{aligned}\quad (4.4)$$

mit

$\text{Thermal}(x, y)$	Thermalanteil am Dunkelbild, verursacht durch den Dunkelstrom,
$\text{Bias}(x, y)$	Biasanteil am Dunkelbild, verursacht durch den Nullpunktfehler,
$\text{Dark}(x, y)$	Resultierendes Dunkelbild,
$\text{Raw}(x, y)$	Rohbild,
$\text{Cal}(x, y)$	um den Dunkelanteil korrigiertes Bild.

Im Falle von kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen, deren Belichtungszeiten typischerweise wenige zehntel Sekunden, maximal jedoch 1 Sekunde betragen, kann ein thermaler Anteil am Dunkelbild bei gekühlter CCD-Kamera nicht nachgewiesen werden (Abschnitt 2.1.3.2). Aus diesem Grund wird bei kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen keine Dunkelkorrektur angebracht. Aufgrund der homogenen Bildhelligkeit von Zenitkameraaufnahmen (Abb. 4.8) ist es außerdem nicht notwendig, eine Korrektur für die Vignettierung zu berücksichtigen.

4.2.1.4 Histogrammanpassung

Für die visuelle Betrachtung der Zenitaufnahmen ist eine Histogrammanpassung, d.h. die radiometrische Transformation der Grauwerte mit dem Ziel der Kontrastverstärkung, sinnvoll und notwendig. Für die visuelle Betrachtung wird das Grauwertintervall $[\mu, \mu + n\sigma]$ verstärkt, wobei n beispielsweise mit 15 angesetzt werden kann. In diesem Intervall befinden sich (a) die vollständige Grauwertinformation von lichtschwachen Sternabbildungen, (b) die Randbereiche von hellen Sternabbildungen und (c) der Großteil des Bildhintergrundes μ . Mit den Formelbeziehungen

$$\begin{aligned}g^* &= 256 \frac{g_{14bit} - \mu}{n\sigma} \\ g_{8bit} &= \begin{cases} 0 & \text{falls } g^* < 0 \\ g^* & \text{falls } 0 \leq g^* \leq 256 \\ 256 & \text{falls } g^* > 256 \end{cases}\end{aligned}\quad (4.5)$$

können die vorliegenden Bilddaten von 14 Bit Grauwerttiefe in eine kontrastverstärkte 8-Bit-Repräsentation transformiert werden, die für die Visualisierung genutzt werden kann. Die Visualisierung der Rohbilder ergibt hingegen in den meisten Fällen weitgehend einfarbige Flächen ohne erkennbare Sternspuren. In Abb. 4.3 ist das Ergebnis der Transformation für einen kleinen Ausschnitt aus einer Zenitaufnahme dargestellt. Die kontrastverstärkten Bilddaten werden für die visuelle Bestimmung und Kontrolle der Fokussierung verwendet. Den Prozessen der automatischen Bildverarbeitung werden jedoch die Originaldaten mit 14 Bit Grauwerttiefe zugeführt.

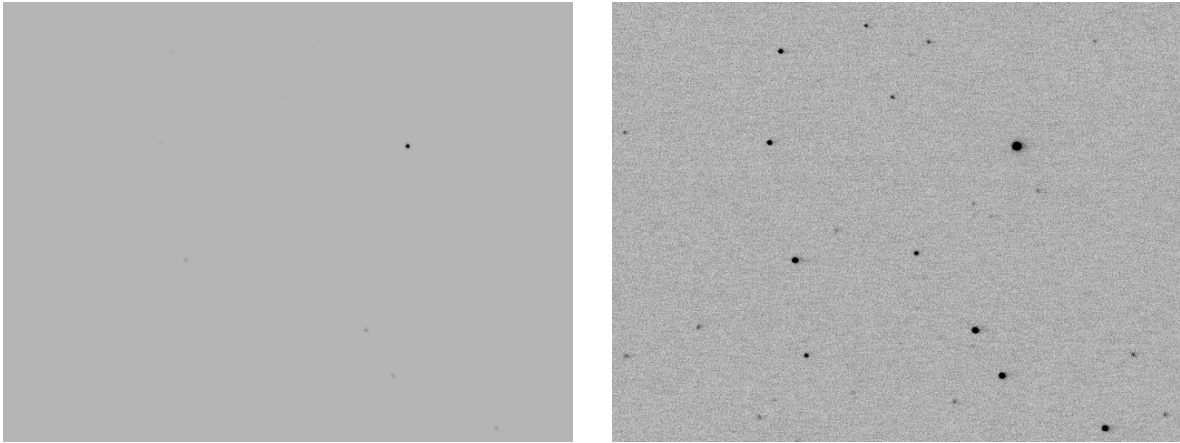


Abb. 4.3: Kontrastverstärkung. Die linke Grafik zeigt eine invertierte Aufnahme, deren Grauwerte ohne die vorgestellte Kontrastverstärkung durch lineare Skalierung des Intervalles $[g_{min}, g_{max}]$ reduziert worden sind. In der rechten Grafik ist das Ergebnis der Kontrastverstärkung sichtbar.

4.2.2 Analyse der Bilddaten

4.2.2.1 Digitale Zenitaufnahmen

Abb. 4.8 zeigt eine typische Zenitaufnahme in invertierter Darstellung. Die Aufnahme zeigt eine homogene Helligkeitsverteilung über die gesamte Bildfläche. Das erkennbare gleichmäßige Hintergrundrauschen hat seine Ursache im Rauschen des CCD-Ausleseverstärkers.

Im Folgenden wird die Verteilung der Grauwerte näher betrachtet. In Abb. 4.6 ist das Histogramm einer typischen Zenitaufnahme in linearer Darstellung aufgetragen. Es wird deutlich, dass sich das Grauwertspektrum nur auf einen Bruchteil der möglichen 16384 Graustufen erstreckt und sich der weitaus größte Teil der vorkommenden Grauwerte um den Mittelwert herum konzentriert. Ebenso ist der Nullpunktfehler (Bias) des CCD-Ausleseverstärkers zu erkennen, der zu einem systematischen Offset von etwa 600 Graustufen führt.

Um weitere Aussagen hinsichtlich der Grauwertverteilung treffen zu können, kann jenes Grauwertintervall, das den Hintergrund und das Signal enthält, bei logarithmischer Skalierung der Hochachse betrachtet werden (Abb. 4.4). Im Vergleich mit Abb. 4.5, die das Histogramm eines Dunkelbildes gleicher Belichtungsdauer enthält, zeigt sich eine sehr ähnliche Grauwertverteilung des Hintergrundes. Derjenige Grauwertbereich, der das Signal der Sterne enthält und Gegenstand der nachfolgenden Verarbeitungsschritte ist, hebt sich im Vergleich deutlich ab.

Eine andere aussagekräftige Darstellung kann in Abb. 4.7 gefunden werden. Hier ist für das gleiche Grauwertspektrum aus Abb. 4.4 und 4.5 der Verlauf der Summenhäufigkeiten der Grauwerte für die Zenitaufnahme und das Dunkelbild in logarithmischer Darstellung aufgetragen. Es zeigt im Vergleich deutlich, dass sich die Grauwerte der Sternabbildungen in dem Grauwertintervall von 580 bis 680 konzentrieren. Bei der Betrachtung der prozentualen und absoluten Grauwert Häufigkeit zeigt sich, dass die Sternabbildungen in der ausgewählten Zenitaufnahme weniger als 0.1 % (etwa 1500 Pixel) der Bildfläche überdecken.

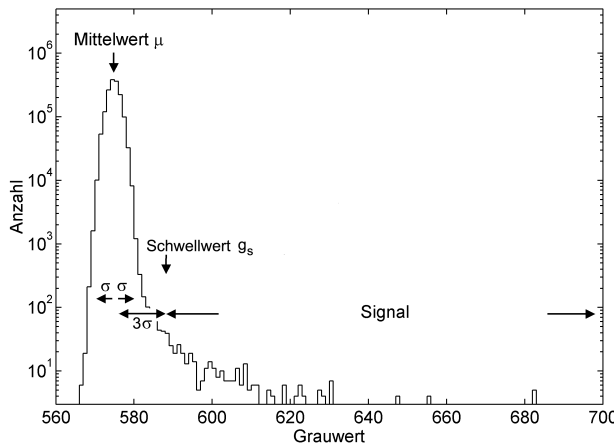


Abb. 4.4: Histogramm einer Zenitaufnahme in logarithmischer Darstellung

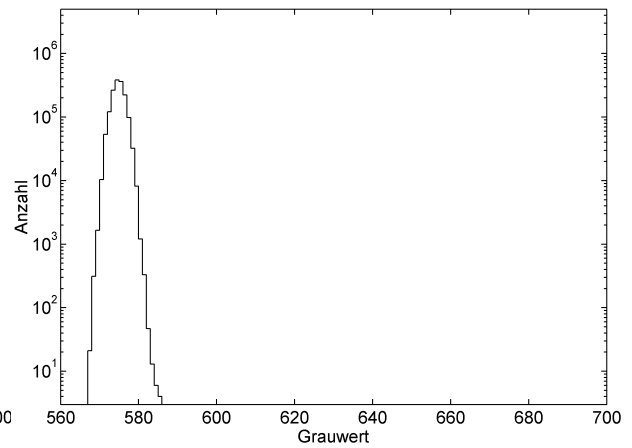


Abb. 4.5: Histogramm eines Dunkelbildes in logarithmischer Darstellung

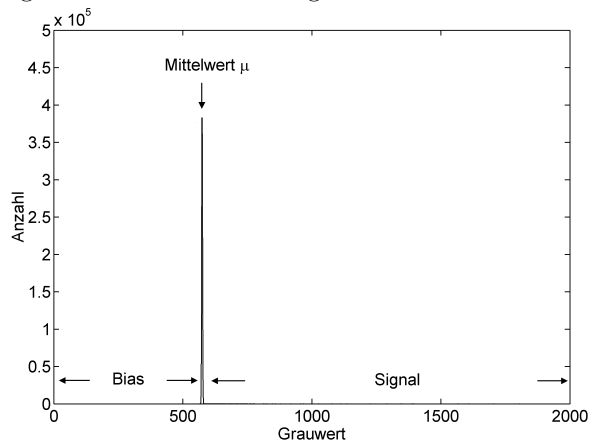


Abb. 4.6: Histogramm einer Zenitaufnahme in linearer Darstellung

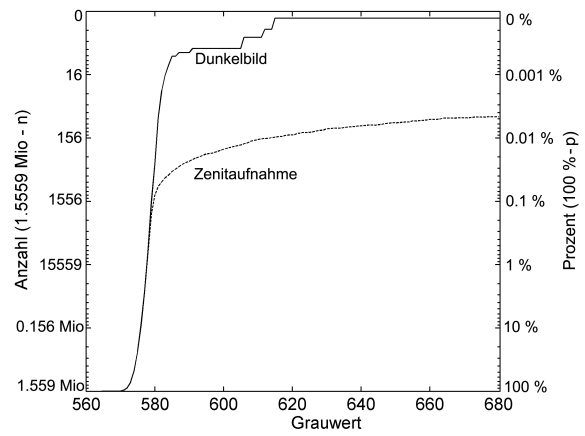


Abb. 4.7: Summenhäufigkeiten für eine Zenitaufnahme und Dunkelbild

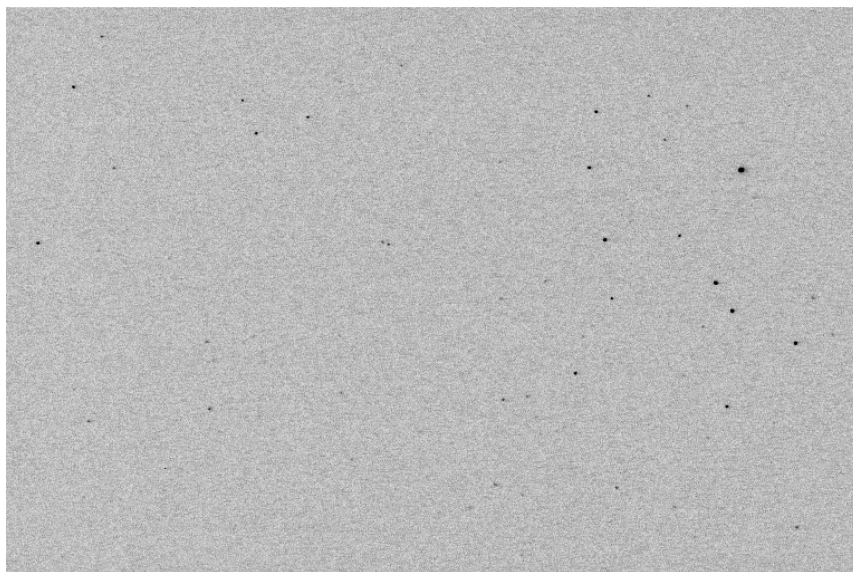


Abb. 4.8: Invertierte Zenitaufnahme

4.2.2.2 Einzelne Sternabbildungen

Abb. 4.9 zeigt typische Sternabbildungen in Grauwert- und Profildarstellung. Die Abbildungen verdeutlichen, wie sich das Signal-Rauschverhältnis mit abnehmender Magnitude reduziert. In Abb. 4.10 ist das Signal-Rauschverhältnis (mittleres SNR über alle Pixel einer Sternabbildung) in Abhängigkeit der scheinbaren Helligkeit in logarithmischer Skalierung dargestellt. Es zeigt sich der Verlauf bis zur Grenzgröße von etwa 13 bis 14 mag. Hier geht das Signal der Gestirne im Rauschen unter.

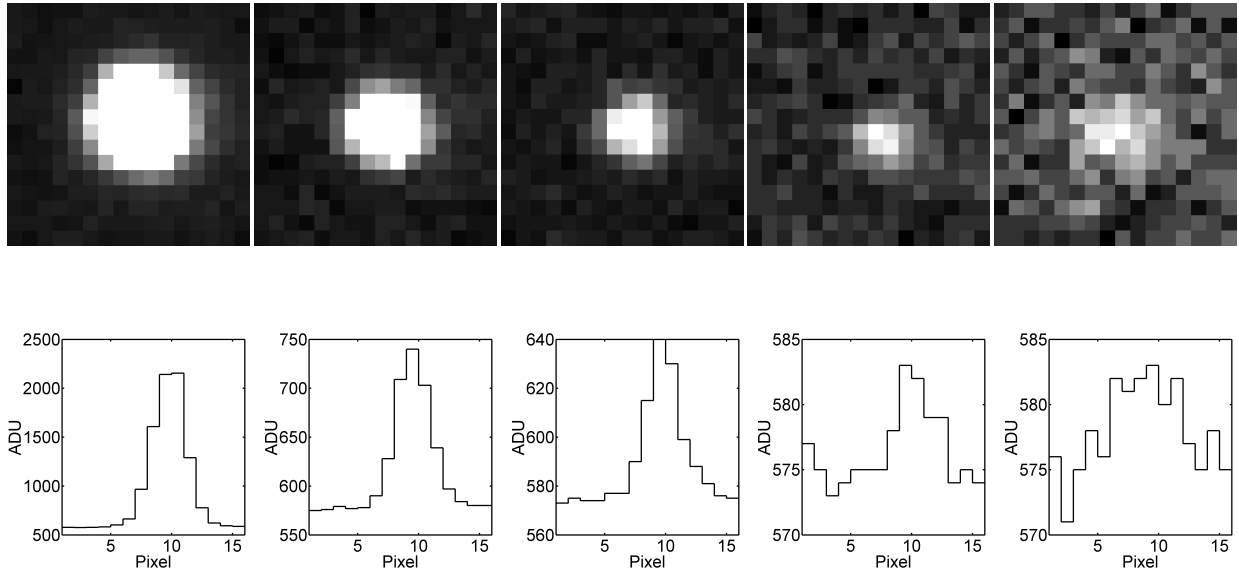


Abb. 4.9: Sternabbildungen und Grauwertverläufe als Querschnitt durch das Grauwertgebirge. Die abgebildeten Sterne haben die Magnituden 8.5, 9.7, 10.8, 12.2 und 13.1.

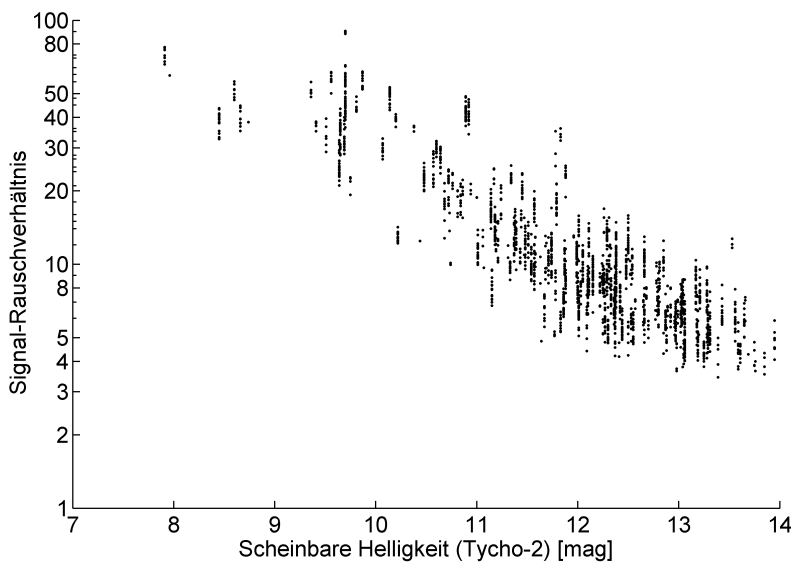


Abb. 4.10: Signal-Rauschverhältnis in Abhängigkeit von der Helligkeit. Die Grafik verdeutlicht die erreichbare instrumentelle Grenzgröße. Darüber hinaus ist zu erkennen, dass die am häufigsten ausgewerteten Sterngrößen im Bereich von der 11. bis zur 13. Magnitude liegen.

4.2.3 Sterndetektion

Für die automatische Sterndetektion ist es notwendig, Regeln aufzustellen, anhand derer die Sternabbildungen in den digitalen Aufnahmen detektiert werden können. Sternabbildungen können grundsätzlich durch drei wesentliche Merkmale charakterisiert werden:

Form: Bei kurzen Belichtungszeiten (bis etwa 0.5 s) nehmen Sternabbildungen näherungsweise eine Kreisform an. Längere Belichtungszeiten führen aufgrund der fehlenden Nachführung zur Ausbildung von länglichen Sternspuren in Rektaszensionsrichtung.

Helligkeit: Pixel, die zu einer Sternabbildung gehören, heben sich durch signifikant höhere Grauwerte vom Hintergrund und damit von der mittleren Bildhelligkeit ab.

Größe: Sternabbildungen bestehen aus mehreren zusammenhängenden Pixeln, die auch als Pixelregionen bezeichnet werden. Aufgrund atmosphärischer Szintillation und der Beugung am Objektiv bilden sich Sterne auf einer Fläche mit einem Durchmesser von mindestens 2 Pixeln ab^2 .

Folglich lassen sich Sternabbildungen auch als Segmente, d.h. zusammenhängende Pixelregionen mit ähnlichen, hohen Grauwerten auffassen und mit einem Verfahren der Bildsegmentierung detektieren. Eine geeignete Methode ist die Bildsegmentierung mit dem Bereichswachstumsverfahren (engl. region growing), das beispielsweise in Haralick und Shapiro (1992, 1993) und Ernst (1991) beschrieben ist. Der Grundgedanke des Bereichswachstumsverfahrens ist, die Pixel als Knoten in einem Graphen zu betrachten und – ausgehend von zu wählenden Startpixeln – benachbarte Pixel mit einer gewissen Mindesthelligkeit einander zuzuordnen und so zusammenhängende Pixelregionen zu bilden.

Zur Durchführung des Bereichswachstumsverfahrens muss festgelegt werden, wie die Startpixel für die Segmentierung auszuwählen sind. Da sich Sterne als Pixelregionen mit einem Durchmesser von mindestens 2 Pixeln abbilden und ihre Lage im Bild a priori nicht bekannt ist, muss ein dichtes, regelmäßiges Raster von Startpixeln mit einer Rasterweite von 2 Pixeln über das digitale Bild gelegt werden. Dadurch ist sichergestellt, dass sich in jeder Sternabbildung mindestens ein Startpixel befindet und somit alle Sternabbildungen detektiert werden können.

Ein Pixel gehört zu einer Sternabbildung, wenn sich dessen Grauwert g signifikant vom Mittelwert μ des Bildes abhebt und sich folglich das Signal $g - \mu$ deutlich vom Rauschen σ des Bildes unterscheidet:

$$\frac{g - \mu}{\sigma} \geq n. \quad (4.6)$$

Durch Umstellen folgt, dass die Grauwerte g einer Sternabbildung mindestens die Größe des Schwellwertes g_S

$$g \geq g_S = \mu + n\sigma \quad (4.7)$$

erreichen müssen (Hirt 2001). Abb. 4.4 verdeutlicht den Zusammenhang zwischen den Variablen. In der Regel kann der Schwellwert g_S mit $n = 3$ berechnet werden. Dann kann ein Pixel mit einer Wahrscheinlichkeit von 99.7% bei angenommener Normalverteilung des Hintergrundes als Signal erkannt werden.

²Der Mindestdurchmesser von 2 Pixeln und die sich ergebende Mindestabdeckung von 4 Pixeln sind Konventionen, die an dieser Stelle im Hinblick auf die Messung mit Subpixelgenauigkeit eingeführt werden. Hierdurch wird die erreichbare Grenzgröße insofern beeinflusst, dass sehr leuchtschwache Sterne, die ein Signal von unter 4 Pixeln auf dem CCD hervorrufen, nicht weiter betrachtet werden.

Das Bereichswachstumsverfahren kann nun zur Detektion der Sternabbildungen eingesetzt werden. Dazu wird für jedes Startpixel überprüft, ob der Grauwert g die gesetzte Grauwertschwelle g_S überschreitet. Falls diese Bedingung zutrifft, wird für jedes der vier Nachbarpixel ebenfalls überprüft, ob die Grauwertschwelle überschritten wird. Diejenigen Nachbarpixel, deren Grauwerte die Schwelle überschreiten, sind jeweils neue Startpixel für eine weitere, rekursive Überprüfung in Vierernachbarschaft. Hierbei ist zu beachten, dass bereits überprüfte Pixel nicht mehr am Rekursionsprozess teilnehmen. Nach der Terminierung des Rekursionsprozesses liefert das Bereichswachstumsverfahren eine Liste von Segmenten zurück. Abschließend sind alle Segmente für die Bildkoordinatenmessung auszuwählen, die aus mindestens 4 Pixeln bestehen und mindestens ein Pixel Abstand zum Bildrand aufweisen. Durch Einführung der ersten Bedingung wird weitgehend vermieden, dass kleinere, dem Hintergrund zugehörige Pixelregionen oder Sternabbildungen mit sehr niedrigem Signal-Rauschverhältnis detektiert werden. Die zweite Bedingung dient zur Verwerfung von Sternabbildungen, die über den Randbereich hinausgehen und damit nicht korrekt ausmessbar sind.

4.2.4 Bildkoordinatenmessung

4.2.4.1 Schwerpunktmethode

Das einfachste Verfahren der Bildkoordinatenmessung ist die Methode der Schwerpunktberechnung. Dabei werden die Bildkoordinaten $(x, y)_i$ jedes zum Segment gehörenden Pixels $i = 1, \dots, n$ mit dem Grauwert $g(x, y)_i$ linear gewichtet, wobei n die Anzahl Pixel des Segmentes bezeichnet. Es ergeben sich die Schwerpunktkoordinaten (x, y) der Sternabbildung:

$$x = \frac{1}{\sum g_i} \sum_{i=1}^n x_i g_i \quad y = \frac{1}{\sum g_i} \sum_{i=1}^n y_i g_i. \quad (4.8)$$

Die Genauigkeit der Schwerpunktmethode ist von der scheinbaren Helligkeit und damit vom Signal-Rauschverhältnis abhängig und variiert zwischen 0''3 und 0''5, entsprechend etwa 0.15 bis 0.25 Pixel (vgl. Abschnitt 6.2.1.2).

4.2.4.2 Punktübertragungsfunktion

Eine verfeinerte Methode der Bildkoordinatenmessung stellt die Nutzung der Punktübertragungsfunktion (engl. Point Spread Function, PSF) dar. Die Grundidee besteht darin, eine Modellfunktion so an die Sternabbildung anzupassen, dass die Grauwertdifferenzen zwischen der Sternabbildung und der Modellfunktion minimiert werden. Der Anpassungsvorgang, der in der Literatur auch als Zentrierung bzw. Fit bezeichnet wird, geschieht durch Ausgleichung nach kleinsten Quadraten. Im Zuge der Ausgleichung werden die Formparameter und das Zentrum der Modellfunktion geschätzt.

Allgemein beschreibt die Punktübertragungsfunktion eines optischen Messsystems die Intensitätsverteilung in der Bildebene, die bei der Abbildung eines im Unendlichen befindlichen Lichtpunktes entsteht. Durch die atmosphärische Szintillation und die Beugung am Objektiv entsteht eine typische radialsymmetrische Intensitätsverteilung mit einem Radius weniger Bogensekunden, die durch die Rasterung des CCD-Sensors diskretisiert wird. Die Punktübertragungsfunktion der Zenitkamera als astrometrisches Messsystem kann einerseits durch Faltung der Punktübertragungsfunktionen der Einzelkomponenten berechnet werden. Der hierfür notwendige Formalismus, mit dem die Punktübertragungsfunktionen der Einzelkomponenten (Atmosphäre, Objektiv und CCD-Sensor) berechnet werden können, ist in Winter (1999) beschrieben. Neben dieser Variante, die

hier nicht weiter verfolgt werden soll, besteht andererseits die Möglichkeit, die Formparameter der Punktübertragungsfunktion empirisch zu ermitteln. Als gut geeignete analytische Modellfunktion wird häufig die Gauß'sche Glockenkurve genutzt, um die Intensitätsverteilung in der Bildebene zu beschreiben (z.B. Howell 2000, Winter 1999, Racine 1996, Ploner 1996, Buil 1991 und Stone 1988). Alternative Modellfunktionen zur Beschreibung der Intensitätsverteilung sind beispielsweise Lorentz- und Laplaceprofile, die in der zitierten astrometrischen Literatur näher beschrieben werden.

Eine weitere Möglichkeit besteht darin, die Geometrie der Punktübertragungsfunktion durch Mittelung vieler einzelner Sternabbildungen empirisch zu ermitteln und das resultierende numerische Profil anstelle einer analytisch berechneten Intensitätsfunktion zu verwenden (siehe Winter 1999). Diese rein numerische Bestimmung der Punktübertragung ist im Allgemeinen mit höheren Genauigkeiten im Vergleich zum analytischen Ansatz verbunden. Ein Vergleich zwischen der Punktübertragung mit analytisch bestimmten Gaußprofilen und numerisch bestimmten Modellfunktionen brachte im Fall der kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen keinen signifikanten Unterschied hinsichtlich der erreichbaren Genauigkeit. Aus diesem Grund soll der Approximationsansatz mit einem numerisch bestimmten Profil nicht weiter verfolgt werden.

Eindimensionale Anpassung einer Gaußfunktion

Ausgangspunkt für die Approximation der Intensitäten einer Sternabbildung bildet die eindimensionale Gaußverteilung

$$\varphi(x, x_0, a, b, r) = a \exp\left(-\ln 2 \frac{(x - x_0)^2}{r^2}\right) + b, \quad (4.9)$$

mit der in Abhängigkeit der Formparameter

- a Amplitude,
- r Radius,
- b Hintergrund (Bias)

und dem Zentralitätsparameter

- x_0 Mitte des Sternprofils

die Intensität an der Koordinate x berechnet werden kann (Chiu 1977, Winter 1999). Die Forderung nach einer möglichst guten Anpassung der Gaußfunktion an ein diskretes Sternprofil $x_i, g(x)_i$ führt zu dem allgemeinen Ausgleichungsmodell

$$\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) = a \exp\left(-\ln 2 \frac{(x - x_0)^2}{r^2}\right) + b - g(x, y) = \mathbf{v} \rightarrow \min \quad (4.10)$$

mit

- $\mathbf{X}^T = [x_0, a, b, r]$ als Unbekanntenvektor,
- $\mathbf{L}^T = [x_1, g(x, y)_1, \dots, x_n, g(x, y)_n]$ als Beobachtungsvektor und
- \mathbf{v} = Verbesserungsvektor.

Durch Ausgleichung nach kleinsten Quadraten werden die Unbekannten \mathbf{X} so geschätzt, dass die Quadratsumme der Verbesserungen minimiert wird. Dadurch wird die analytische Modellfunktion bestmöglichst an das Sternprofil angepasst. Die Unbekannte x_0 gibt dann Mittelpunktkoordinaten des Sternprofils und damit die gesuchte Bildkoordinate an. Abb. 4.11 zeigt die Modellfunktion φ im Kontext mit dem approximierten Sternprofil $g(x, y)$.

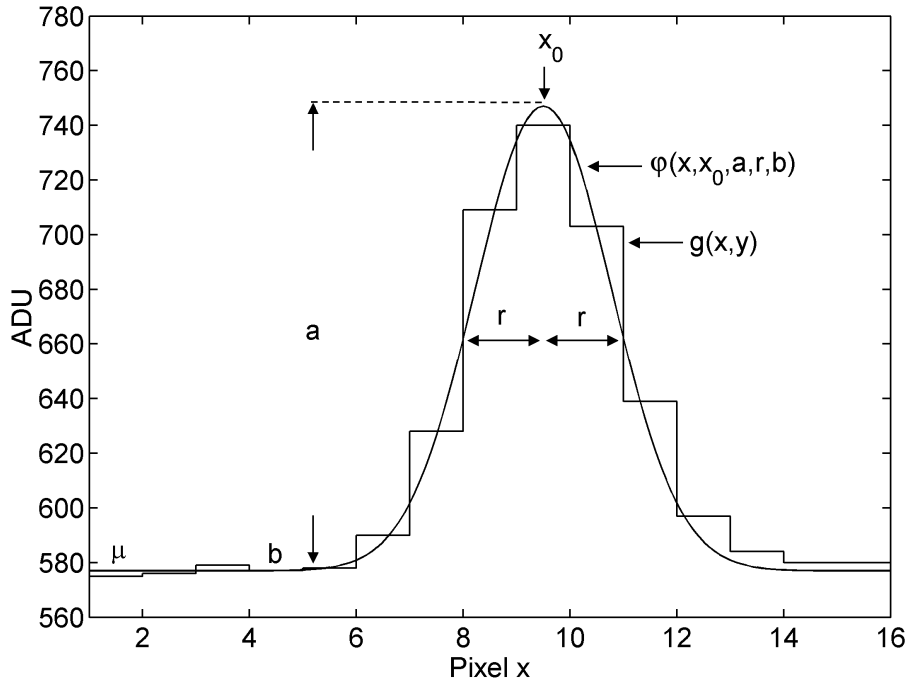


Abb. 4.11: Modellfunktion und Sternprofil

Zweidimensionale Anpassung einer Gaußfunktion

Im zweidimensionalen Fall wird das funktionale Modell um den Term $(y - y_0)^2$ so erweitert, dass sich der folgende Ausgleichungsansatz ergibt (z.B. Monet und Dahn 1983):

$$\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) = a \exp\left(-\ln 2 \frac{(x - x_0)^2 + (y - y_0)^2}{r^2}\right) + b - g(x, y) = \mathbf{v} \rightarrow \min \quad (4.11)$$

mit

- $\mathbf{X}^T = [x_0, y_0, a, b, r]$ als Unbekanntenvektor,
- $\mathbf{L}^T = [x_1, y_1, g(x, y)_1, \dots, x_n, y_n, g(x, y)_n]$ als Beobachtungsvektor und
- \mathbf{v} = Verbesserungsvektor.

Für den Beobachtungsvektor \mathbf{L} wird in der Regel eine quadratische Pixelregion eingeführt, die das detektierte Segment enthält und darüber hinaus eine gewisse Anzahl Pixel, die zum Hintergrund des Bildes gehören (Abb. 4.12). Das zugehörige Verteilungsmodell (Abb. 4.13) ist rotationssymmetrisch und enthält die fünf Unbekannten x_0, y_0 als Koordinaten des Zentrums und die Formparameter a, b und r . Es wäre denkbar, das Modell durch Einführung weiterer Parameter so zu erweitern, dass auch unsymmetrische Sternabbildungen approximiert werden können (z.B. Ploner 1996). Bei kurzen Belichtungszeiten werden die Sterne von der Zenitkamera jedoch weitgehend kreissymmetrisch abgebildet. Eine Erweiterung soll deshalb und auch in Hinblick auf die Freiheitsgrade des Modells nicht vorgenommen werden. Als Näherungswerte für die Koordinaten des Zentrums x_0, y_0 können die Schwerpunktkoordinaten des Segmentes herangezogen werden. Für die Amplitude a kann der Grauwert des hellsten Pixels des Segmentes (bereinigt um die mittlere Bildhelligkeit μ), für den Hintergrund b die mittlere Bildhelligkeit μ und für den Radius r der halbe Durchmesser des Segmentes als Näherung genommen werden.

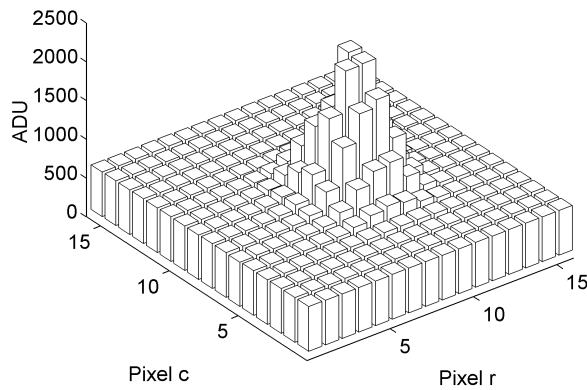


Abb. 4.12: Sternabbildung in dreidimensionaler Darstellung

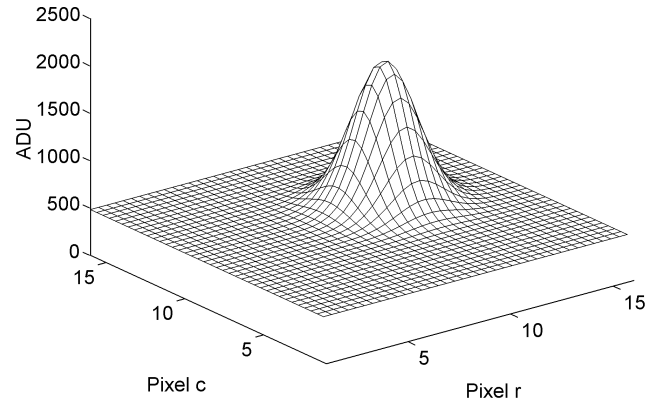


Abb. 4.13: Gauß'sche Modellfunktion in dreidimensionaler Darstellung

4.2.4.3 Vergleich der beiden Verfahren

Auf Grundlage der Betrachtungen in Abschnitt 6.2.1, in dem die Genauigkeit der Schwerpunktmethode und der Punktübertragungsfunktion untersucht werden, kann hier Folgendes festgehalten werden: Mit der Schwerpunktmethode lassen sich Genauigkeiten von $0''.3$ bis $0''.5$ für die Ausmessung der Sternzentren erreichen. Die Punktübertragungsfunktion mit der Gaußverteilung erlaubt die Messung der Sternmittelpunkte mit einer Genauigkeit von etwa $0''.2$ bis $0''.3$ und ist damit um den Faktor 1.5 genauer als die Schwerpunktmethode. Für beide Verfahren gilt gleichermaßen, dass die Genauigkeit der Zentrierung vom Signal-Rauschverhältnis und damit von der scheinbaren Helligkeit abhängt. Je höher das Signal-Rauschverhältnis, umso präziser lässt sich die Sternmitte bestimmen. Sofern sternreiche Himmelsregionen beobachtet werden und damit genügend Sterne verfügbar sind, ist es empfehlenswert, nur Sternabbildungen bis zur 12. Größenklasse im Auswerteprozess zu berücksichtigen.

Die Schwerpunktmethode kann für die vorläufige astrometrische Datenreduktion genutzt werden. Sie findet ebenso Anwendung für die Bereitstellung von Näherungswerten, die für die Zentrierung mit der Gaußverteilung benötigt werden. Die endgültige Datenreduktion sollte aufgrund der höheren Präzision mit der Punktübertragungsfunktion durchgeführt werden. Die Zentrierung mit der Punktübertragungsfunktion ist jedoch erheblich aufwändiger und damit rechenintensiver als die Schwerpunktmethode, da für jede Sternabbildung eine Ausgleichung mit mehreren Iterationen gerechnet werden muss.

4.3 Referenzsterne

4.3.1 Sternkataloge

Ein Sternkatalog ist definiert als Verzeichnis von Sternen, das außer den für einen bestimmten Zeitpunkt gültigen Äquatorialkoordinaten weitere charakteristische Sternparameter (z.B. Spektralklasse, Spektrum, Helligkeit, Eigenbewegungen, Parallaxen) und optional deren Genauigkeiten enthält (Definition in Anlehnung an Zimmermann und Weigert 1995). Für diese Arbeit sind außer den Äquatorialkoordinaten (α, δ) die Eigenbewegungen (μ_α, μ_δ) relevant. Der astrometrische Parameter Parallaxe π ist für die allermeisten der verwendeten Gestirne (Helligkeitsbereich von etwa 9. bis 14. Magnitude) nicht verfügbar und spielt aufgrund der sehr weiten Entfernung keine Rolle. Aus einem Sternkatalog können die Äquatorialkoordinaten von Referenzsternen entnommen werden, die für die astrometrische Reduktion der Zenitaufnahmen benötigt werden. Die Referenzkoordinaten der Sterne übernehmen bei der Lotrichtungsbestimmung als koordinatenmäßig bekannte Anschlusspunkte eine ganz entscheidende Funktion. Sie ermöglichen als Realisierung eines zälestischen Bezugssystems den Anschluss an einen übergeordneten Referenzrahmen.

Mit den Sternkatalogen Hipparcos, Tycho-2, UCAC, GSC 1.1 und GSC 2.2 sowie den USNO-A und USNO-B Katalogen stehen Verzeichnisse unterschiedlicher Genauigkeit und Sterndichte zur Verfügung. Für die Nutzung im Rahmen der hochpräzisen Lotrichtungsbestimmung ergeben sich grundsätzlich folgende Anforderungen:

Bezugssystem: Die Sternpositionen müssen im ICRS referenziert sein, damit der Zugang zum zälestischen Bezugssystem möglich wird (Abschnitt 2.3.1).

Hohe Sterndichte: Mit der digitalen Zenitkamera TZK2-D können mehrere Millionen Sterne auf der gesamten Sphäre bis zu einer Grenzgröße zwischen der 13. und 14. Magnitude beobachtet werden. Eine entsprechende Anzahl von Referenzsternen sollte daher verfügbar sein.

Hohe Positionsgenauigkeit: Die Unsicherheit der Referenzkoordinaten beeinflusst die Genauigkeit der Lotrichtungsbestimmung, weshalb die Sternpositionen mit einer möglichst hohen Genauigkeit (< 0.05 Bogensekunden) bestimmt sein sollten.

Eigenbewegungen: Der Katalog sollte Eigenbewegungen enthalten. Sofern keine Eigenbewegungen verfügbar sind, verschlechtert sich die Positionsgenauigkeit im Laufe der Zeit in erheblichem Maße.

Diese Anforderungen werden von den umfassenden und hochpräzisen astrometrischen Sternkatalogen Tycho-2 und UCAC gut bzw. sehr gut erfüllt. Erst mit diesen beiden Katalogen ist seit ihrer Veröffentlichung im Jahr 2000 eine wesentliche Grundvoraussetzung für die hochpräzise Lotrichtungsbestimmung mit der TZK2-D erfüllt. Für die Konstruktion der Sternkataloge Tycho-2 und UCAC hat die europäische Satellitenmission HIPPARCOS die entscheidenden Grundlagen gelegt.

Die Eigenschaften einiger ausgewählter Sternkataloge werden in den nachfolgenden Abschnitten dargestellt und ihre Eignung für die Lotrichtungsbestimmung diskutiert. Von den großen astrometrischen Katalogen GSC und USNO-A/B werden nur die Eigenschaften des GSC beschrieben. Die astrometrischen Genauigkeiten beider Verzeichnisse sind in etwa vergleichbar; für Details zum USNO-B Katalog, der über 1 Milliarde Sternpositionen enthält und bis zur 21. Magnitude vollständig ist, wird auf Monet *et al.* (2003) verwiesen.

Eigenbewegung

Aufgrund der Rotation der Galaxis bewegen sich das Sonnensystem und die Sterne relativ zueinander im Raum. Die räumliche Sternbewegung zeigt sich durch die Rotverschiebung des Sternspektrums in radialer Richtung, d.h. in der Richtung der Verbindungslinie Sonne und Stern und durch eine langsame Richtungsänderung senkrecht zu dieser Verbindungslinie. Die Richtungsänderung wird als Eigenbewegung bezeichnet und führt zu einer allmählichen Änderung der Äquatorialkoordinaten (α, δ) . Eigenbewegungen werden in Winkelgeschwindigkeiten (z.B. " Jahrhundert⁻¹) angegeben und gewöhnlich in Komponenten (μ_α, μ_δ) unterteilt, die die Bewegung in Rektaszensions- und Deklinationsrichtung beschreiben.

Zur Bestimmung der Eigenbewegung eines Sterns werden zwei zu verschiedenen Zeitpunkten bestimmte Positionen benötigt. Da sich die meisten Sterne sehr langsam bewegen, sollte das Zeitintervall zwischen den Positionsbestimmungen möglichst einige Jahrzehnte betragen. Die Eigenbewegungen (μ_α, μ_δ) ergeben sich aus der Differenz der beiden Positionen $(\Delta\alpha, \Delta\delta)$ und dem Zeitintervall Δt (Sigl 1991):

$$\mu_\alpha = \frac{\Delta\alpha}{\Delta t} \qquad \mu_\delta = \frac{\Delta\delta}{\Delta t} \qquad (4.12)$$

Sind Eigenbewegungen in Sternkatalogen nicht verfügbar, so verschlechtert sich die Genauigkeit der angegebenen Positionen und damit auch die erreichbare Genauigkeit der Lotrichtungsbestimmung mit der Zeit in erheblichem Maße. Mit zunehmendem zeitlichen Abstand von der Katalogepoche $T_{\alpha,\delta}$ verschlechtert sich die Genauigkeit von Katalogpositionen auch dann, wenn Eigenbewegungen verfügbar sind und rechnerisch korrigiert werden. Ursache dafür ist die Fortpflanzung der Ungenauigkeiten der Eigenbewegungskomponenten auf die korrigierten Katalogpositionen (z.B. de Vegt 1999 und Høg *et al.* 2000b). Aus diesem Grund sollte der zeitliche Abstand zur Beobachtungsepoche $T_{\alpha,\delta}$ nicht zu groß sein.

Bezugszeitpunkte

Für Sternkataloge werden die Bezugszeitpunkte Epoche und Äquinoktium angegeben, die unterschieden werden müssen.

Epoche: Die Epoche einer Sternposition ist der Zeitpunkt, an dem die Sternkoordinaten astrometrisch (z.B. auf CCD oder Photoplatte) bestimmt worden sind. Durch rechnerische Berücksichtigung der Eigenbewegung von der Katalogepoche $T_{\alpha,\delta}$ bis zum Beobachtungszeitpunkt T , zu dem der Katalog als Referenz genutzt wird, kann die Sternposition aktualisiert werden. Die Epoche einer Sternposition ist also der Bezugszeitpunkt für die Eigenbewegung. Oftmals werden zur leichteren Handhabung der Katalogdaten die Sternpositionen bei der Katalogerstellung durch Berücksichtigung der Eigenbewegung auf eine einheitliche Katalogepoche umgerechnet. Dies ist beispielsweise bei den Katalogen Tycho-2 und UCAC der Fall, hier ist die Katalogepoche die Standardepoche J2000.0.

Äquinoktium: Die Sternpositionen verändern sich ab dem Zeitpunkt ihrer astrometrischen Bestimmung auch durch die Veränderung des zälestischen Koordinatensystems aufgrund der Präzession und Nutation (Abschnitte 2.4 und 4.3.2.5). Für die Sternpositionen wird deshalb auch die Epoche des Koordinatensystems angegeben, die als Äquinoktium bezeichnet wird und die räumliche Lage des Frühlingspunktes beschreibt. Heutige Sternkataloge sind meist auf das Äquinoktium J2000.0 bezogen.

4.3.1.1 Hipparcos Katalog

Zwischen 1989 und 1993 wurden im Rahmen der europäischen Satellitenmission HIPPARCOS hochpräzise astrometrische Messungen durchgeführt, auf deren Grundlage der Sternkatalog Hipparcos als derzeit genaueste verfügbare astrometrische Referenz im optischen Bereich hervorgegangen ist (ESA 1997). Hipparcos enthält für etwa 118000 Sterne u.a. Positionen, Eigenbewegungen und Parallaxen mit typischen Genauigkeiten von etwa $0''.001$ und ist bis zur 9. Größenklasse weitgehend vollständig. Der Sternkatalog Hipparcos ist an den hochpräzisen extragalaktischen Referenzrahmen ICRF angeschlossen. Für die Verknüpfung wurden Radioquellen des ICRF verwendet, die von HIPPARCOS im optischen Wellenlängenbereich beobachtet werden konnten (Kovalevsky *et al.* 1997 und de Vegt 1999). Damit stellt Hipparcos im optischen Bereich die Standardrealisierung des ICRS mit Millibogensekundengenauigkeit dar. Der Sternkatalog Hipparcos weist durchschnittlich 3 Sterne grad^{-2} auf und hält damit zu wenig Sterne für die Auswertung von digitalen Zenitkameramessungen vorrätig. Er stellt jedoch die wesentliche Grundlage für die Kataloge Tycho-2 und UCAC als konsequente Verdichtungen des zälestischen Referenzsystems dar.

4.3.1.2 Tycho-2 Katalog

Der Tycho-2 Katalog ist durch Kooperation von CUO, USNO, ARI und ESO auf der Grundlage der HIPPARCOS Mission hervorgegangen. Durch verfeinerte Neuauswertung der astrometrischen HIPPARCOS Daten, aus denen auch der Tycho-1 Katalog (ESA 1997) mit 1 Millionen Positionen hervorgegangen ist, konnten Positionen für etwa 2.5 Millionen Sterne bestimmt werden (Høg *et al.* 2000a,b,c). Die astrometrischen Genauigkeiten liegen für Sterne bis zur 9. Größenklasse im Genauigkeitsbereich von wenigen Millibogensekunden und von der 9. bis 13. Größenklasse im Bereich von etwa $0''.02$ bis $0''.10$ (vgl. Tab. 4.1). Für den größten Teil der Tycho-2 Sterne konnten Eigenbewegungen durch Vergleich mit über 140 bodengebundenen astrometrischen Katalogen mit Genauigkeiten von etwa $0.0025''\text{Jahr}^{-1}$ abgeleitet werden.

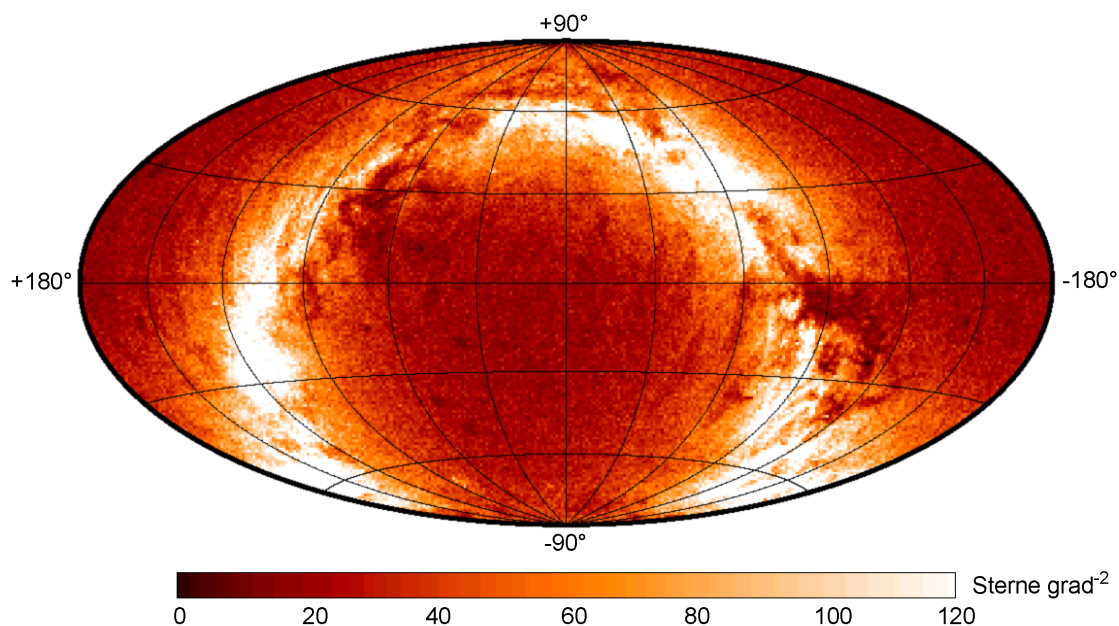


Abb. 4.14: Sternverteilung des Tycho-2 Katalogs (nach Høg *et al.* 2000b)

Abb. 4.14 zeigt die Sterndichte von Tycho-2, die über die Himmelskugel zwischen etwa 25 Sternen grad^{-2} (sternarme Regionen an den galaktischen Polen) bis zu über 100 Sternen grad^{-2} in der galaktischen Ebene (Milchstraßenregionen) variiert. Bezogen auf das Gesichtsfeld der TZK2-D stellt der Tycho-2 Katalog durchschnittlich 25 Referenzsterne und damit eine in den meisten Fällen ausreichende Sternanzahl für die astrometrische Datenreduktion zur Verfügung. In den besonders sternarmen Regionen, die beispielsweise im Frühjahr in mitteleuropäischen Breiten im Zenit stehen, sind teilweise nur 4 bis 10 Sterne verfügbar. Hier ist die Nutzung von Tycho-2 im Hinblick auf die angestrebte hohe Genauigkeit der Astrometrie (vgl. Abschnitt 6.2.1) eingeschränkt. Abgesehen von diesen sternarmen Regionen ist Tycho-2 für die Reduktion der Zenitaufnahmen zur hochpräzisen Lotrichtungsbestimmung insgesamt sehr gut geeignet.

4.3.1.3 Guide Star Catalogue GSC

Der Guide Star Catalogue 1.1 (Lasker *et al.* 1996a) und 2.2 (McLean *et al.* 1997, STScI 2004) wurde vom STScI und weiteren Organisationen konstruiert, um Positionen für die Orientierung des Weltraumteleskops Hubble zur Verfügung zu stellen. Im Katalog GSC 1.1 sind für etwa 19 Millionen Sterne bis zur 15.5 Größenklasse und im GSC 2.2 für über 435 Millionen Sterne bis zur 18.5 Größenklasse mittlere Positionen ohne Eigenbewegungen vertafelt. Die astrometrischen Beobachtungen für die GSC Kataloge wurden bodengebunden durch Belichtung von etwa 1500 Schmidt-Photoplatten durchgeführt, die die gesamte Sphäre abdecken. Die Sternpositionen für die beiden Kataloge wurden durch Digitalisierung der Photoplatten (Digitized Sky Survey, Lasker *et al.* 1996b) und rechnergestützte Ausmessung abgeleitet. Während die Sternpositionen des GSC 1.1 in das Referenzsystem FK4 transformiert worden sind, stellt der GSC 2.2 eine Realisierung des ICRS dar.

Die astrometrische Genauigkeit der Positionen beträgt beim GSC 1.1 etwa $0''.5$ bis $1''.2$ und die des GSC 2.2 etwa $0''.3$ bis $0''.75$ (STScI 2004). Eigenbewegungen sind für beide Kataloge nicht verfügbar, so dass Katalogpositionen nur für die Katalogepochen (etwa 1982) vorliegen. Der GSC 1.1 weist systematische Fehler von etwa $0''.5$ bis $1''.1$ in Abhängigkeit der Lage innerhalb der bei der Erstellung benutzten Photoplatten auf (Taff *et al.* 1990). Die Sternfelder des GSC 1.1 können deshalb bei Verwendung zur Lotrichtungsbestimmung zu systematischen Verfälschungen in gleicher Größe führen und sind daher für die Reduktion von Zenitkamerabeobachtungen nicht geeignet.

Die systematischen, plattenabhängigen Fehler des GSC 2.2 sind nach STScI (2004) erheblich reduziert. Für die Auswertung von Zenitkammermessungen kann der GSC 2.2 gegenwärtig dann verwendet werden, wenn sternarme Himmelsregionen im Zenit stehen, für die der Tycho-2 Katalog zuwenig Referenzsterne bereitstellt und keine UCAC Referenzfelder verfügbar sind. Bei Verfügbarkeit des UCAC für die gesamte Sphäre wird der GSC keine Rolle mehr im Rahmen der astrometrischen Reduktion von Zenitaufnahmen spielen.

4.3.1.4 UCAC Katalog

Das USNO führt von 1998 bis 2004 bodengebundene Beobachtungen mit einem CCD Astrographen zur Erstellung des USNO CCD Astrograph Catalogs (UCAC) durch. Ziel des UCAC Projektes ist es, hochpräzise Positionen von etwa 80 Millionen Sternen bis zur 16. Größenklasse sowie deren Eigenbewegungen bereitzustellen und das zälestische Referenzsystem ICRS im optischen Bereich durch Anschluss an Hipparcos weiter zu verdichten (Zacharias *et al.* 2004, Zacharias und Urban 2003, Zacharias *et al.* 2000a). Die astrometrischen Beobachtungen werden terrestrisch mit einer CCD-Kamera (4096×4096 Pixel) durchgeführt, mit der Sternfelder von etwa einem Quadratgrad erfasst werden können.

Im Jahr 2000 wurde der UCAC1 veröffentlicht, der 27 Millionen Positionen von Sternen der südlichen Hemisphäre enthält, die astrometrische Genauigkeiten von etwa $0''.02$ im Helligkeitsbereich von der 10. bis 14. Größenklasse aufweisen. Der UCAC2 wurde 2003 publiziert und enthält Positionen von 48 Millionen Sternen in einem Deklinationsbereich von -90° bis $+40^\circ$ und bis etwa $+53^\circ$ Deklination für einige Rektaszensionsbereiche. Die Veröffentlichung von UCAC3, der die Himmelskugel vollständig überdeckt, ist für das Jahr 2005 vorgesehen. Eigenbewegungen werden durch Vergleich mit neu ausgewerteten Sternpositionen aus früherem astrometrischen Beobachtungsmaterial (z.B. Photoplatten vom USNO-A und AGK2, 1930) abgeleitet. Die für den UCAC1 abgeleiteten Eigenbewegungen weisen eine Genauigkeit im Bereich von $0.001''\text{Jahr}^{-1}$ bis $0.015''\text{Jahr}^{-1}$ auf.

Der UCAC ist der optimale Katalog für die hochpräzise Reduktion von Zenitkammermessungen auf das ICRS. Für annähernd alle mit der Zenitkamera beobachtbaren Sterne wird der UCAC3 Referenzkoordinaten mit höchster Genauigkeit bereitstellen. Bis zum Jahr 2005 ist die Nutzung des UCAC in mitteleuropäischen Breiten allerdings nur eingeschränkt möglich. Aufgrund der vorhandenen hochpräzisen Eigenbewegungen und den sehr aktuellen astrometrischen Katalogbeobachtungen wird sich die hohe Genauigkeit des UCAC in den nächsten Jahren nicht wesentlich verändern.

4.3.1.5 Vergleich von Tycho-2 und UCAC

In Tab. 4.1 sind die astrometrischen Positionsgenauigkeiten σ_T und σ_U aus Tycho-2 und UCAC1 in Abhängigkeit der scheinbaren Helligkeit zusammengestellt. Die Genauigkeitsangaben gehen auf die Untersuchungen von Høg *et al.* (2000c) und Zacharias *et al.* (2000b) zurück. Der Tycho-2 Katalog ist bis zur 11.5 Magnitude weitgehend vollständig, enthält jedoch nicht für alle mit der TZK2-D beobachtbaren Gestirne auch Referenzpositionen. Der UCAC hingegen wird bei seiner endgültigen Fertigstellung bis etwa zur 16. Magnitude weitgehend vollständig sein und damit für annähernd alle beobachtbaren Gestirne Referenzpositionen liefern.

Im Gegensatz zum Tycho-2 Katalog, der für Sterne mit einer scheinbaren Helligkeit < 10 . Magnitude sehr hohe Genauigkeiten erreicht, zeichnet sich der UCAC insbesondere in dem für Zenitkammermessungen relevanten Bereich von der 11. bis 14. Magnitude durch Positionsgenauigkeiten von $0''.02$ aus. Folglich kann als wesentliche Erkenntnis abgeleitet werden, dass der UCAC aufgrund seines Sternvorrats und seiner hohen Genauigkeit die optimale Referenz für die Auswertung von digitalen Zenitkammermessungen darstellt. Weitere Aspekte und Untersuchungen zu den Genauigkeiten der Sternkataloge Tycho-2 und UCAC finden sich in Abschnitt 6.2.1.3.

Tab. 4.1: Vergleich der Positionsgenauigkeit von Tycho-2 und UCAC

Katalog vs. Helligkeit		<9	9-10	10-11	11-12	12-13	13-14
Tycho-2 σ_T	[$''$]	<0.01	0.02	0.04	0.07	ca. 0.10	
UCAC1 σ_U	[$''$]	>0.03	0.02	0.02	0.02	0.02	0.02
Tycho-2 Sternanzahl ^a	[Mio]	0.12	0.21	0.54	1.13	<0.5	

^aDie endgültige Sternanzahl je Helligkeitsklasse ist für den UCAC gegenwärtig noch nicht verfügbar.

4.3.1.6 Zusammenschau der Katalogeigenschaften

Tab. 4.2: Eigenschaften der Sternkataloge Hipparcos, Tycho-2, GSC und UCAC im Vergleich

Eigenschaft	Hipparcos	Tycho-2	GSC 1.1; 2.2	UCAC1; 2; 3
Anzahl Einträge [Mio.]	0.118	2.5	19; 435	27; 48; 80
Grenzgröße ^a [mag]	9	11.5	15.5; 18.5	16
Mittlere Sterndichte [grad ⁻²]	3	60	460; 10500	2000 ^b
Messperiode	~1991.25	~1991.25	~1982	1998-2004
Epoche	1991.25	2000.0	~1982; ~1992	2000.0
Äquinoktium	2000.0	2000.0	2000.0	2000.0
Referenzsystem	ICRS	ICRS	FK4; ICRS	ICRS
Eigenbewegungen	ja	ja	nein	ja
Positionsgenauigkeit ["]	0.001	0.01-0.10	0.5-1.2; 0.3-0.75	0.02-0.07
Eigenbew. genauigkeit ["/a]	<0.001	0.0025	-	0.001-0.015
Eignung ^c	nein	gut bis sehr gut	nein; bedingt	optimal

^aBis zu diesen Magnituden sind die Kataloge weitgehend vollständig.

^bIn der endgültigen Katalogversion UCAC3.

^cFür die Lotrichtungsbestimmung mit der TZK2-D.

In Tab. 4.2 sind zusammenfassend die wichtigsten Eigenschaften der vorgestellten Sternkataloge gegenübergestellt. Tab. 4.3 zeigt den mittleren Sternvorrat der Sternkataloge Tycho-2, GSC und UCAC3 für das Gesichtsfeld der TZK2-D (0.42 grad²) in Abhängigkeit der scheinbaren Helligkeit und der Grenzgröße. Die mittlere Sternanzahl der drei Kataloge über die gesamte Sphäre ist ausreichend. Besonders sternreiche Felder stehen in Milchstraßenregionen zur Verfügung. In den sternarmen Regionen der Himmelskugel hält der Tycho-2 Katalog nur wenig Sterne vorrätig. Die angegebenen Werte sind als grobe Anhaltswerte zu verstehen und können bei einzelnen Sternfeldern erheblich abweichen. Die verfügbaren Sternanzahlen als Funktion der Rektaszension sind im Anhang dieser Arbeit zu finden.

In Abb. 4.15 sind abschließend die diskutierten Sternkataloge in Abhängigkeit ihrer mittleren Positionsgenauigkeit und der verfügbaren Sternanzahl im Kontext mit einigen weiteren Katalogen eingeordnet. Es zeigt sich deutlich, dass durch den UCAC die Lücke zwischen den sternreichen Katalogen (GSC) und den hochpräzisen Katalogen (Hipparcos, Tycho-2) gefüllt wird.

Tab. 4.3: Mittlerer Sternvorrat der Kataloge Tycho-2, GSC und UCAC für TZK2-D Messungen. Angegeben ist die mittlere Anzahl nutzbarer Sterne für das Gesichtsfeld der TZK2-D.

Grenzgröße [mag]	Sternvorrat	Tycho-2	GSC	UCAC3
14	Gesamte Sphäre	24	135	135
13	Gesamte Sphäre	23	60	60
12	Gesamte Sphäre	20	20	20
14	Milchstraßenregionen	50	>100	>100
14	Sternarme Regionen	4-10	40	40

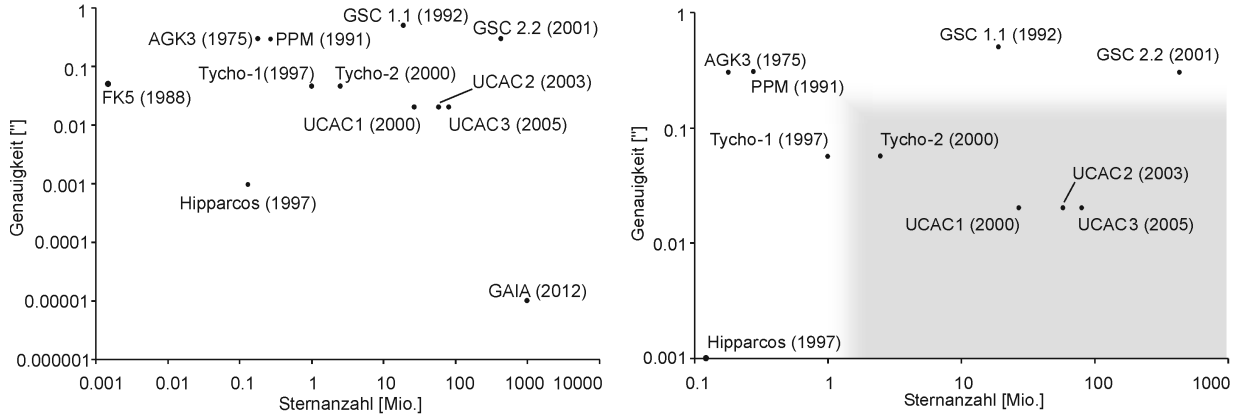


Abb. 4.15: Genauigkeit versus Sternanzahl der verfügbaren Sternkataloge. Die rechte Abbildung ist eine Ausschnittsvergrößerung der linken Abbildung und zeigt den für hochpräzise Zenitkammermessungen geeigneten Bereich (grau unterlegt). Die Genauigkeitsangaben gehen auf die zitierten Publikationen (Hipparcos, Tycho-2, GSC, UCAC), auf Kovalevsky (2002) (PPM, FK5), auf Gessler (1975) für den AGK3 und ESA (2003) für die Satellitenmission GAIA zurück.

4.3.2 Reduktion der Sternkoordinaten

4.3.2.1 Einführung

Die in Sternkatalogen angegebenen Äquatorialkoordinaten Rektaszension α und Deklination δ sind mittlere Sternpositionen (meistens zur Epoche J2000.0), die einer Reihe von zeitabhängigen Veränderungen unterliegen (z.B. Schödlbauer 2000a und Sigl 1991):

- Tatsächliche Veränderung der Sternkoordinaten aufgrund der Eigenbewegung,
- Verlagerung der Bezugssysteme aufgrund von Präzession und Nutation,
- Scheinbare Veränderung aufgrund von Refraktion, täglicher und jährlicher Aberration sowie der relativistischen Lichtablenkung.

Zur Auswertung von Zenitkammermessungen müssen die mittleren Positionen der Referenzsterne um den Einfluss dieser Effekte korrigiert werden. Der Einfluss der geozentrischen und jährlichen Parallaxe spielt aufgrund der großen Entfernung der Referenzsterne keine Rolle. Durch die Korrektur der Eigenbewegung, der Präzession und Nutation, der jährlichen Aberration und der relativistischen Lichtablenkung werden die mittleren Sternpositionen in scheinbare Sternpositionen umgerechnet, die sich auf das Geozentrum beziehen. Durch die Berücksichtigung der täglichen Aberration und der Refraktion ergeben sich topozentrische Sternpositionen, die für die Auswertung von astrogeodätischen Beobachtungen benötigt werden.

In Kaplan *et al.* (1989) und in Seidelmann (1992) wird ein umfassender Formalismus vorgestellt, der die Durchführung der Reduktionen mit einer Genauigkeit von 0.001 Bogensekunden ermöglicht und damit im Fehlerhaushalt der hochpräzisen astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung vollständig vernachlässigt werden kann. Der Formalismus lautet in modifizierter schematischer Form nach Seidelmann (1992), S. 152:

$$\mathbf{x}_{Topo} = h(\mathbf{N}(t)\mathbf{P}(t)f\{g[\mathbf{x}(T_0) + t\dot{\mathbf{x}}(T_0)]\}) \quad (4.13)$$

mit

T	Epoche der Beobachtung auf der Zeitskala TT,
T_0	Referenzepeche des Katalogs (i.d.R. J2000.0) auf der Zeitskala TT,
t	$= T - T_0$, Beobachtungsepoche - Referenzepeche,
\mathbf{x}	mittlere Position des Sterns zur Epoche T_0 , dreidimensionaler Positionsvektor,
$\dot{\mathbf{x}}$	mittlere Geschwindigkeit des Sterns zur Epoche T_0 , dreidimensionaler Geschwindigkeitsvektor als Funktion der Eigenbewegung (μ_α, μ_δ) und Radialgeschwindigkeit,
g	Funktion zur Beschreibung der relativistischen Lichtablenkung,
f	Funktion zur Beschreibung der jährlichen Aberration des Lichtes,
\mathbf{N}, \mathbf{P}	Nutation und Präzession der Erde zur Transformation vom mittleren zum wahren Äquinoktium,
h	Funktion zur Beschreibung der täglichen Aberration des Lichtes und
\mathbf{x}_{Topo}	topozentrische Position des Sterns zur Epoche T .

In dieser vereinfachten Darstellung werden geozentrische und jährliche Parallaxen und damit der Unterschied zwischen dem Baryzentrum und dem Geozentrum vernachlässigt. Es existieren gegenwärtig verschiedene Softwareumsetzungen des in Gleichung 4.13 angedeuteten Algorithmus zur Berechnung von scheinbaren bzw. topozentrischen Sternpositionen. Über die NOVAS-C Programm-bibliotheken vom USNO (Bangert und Kaplan 1998) ist leicht Zugang zu den Reduktionsformeln in der Programmiersprache C möglich. Weitere Implementierungen sind von der IAU (SOFA Bibliotheken, Wallace 2000) und vom Rutherford Appleton Laboratory (SLALIB, Wallace 1994, 1989) in Fortran sowie an der TU München (Astro-Toolbox, Egger 2000) in Java realisiert worden.

Im Rahmen dieser Arbeit werden die hochpräzisen Algorithmen aus den NOVAS-C Bibliotheken zur Reduktion der Sternpositionen eingesetzt. In den nachfolgenden Kapiteln werden die einzelnen Reduktionsschritte in verkürzter und teilweise approximierter Form dargestellt sowie Hinweise auf wesentliche genauigkeitsbeeinflussende Parameter bzw. Effekte gegeben. Die verkürzten Reduktionsformeln erreichen lediglich eine Genauigkeit von wenigen 0.01 Bogensekunden, was im Wesentlichen auf die Vereinfachungen bei der Berechnung der jährlichen Aberration zurückzuführen ist. Eine umfassende Darstellung der einzelnen Reduktionsformeln in strenger Form soll in dieser Arbeit aus Platzgründen nicht vorgenommen werden; der vollständige Formalismus kann in Seidelmann (1992), S. 99-154 gefunden werden. Es ist anzumerken, dass die atmosphärische Refraktion, die beim Übergang von geozentrischen zu topozentrischen Sternpositionen wirksam wird, in Abschnitt 6.2.3.1 diskutiert wird. Der in den nachfolgenden Abschnitten dargestellte, etwas vereinfachte Formalismus zur Reduktion der Sternpositionen verdeutlicht die notwendigen Reduktionsschritte und lässt sich wie folgt zusammenfassen:

$$\begin{pmatrix} \alpha_{Topo} \\ \delta_{Topo} \end{pmatrix} = \mathbf{N}(t)\mathbf{P}(t) \begin{pmatrix} \alpha_{T_0} + \Delta\alpha_{pm} + \Delta\alpha_r + \Delta\alpha_{aa} \\ \delta_{T_0} + \Delta\delta_{pm} + \Delta\delta_r + \Delta\delta_{aa} \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} \Delta\alpha_{da} \\ \Delta\delta_{da} \end{pmatrix} \quad (4.14)$$

mit

$(\alpha, \delta)_{T_0}$	mittlere Sternposition zur Epoche T_0 ,
$(\Delta\alpha, \Delta\delta)_{pm}$	Korrekturen wegen Eigenbewegung im Zeitintervall t ,
$(\Delta\alpha, \Delta\delta)_r$	Korrekturen wegen relativistischer Lichtablenkung zum Beobachtungszeitpunkt T ,
$(\Delta\alpha, \Delta\delta)_{aa}$	Korrekturen wegen jährlicher Aberration zum Beobachtungszeitpunkt T ,
$\mathbf{N}(t)\mathbf{P}(t)$	Korrekturen von Präzession und Nutation über das Zeitintervall t ,
$(\Delta\alpha, \Delta\delta)_{da}$	Korrekturen wegen täglicher Aberration zum Beobachtungszeitpunkt T und
$(\alpha, \delta)_{Topo}$	topozentrische Sternposition zur Epoche T .

4.3.2.2 Eigenbewegung

Die Umrechnung der in den Sternkatalogen angegebenen mittleren Sternpositionen $(\alpha, \delta)_{T_0}$ von der Katalogeпоche T_0 in mittlere Sternpositionen (α, δ) zur Beobachtungsepoche T kann leicht durch Multiplikation der Eigenbewegungen (μ_α, μ_δ) mit dem Zeitintervall $(T - T_0)$ durchgeführt werden (Høg *et al.* 2000b und Schödlbauer 2000a):

$$\begin{aligned}\Delta\alpha_{pm} &= \alpha - \alpha_{T_0} = \mu_\alpha(T - T_0) \\ \Delta\delta_{pm} &= \delta - \delta_{T_0} = \mu_\delta(T - T_0).\end{aligned}\tag{4.15}$$

Diese Gleichungen können ohne Genauigkeitsverlust angewendet werden, wenn der Beobachtungzeitpunkt T nahe an der Katalogeпоche T_0 liegt (einige Jahre) und das Gestirn eine genügend große Distanz zu den Polen hat. Strenge Formelbeziehungen, die ohne die beiden Einschränkungen genutzt werden können, finden sich in Schödlbauer (2000a), Seidelmann (1992), S. 121 ff und in ESA (1997).

4.3.2.3 Relativistische Lichtablenkung

Ein Lichtstrahl wird im Gravitationsfeld schwerer Massen wie der Sonne in die Richtung der Gravitationsquelle abgelenkt. Dieser von Einstein vorhergesagte Effekt macht sich in einem Richtungsversatz ΔE bemerkbar, der umso größer ist, je kleiner die Elongation E – der Winkelabstand zwischen Sonne und Stern – ist. Der Richtungsversatz kann mit folgender Gleichung berechnet werden (Schödlbauer 2000a):

$$\Delta E = 0''00407 \cot \frac{E}{2}.\tag{4.16}$$

Einen Maximalwert von etwa $1''75$ kann ΔE bei sehr kleinen Elongationen erreichen. Bei astrogeodätischen Beobachtungen im Zenit steht die Sonne gewöhnlich unterhalb des Horizonts. Die Elongation E beträgt dann über 90° und ΔE maximal $0''004$. Die relativistische Lichtablenkung muss aufgrund ihrer geringen Größenordnung bei astrogeodätischen Beobachtungen im Zenit nicht notwendigerweise angebracht werden. Die Korrektur ist jedoch Bestandteil des eingangs skizzierten Formalismus und soll aus Gründen der Vollständigkeit beschrieben werden. Formelbeziehungen zur Berechnung der Sonnenposition in Äquatorialkoordinaten $(\alpha, \delta)_S$ finden sich in Meeus (1992), S. 167 ff. In Abhängigkeit der Sternposition (α, δ) und der Sonnenposition $(\alpha, \delta)_S$ werden über die Elongation E die Korrektursterme $(\Delta\alpha, \Delta\delta)_r$ bereitgestellt (Seidelmann 1992, S. 139):

$$\begin{aligned}\cos E &= \sin \delta \sin \delta_S + \cos \delta \cos \delta_S \cos(\alpha - \alpha_S) \\ \Delta\alpha_r &= 0''00407 \frac{\cos \delta_S \sin(\alpha - \alpha_S)}{(1 - \cos E) \cos \delta} \\ \Delta\delta_r &= 0''00407 \frac{\sin \delta \cos \delta_S \cos(\alpha - \alpha_S) - \cos \delta \sin \delta_S}{(1 - \cos E)}.\end{aligned}\tag{4.17}$$

4.3.2.4 Aberration

Die Aberration ist die scheinbare Richtungsänderung eines Gestirns, die durch die endliche Lichtgeschwindigkeit c und die Relativbewegung v eines Beobachters hervorgerufen wird. Je nach Ursache wird zwischen täglicher, jährlicher und säkularer Aberration unterschieden. Die tägliche Erdrotation verursacht die tägliche Aberration und die jährliche Aberration hat ihre Ursache in der Bewegung

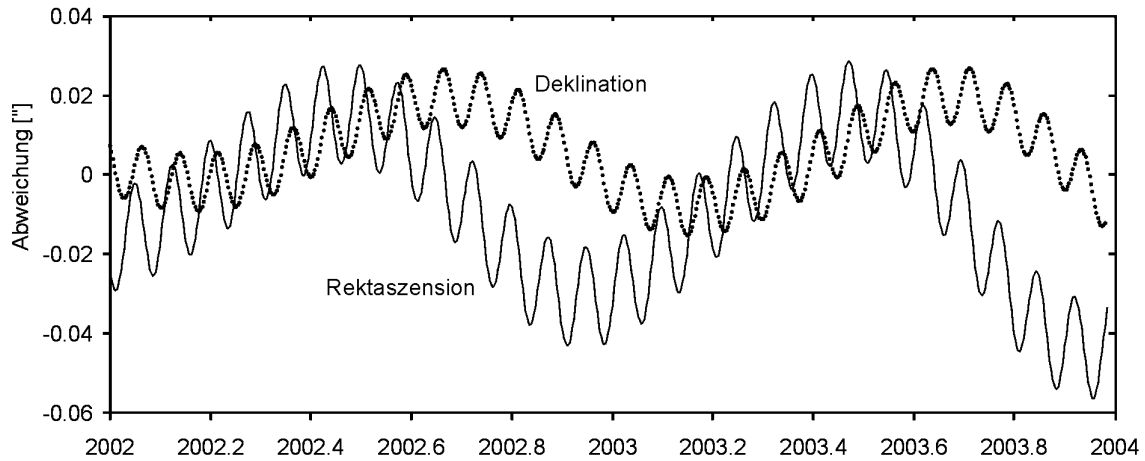


Abb. 4.16: Einfluss der Störungen der Erdbahn auf die jährliche Aberration. In der Grafik ist über den Zeitraum von 2002.0 bis 2004.0 die Differenz zwischen den strengen Aberrationskorrekturen (Berücksichtigung von oszillierenden Variationen der Erdgeschwindigkeit) und den Korrekturtermen aus den Näherungsformeln 4.18 für einen Tycho-2 Stern der Deklination $52^{\circ}38'$ aufgetragen. Die Periodizitäten von 28 Tagen sind auf die Einwirkung des Mondes auf die Erdgeschwindigkeit zurückzuführen; die Vernachlässigung des Einflusses führt zu einem Fehler in der Größenordnung einiger 0.01 Bogensekunden.

der Erde um die Sonne. Durch die Relativbewegung des Sonnensystems einschließlich der Erde bezüglich der Milchstraße wird die säkulare Aberration verursacht, die allerdings für astrometrische Messungen nicht zugänglich ist. Die Größe der Aberration errechnet sich durch $\kappa = v \cdot c^{-1}$ und nimmt im Falle der jährlichen Aberration ($v \approx 29.8 \text{ km s}^{-1}$) einen Wert κ von etwa $20''.5$ an (Schödlbauer 2000a). Die tägliche Aberration ist abhängig von der astronomischen Breite des Beobachters und beträgt am Äquator $0''.32$.

Jährliche Aberration

Zur präzisen Berechnung der jährlichen Aberration muss die Geschwindigkeit v der Erde auf ihrer jährlichen Bahn um die Sonne genau bekannt sein. Die hierfür notwendigen Ephemeriden von Sonne und Erde (z.B. Standardephemeriden DE405 vom JPL) berücksichtigen nicht nur die Elliptizität der Erdbahn, sondern auch oszillierende Variationen der Erdgeschwindigkeit, die durch den gravitativen Einfluss vom Mond und den Planeten verursacht wird (Schödlbauer 2000a und Kaplan *et al.* 1989). Entsprechende umfassende Ephemeridendaten sind in den NOVAS-C Bibliotheken integriert, auf deren Basis die jährliche Aberration hochpräzise berechnet werden kann.

Nachfolgend werden sphärische Näherungsformeln angegeben, mit denen sich der Einfluss der jährlichen Aberration durch Anbringen der Korrekturen $(\Delta\alpha, \Delta\delta)_{aa}$ an die Sternpositionen (α, δ) berücksichtigen lässt. In den Formeln ist die Annahme einer ungestörten Bewegung der Erde implizit enthalten. Durch Nichtbeachtung der Bahnstörungen ist die Genauigkeit der Reduktionsterme auf einige $0''.01$ begrenzt (Abb. 4.16). Diejenigen Terme, die den Faktor $e\kappa$ enthalten, berücksichtigen die Elliptizität der Erdbahn und werden in der Literatur auch als E-Terme der Aberration bezeichnet. Nach Meeus (1992), S. 153 gilt:

$$\begin{aligned}
 \Delta\alpha_{aa} &= -\kappa(\cos\alpha \cos L \cos\varepsilon + \sin\alpha \sin L) \sec\delta \\
 &\quad + e\kappa(\cos\alpha \cos\pi \cos\varepsilon + \sin\alpha \sin\pi) \sec\delta \\
 \Delta\delta_{aa} &= -\kappa(\{\tan\varepsilon \cos\delta - \sin\alpha \sin\delta\} \cos L \cos\varepsilon + \cos\alpha \sin\delta \sin L) \\
 &\quad + e\kappa(\{\tan\varepsilon \cos\delta - \sin\alpha \sin\delta\} \cos\pi \cos\varepsilon + \cos\alpha \sin\delta \sin\pi)
 \end{aligned}
 \tag{4.18}$$

In den Gleichungen 4.18 bezeichnet κ die IAU-Aberrationskonstante und ε die mittlere Schiefe der Ekliptik nach Gleichung 4.35. Das Zeitargument t ist der seit der Standarddepoche J2000.0 verstrichene Zeitraum in Julianischen Jahrhunderten. Für die Exzentrizität e der Erdbahn und die Länge des Perihels π der Erdbahn gilt nach Simon *et al.* (1994), für die mittlere Länge der Sonne L_0 , ihre mittlere Anomalie M nach McCarthy (1996) und für die wahre Länge der Sonne L nach Meeus (1992):

$$\kappa = 20''49552 \quad (4.19)$$

$$e = 0.01670863 - 0.00004204 t - 0.00000013 t^2 \quad (4.20)$$

$$\pi = 102^\circ 937348 + 1161''235 t + 0''5328 t^2 \quad (4.21)$$

$$L_0 = 280^\circ 466450 + 36000^\circ 769826 t + 0^\circ 000303 t^2 \quad (4.22)$$

$$M = 357^\circ 529109 + 35999^\circ 050291 t - 0^\circ 000154 t^2 \quad (4.23)$$

$$L = L_0 + (1^\circ 914600 - 0^\circ 004817 t - 0^\circ 000014 t^2) \sin M \\ + (0^\circ 019993 - 0^\circ 000101 t) \sin 2M + 0^\circ 000290 \sin 3M \quad (4.24)$$

Tägliche Aberration

Der Einfluss der täglichen Aberration $(\Delta\alpha, \Delta\delta)_{da}$ auf die Sternposition (α, δ) kann allgemein in Abhängigkeit der astronomischen Breite des Beobachtungsortes Φ und des Stundenwinkels t wie folgt berechnet werden (Schödlbauer 2000a):

$$\Delta\alpha_{da} = 0''32 \cos \Phi \cos t \sec \delta \quad (4.25)$$

$$\Delta\delta_{da} = 0''32 \cos \Phi \sin t \sin \delta$$

Für Beobachtungen in Zenitnähe ist der Stundenwinkel $t \approx 0$, ferner gilt: astronomische Breite $\Phi \approx$ Deklination δ . Dadurch vereinfacht sich die Aberrationskorrektur mit ausreichender Genauigkeit zu:

$$\Delta\alpha_{da} = 0''32 \quad \Delta\delta_{da} = 0''00 \quad (4.26)$$

4.3.2.5 Präzession und Nutation

Wie bereits in Abschnitt 2.4.1 angesprochen, wird die Präzession der Erde in einen säkularen und einen periodischen Anteil zerlegt. Der säkulare Teil kann mit dem Präzessionsmodell der IAU von 1976 und der periodische Anteil mit dem Wahr'schen Nutationsmodell (IAU Nutationstheorie von 1980) modelliert werden; beide Modelle sind ausführlich in den IERS Konventionen (McCarthy 1996) dargestellt. Die Transformation von Sternpositionen vom Äquinoktium J2000.0 zum Äquinoktium der Beobachtung lässt sich mit Matrizenoperationen einfacher durchführen als sphärische Korrekturen $(\Delta\alpha, \Delta\delta)_{PN}$ direkt zu berechnen. Die Umwandlung der sphärischen Koordinaten (α, δ) in kartesische Koordinaten $=(x, y, z)^T$ erfolgt nach Seeber (2003) über

$$\begin{pmatrix} x \\ y \\ z \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \sin \alpha \\ \sin \delta \end{pmatrix} \quad (4.27)$$

und die Rücktransformation unter Beachtung des Quadranten mit

$$\alpha = \arctan \frac{y}{x} \quad \delta = \arctan \frac{z}{\sqrt{x^2 + y^2}}. \quad (4.28)$$

Im Folgenden bezeichnen die Matrizen \mathbf{R}_1 , \mathbf{R}_2 und \mathbf{R}_3 Drehungen um die x -, y - und z -Achse des kartesischen Koordinatensystems. Mit der Präzessionsmatrix $\mathbf{P}(t)$ und der Nutationsmatrix $\mathbf{N}(t)$ kann die Sternposition $\mathbf{x}(T_0)$ vom Äquinoktium $T_0 = J2000.0$ in die Position $\mathbf{x}(T)$ zum Äquinoktium T der Beobachtung über den Zeitraum $t = T - T_0$ (in Julianischen Jahrhunderten) transformiert werden:

$$\mathbf{x}(T) = \mathbf{N}(t)\mathbf{P}(t)\mathbf{x}(T_0). \quad (4.29)$$

Präzessionsmodell IAU 1976

Die drei Präzessionswinkel (ζ, θ, z) berechnen sich nach McCarthy (1996) zu

$$\begin{aligned} \zeta &= 2306''2181 t + 0''30188 t^2 + 0''017998 t^3 \\ \theta &= 2004''3109 t - 0''42665 t^2 - 0''041833 t^3 \\ z &= 2306''2181 t + 1''09468 t^2 + 0''018203 t^3 \end{aligned} \quad (4.30)$$

und die Präzessionsmatrix $\mathbf{P}(t)$ als Verkettung der drei Rotationen zu

$$\mathbf{P}(t) = \mathbf{R}_3(-z)\mathbf{R}_2(\theta)\mathbf{R}_3(-\zeta). \quad (4.31)$$

Nutationsmodell IAU 1980

Der Einfluss der Nutation auf das Äquatorsystem und damit auf die Sternpositionen wird über die Rotationen $\Delta\psi$ (Nutation in der ekliptischen Länge) und $\Delta\varepsilon$ (Nutation in der Schiefe der Ekliptik) berechnet. Die Winkel $\Delta\psi$ und $\Delta\varepsilon$ werden über eine Reihenentwicklung mit 106 bzw. 64 Koeffizienten in Abhängigkeit der Fundamentalargumente mittlere Länge der Sonne L_0 (Gleichung 4.22), mittlere Länge des Mondes L'_0 und der mittleren Länge des Mondknotens Ω berechnet, von denen hier nur die wichtigsten Terme ausgeschrieben werden:

$$\begin{aligned} \Delta\psi &= -17''1996 \sin \Omega - 1''3187 \sin 2L_0 - 0''2274 \sin 2L'_0 + 0''2062 \sin 2\Omega + \dots \\ \Delta\varepsilon &= +9''2025 \cos \Omega + 0''5736 \cos 2L_0 + 0''0977 \cos 2L'_0 - 0''0895 \cos 2\Omega + \dots \end{aligned} \quad (4.32)$$

Für die Fundamentalargumente gilt (vereinfacht):

$$L'_0 = 218^\circ 31'6646 + 481267^\circ 881273 t - 0^\circ 00'1466 t^2 + \dots \quad (4.33)$$

$$\Omega = 125^\circ 04'4555 - 1934^\circ 13'6185 t + 0^\circ 00'2076 t^2 + \dots \quad (4.34)$$

Für eine vollständige Darstellung der Nutationsformeln wird auf McCarthy (1996) verwiesen. Bestandteil des IAU Modells ist ferner die mittlere Schiefe der Ekliptik ε_0 zur Standardepoche T_0

$$\varepsilon_0 = 84381''448 - 46''8150 t - 0''00059 t^2 + 0''001813 t^3. \quad (4.35)$$

Die wahre Schiefe der Ekliptik ε (zur Beobachtungsepoche T) ergibt sich zu

$$\varepsilon = \varepsilon_0 + \Delta\varepsilon. \quad (4.36)$$

Die Nutationsmatrix $\mathbf{N}(t)$ kann nun über die Drehwinkel ε , $\Delta\psi$ und ε_0 berechnet werden:

$$\mathbf{N} = \mathbf{R}_1(-\varepsilon)\mathbf{R}_3(-\Delta\psi)\mathbf{R}_1(\varepsilon_0). \quad (4.37)$$

Durch Anwendung der Nutations- und Präzessionsmatrizen gemäß Gleichung 4.29 wird die Sternposition vom konventionellen ICRS zur Epoche $T_0 = \text{J2000.0}$ ins momentane ICRS zur Beobachtungsepoche T transformiert. Der Bezugspol dieses durch Anwendung der IAU Modelle erhaltenen Koordinatensystems wird als zälestischer Ephemeridenpol CEP(PN IAU 1980) bezeichnet. Wie in Abschnitt 2.4.1 dargestellt wurde, weicht der zälestische Ephemeridenpol CEP(PN IAU 1980) als Pol der *IAU Modellerde* von dem CEP der *wahren Erde* um einige $0''01$ ab (Abb. 2.10, rechts). Diese Abweichungen wirken sich in gleicher Größenordnung auf die Genauigkeit der transformierten Sternposition $\mathbf{x}(T)$ aus.

Verfeinerung des Nutationsmodells mit den Erdorientierungsparametern $\delta\Delta\psi$ und $\delta\Delta\varepsilon$

Durch Berücksichtigung der Erdorientierungsparameter $\delta\Delta\psi$ und $\delta\Delta\varepsilon$ ist es möglich, das IAU Nutationsmodell 1980 so zu verfeinern, dass der Modellpol CEP(PN IAU 1980, $\delta\Delta\psi$, $\delta\Delta\varepsilon$) mit dem momentanen CEP der wahren Erde zusammenfällt (McCarthy 1996):

$$\begin{aligned}\Delta\psi &= \Delta\psi(\text{IAU 1980}) + \delta\Delta\psi \\ \Delta\varepsilon &= \Delta\varepsilon(\text{IAU 1980}) + \delta\Delta\varepsilon.\end{aligned}\tag{4.38}$$

Die korrigierten Nutationswinkel $(\Delta\psi, \Delta\varepsilon)$ beschreiben die tatsächliche Nutation der Erde in Verbindung mit dem Präzessionsmodell mit einer Genauigkeit von ± 1 Millibogensekunde. Im Rahmen der hochpräzisen astrogeodätischen Lotrichtungsbestimmung ist diese Verfeinerung zwingend zu berücksichtigen. Es soll an dieser Stelle noch einmal betont werden, dass das hier beschriebene Präzessions-Nutationsmodell bereits vollständig die Genauigkeitsanforderungen erfüllt. Die Anwendung des neueren Präzessions-Nutationsmodells IAU 2000 (IERS 2003) ist daher in dieser Arbeit nicht notwendig.

4.3.3 Tangentialprojektion

Die Äquatorialkoordinaten (α, δ) der Katalogsterne sind auf der Sphäre definiert und lassen sich nicht direkt mit den ebenen Bildkoordinaten (x, y) der fotografierten Sterne in Verbindung setzen. Der Bezug zwischen Äquatorialkoordinaten und Bildkoordinaten kann durch Einführung von ebenen, rechtwinkligen Tangentialkoordinaten (ξ, η) hergestellt werden. Diese entstehen durch Projektion der Äquatorialkoordinaten in eine Tangentialebene und werden in der astrometrischen Literatur auch als Standardkoordinaten bezeichnet (z.B. Kovalevsky 2002). Die Tangentialebene wird dabei in einem Berührungspunkt (α_0, δ_0) an der Sphäre angelegt. Abb. 4.17 verdeutlicht den Zusammenhang zwischen Tangentialkoordinaten (ξ, η) und Äquatorialkoordinaten (α, δ) .

Die mathematische Beziehung zwischen Äquatorialkoordinaten und Tangentialkoordinaten wird über die Gleichungen der Tangentialprojektion hergestellt, die der schiefachsigen gnomonischen Projektion entspricht. Für die Transformation von Äquatorialkoordinaten (α, δ) eines Sternes S in Tangentialkoordinaten (ξ, η) gilt nach Festlegung des Berührungspunktes T (α_0, δ_0) und der Berechnung einer Hilfsgröße q (Seeber 1972):

$$\begin{aligned}\cot q &= \cot \delta \cos(\alpha - \alpha_0) \\ \xi &= \frac{\tan(\alpha - \alpha_0) \cos q}{\cos(q - \delta_0)} \\ \eta &= \tan(q - \delta_0)\end{aligned}\tag{4.39}$$

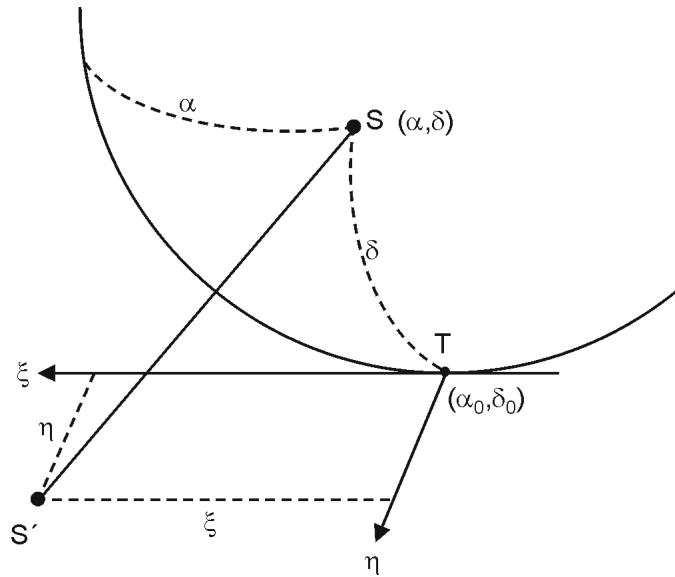


Abb. 4.17: Tangentialprojektion

Für die inverse Tangentialprojektion, d.h. die Rücktransformation von Tangentialkoordinaten (ξ, η) in Äquatorialkoordinaten (α, δ) , findet sich in Gessler (1975):

$$\begin{aligned} \alpha &= \alpha_0 + \arctan \frac{\xi}{\cos \delta_0 - \eta \sin \delta_0} \\ \delta &= \arctan \frac{(\eta + \tan \delta_0) \cos(\alpha - \alpha_0)}{1 - \eta \tan \delta_0} \end{aligned} \quad (4.40)$$

4.3.4 Organisation der Katalogdaten

Um für die Auswertung der Zenitaufnahmen geeignete Referenzsterne aus der sehr umfangreichen Datenbasis der Sternkataloge effizient selektieren zu können, ist eine geeignete Strukturierung der digitalen Datensätze notwendig. Die Datensätze der Sternkataloge sind in unterschiedlichen Formaten und Datenstrukturen auf digitalen Datenträgern verfügbar (Tycho-2, UCAC) oder können ausschnittsweise über das Internet bezogen werden (GSC, USNO-A/B). Zudem werden die Datensätze – wie beim Tycho-2 Katalog – teilweise in größeren Dateien (einige 100 MB Größe) geliefert, wodurch die Zugriffsgeschwindigkeit reduziert werden kann.

Für den effizienten Zugriff auf die Datensätze der verschiedenen Kataloge bietet es sich an, die Katalogdaten in eine einheitliche, indizierte Dateistruktur zu überführen, die einen schnellen Zugriff gestattet. Hierzu wird die benötigte Datenbasis der Sternkataloge (einzelne Deklinationsbereiche für ein bestimmtes Messgebiet oder vollständige Abdeckung der gesamten Sphäre) in kleine Felder von wenigen Quadratgrad Größe zerlegt. Die Datensätze jedes Feldes werden in einer eigenen Datei gespeichert. Der gezielte Zugriff auf die einzelnen Dateien wird möglich, indem die Dateien indiziert werden. Eine besonders einfache Möglichkeit zur Indizierung besteht darin, die Dateien direkt nach dem Katalog und Himmelsausschnitt, den sie enthalten, zu benennen. Enthält beispielsweise eine Tycho-2 Datei den Katalogbereich $324^\circ \leq \alpha < 330^\circ$ und $48^\circ \leq \delta < 54^\circ$, so wird die Datei mit dem Namen 324+48.tyc bezeichnet (Abb. 4.18, links).

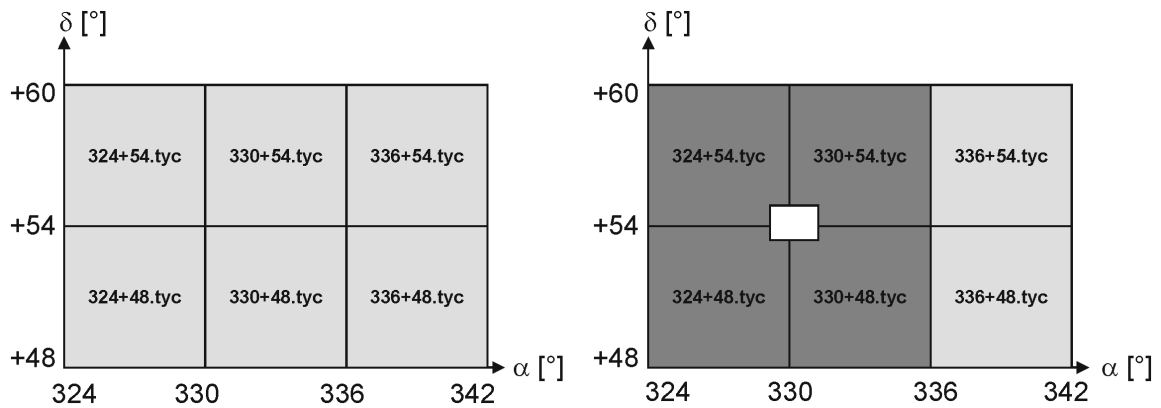


Abb. 4.18: Indizierte Datenbasis und Selektion aus den Sternkatalogen. Links ist die grundsätzliche Aufteilung der Datenbasis auf einzelne, indizierte Katalogfelder dargestellt. Auf der rechten Seite wird der Zugriff auf vier Dateien als ungünstigster Fall der Sternselektion gezeigt.

Zur gezielten Selektion von Referenzsternen aus der indizierten Datenbasis muss nur auf diejenigen Dateien zugegriffen werden, die von dem Selektionsbereich überdeckt werden (Abb. 4.18, rechts). Für die Aufbereitung von Referenzsternfeldern sind dann ein bis maximal vier Dateizugriffe notwendig. Tab. 4.4 fasst die realisierte Organisation der Katalogdaten zusammen. Jeder Datensatz aus der Datenbasis umfasst die mittleren Koordinaten Rektaszension α und Deklination δ , Eigenbewegungen (in Rektaszensionsrichtung μ_α und Deklinationsrichtung μ_δ) sowie die scheinbare Helligkeit.

Tab. 4.4: Organisation der Katalogdaten

Sternkatalog	Suffix	Anzahl Datensätze [Mio] ^a	Feldgröße	Anzahl Dateien	durchschnittliche Sternanzahl pro Feld
Tycho-2	.tyc	2.5	$6^\circ \times 6^\circ$	1800	1390
UCAC	.uca	ca. 14	$2^\circ \times 2^\circ$	16200	860
GSC2.2	.gsc	ca. 14	$2^\circ \times 2^\circ$	16200	860

^abis zur 14. Größenklasse.

4.3.5 Aufbereitung des Referenzsternfeldes

4.3.5.1 Zeitberechnungen

Zur Aufbereitung des Referenzsternfeldes müssen eingangs einige Zeitberechnungen durchgeführt werden, da die Kenntnis der scheinbaren Sternzeit GAST ($= \Theta$) als Orientierungswinkel der Erde zum Zeitpunkt der Beobachtung notwendig ist. In Abschnitt 5.3.2 wird dargestellt, wie über die kalibrierte Verschlussfunktion der effektive Belichtungszeitpunkt t_{eff} berechnet werden kann (Gleichung 5.20). Die Größe t_{eff} ist ein repräsentatives Maß für die Belichtungsperiode der Zenitaufnahme und ist der Ausgangspunkt der weiteren Auswertekette zur Berechnung der scheinbaren Sternzeit GAST. Diese kann mit dem folgenden Formalismus ermittelt werden:

Schritt a: Transformation des effektiven Belichtungszeitpunktes t_{eff} von GPST auf die UTC Zeitskala (Gleichung 2.15),

Schritt b: Transformation von UTC nach UT1 mit $\Delta UT1$ (Gleichung 2.13),

Schritt c: Hilfsrechnung: Berechnung des Julianischen Datums T aus UT1,

Schritt d: Transformation von UT1 nach GMST mit dem Julianischen Datum T_{UT1} (Gleichung 2.12),

Schritt e: Hilfsrechnung: Transformation von UTC nach TAI (Gleichung 2.14),

Schritt f: Hilfsrechnung: Transformation von TAI nach TT (Gleichung 2.16),

Schritt g: Hilfsrechnung: Berechnung des Julianischen Datums T_{TT} aus TT,

Schritt h: Berechnung der Nutationsparameter $\Delta\psi$ und $\Delta\varepsilon$, sowie der Schiefe der Ekliptik ε mit dem Nutationsmodell als Funktion von T_{TT} und den Verfeinerungen ($\delta\Delta\psi, \delta\Delta\varepsilon$) (siehe Abschnitt 4.3.2.5) und

Schritt i: Berechnung der Gleichung der Äquinoktien Δm als Funktion von ε und $\Delta\psi$ sowie Transformation von GMST nach GAST (Gleichungen 2.8 und 2.9).

4.3.5.2 Einführung von Näherungskoordinaten

Für den Standort der Zenitkamera müssen astronomische Näherungskoordinaten $(\Phi, \Lambda)_0$ eingeführt werden, um geeignete Referenzsterne aus dem Katalog auswählen zu können. Mit ausreichender Genauigkeit können die ellipsoidischen Standortkoordinaten (φ, λ) aus der GPS Messung herangezogen werden, die sich in den allermeisten Fällen höchstens um wenige 0.1 Bogenminuten von den astronomischen Koordinaten unterscheiden:

$$(\Phi_0, \Lambda_0) := (\varphi, \lambda). \quad (4.41)$$

Die Näherungskoordinaten des Zenitpunktes $(\delta, \alpha)_0$ ergeben sich unter Berücksichtigung der Sternzeit Θ zu

$$(\delta_0, \alpha_0) = (\Phi_0, \Lambda_0 + \Theta) \quad (4.42)$$

und werden nachfolgend als Berührungspunkt für die Tangentialebene und gleichzeitig als Mittelpunkt des Selektionsbereiches bei der Auswahl von Referenzsternen genutzt.

4.3.5.3 Festlegung des Selektionsbereiches

In Abhängigkeit des Bildmaßstabs m und der Dimensionen des CCD-Sensors (R, C) lässt sich leicht die Größe des Gesichtsfeldes $(\Delta\xi, \Delta\eta)$ berechnen (Tab. 4.5).

Tab. 4.5: Gesichtsfeld der TZK2-D

CCD Sensor	Sensorgröße		Bildmaßstab m ["/ Pixel ⁻¹]	FOV ["/]		FOV [']	
	C	R		$\Delta\xi$	$\Delta\eta$	$\Delta\xi$	$\Delta\eta$
KAF1602E	1530	1020	1.86	2846	1897	47.4	31.6

Die Dimensionen $(\Delta\xi, \Delta\eta)$ des Gesichtsfeldes können als Tangentialkoordinaten aufgefasst werden. Der Selektionsbereich $(\xi, \eta)_{min}, (\xi, \eta)_{max}$ ist größer als das Gesichtsfeld $(\Delta\xi, \Delta\eta)$ zu wählen, da erstens die azimutale Orientierung der Zenitkamera und damit des CCD-Sensors an dieser Stelle nicht bekannt ist und zweitens die Näherungskordinaten für den Tangentialpunkt $(\delta, \alpha)_0$ geringe Unsicherheiten aufweisen. Durch die Berücksichtigung von Toleranzen $(\delta\xi, \delta\eta)$ ist eine vollständige Überdeckung des Gesichtsfeldes mit Referenzsternen – unabhängig von der azimutalen Ausrichtung der Kamera – gewährleistet. Die Toleranzen $(\delta\xi, \delta\eta)$ können mit etwa $15'$ und $25'$ abgeschätzt werden, so dass der Selektionsbereich über die Eckpunkte $(\xi, \eta)_{min}, (\xi, \eta)_{max}$ wie folgt angegeben werden kann:

$$\begin{aligned}\xi_{min} &= -\frac{\Delta\xi + \delta\xi}{2} \approx -30' & \eta_{min} &= -\frac{\Delta\eta + \delta\eta}{2} \approx -30' \\ \xi_{max} &= \frac{\Delta\xi + \delta\xi}{2} \approx +30' & \eta_{max} &= \frac{\Delta\eta + \delta\eta}{2} \approx +30'.\end{aligned}\quad (4.43)$$

Die Tangentialkoordinaten $(\xi, \eta)_{min}, (\xi, \eta)_{max}$ können nun mit dem Tangentialpunkt $(\alpha, \delta)_0$ (Mittelpunkt des Selektionsbereiches) in Äquatorialkoordinaten $(\alpha, \delta)_{min}, (\alpha, \delta)_{max}$ transformiert werden (Gleichung 4.40), durch die der Selektionsbereich auf der Sphäre definiert wird.

4.3.5.4 Durchführung der Sternselektion

Aus der indizierten Dateistruktur des ausgewählten Sternkatalogs (Tycho-2 oder UCAC) sind alle Datensätze zu selektieren, deren Äquatorialkoordinaten (α, δ) die Eigenschaft

$$\alpha_{min} \leq \alpha \leq \alpha_{max} \quad \delta_{min} \leq \delta \leq \delta_{max} \quad (4.44)$$

erfüllen.

4.3.5.5 Reduktion der Sternpositionen

Gemäß des in Abschnitt 4.3.2 dargestellten Formalismus sind die mittleren Sternpositionen (α, δ) auf topozentrische Sternpositionen $(\alpha, \delta)_{Topo}$ zu reduzieren und abschließend in ebene Koordinaten mit den Gleichungen der Tangentialprojektion (4.39) umzurechnen. Mit diesem Schritt ist die Aufbereitung des ebenen Referenzsternfeldes (ξ, η) abgeschlossen.

4.4 Sternidentifizierung

4.4.1 Einführung

Vor der Durchführung der astrometrischen Datenreduktion ist es notwendig, die ausgemessenen Sternabbildungen (Bildsterne) mit den Referenzsternen aus dem Sternkatalog zu identifizieren. Der Prozess der Sternidentifizierung umfasst die Herstellung eines bijektiven Zusammenhanges zwischen dem Bildsternfeld und dem Referenzsternfeld. Jeweils einem Bildstern ist genau ein Referenzstern zuzuordnen und alle nicht in beiden Sternfeldern vorkommenden Sterne sind vom weiteren Auswerteprozess auszuschließen. Mit anderen Worten lautet die Aufgabe der Sternidentifizierung, die Frage „Welche Sterne sind in den Digitalaufnahmen abgebildet?“ zu beantworten. Grundsätzlich ist davon auszugehen, dass die zu identifizierenden Sternfelder in beiden Koordinatenrichtungen verschoben sind, gegeneinander verdreht sind und sich in ihrem Maßstab unterscheiden. Demnach sind vier Transformationsparameter (zwei Translationen, eine Rotation und ein Maßstabsfaktor) im Rahmen der Identifizierung zu bestimmen. Es wird davon ausgegangen, dass eine eventuelle Spiegelung der Sternfelder durch geeignete Orientierung der Koordinatenachsen nicht mehr zu berücksichtigen ist.

4.4.1.1 Verfügbare Ansätze zur Sternidentifizierung

Es existieren eine Reihe von Algorithmen, die für die Sternidentifizierung prinzipiell nutzbar sind. Gessler (1975) und Wissel (1982) stellen für den Fall von Zenitaufnahmen einen Identifizierungsansatz vor, in dem die vier Transformationsparameter auf der Grundlage von Vorabinformation mit ausreichender Genauigkeit festgelegt werden. Das astronomische Azimut als Maß für die Rotation ist hier durch die präzise azimutale Ausrichtung der Kamera in Nordrichtung bekannt, und die Drehpunktkoordinaten als Translationen sowie der Maßstabsfaktor können aus vorhergehenden Auswertungen entnommen werden.

Autonome Algorithmen zur Sternidentifizierung benötigen keine a priori Information über die Transformationsparameter und werden beispielsweise von Groth (1986), Murtagh (1992) und Valdes *et al.* (1995) vorgestellt. Die wesentliche Gemeinsamkeit dieser Algorithmen besteht darin, dass die geometrische Anordnung der Sterne mit dem Ziel analysiert wird, identische Punktmuster zu erkennen. Während Groth (1986) und darauf aufbauend Valdes *et al.* (1995) die Seitenverhältnisse von Sterndreiecken zur Identifizierung nutzen, analysiert Murtagh (1992) die Vektoren, die sich zwischen den Sternen bilden lassen. Ein weiterer Ansatz wird von Renken (1999) vorgestellt. Zur Identifizierung werden die sphärischen Distanzen zwischen den Gestirnen betrachtet und als bekannte Vorabinformation der Bildmaßstab genutzt. Das Verfahren von Renken ist insbesondere für CCD-Sternsensoren anwendbar. Eine Übersicht über weitere Algorithmen zur Sternidentifizierung ist in Murtagh (1992) zusammengestellt.

4.4.1.2 Grundprinzip des gewählten Ansatzes

Der in dieser Arbeit umgesetzte Algorithmus baut auf den Arbeiten von Groth (1986) und Valdes *et al.* (1995) auf. Den beiden sehr ähnlichen Ansätzen ist eine Vorgehensweise zu Eigen, die auch von einem Operateur bei der manuellen Identifizierung von Sternfeldern angewendet wird: Die Suche nach möglichst auffälligen Mustern wie beispielsweise Dreieckskonstellationen, die durch besonders helle Sterne in beiden Feldern gebildet werden. Je drei Sterne, die in beiden Feldern vorhanden sind, bilden – unabhängig von den Parametern Maßstab, Rotation und den Translationen zwischen

den Feldern – *ähnliche* Dreiecke, die durch ihre Seitenverhältnisse charakterisiert werden können. Bei übereinstimmenden Seitenverhältnissen zweier Dreiecke ist die Wahrscheinlichkeit sehr groß, dass die zugehörigen Sterne aus beiden Feldern identisch sind. Um den Rechenaufwand überschaubar zu halten, wird die Suche nach ähnlichen Dreiecken aus beiden Sternfeldern nur auf kleine, ausgewählte Teilmengen (etwa 15 bis 30 Sterne) mit der Zielsetzung angewendet, *wenige* Sterne *sicher* zu identifizieren. Diese erste Stufe des Ansatzes zur Sternidentifizierung ist Gegenstand des Abschnitts 4.4.2. Die Identifizierung von *allen* identischen Sternen kann auf Grundlage der ersten Stufe leicht durch eine lineare Transformation und Überprüfung eines Korrespondenzkriteriums erreicht werden (Abschnitt 4.4.3).

Das implementierte Verfahren arbeitet völlig autonom und ist damit flexibel zur Sternidentifizierung im Rahmen aller Messanordnungen einsetzbar, die mit dem Zenitkameranystem durchführbar sind (z.B. Lotrichtungsbestimmung, zälestische Kalibrierung und Mehrbildauswertung). Da keine a priori Informationen notwendig sind, werden keine Anforderungen an eine bestimmte azimutale Kameraausrichtung gestellt, wie dies bei früheren Zenitkameranessungen der Fall gewesen ist (Gessler 1975 und Wissel 1982). Darüber hinaus ist die autonome Arbeitsweise des Ansatzes insbesondere für die zälestische Kalibrierung (Abschnitt 5.1) von Bedeutung, da hier die Bereitstellung von Näherungsinformationen genügender Genauigkeit für den früher genutzten Identifizierungsansatz mit einigem Aufwand verbunden wäre.

4.4.2 Identifizierung über ähnliche Dreiecke

4.4.2.1 Auswahl geeigneter Sterne

Vor der Bildung von Dreiecken sind geeignete Sterne für den Algorithmus auszuwählen. Je nach Himmelsregion und Grenzgröße stehen sich einige 10 bis 100 Bildsterne und Referenzsterne gegenüber. Eine Auswahlmöglichkeit von geeigneten Sternen aus beiden Feldern für den Identifizierungsprozess gestaltet sich wie folgt:

Begrenzung auf einen inneren Bereich: Wie in Abschnitt 4.3.5.3 beschrieben, erstreckt sich das Referenzsternfeld über einen größeren Bereich als das Feld der Bildsterne. Für die Sternidentifizierung über ähnliche Dreiecke ist eine solche Überdeckung nicht notwendig, sondern erst bei der Identifizierung aller identischer Sterne über die lineare Transformation. Es ist hier ausreichend, nur solche Sterne aus beiden Feldern auszuwählen, die in einem inneren, quadratischen oder optimalerweise kreisförmigen Bereich mit einem Durchmesser von etwa 30 Bogenminuten um den Tangentialpunkt bzw. den Bildmittelpunkt liegen.

Ausschluss nahe stehender Sterne: Sowohl optische als auch physische Doppelsterne können die automatische Identifizierung erschweren, da sie zu Dreiecken mit annähernd gleichen Seitenverhältnissen führen und infolgedessen mehrdeutig sind (Groth 1986). Je zwei Sterne sollten einen sphärischen Abstand von etwa 0.1 Bogenminuten nicht unterschreiten.

Wahl der hellsten Sterne: Beide Sternfelder sind nach Helligkeiten (Signal-Rauschverhältnis bei Bildsternen und scheinbare Helligkeiten bei Referenzsternen) zu sortieren. Aus beiden Sternfeldern sind dann jeweils die 15 bis 30 hellsten Sterne auszuwählen. Dadurch ist praktisch sichergestellt, dass die beiden Mengen der ausgewählten Sterne einige identische Sterne enthalten.

4.4.2.2 Dreiecksgenerierung

Die Generierung von Dreiecken ist für jedes der beiden Sternfelder separat notwendig. Aus je drei Sternen kann ein Dreieck gebildet werden, dessen Seiten mit a, b, c so bezeichnet werden, dass gilt:

$$c \geq b \geq a. \quad (4.45)$$

Aus den Seitenlängen können die *Seitenverhältnisse* x_t und y_t berechnet werden (Valdes *et al.* 1995):

$$x_t = \frac{b}{c} \quad y_t = \frac{a}{c}. \quad (4.46)$$

Die Seitenverhältnisse (x_t, y_t) sind durch Division durch die lange Seite c des Dreiecks normiert und kennzeichnen für jedes Dreieck die geometrische Eigenschaft der Ähnlichkeit. Die Parameter (x_t, y_t) können auch als kartesische Koordinaten aufgefasst werden, die im *Seitenverhältnisraum* definiert sind. Jedes Dreieck wird folglich durch einen Punkt im Seitenverhältnisraum repräsentiert. Der Seitenverhältnisraum wird in Abb. 4.19 veranschaulicht und weist die folgenden Eigenschaften auf:

$$0.5 \leq x_t \leq 1 \quad (4.47) \quad x_t \geq y_t \quad (4.49)$$

$$0 < y_t \leq 1 \quad (4.48) \quad x_t + y_t \geq 1. \quad (4.50)$$

Für die nachfolgenden Bearbeitungsschritte ist es notwendig, für jedes Dreieck die fünf Parameter $(P_1, P_2, P_3, x_t, y_t)$ mitzuführen. P_1 bis P_3 sind Identifizierungsnummern der dreieckbildenden Sterne, die wie folgt sortiert werden können: P_1 spannt die Seiten a, b auf, P_2 spannt die Seiten a, c auf und P_3 die Seiten b, c . Wichtig ist, dass diese Konvention bei beiden Sternfeldern gleichermaßen angewendet wird, um bei der späteren Zuordnung der Dreiecke direkt auf die identischen Sterne schließen zu können. Die Anzahl möglicher Dreiecke ergibt sich in Abhängigkeit der Sternanzahl N nach Valdes *et al.* (1995) zu

$$T = \frac{N(N-1)(N-2)}{6} \quad (4.51)$$

wobei aus Symmetriegründen die Division durch 6 erfolgt. Tab. 4.6 gibt einen Überblick über die Anzahl möglicher Dreiecke T und der notwendigen Vergleiche V (Gleichung 4.53) in Abhängigkeit der Sternanzahl N . Bei Betrachtung von Tab. 4.6 ist es naheliegend, den Algorithmus nur mit geringen Sternanzahlen durchzuführen. Für die beiden Sternfelder werden jeweils alle möglichen, unterschiedlichen Dreiecke gebildet und die fünf Parameter $(P_1, P_2, P_3, x_t, y_t)$ berechnet. In Abb. 4.20 sind alle Seitenverhältnisse (x_t, y_t) visualisiert, die aus beiden Sternfeldern ermittelt worden sind.

Tab. 4.6: Anzahl der Dreiecke T und Vergleiche V für verschiedene Sternanzahlen N

Sterne N	Dreiecke T	Vergleiche V [Mio]
5	10	0.0001
10	120	0.0144
15	455	0.2070
20	1140	1.2996
30	4060	16.4836
50	19600	384.1600
100	161700	26146.8900
500	$20 \cdot 10^6$	$428.8 \cdot 10^6$

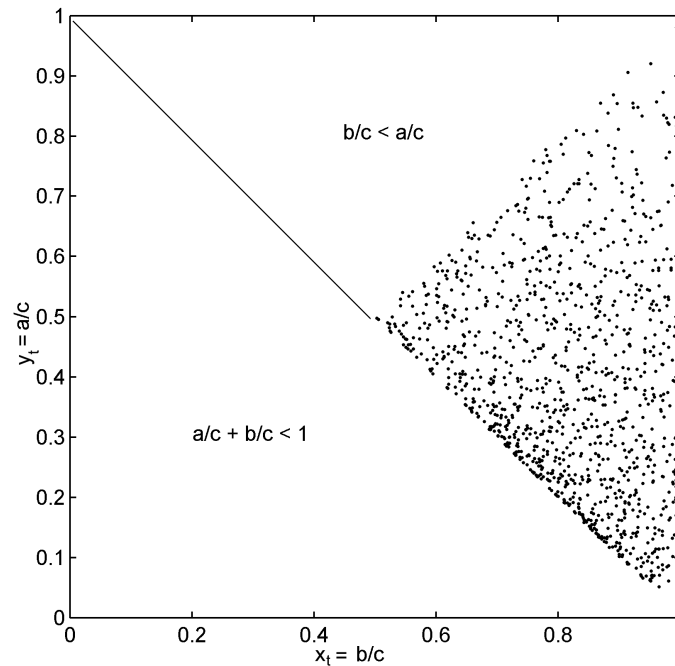


Abb. 4.19: Eigenschaften des Seitenverhältnisraumes am Beispiel einer einzelnen Zenitaufnahme. Die Abbildung verdeutlicht die geometrischen Eigenschaften des Seitenverhältnisraumes. Der Seitenverhältnisraum ist aufgrund der Dreiecksungleichung (Formel 4.50) nicht im unteren dreieckförmigen Bereich definiert. Im oberen dreieckförmigen Bereich sind aufgrund der Konvention aus den Gleichungen 4.45 und 4.49 keine Einträge möglich. In dem übrigen Bereich sammeln sich die Seitenverhältnisse möglicher Dreiecke an. Während die eher gleichschenkligen Dreiecke ($x_t \approx y_t$) im oberen Bereich des Seitenverhältnisraumes aufgenommen werden, häufen sich im unteren Bereich die eher spitzen Dreiecke mit $x_t > y_t$ und $x_t \gg y_t$ an. Offensichtlich gibt es deutlich mehr Dreiecke im unteren als im oberen Bereich des Seitenverhältnisraumes. Insgesamt sind 1140 Seitenverhältnisse für alle Dreiecke, die aus 20 ausgewählten Bildsternen gebildet werden können, in der Grafik visualisiert.

4.4.2.3 Dreiecksidentifizierung

Zur Identifizierung ähnlicher Dreiecke werden nun die Seitenverhältnisse $(x_t, y_t)_1$ aus Bildsternen mit den Seitenverhältnissen $(x_t, y_t)_2$ aus Referenzsternen dahingehend überprüft, ob das *Korrespondenzkriterium im Seitenverhältnisraum*

$$|x_{t1} - x_{t2}| < \varepsilon \quad \wedge \quad |y_{t1} - y_{t2}| < \varepsilon \quad (4.52)$$

erfüllt ist. Die Schranke ε stellt den Abstand in den Koordinatenrichtungen x_t und y_t dar, der unterschritten werden muss. Ist Gleichung 4.52 erfüllt, so sind die zu den Seitenverhältnissen $(x_t, y_t)_1$ und $(x_t, y_t)_2$ gehörenden Dreiecke als ähnlich anzusehen und mit sehr hoher Wahrscheinlichkeit identifiziert, d.h. sie werden von identischen Sternen gebildet. Für diese Dreiecke erfolgen Einträge in die Korrespondenzmatrix (Abschnitt 4.4.2.4), die das Kernelement des Identifizierungsverfahrens darstellt. Über den Parameter ε wird die Zuverlässigkeit der Dreiecksidentifizierung gesteuert. Grundsätzlich darf ε nicht zu klein gewählt werden, um zufällige Koordinatenfehler in beiden Feldern und auch kleinere systematische Abbildungsfehler aufzufangen. Je größer ε gewählt wird, umso größer ist die Toleranz bei der Dreiecksidentifizierung. Dies kann sinnvoll sein, wenn gewisse

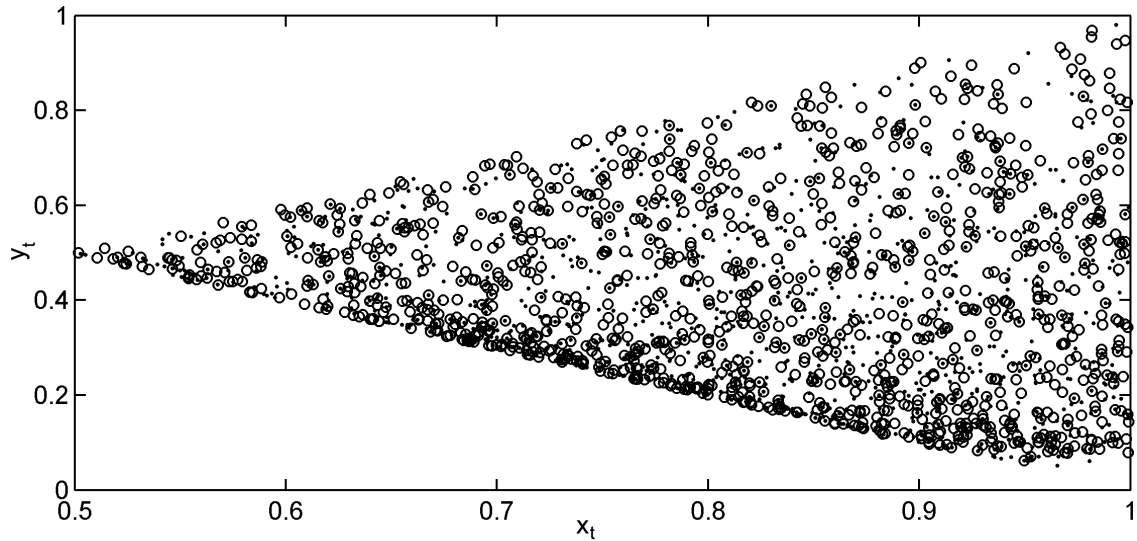


Abb. 4.20: Seitenverhältnisraum mit allen Seitenverhältnissen beider Sternfelder. Mit der Punktsignatur sind die Seitenverhältnisse $(x_t, y_t)_1$ aus Bildsternen und mit der Kreissignatur die der Seitenverhältnisse $(x_t, y_t)_2$ aus Referenzsternen eingetragen; je Sternfeld ergeben sich 1140 Seitenverhältnisse.

Verzerrungen (Affinität, Verkippungen der Punktfelder zueinander oder Verzeichnung) zu erwarten sind; es erhöht sich jedoch auch die Wahrscheinlichkeit von Fehlidentifizierungen. Im Fall der vorliegenden Zenitaufnahmen kann ε mit 0.0005 bis 0.001 angesetzt werden. Abb. 4.21 zeigt für einen vergrößerten Ausschnitt des Seitenverhältnisraumes die Korrespondenz einiger identischer Dreiecke. Die Anzahl notwendiger Vergleiche V ergibt sich aus

$$V = \frac{1}{p} T^2 \sim N^6 \quad (4.53)$$

und kann durch Ausschluss von spitzen Dreiecken und durch Sortierung der Seitenverhältnisse noch um einen Faktor p reduziert werden (siehe Valdes *et al.* 1995). Eine weitere Strategie zur erheblichen Reduktion des Aufwands besteht darin, effiziente räumliche Suchalgorithmen zu nutzen. In Frage kommen beispielsweise eine indizierte Anordnung der Seitenverhältnisse in Maschen, die Nutzung von Quadtree-Strukturen oder von Binärbäumen. Die Funktionsweise und die Implementierung dieser Suchalgorithmen sollen hier nicht behandelt werden, für Details sei auf Barthelme (1994), S. 218 ff und Sedgewick (1992), S. 231 ff verwiesen. Für die Abschätzung der notwendigen Vergleiche in Tab. 4.6 wurde vereinfachend $p = 1$ angenommen.

4.4.2.4 Korrespondenzmatrix

Für die Identifizierung der Sterne wird zunächst eine mit Nullen zu initialisierende Korrespondenzmatrix \mathbf{M} mit den Dimensionen (N_1, N_2) gebildet, wobei N_1 die Anzahl der Bildsterne und N_2 die Anzahl der Referenzsterne darstellt. Jeder Zeile wird genau ein Bildstern und jeder Spalte genau ein Referenzstern mit ihren entsprechenden Identifizierungsnummern zugeordnet. Auf diese Weise kann die Korrespondenzmatrix zur Verknüpfung zwischen Bildsternen und Referenzsternen genutzt werden (vgl. Abb. 4.22). Für jedes identifizierte Dreieckspaar, dessen Seitenverhältnisse $(x_t, y_t)_1$ und $(x_t, y_t)_2$ die Gleichung 4.52 erfüllen, werden die zugehörigen Eckpunkte aus Bildsternen $(P_1, P_2, P_3)_1$ und Referenzsternen $(P_1, P_2, P_3)_2$ betrachtet. Mit hoher Wahrscheinlichkeit werden die beiden Dreiecke von identischen Sternen gebildet. Da die Sternnummern $(P_1, P_2, P_3)_1$

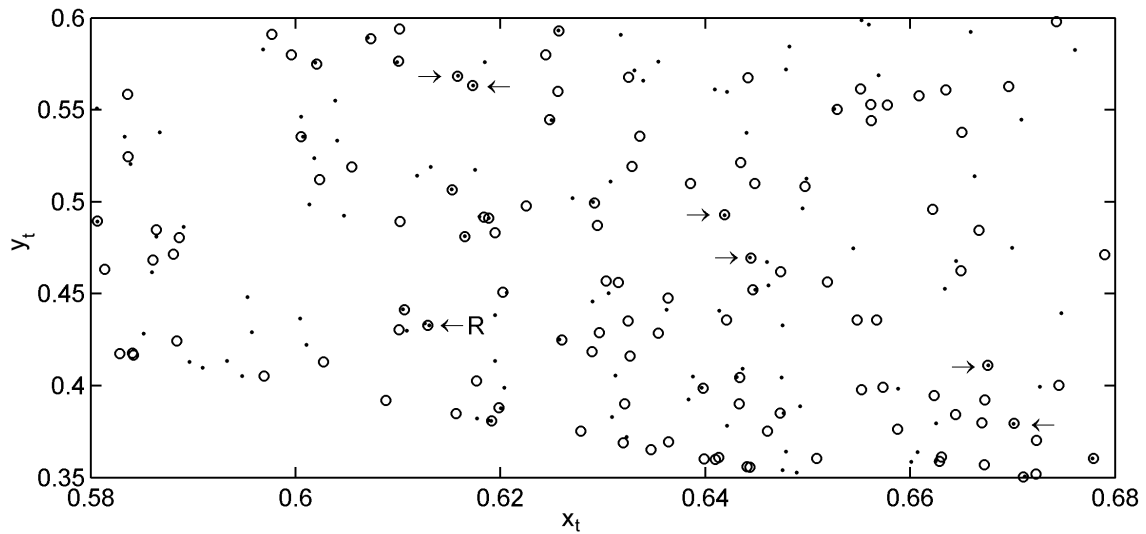


Abb. 4.21: Ausschnitt aus dem Seitenverhältnisraum. Durch die Pfeile sind einige übereinstimmende Seitenverhältnisse $(x_t, y_t)_1$ und $(x_t, y_t)_2$ markiert, die die Gleichung 4.52 erfüllen. Mit R ist eine Übereinstimmung gekennzeichnet, die zufällig von einem weiteren Dreieck erfüllt wird und Grund für das Rauschen in der Korrespondenzmatrix (Abb. 4.22) ist. Darüber hinaus ist klar zu erkennen, dass der Großteil der eingetragenen Seitenverhältnisse auf Dreiecken beruht, die aus nicht-identischen Sternen bestehen.

und $(P_1, P_2, P_3)_2$ bei der Dreiecksgenerierung gemäß der dort beschriebenen Konvention sortiert worden sind, können die Sterne mit hoher Wahrscheinlichkeit einander direkt zugeordnet werden:

$$P_{11} \simeq P_{12} \quad \wedge \quad P_{21} \simeq P_{22} \quad \wedge \quad P_{31} \simeq P_{32}. \quad (4.54)$$

Für jedes der drei Punktpaare (P_{11}, P_{12}) , (P_{21}, P_{22}) und (P_{31}, P_{32}) wird an der entsprechenden Position in der Matrix der dortige Wert um eins erhöht und damit die erfolgreiche Zuordnung vermerkt. Mit jeder erfolgreichen Dreiecksidentifizierung steigt die Summe der Matrixelemente um 3 an. Da identische Sterne in verschiedenen Kombinationen identische Dreiecke bilden, steigt die Anzahl der Matrixeintragungen an den Positionen von identischen Sternen rasch an und hebt sich deutlich vom Mittelwert der Matrixelemente ab. Es lässt sich nicht vermeiden, dass einige Dreiecke aus beiden Feldern zufällig die Gleichung 4.52 erfüllen, obwohl die zugehörigen Sterne nicht identisch sind. In solchen Fällen finden auch Einträge statt, die als Rauschen in der Korrespondenzmatrix interpretiert werden können. Solche fehlerhaften Einträge sind jedoch unkritisch, da sie im Vergleich zu den richtigen Zuordnungen nicht ins Gewicht fallen. Eine typische Korrespondenzmatrix und deren Visualisierung zeigt Abb. 4.22.

Die Auswertung der Korrespondenzmatrix \mathbf{M} wird nach Abschluss der Dreiecksvergleiche durchgeführt. Für jede Zeile und jede Spalte wird jeweils der größte Wert herausgesucht. Entspricht die Position des größten Wertes einer Spalte auch dem größten Wert der zugehörigen Zeile und überschreitet die Anzahl der Zuordnungen eine bestimmte Mindestanzahl (beispielsweise 5 oder 10), so ist das zugeordnete Sternpaar als identisch anzusehen. Aus den identifizierten Sternpaaren können nun die beiden Sternpaare mit den meisten Zuordnungen herausgesucht werden, da hier die Wahrscheinlichkeit am größten ist, dass es sich tatsächlich um identische Sterne handelt. Damit ist der Prozess der Identifizierung über ähnliche Dreiecke abgeschlossen.

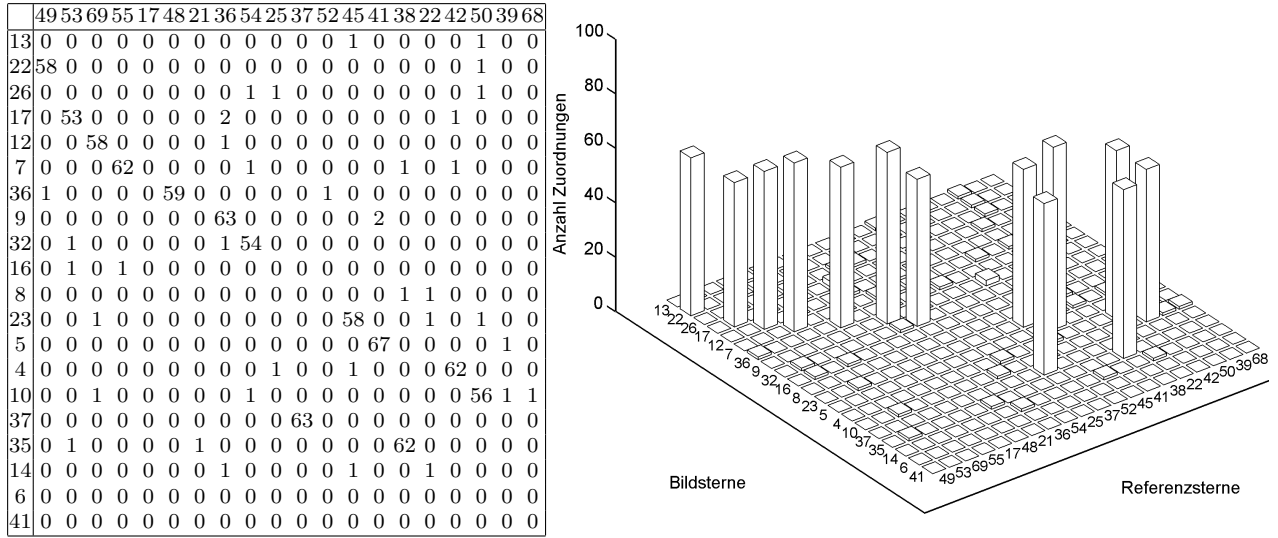


Abb. 4.22: Korrespondenzmatrix \mathbf{M} und ihre Visualisierung. Die identischen Sterne heben sich durch die Anzahl der Zuordnungen sehr deutlich von den übrigen Matrixelementen ab. So sind beispielsweise Bildstern Nr. 22 und Referenzstern Nr. 49 als identisch anzusehen.

In den Abb. 4.23 bis 4.26 wird ein Testdatensatz visualisiert. Die ersten beiden Abbildungen zeigen die ausgewählten Sterne, die zur Dreiecksbildung nach den Kriterien in Abschnitt 4.4.2.1 herangezogen worden sind. In den letzten beiden Abbildungen ist das Ergebnis der Identifizierung zu sehen; die Referenzsterne sind zur besseren Anschaulichkeit in das Datum der Bildsterne transformiert worden. Die identifizierten Sterne sind mit Kreissignaturen markiert.

4.4.3 Identifizierung des gesamten Sternfeldes

Die beiden ausgewählten Sterne mit den Bildkoordinaten $(x, y)_1, (x, y)_2$ und den Tangentialkoordinaten $(\xi, \eta)_1, (\xi, \eta)_2$ bilden die Basis für die lineare Transformation, die auf *alle* Bildsterne (x, y) anzuwenden ist. Der 4-Parameter-Ansatz ist für die Sternidentifizierung völlig ausreichend. Über die Koordinatendifferenzen

$$\begin{aligned} \Delta x &= x_2 - x_1 & \Delta \xi &= \xi_2 - \xi_1 \\ \Delta y &= y_2 - y_1 & \Delta \eta &= \eta_2 - \eta_1 \end{aligned} \quad (4.55)$$

ergeben sich die Transformationsparameter b_1 und c_1

$$b_1 = \frac{\Delta \xi \Delta x + \Delta \eta \Delta y}{\Delta x^2 + \Delta y^2} \quad c_1 = \frac{\Delta \eta \Delta x - \Delta \xi \Delta y}{\Delta x^2 + \Delta y^2}, \quad (4.56)$$

die die Drehung und den Maßstab aufnehmen, sowie die Translationen a_1 und a_2

$$a_1 = \xi_1 - b_1 x_1 + c_1 y_1 \quad a_2 = \eta_1 - c_1 x_1 - b_1 y_1. \quad (4.57)$$

Mit den Transformationsparametern (a_1, a_2, b_1, c_1) sind alle Bildsterne (x, y) in Tangentialkoordinaten $(\tilde{\xi}, \tilde{\eta})$ zu transformieren:

$$\tilde{\xi} = a_1 + b_1 x - c_1 y \quad \tilde{\eta} = a_2 + c_1 x + b_1 y. \quad (4.58)$$

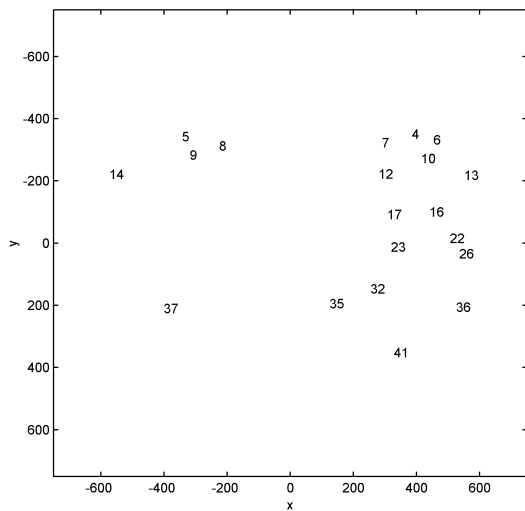


Abb. 4.23: Ausgewählte Bildsterne

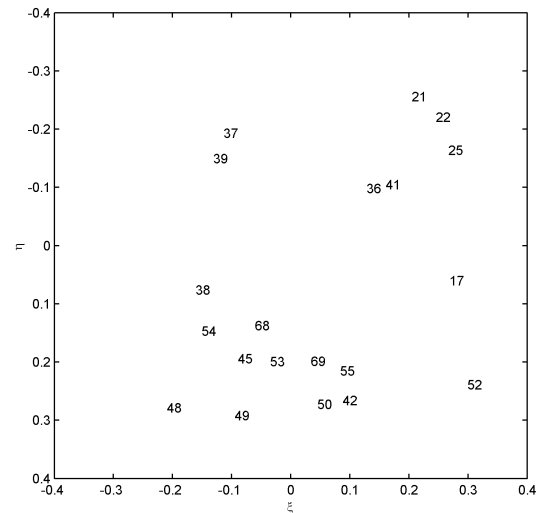


Abb. 4.24: Ausgewählte Referenzsterne

Da die beiden als Basis verwendeten Sternpaare mit sehr hoher Wahrscheinlichkeit *identisch* sind, ist nach der Transformation der Bildsterne (x, y) in das Datum der Referenzsterne (ξ, η) eine hohe Korrespondenz (Übereinstimmung) zwischen den Punktfeldern zu erwarten: Die transformierten Koordinaten $(\tilde{\xi}, \tilde{\eta})$ vieler Bildsterne liegen in unmittelbarer Nähe zu den Koordinaten je eines Referenzsterns (ξ, η) . Folglich unterschreitet der Abstand beider Sterne voneinander eine Schranke ε und erfüllt das *Korrespondenzkriterium im Koordinatenraum* (z.B. Hirt 2001):

$$\sqrt{(\tilde{\xi} - \xi)^2 + (\tilde{\eta} - \eta)^2} < \varepsilon. \quad (4.59)$$

Für die Schranke ε kann als typischer Wert 10 Bogensekunden angesetzt werden. Gewöhnlich wird durch Überprüfung des Kriteriums (Gleichung 4.59) der Großteil der Bildsterne identifiziert, sofern im gewählten Sternkatalog korrespondierende Referenzsterne vorhanden sind. Über alle identifizierten Sterne wird im Folgenden eine Helmert-Transformation gerechnet, aus der ein Satz verbesserter Transformationsparameter hervorgeht. Die verbesserten Transformationsparameter werden dazu genutzt, die Bildsterne erneut mit Gleichung 4.58 zu transformieren. Bei wiederholter Überprüfung der Korrespondenz nach Gleichung 4.59 können in manchen Fällen noch einige weitere Sterne identifiziert werden. Dies ist dann der Fall, wenn die Sterne, die die Basis bilden, sehr dicht beieinander stehen und die Anwendung der berechneten Transformationsparameter zu größeren Extrapolationsfehlern führt. Falls die Identifizierung des gesamten Sternfeldes nicht gelingt, d.h. weniger als eine Mindestanzahl von 4 Sternen insgesamt identifiziert werden, können andere Sterne aus der Korrespondenzmatrix als Basis ausgewählt werden und die lineare Transformation erneut auf die Bildsterne angewendet werden.

Für die nachfolgenden Verarbeitungsschritte (Reduktion der Zenitaufnahmen, Abschnitt 4.5) werden nur die identifizierten Sterne übernommen. Dadurch werden die beiden Sternfelder um die nicht-identischen Sterne reduziert: Lichtspuren von nicht katalogisierten Objekten und leuchtschwache Sterne aus dem Sternkatalog, die sich nicht auf dem CCD Sensor abgebildet haben, werden von den nachfolgenden Verarbeitungsschritten ausgeschlossen.

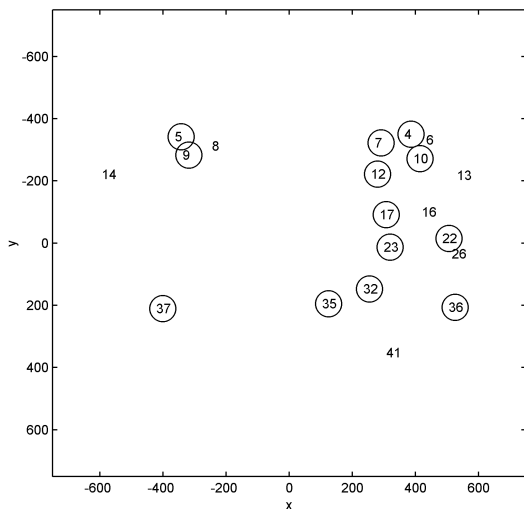


Abb. 4.25: Identifizierte Bildsterne

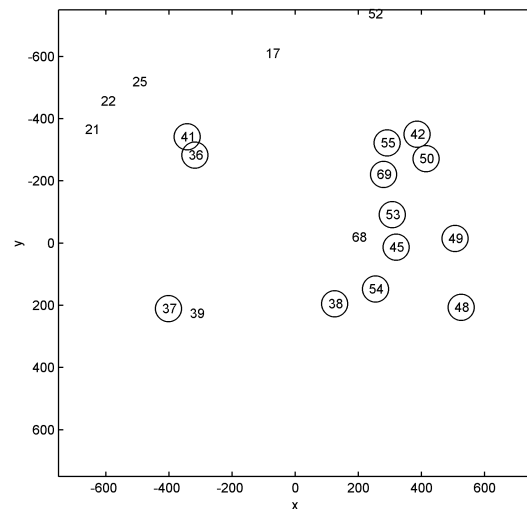


Abb. 4.26: Identifizierte Referenzsterne

4.4.4 Sternselektion

Die angesetzte Schranke ε von 10 Bogensekunden kann zu Fehlidentifizierungen bei sehr eng stehenden Sternen führen. Ausgehend von einer typischen astrometrischen Messunsicherheit von 0.3 Bogensekunden ist es daher abschließend sinnvoll, alle Sterne auszuschließen, deren Residuen die 3-fache Messunsicherheit und damit etwa 1 Bogensekunde überschreiten. Durch diese Maßnahme wird verhindert, dass einzelne Fehlidentifizierungen zu einer Verzerrung der Transformationsparameter bei der astrometrischen Datenreduktion (Abschnitt 4.5) führen.

4.4.5 Fazit

In diesem Abschnitt wurde ein zweistufiger Algorithmus zur Sternidentifizierung vorgestellt. Die erste Stufe wird mit dem Ziel durchgeführt, wenige Sterne sicher über ihre Geometrie zu identifizieren. Der gewählte Ansatz über ähnliche Dreiecke weist zwar eine hohe Ordnung ($\sim n^6$) auf, diese ist jedoch insofern unkritisch, da – unabhängig von der Größe der Sternfelder – nur wenige ausgewählte Sterne verarbeitet werden müssen. Auf den Ergebnissen der ersten Stufe aufbauend wird in der zweiten Stufe die Identifizierung des gesamten Sternfeldes durch Anwendung einer linearen Transformation vorgenommen. Der beschriebene Formalismus ist in der Lage, beliebige Sternfelder, die mit der Zenitkamera aufgenommen worden sind, sicher und autonom in Echtzeit zu identifizieren.

Auf jedem Zenitkamerastandort ist der beschriebene Identifizierungsalgorithmus je azimuthaler Kameraausrichtung in der Regel nur für die erste Messung durchzuführen. Der ermittelte Satz von Transformationsparametern wird danach gespeichert. Da sich bei allen weiteren Wiederholungsmessungen mit gleicher azimuthaler Kameraausrichtung der Zusammenhang zwischen Bild- und Tangentialkoordinaten nicht wesentlich ändert, können die gespeicherten Transformationsparameter direkt zur Identifizierung genutzt werden. Gleiches gilt für alle erneuten astrometrischen Datenreduktionen. Auf diese Weise kann der Aufwand für die Sternidentifizierung auf einer Station letztendlich auf ein Minimum reduziert werden.

4.5 Reduktion der Zenitaufnahmen und Berechnung der Drehrichtung

Unter der Reduktion der Zenitaufnahmen wird die Aufgabe verstanden, den funktionalen Zusammenhang zwischen den Bildkoordinaten und den Referenzkoordinaten streng herzustellen. Im Abschnitt 4.5.1 werden verschiedene astrometrische Transformationsansätze zur Reduktion der Zenitaufnahmen zusammengestellt und untersucht. Die Analyse der Transformationsparameter hinsichtlich ihrer Signifikanz und Veränderlichkeit bildet dabei einen Schwerpunkt. Die Interpolation des Drehpunktes in das zenitale Sternfeld und die sphärische Mittelbildung als Kernstück der Auswertekette werden im Abschnitt 4.5.2 behandelt.

4.5.1 Verknüpfung von Bild- und Tangentialkoordinaten

4.5.1.1 Rolle der Objektivverzeichnung

Das Objektiv Mirotar hat den grundsätzlichen Vorteil, dass seine Abbildungseigenschaften weitgehend der Modellvorstellung der Zentralperspektive entsprechen und die Bildkoordinaten nur gering verzeichnet werden. Die Auswirkung der Verzeichnung Δr auf die Bildkoordinaten wird gewöhnlich mit einem radialsymmetrischen Korrekturansatz

$$\Delta r = v_1 r + v_2 r^3 + \dots \quad (4.60)$$

berücksichtigt, wobei r der radiale Abstand zum Bildhauptpunkt ist und die Koeffizienten v die Verzeichnung modellieren (z.B. Albertz und Kreiling 1989, Luhmann 2000). Der lineare Anteil der Verzeichnung v_1 wird von dem Maßstabsfaktor bei der Reduktion der Zenitaufnahmen aufgefangen und muss daher nicht explizit berücksichtigt werden. Die weiteren Modellparameter des Verzeichnungsansatzes können in einer Laboruntersuchung bestimmt oder im Transformationsmodell mitgeschätzt werden, sofern sternreiche Felder verwendet werden. Der kubische Verzeichnungsanteil v_2 konnte von Wissel (1982) für das Gesichtsfeld der photographischen Zenitkamera TZK2 als signifikant ermittelt werden.

Die Verzeichnung des Mirotar-Objektivs wurde für das Gesichtsfeld der digitalen Zenitkamera TZK2-D im Rahmen einer umfassenden Laborkalibrierung (Käker 2003) und durch Berücksichtigung im astrometrischen Transformationsansatz bei der Reduktion sternreicher Felder aus Regionen der Milchstraße untersucht. Als Ergebnis der beiden Untersuchungen lässt sich feststellen, dass die Verzeichnung nicht signifikant ist und keine Rolle bei der Reduktion der digitalen Zenitaufnahmen spielt. Der wesentliche Grund für dieses im Vergleich zu der früheren Untersuchung von Wissel (1982) zunächst überraschende Ergebnis dürfte in der Größe des Gesichtsfeldes liegen. Das Gesichtsfeld der TZK2-D ist deutlich kleiner als das der photographischen TZK2 (vgl. Abschnitt 3.5). In diesem Bereich entsprechen die Abbildungseigenschaften des Mirotar-Objektivs im Rahmen der astrometrischen Genauigkeit dem Idealfall der Zentralperspektive.

4.5.1.2 Transformationsmodelle

Für die Auswertung von Zenitkameramessungen können photogrammetrische oder astrometrische Modellansätze genutzt werden (z.B. Wissel 1982, Seeber 1972). Der wesentliche Unterschied besteht in der geometrischen Interpretierbarkeit der Transformationsparameter. Beim photogrammetrischen Transformationsmodell werden die Parameter der inneren und äußeren Orientierung für die

Kamera geschätzt und sind geometrisch deutbar (z.B. Luhmann 2000). Die astrometrischen Transformationsparameter sind nur bei Modellen niedriger Ordnung interpretierbar. In Schöbel *et al.* (2000) wird anhand der Auswertung digitaler Zenitaufnahmen gezeigt, dass der photogrammetrische und der astrometrische Modellansatz zu sehr ähnlichen Ergebnissen führt. In dieser Arbeit werden die photogrammetrischen Ansätze nicht weiter verfolgt.

Der funktionale Zusammenhang zwischen den Bildkoordinaten (x, y) und den Tangentialkoordinaten (ξ, η) kann durch astrometrische Transformationsmodelle mit unterschiedlicher Parameteranzahl hergestellt werden, mit denen verschiedene geometrische Effekte berücksichtigt werden. Der zu wählende Ansatz muss zwei Verschiebungen, eine Rotation und eine Skalierung zwischen den beiden Sternfeldern zulassen; darüber hinaus können Terme enthalten sein, die Affinität, Verkippungen und weitere Effekte kompensieren. Bei der Auswahl des Transformationsansatzes ist zu beachten, dass systematische Effekte zwar zutreffend, aber mit so wenigen Parametern wie möglich modelliert werden sollten. Übliche Transformationsmodelle in der Astrometrie sind (z.B. Seeber 1972, Gessler 1975, Ploner 1996 und Seeber 2003):

Helmert-Transformation (4 Parameter): Der Transformationsansatz nimmt eine Rotation, eine Maßstabsänderung und zwei Verschiebungen a_1, a_2 auf. Die Rotation und die Maßstabsänderung werden über die Koeffizienten b_1, c_1 ausgedrückt:

$$\xi = a_1 + b_1x - c_1y \qquad \eta = a_2 + c_1x + b_1y. \quad (4.61)$$

Affin-Transformation (6 Parameter): Gegenüber der Helmert-Transformation wird ein weiterer Maßstabsfaktor und eine Scherung zwischen den Achsen zugelassen; die Parameter b_1, c_1, b_2, c_2 kompensieren daher eine Rotation, eine Scherung und einen Maßstab je Koordinatenrichtung:

$$\xi = a_1 + b_1x + c_1y \qquad \eta = a_2 + b_2x + c_2y. \quad (4.62)$$

Projektive Transformation (8 Parameter): Gegenüber dem affinen Modell werden zwei Parameter e, d eingeführt, mit denen die Verkippung der beiden Punktfeldebeneen zueinander berücksichtigt werden kann. Durch die Erweiterung um die Verkippungsglieder ist jedoch kein einziger der acht Transformationsparameter mehr streng geometrisch interpretierbar. Die Transformationsformeln lauten:

$$\xi = \frac{a_1 + b_1x + c_1y}{1 + dx + ey} \qquad \eta = \frac{a_2 + b_2x + c_2y}{1 + dx + ey}. \quad (4.63)$$

Modelle höherer Ordnung, die in der oben angeführten Literatur gefunden werden können, spielen für die Auswertung von digitalen Zenitkameramessungen mit dem System TZK2-D keine Rolle. Da im Allgemeinen mehr Beobachtungen (x, y, ξ, η) als unbekannte Transformationsparameter

$$\mathbf{t} = [a_1 \ a_2 \ b_1 \ c_1 \ \dots] \quad (4.64)$$

vorliegen, sind die Transformationsparameter durch Ausgleichung nach kleinsten Quadraten zu ermitteln (Gauß-Helmert-Ausgleichungsmodell, siehe z.B. Pelzer 1985, S. 97 ff oder Niemeier 2002). Bei der Aufstellung des stochastischen Modells ist insbesondere darauf zu achten, dass die Genauigkeitsverhältnisse zwischen Bildsternen und Referenzsternen zutreffend angesetzt werden. Für die Genauigkeit der Bildkoordinatenmessung können 0.15 bis 0.25 Pixel (Abschnitt 6.2.1.2) angesetzt werden; für die Referenzsterne findet sich – je nach Katalog und Helligkeit – eine Genauigkeit zwischen 0''02 und 0''10 (Abschnitt 4.3.1.5).

Für die Drehpunktberechnung ist es notwendig, die Transformationsparameter nicht nur für die Transformationsrichtung $(x, y) \rightarrow (\xi, \eta)$, sondern auch für die umgekehrte Richtung $(\xi, \eta) \rightarrow (x, y)$

zu ermitteln. Letzteres ist möglich, indem die Koordinaten (x, y) und (ξ, η) vertauscht in den Ausgleichsalgorithmus eingeführt werden. Die entsprechenden Transformationsparameter für die Transformationsrichtung $(\xi, \eta) \rightarrow (x, y)$ werden mit

$$\mathbf{t}' = [a'_1 \ a'_2 \ b'_1 \ c'_1 \ \dots] \quad (4.65)$$

bezeichnet. Die endgültigen Transformationsparameter für die beiden Transformationsrichtungen ergeben sich durch mehrmalige Iteration (Abschnitt 4.5.2.5). Nach der Ausgleichung kann ausgehend von den auftretenden Residuen v_x und v_y die Standardabweichung s_{xy} in Abhängigkeit der Sternanzahl n und der Anzahl der Transformationsparameter u ermittelt werden:

$$s_{xy} = \sqrt{\frac{\sum v_x^2 + \sum v_y^2}{2n - u}}. \quad (4.66)$$

Für die Untersuchung der astrometrischen Genauigkeit ist es sinnvoll, die Standardabweichungen s_x und s_y für jede Koordinatenrichtung getrennt zu betrachten. Es findet sich (Berry und Burnell 2000):

$$s_x = \sqrt{\frac{\sum v_x^2}{\frac{1}{2}(2n - u)}} \quad s_y = \sqrt{\frac{\sum v_y^2}{\frac{1}{2}(2n - u)}}. \quad (4.67)$$

4.5.1.3 Analyse der Transformationsparameter

Nach der Ausgleichung der Transformationsparameter lassen sich der Bildmaßstab m und das astronomische Azimut α berechnen, das die Orientierung des CCD-Sensors gegenüber dem lokalen astronomischen Koordinatensystem angibt und essentiell für die Neigungs- und Azimutkorrektur ist:

$$\alpha = \arctan \frac{c_1}{b_1} \quad m = \sqrt{b_1^2 + c_1^2}. \quad (4.68)$$

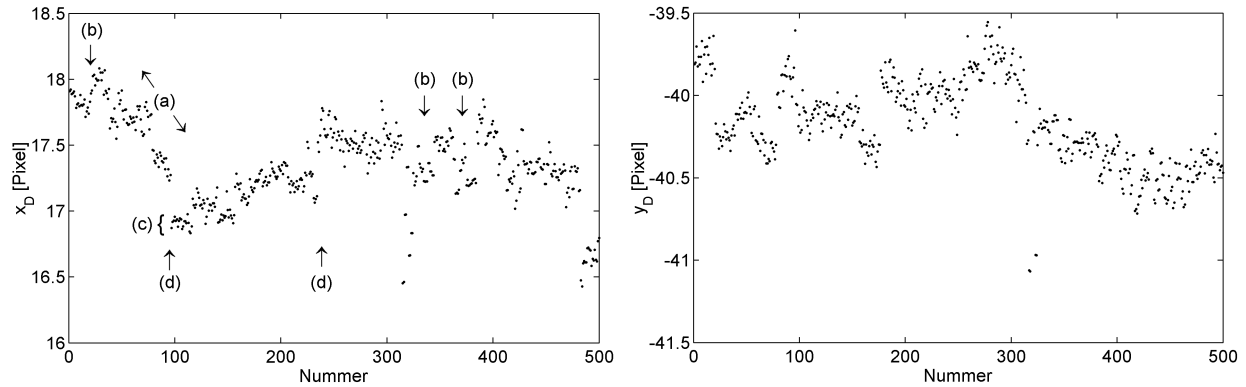
Im Falle des affinen Ansatzes können hierzu analog die Maßstäbe m_1 und m_2 und die Azimute α_1 und α_2 für die beiden Achsen des CCD-Sensors aus den Transformationskonstanten b_2, b_1 und c_1, c_2 abgeleitet werden. Die Bildkoordinaten des Drehpunktes $(x, y)_D$ werden von den beiden Transformationsparametern a'_1, a'_2 angegeben:

$$x_D = a'_1 \quad y_D = a'_2. \quad (4.69)$$

Nun soll der zeitliche Verlauf der Transformationsparameter und deren Signifikanz anhand von Wiederholungsmessungen, die im Laufe einer Nacht auf mehreren Stationen durchgeführt worden sind, näher betrachtet werden. Aus Gründen der Anschaulichkeit werden die geometrisch deutbaren Größen $x_D, y_D, \alpha, m, \dots$ aus der Affin-Transformation herangezogen. Die aus der projektiven Transformation ermittelten Verkippungsglieder d und e werden separat behandelt.

Drehpunktkoordinaten x_D und y_D

In Abb. 4.27 ist der zeitliche Verlauf der Drehpunktkoordinaten für insgesamt 500 Wiederholungsmessungen dargestellt, die auf 5 unterschiedlichen Stationen durchgeführt worden sind. Der Drehpunkt fällt bis auf etwa 17 Pixel (0.15 mm) in x-Richtung und 40 Pixel (0.36 mm) in y-Richtung mit dem Mittelpunkt des CCD-Sensors zusammen. Im Laufe einer Nacht verändert der Drehpunkt seine Lage gegenüber dem CCD-Sensor um etwa 1 bis 2 Pixel. Folglich variiert die Lage des CCD-Sensors gegenüber der Kameradrehachse um 10 bis 20 Mikrometer. Die möglichen Ursachen hierfür sind vielfältig:

Abb. 4.27: Zeitlicher Verlauf der Drehpunktkoordinaten x_D und y_D

- Temperaturänderungen (Kühlung des CCD-Sensors und Anpassung des Kamerakörpers an die Umgebungstemperatur auf den einzelnen Stationen) können eine allmähliche Drehpunktverlagerung nach sich ziehen. Der Effekt ist mit (a) in Abb. 4.27 gekennzeichnet.
- Das azimutale Umsetzen der Kamera auf einer Lotabweichungsstation im Rahmen der Azimutkalibrierung (b) und der Instrumententransport zwischen den Lotabweichungsstationen (d) kann zu sprunghaften Drehpunktverlagerungen führen.
- Darüber hinaus unterliegen die Drehpunktkoordinaten zufälligen Variationen, die ihre Ursache in den astrometrischen Messfehlern haben (c).

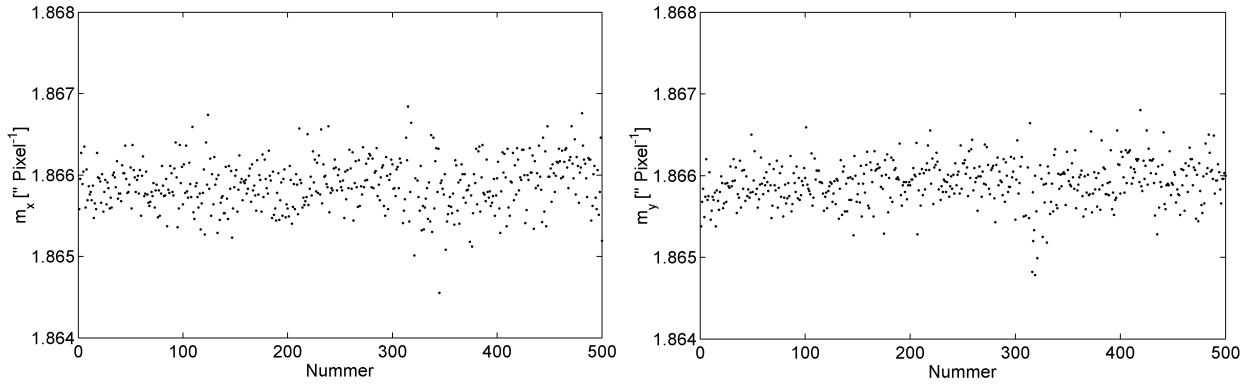
Hierbei ist zu beachten, dass die Drehpunktkoordinaten aus jeweils zwei Zenitaufnahmen durch Mittelbildung berechnet werden. Die Interpretierbarkeit von Drehpunktverlagerungen wird gemindert, da die berechneten Drehpunktkoordinaten direkt von dem Winkel beeinflusst werden, den die unterschiedlichen Drehebene der beiden Lagen einschließen (vgl. auch Erläuterungen in Abschnitt 4.5.2.6). Die Streuung (c) der Drehpunktkoordinaten hängt sicherlich auch hiervon ab. Die offensichtliche hohe Variabilität der Drehpunktkoordinaten auf den einzelnen Stationen macht es notwendig, die Translationen grundsätzlich im astrometrischen Transformationsmodell mitzuschätzen.

Maßstabsfaktoren m_1 und m_2

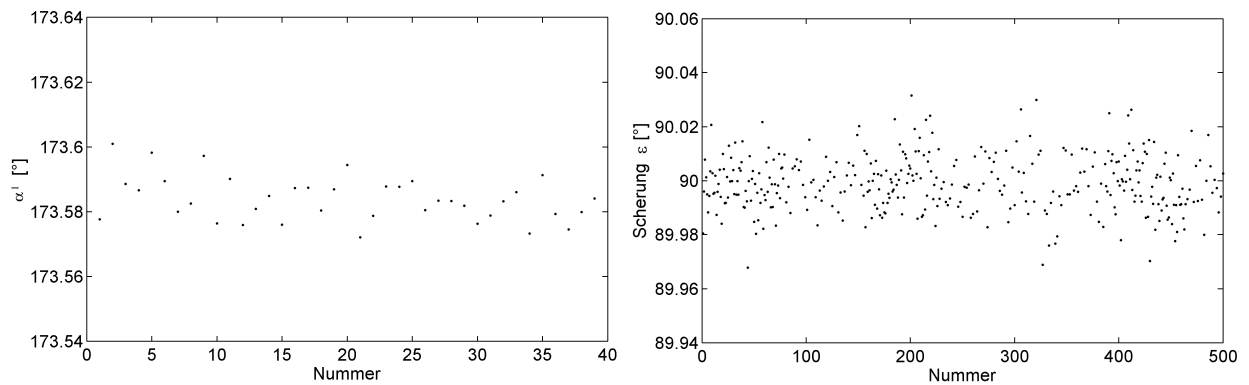
Der Verlauf der Maßstabsfaktoren m_1 in x-Richtung und m_2 in y-Richtung ist in Abb. 4.28 dargestellt. Der Bildmaßstab beträgt in beiden Koordinatenrichtungen etwa $1''.866 \text{ Pixel}^{-1}$ und ist offensichtlich richtungsunabhängig. Grundsätzlich ist der Maßstabsfaktor m von der Brennweite des Objektivs abhängig, die temperaturbedingten Veränderungen unterliegt. Der Maßstabsfaktor m nimmt die radialsymmetrische Refraktion vollständig auf, da diese aufgrund der geringen Zenitdistanzen ($< 0.5^\circ$) der abgebildeten Sterne lediglich eine lineare Maßstabsänderung bewirkt (Abschnitt 6.2.3.1). Darüber hinaus kompensiert der Maßstabsfaktor m auch den linearen Anteil der Objektivverzeichnung. Eine Trennung dieser Einflüsse ist im Rahmen der astrometrischen Datenreduktion nicht notwendig.

Astronomisches Azimut α und Scherung ε

Das astronomische Azimut α kann aus den Transformationsparametern für Lage 1 und 2 getrennt ermittelt werden. In Abb. 4.29 ist der zeitliche Verlauf des Azimuts α^I auf einer Station für Lage 1

Abb. 4.28: Zeitlicher Verlauf der Maßstabsfaktoren m_1 und m_2

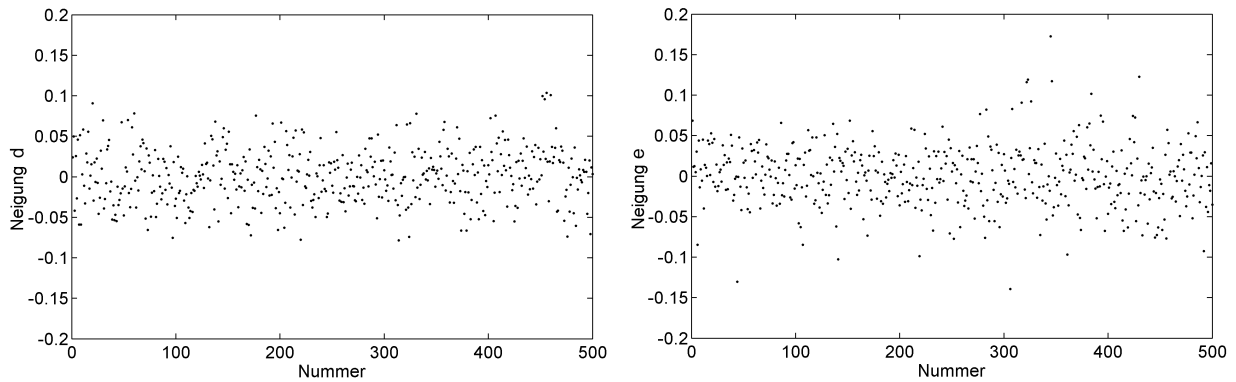
in einer azimutalen Kameraausrichtung für 40 Wiederholungsmessungen dargestellt. Die Wiederholungsmessungen zeigen sehr deutlich, dass Azimutbestimmungen mit der Zenitkamera nur mit einer Genauigkeit von wenigen $0^{\circ}005$ möglich sind. Der Grund hierfür ist in der Zenitnähe der Sterne und der kleinen Gesichtsfeldgröße der TZK2-D zu sehen.

Abb. 4.29: Zeitlicher Verlauf des Azimuts A^I und der Scherung ε

Für jeweils eine Lage ist es möglich, die Azimute α_1 und α_2 zu berechnen, die sich auf die beiden Achsen des CCD-Sensors beziehen. Die Differenz ε zwischen den Azimuten A_1 und A_2 drückt den Scherwinkel zwischen den Koordinatenachsen aus. Abb. 4.29 zeigt, dass die Scherung ε nicht signifikant von 90° abweicht. Da sich auch die Maßstabsfaktoren m_1 und m_2 nicht signifikant voneinander unterscheiden, liegen letztlich keine affinen Abbildungseigenschaften vor.

Verkippungen d und e

Die Verkippungen d und e sind in Abb. 4.30 zusammengestellt. Es zeigt sich, dass sich beide Koeffizienten nicht signifikant von Null unterscheiden. Folglich sind die Verkippungen des CCD-Sensors zur Drehachse der Zenitkamera so gering, dass sie astrometrisch nicht nachweisbar sind. Die Nutzung des projektiven Transformationsansatzes zur astrometrischen Datenreduktion ist daher nicht notwendig.

Abb. 4.30: Zeitlicher Verlauf der Verkippungen d und e

4.5.1.4 Zur Wahl des Transformationsansatzes

Die Eignung der unterschiedlichen Transformationsansätze für die Reduktion der digitalen Zenitaufnahmen kann nicht nur durch Analyse der Transformationsparameter, sondern auch auf Grundlage der astrometrischen Residuen ermittelt werden. In Abb. 4.31 sind die Standardabweichungen s_x und s_y dargestellt, die aus astrometrischen Residuen v_x und v_y in Abhängigkeit des 4, 6 und 8-Parametermodells ermittelt wurden. Es besteht keine signifikante Abhängigkeit der Standardabweichungen vom gewählten Transformationsansatz, die sehr geringen Variationen der einzelnen Standardabweichungen sind zufälliger Natur. Für den Fall der 4-Parameter-Transformation zeigt Abb. 4.32 anhand eines typischen Residualfeldes für eine sternreiche Aufnahme, dass die Restfehlervektoren keine Systematiken aufweisen.

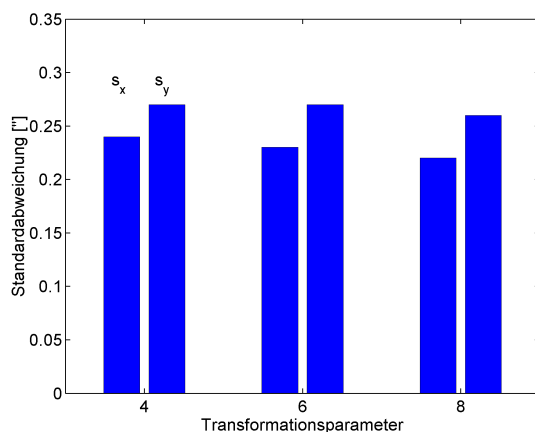


Abb. 4.31: Astrometrische Residuen

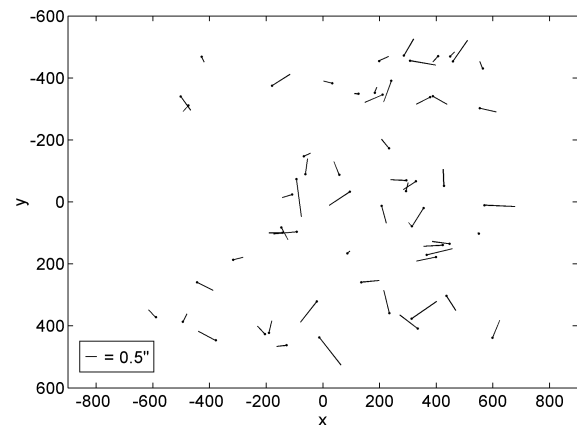


Abb. 4.32: Typisches Residualfeld

Hieraus kann folgender Schluss gezogen werden: Der 4-Parameter Transformationsansatz ist für die Reduktion der Zenitaufnahmen vollkommen ausreichend, da mit Ansätzen höherer Ordnung keine Reduzierung der residualen Fehler erzielt wird. Dieses Ergebnis wird auch durch die Analyse der Transformationsparameter bestätigt. Diese zeigt, dass weder affine, noch projektive Abbildungseigenschaften vorliegen. Im Vergleich zu der früher durchgeführten Reduktion von photographischen Zenitkameramessungen können digitale Zenitaufnahmen mit einem sehr einfachen Transformati-

ansatz ausgewertet werden. Die wesentliche Ursache hierfür liegt in der präzisen geometrischen Fertigung des CCD-Sensors und der hohen geometrischen Stabilität der Bildelemente zueinander. Es soll an dieser Stelle angemerkt werden, dass die erzielten Ergebnisse von der individuellen räumlichen Orientierung des benutzten CCD-Sensors zur Kameradrehachse abhängig sind. In einer anderen Konfiguration von Objektiv und CCD-Sensor kann es durchaus möglich sein, dass die Verkippungsterme d und e signifikant sind.

4.5.2 Berechnung der Drehrichtung

4.5.2.1 Grundsätzliches

Nach der durchgeführten Reduktion der Zenitaufnahmen für beide Lagen kann nun die Drehrichtung der Zenitkamera berechnet werden, indem der Drehpunkt in das zenitale Sternfeld interpoliert wird. Auf der Sphäre ist die Drehrichtung als Durchstoßpunkt $(\alpha, \delta)_D$ der Kameradrehachse zur Sternzeit Θ definiert. Sie kann jedoch auch mit den astronomischen Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_D$ bezeichnet werden und wird dadurch zeitinvariant. Die $(\Phi, \Lambda)_D$ -Darstellung wird bei den nachfolgenden Betrachtungen der $(\alpha, \delta)_D$ -Darstellung vorgezogen. Die Drehpunkte $(\Phi, \Lambda)_D^I$ und $(\Phi, \Lambda)_D^{II}$ aus den beiden Lagen können dann bei der sphärischen Mittelbildung – ohne den Einfluss der Sternzeiten Θ^I und Θ^{II} – leichter und anschaulicher verglichen werden.

Die Drehrichtung ist im Bildraum als Durchstoßpunkt der Drehachse mit dem CCD-Sensor definiert und wird auch als Drehpunkt $(x, y)_D$ bezeichnet. Durch Messung in zwei Lagen wird der Drehpunkt auf einfache Weise auf den CCD-Sensor übertragen, denn er ist im Gegensatz zu den abgebildeten Sternen der einzige Punkt, dessen Koordinaten sich durch die Drehung prinzipiell nicht ändern. Durch Justierung der Lage des CCD-Sensors gegenüber der Drehachse und damit dem Kamerakörper kann erreicht werden, dass der Drehpunkt bis auf wenige 0.1 mm mit dem Mittelpunkt des CCD-Sensors zusammenfällt. Eine exakte Justierung ist hingegen auch unter größten Anstrengungen nicht möglich und auch nicht notwendig. Die Bildkoordinaten $(x, y)_D$ des Drehpunktes sind ein direktes Maß für die Dejustierung und damit für die Exzentrizität des CCD-Sensors. Sie können durch Messung in zwei Lagen ermittelt werden; ihr Einfluss auf die Messung wird durch Mittelbildung eliminiert.

4.5.2.2 Transformation des Drehpunktes in die Sphäre

Da die genaue Lage des Drehpunktes anfänglich nicht bekannt ist, können die Koordinaten des Mittelpunktes des CCD-Sensors als Näherungswerte eingeführt werden:

$$(x, y)_D := (0, 0). \quad (4.70)$$

Die folgenden Berechnungen sind jeweils für Lage 1 und Lage 2 getrennt durchzuführen. Die genäherten Bildkoordinaten des Drehpunktes $(x, y)_D$ sind mit den Transformationsparametern \mathbf{t} in Tangentialkoordinaten $(\xi, \eta)_D$ zu überführen (Formeln 4.61 bis 4.63, je nach Transformationsmodell). Hierdurch wird der Drehpunkt in das Feld der zenitnahen Sterne interpoliert. Mit dem Tangentialpunkt $(\alpha, \delta)_0$ können die Tangentialkoordinaten $(\xi, \eta)_D$ in sphärische Koordinaten $(\alpha, \delta)_D$ umgewandelt werden (inverse Tangentialprojektion, Gleichung 4.40), die wiederum mit der Sternzeit Θ^I bzw. Θ^{II} der jeweiligen Zenitaufnahme in sphärische Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_D$ transformiert werden können (Grundgleichung 1.1). Zusammengefasst lautet die Transformationskette:

$$(x, y)_D \rightarrow (\xi, \eta)_D \rightarrow (\alpha, \delta)_D \rightarrow (\Phi, \Lambda)_D. \quad (4.71)$$

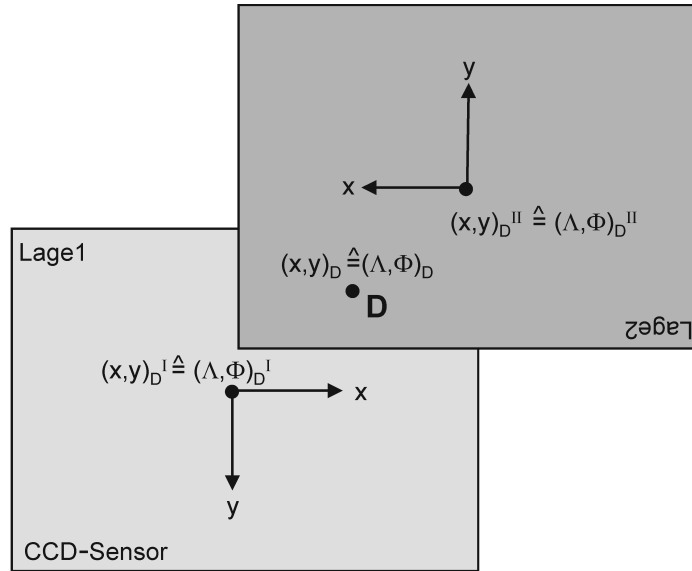


Abb. 4.33: Drehpunkt in Lage 1 und 2

4.5.2.3 Sphärische Mittelbildung

Nach der für beide Lagen getrennt durchgeführten Transformation des Drehpunktes liegen die Koordinaten für die Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D^I$ in Lage 1 und $(\Phi, \Lambda)_D^{II}$ in Lage 2 vor. Die Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_D^I$ und $(\Phi, \Lambda)_D^{II}$ liegen punktsymmetrisch um die gesuchte Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$. Abb. 4.33 zeigt, dass die Drehrichtungen aus Lage 1 und Lage 2 systematisch um kleine Differenzen $\Delta\Lambda_D^I$, $\Delta\Phi_D^I$ und $\Delta\Lambda_D^{II}$, $\Delta\Phi_D^{II}$ von der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ abweichen:

$$\begin{aligned} \Phi_D^I &= \Phi_D + \Delta\Phi_D^I & \Lambda_D^I &= \Lambda_D + \Delta\Lambda_D^I \\ \Phi_D^{II} &= \Phi_D + \Delta\Phi_D^{II} & \Lambda_D^{II} &= \Lambda_D + \Delta\Lambda_D^{II}. \end{aligned} \quad (4.72)$$

Aufgrund der punktsymmetrischen Messanordnung haben die systematischen Verfälschungen einen ähnlichen Betrag, aber unterschiedliche Vorzeichen:

$$\Delta\Phi_D^I \approx -\Delta\Phi_D^{II} \quad \Delta\Lambda_D^I \approx -\Delta\Lambda_D^{II}. \quad (4.73)$$

Da die Drehpunkte $(\Phi, \Lambda)_D^I$ und $(\Phi, \Lambda)_D^{II}$ folglich hochgradig negativ miteinander korreliert sind, lässt sich die systematische Verfälschung durch Mittelbildung weitgehend reduzieren:

$$\begin{aligned} \Phi_M &= \frac{\Phi_D^I + \Phi_D^{II}}{2} = \frac{\Phi_D + \Delta\Phi_D^I + \Phi_D + \Delta\Phi_D^{II}}{2} \approx \Phi_D \\ \Lambda_M &= \frac{\Lambda_D^I + \Lambda_D^{II}}{2} = \frac{\Lambda_D + \Delta\Lambda_D^I + \Lambda_D + \Delta\Lambda_D^{II}}{2} \approx \Lambda_D. \end{aligned} \quad (4.74)$$

Die gemittelten Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_M$ unterscheiden sich nur noch geringfügig von der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ und sind für diese als verbesserte Werte einzuführen bzw. nach Beendigung des Iterationsverfahrens als endgültige Werte zu übernehmen.

4.5.2.4 Rücktransformation in den Bildraum

Für beide Lagen wiederum getrennt sind die verbesserten Koordinaten des Drehpunktes $(\Phi, \Lambda)_D$ mit den Sternzeiten Θ^I bzw. Θ^{II} in Äquatorialkoordinaten $(\alpha, \delta)_D$ der jeweiligen Lage zu überführen.

Mit der Gleichung 4.39 der Tangentialprojektion werden die Tangentialkoordinaten $(\xi, \eta)_D$ ermittelt, die mit den Transformationsparametern \mathbf{t}' in Bildkoordinaten $(x, y)_D$ umgewandelt werden. Zusammengefasst lautet die Abfolge der Transformation:

$$(\Phi, \Lambda)_D \rightarrow (\alpha, \delta)_D \rightarrow (\xi, \eta)_D \rightarrow (x, y)_D. \quad (4.75)$$

Die so gewonnenen Koordinaten $(x, y)_D^I$ und $(x, y)_D^{II}$ unterscheiden sich nur unwesentlich voneinander. Ihre Mittelwerte

$$x_D = \frac{x_D^I + x_D^{II}}{2} \quad \text{und} \quad y_D = \frac{y_D^I + y_D^{II}}{2} \quad (4.76)$$

ergeben verbesserte Koordinaten für den Drehpunkt im Bildraum.

4.5.2.5 Iterationsverfahren und verbesserte Näherungswerte

In zwei Teilschritten der Auswertung sind Näherungskordinaten für die Drehrichtung der Zenitkamera eingeführt worden:

- Aufbereitung des Referenzsternfeldes: Näherungswerte in der Gleichung 4.42 für die Anlegepunkte der Tangentialebene in Lage 1 $(\alpha, \delta)_0^I$ und in Lage 2 $(\alpha, \delta)_0^{II}$.
- Berechnung der Kameradrehrichtung: Näherungswerte für die Drehrichtung im Bildkoordinatensystem $(x, y)_D$ in Gleichung 4.70.

Die verbesserten Äquatorialkoordinaten $(\alpha, \delta)_D^I$ und $(\alpha, \delta)_D^{II}$ sind für die erneute Reduktion der Zenitaufnahmen als Tangentialkoordinaten zu verwenden und die verbesserten Bildkoordinaten des Drehpunktes $(x, y)_D$ zur Berechnung der Drehrichtung zu nutzen. Diese iterative Methode zur Berechnung der Drehrichtung zeigt gewöhnlich eine rasche Konvergenz gegen die Sollkoordinaten der Drehrichtung. Als Konvergenzkriterium ist eine Schranke ε zu setzen, die die Differenz der Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_{D(i-1)}$ und $(\Phi, \Lambda)_{D(i)}$ unterschreiten muss

$$\sqrt{(\Lambda_{D(i)} - \Lambda_{D(i-1)})^2 + (\Phi_{D(i)} - \Phi_{D(i-1)})^2} < \varepsilon, \quad (4.77)$$

wobei i die Iterationsanzahl bedeutet. Die Schranke ε kann mit einem Wert von $0''001$ ($\approx 0^\circ 000003$) angesetzt werden. In den meisten Fällen konvergiert der Algorithmus nach drei Iterationen. Die Bildkoordinaten $(x, y)_D$ des Drehpunktes, die durch erstmalige Auswertung der digitalen Zenitaufnahmen gewonnen wurden, können für alle nachfolgenden Lotrichtungsbestimmungen als sehr gute Näherungswerte in Gleichung 4.70 verwendet werden. Der Auswertealgorithmus konvergiert dadurch schon nach zwei Iterationen gegen die Sollkoordinaten der Drehrichtung.

4.5.2.6 Anmerkungen zur Drehachsberechnung

Bislang wurde implizit davon ausgegangen, dass die Drehachse der Zenitkamera in beiden Lagen identisch ist. Die Annahme einer identischen Drehachse, die für die grundsätzliche Darstellung der Lotrichtungsbestimmung mit einer Zenitkamera durchaus zulässig ist, soll jedoch an dieser Stelle etwas tiefergehend betrachtet werden. Jeder Drehkreis weist einen Taumelfehler auf, der insbesondere bei hochpräzisen Messungen eine wichtige Rolle spielen kann. Der Taumelfehler hat seine Ursache in der begrenzten Genauigkeit, mit der die Komponenten des Drehkreises – die

Kugeln und deren Lager – mechanisch gefertigt sind. Dadurch ändert die Drehachse als Normale zur Drehebene ihre Orientierung gegenüber einer raumfesten Referenzachse in Abhängigkeit des momentanen Drehwinkels. Da sich die Kugeln während der Drehung bewegen und ihre Positionen verlagern, ist die räumliche Orientierung der Drehachse bei identischen Drehwinkeln im Allgemeinen nicht reproduzierbar.

Der Taumelfehler des Drehkreises führt zu einer Nichtparallelität der Drehebene in Lage 1 und Lage 2. Folglich schließen die Drehachsen in beiden Lagen als Normalen zu den jeweiligen Drehebene einen kleinen Winkel ein. Abb. 4.34 verdeutlicht diesen Zusammenhang schematisch. Durch hochpräzise Bestimmung der Neigung der mittleren Drehebene mit den Neigungssensoren HRTM (Abschnitt 6.3.1.3 und Abb. 4.35) zeigt sich anhand von 100 Wiederholungsmessungen, dass die Neigung der mittleren Drehebene um etwa $0''/2$ variiert.

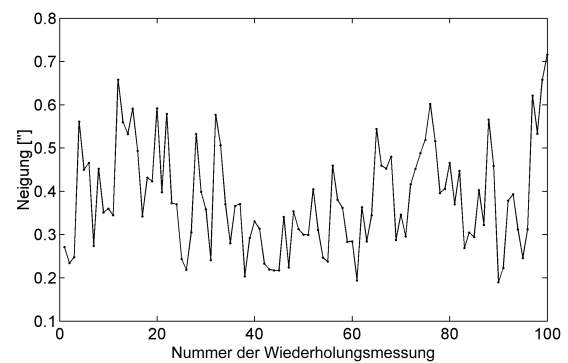
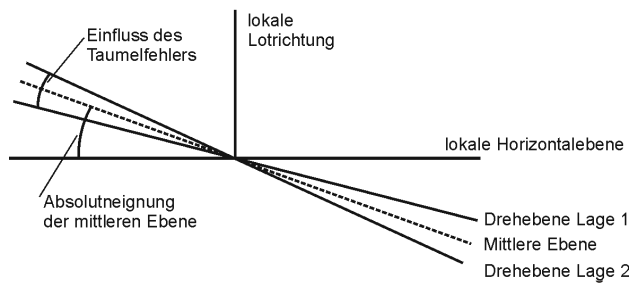


Abb. 4.34: Lage der Drehebene in Lage 1 und Lage 2 sowie absolute Neigung der mittleren Drehebene

Abb. 4.35: Variation der absoluten Neigung der mittleren Drehebene (Taumeleffekt)

Darüber hinaus kann das Instrument während der Messung geringen äußeren Neigungsänderungen unterliegen, die ihre Ursache im Einsinken des Instrumentes, jedoch auch durch Ausübung von Momenten auf die Kamera bei der Drehung zwischen den beiden Lagen haben. Es ist daher zu beachten, dass sich die Zenitkammermessungen in Lage 1 und in Lage 2 grundsätzlich in Drehebene unterschiedlicher absolute Neigung abspielen und sich folglich auch die Drehachsen grundsätzlich unterscheiden. Durch die Mittelbildung in den Gleichungen 4.74 und 4.76 wird die Messung auf eine *mittlere Drehebene* und auf eine *mittlere Drehachse* $(\Phi, \Lambda)_D$ bezogen.

Durch die Mittelbildung werden einige Effekte, die nicht beide Lagen, sondern nur eine der beiden Lagen betreffen, gewissermaßen „verwässert“. Dies betrifft beispielsweise auftretende abrupte Neigungsänderungen zwischen den beiden Lagen, aber auch unvermeidbare Neigungsänderungen durch den Taumelfehler des Drehkreises. Eine Konsequenz ist, dass die Drehpunktkoordinaten in halbem Umfang die Neigungsunterschiede zwischen den beiden Lagen aufnehmen. Folglich gehen Variationen der Drehpunktkoordinaten $(x, y)_D$ nicht notwendigerweise auf eine tatsächliche Veränderung der Exzentrizität der CCD-Kamera zurück, sondern auch auf Neigungsunterschiede zwischen den beiden Lagen. Auftretende Neigungsänderungen *zwischen* den beiden Lagen und damit den Drehrichtungen sind jedoch unschädlich, da eine vollständige Kompensation durch die Neigungskorrektur stattfindet (Abschnitt 4.6.1).

4.6 Korrekturen

An die Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ sind einige Korrekturen anzubringen, um die endgültigen Lotrichtungparameter (Φ, Λ) zu erhalten (Tab. 4.7). Mit der *Neigungskorrektur* wird die Drehrichtung durch Berücksichtigung der gemessenen Neigungswerte auf die instrumentelle Zenitrichtung $(\Phi, \Lambda)_Z$ umgerechnet. Die Neigungskorrektur ist als rechnerische Korrektur des Stehachsfehlers der Zenitkamera zu verstehen und hat ihre Ursache in der unvollkommenen Instrumentenaufstellung gegenüber der physikalischen Lotrichtung. Die instrumentelle Zenitrichtung $(\Phi, \Lambda)_Z$ weicht von der gesuchten physikalischen Zenit- bzw. Lotrichtung am Beobachtungsort durch einen instrumentell bedingten Fehler ab, der vom Azimut der Aufstellung abhängt und mit der *Azimutkorrektur* rechnerisch berücksichtigt wird. Die *Polbewegungskorrektur* berücksichtigt die Polbewegung der Erde und überführt schließlich die beobachteten Lotrichtungparameter vom momentanen Bezugssystem in das konventionelle Bezugssystem ITRS. Zusammengefasst lautet die Transformationsgleichung zur Umrechnung der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ in die endgültigen Lotrichtungparameter (Φ, Λ) :

$$\begin{aligned}\Phi &= \Phi_D + \Delta\Phi_n + \Delta\Phi_a + \Delta\Phi_p \\ \Lambda &= \Lambda_D + \Delta\Lambda_n + \Delta\Lambda_a + \Delta\Lambda_p.\end{aligned}\tag{4.78}$$

Tab. 4.7: Korrekturen für die Drehrichtung

Formelzeichen	Name	Ursache	Ungefährer Betrag
$\Delta\Phi_n, \Delta\Lambda_n$	Neigungskorrektur	Aufstellfehler	$< 10''$
$\Delta\Phi_a, \Delta\Lambda_a$	Azimutkorrektur	Instrumentenfehler	$1''..3''$
$\Delta\Phi_p, \Delta\Lambda_p$	Polbewegungskorrektur	Polbewegung	$< 0''.6$

4.6.1 Neigungskorrektur

4.6.1.1 Grundsätzliche Bemerkungen

Die Neigungsmessung spielt eine zentrale Rolle bei der Lotrichtungsbestimmung mit der Zenitkamera, da hierdurch der Bezug zwischen der Richtung der Kameradrehachse und der Richtung des lokalen Schwerevektors hergestellt wird. Bei jeder Aufnahme des zentralen Sternenhimmels muss die Neigung der Zenitkamera gegenüber der Lotrichtung von den beiden Neigungssensoren für die anschließende rechnerische Korrektur registriert werden. Ein konzeptioneller Verzicht auf die Neigungskorrektur wäre selbst unter größten Anstrengungen praktisch nicht möglich, da die Drehachse der Zenitkamera für jede Zenitaufnahme mit genügender Genauigkeit ($0''.1$ und besser) in der lokalen Lotrichtung eingerichtet werden müsste.

Das Zenitkameranystem als Ganzes unterliegt während der Messung gewissen dynamischen Einflüssen. Das Stativ kann beispielsweise langsam im Boden einsinken oder seine Neigung ändern, wenn sich der Operateur während der Messung neben dem Zenitkameranystem aufhält. Durch die manuelle Drehung des Kameraoberbaus zwischen Lage 1 und Lage 2 werden Momente auf das Messsystem ausgeübt, die je nach Stabilität der Aufstellung zu Neigungsveränderungen führen können. Zudem weist der Drehkreis einen bestimmten Taumelfehler auf, der für unterschiedliche Neigungen der Drehebene in Lage 1 und Lage 2 verantwortlich ist (Abschnitt 4.5.2.6). Auch Temperaturänderungen und Winddruck gegen das Objektiv können die Drehachse aus der Lotrichtung

auslenken. Auftretende Neigungsänderungen sind weitgehend unschädlich, da sie gleichermaßen auf die Richtung der Drehachse als auch auf die Neigungsmessung wirken und deshalb rechnerisch korrigiert werden können.

Es ist offenkundig, dass die Neigungsmessung in zwei Lagen durchgeführt werden muss. Durch Mittelung der Neigungswerte aus beiden Lagen können die Nullpunktfehler aus den Neigungswerten entfernt werden. Die Messung in zwei Lagen bietet eine permanente Kontrolle über die Nullpunktfehler und ihre Veränderungen. Durch den Kunstgriff der doppelten Zweilagenmessung in der Reihenfolge Lage 1 – Lage 2 – Lage 2 – Lage 1 wird zudem die Nullpunktdrift weitgehend reduziert (vgl. auch Erläuterungen in Abschnitt 6.3.2.1).

4.6.1.2 Analyse der Neigungswerte

Die Neigungswerte beider HRTM-Sensoren werden während einer Belichtungsreihe über die AD-Wandlerkarte digitalisiert und liegen nach der Messung als digitale Zeitreihen $n_1(t)$ und $n_2(t)$ vor, wobei die zeitliche Zuordnung zu den Zenitaufnahmen über das aufgezeichnete TTL-Signal der CCD-Kamera hergestellt wird. In Abb. 4.36 sind typische Neigungssignale dargestellt, die auf zwei unterschiedlichen Lotabweichungsstationen erfasst worden sind. Die Grafiken zeigen sehr deutlich, dass die Sensorsignale hochfrequente Schwingungen enthalten, deren Amplituden offenbar vom Beobachtungsort abhängen. Hierbei handelt es sich nicht um hochfrequente Neigungsvariationen der Zenitkamera aufgrund dynamischer Einflüsse, sondern um horizontale Störbeschleunigungen, die durch die *Mikroseismik* verursacht werden. Die horizontalen Störbeschleunigungen versetzen die Pendel der Neigungssensoren in Schwingungen und induzieren dadurch ein Störsignal, das die eigentlichen Neigungssignale überlagert (Hirt und Kahlmann 2004).

Die *anthropogene Mikroseismik* hat ihre Ursache im Straßenverkehr und Maschinenbetrieb, wodurch der Boden in Mikroschwingungen versetzt wird. Sie erreicht in städtischen Lagen ihre maximale Intensität, verschwindet hingegen weitgehend in ruhigen Lagen (z.B. ländliche Regionen oder Gebirge). In Abb. 4.36 (links) sind typische Sensorsignale visualisiert, die nachts in Hannover registriert werden können und von anthropogener Mikroseismik dominiert werden. Die anthropogene Mikroseismik verursacht Störbeschleunigungen mit Amplituden einiger Bogensekunden. Die *natürliche Mikroseismik* hat ihre Ursache im Wesentlichen in den Wellenbewegungen auf den Ozeanen, die als Meereseismik permanente und allgegenwärtige horizontale Beschleunigungen im Boden verursachen. Unabhängig vom Beobachtungsort wirkt die natürliche Mikroseismik kontinuierlich auf die Neigungssensoren ein. Abb. 4.36 (rechts) zeigt deutlich, dass die natürliche Mikroseismik auch in den Alpen gegenwärtig ist und die Neigungsmessung überlagert. Die Amplituden der Pendelschwingungen betragen jedoch nur wenige $0''1$ und sind damit um etwa eine Größenordnung kleiner als in städtischen Lagen. Eine Zusammenstellung der spektralen Charakteristika der natürlichen und anthropogenen Mikroseismik findet sich in Klinge *et al.* (2002), wobei die Frequenzen der einzelnen Ursachen keinesfalls scharf abgrenzbar sind:

- Die anthropogene Mikroseismik spielt sich im Wesentlichen in einem hohen Frequenzbereich >1 Hz ab.
- Die natürliche Mikroseismik tritt überwiegend in einem Frequenzbereich von 0.1 Hz bis 0.5 Hz als Meereseismik mit einem Maximum bei 0.2 Hz bis 0.3 Hz auf. Es sind auch Frequenzen von 0.07 Hz (Meereseismik) und niederfrequente Anteile <0.03 Hz vorhanden, deren Ursache beispielsweise die Erd- und Meereszeiten, Wind, Luftdruck- und Temperaturvariationen sind.

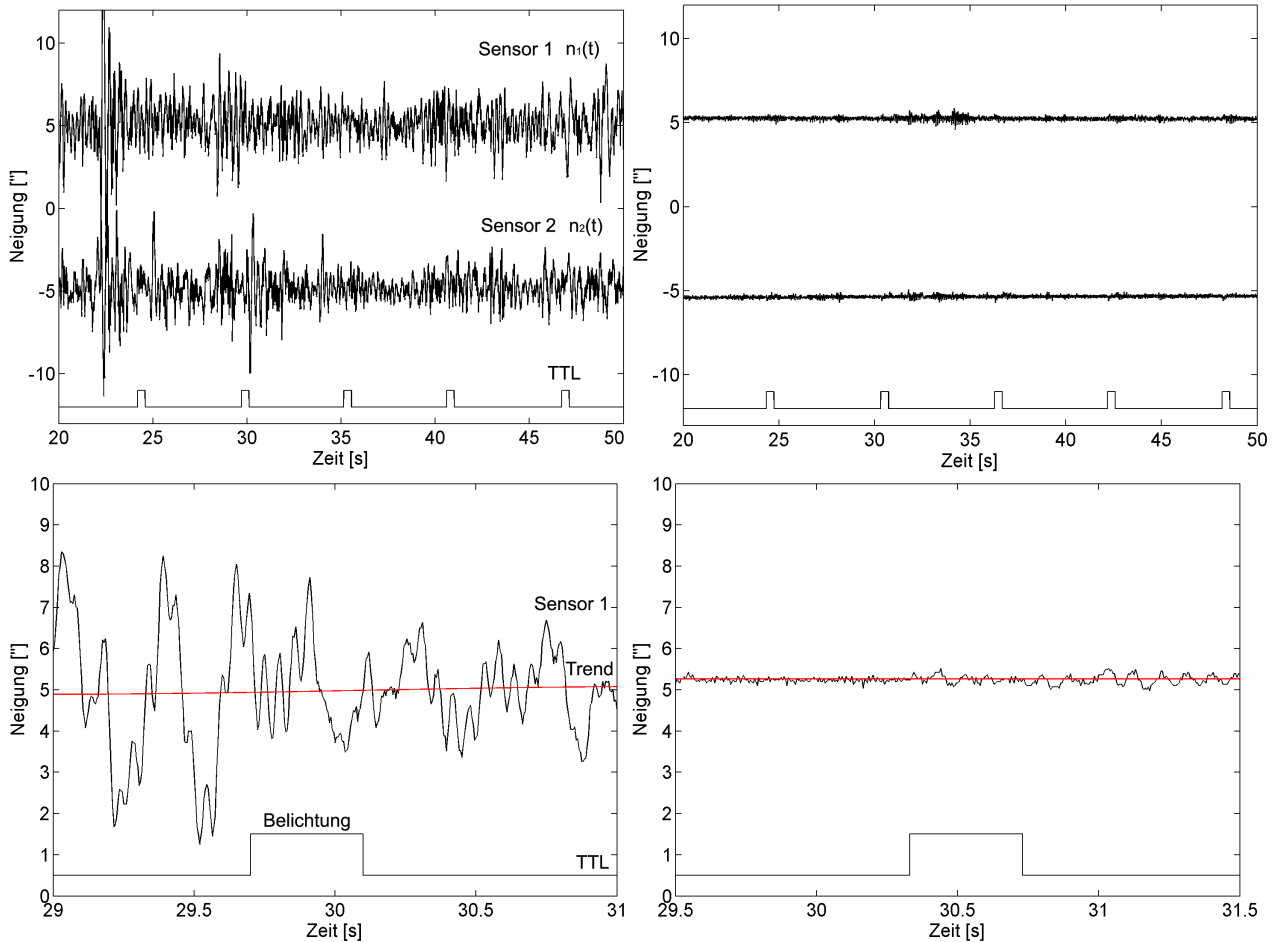


Abb. 4.36: Typische Signale der Neigungssensoren HRTM über einen Zeitraum von 30 s und 2 s bei gleicher Skalierung der Hochachsen. Die Zuordnung zu den Belichtungen ist durch das TTL-Signal gegeben. Die beiden linken Grafiken zeigen Sensorsignale, die in zentraler Lage in Hannover akquiriert wurden. In den rechten Abbildungen sind Sensorsignale visualisiert, die auf der Grossen Scheidegg in den Schweizer Alpen aufgezeichnet wurden.

4.6.1.3 Aufbereitung der Neigungswerte

Die Mikroseismik als größte Rauschquelle in den Sensorsignalen kann durch Filterung der digitalen Sensorsignale deutlich reduziert werden. Zur Umsetzung und Anwendung von Filtertechniken auf digitale Signale wird auf die Literatur verwiesen (z.B. Welsch *et al.* 2000, Meyer 2000, Lüke 1999, Hehl 1992 und Hamming 1983). Es bietet sich an, einen Tiefpassfilter zu benutzen, der alle Frequenzen f im Sensorsignal unterdrückt, die größer als die zu wählende Grenzfrequenz f_G sind. Problematisch gestaltet sich die Wahl der Grenzfrequenz f_G , da sich die Frequenzbänder der zu erwartenden Neigungssignale mit denen der Mikroseismik überschneiden. Gemäß obiger Zusammenstellung treten auf der einen Seite die mikroseismischen Störbeschleunigungen in einem sehr breiten Frequenzbereich von weniger als 0.03 Hz bis zu einigen Hertz auf. Auf der anderen Seite kann erwartet werden, dass mögliche Änderungen der Zenitkameraneigung eher in niederfrequenten Bereichen von einigen 0.1 Hz und weniger auftreten. In Abb. 4.37 ist die Überschneidung von Neigungsänderungen und mikroseismischen Störbeschleunigungen im Powerspektrum eines typischen Sensorsignals angedeutet.

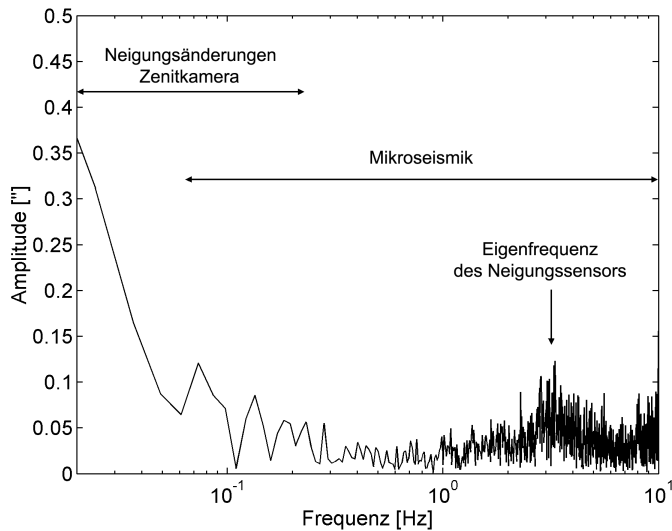


Abb. 4.37: Powerspektrum eines typischen HRTM-Sensorsignals in städtischer Lage. Die Grafik zeigt einen ausgewählten Ausschnitt bei logarithmischer Skalierung der Frequenzachse.

Durch die digitale Tiefpassfilterung werden alle Störbeschleunigungen, aber auch alle Neigungsanteile, die größer als die Grenzfrequenz f_G sind, aus dem Signal herausgefiltert. Dies könnte beispielsweise windinduzierte Bewegungen der Kamera betreffen; höherfrequente Bewegungen der Kamera, die auf andere Ursachen zurückgehen, sind eher unwahrscheinlich. Nach der Tiefpassfilterung verbleiben die wesentlichen Neigungsanteile, jedoch auch niederfrequente Störbeschleunigungen im Signal. Eine strenge Separation zwischen Neigungssignalen und Störbeschleunigungen ist über die Frequenz folglich nicht möglich, wohl aber eine erhebliche Reduktion. Ein vernünftiger Kompromiss besteht darin, eine Grenzfrequenz f_G von etwa 0.1 Hz bei der Tiefpassfilterung anzusetzen. Wie Abb. 4.38 zeigt, wird dann ein Großteil der Störbeschleunigungen aus dem Sensorsignal entfernt; das gefilterte Signal entspricht mit großer Wahrscheinlichkeit der tatsächlichen Kameraneigung.

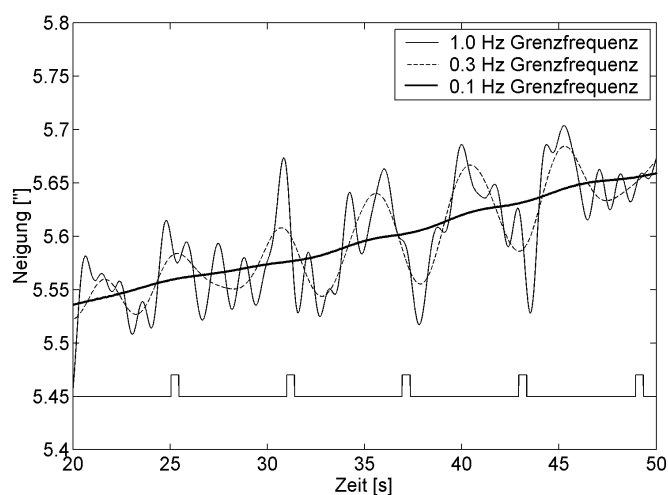


Abb. 4.38: Gefilterte Sensorsignale der HRTM. Bei Grenzfrequenzen f_G von 1.0 Hz und 0.3 Hz enthält das gefilterte Signal noch Schwingungen. Diese können mit großer Wahrscheinlichkeit der Meeresmikroseismik zugeordnet werden, die dominierende Frequenzen bei 0.2 Hz bis 0.3 Hz enthält. Bei $f_G = 0.1$ Hz ist der Signalverlauf weitgehend geglättet; der Trend von etwa $0''1$ wird auf eine tatsächliche Neigungsänderung der Zenitkamera zurückführbar sein. Im Beispiel wurde ein transversaler Tiefpassfilter (Finite Impulse Response Filter) mit Hamming-Fenster verwendet.

Für die jeweilige Zenitaufnahme können aus dem gefilterten Sensorsignal Neigungswerte am plausibelsten berechnet werden, indem die gefilterten Werte im jeweiligen Belichtungszeitraum gemittelt werden. Auf diese Weise wird jeder Zenitaufnahme jeweils ein repräsentativer Neigungswert je Sen-

sor zugeordnet. Das Ergebnis der Datenaufbereitung sind die Neigungswerte n_1^I, n_2^I in Lage 1 und die Neigungswerte n_1^{II}, n_2^{II} in Lage 2. Durch Mittelbildung werden die Neigungswerte n_1, n_2

$$n_1 = \frac{n_1^I - n_1^{II}}{2} \quad n_2 = \frac{n_2^I - n_2^{II}}{2} \quad (4.79)$$

berechnet, die von den Nullpunktfehlern der Sensoren weitgehend befreit sind. Sie geben direkt die absolute, d.h. die auf die physikalische Lotrichtung bezogene Neigung der mittleren Drehebene an. Damit gilt der bereits in Abschnitt 4.5.2.6 dargestellte Bezug auf die mittlere Drehebene gleichermaßen für die Neigungswerte (n_1, n_2) und die Drehrichtung $(\Phi, \Delta)_D$. Die Neigungswerte (n_1, n_2) sind im Sensorkoordinatensystem definiert und müssen im Weiteren in Neigungskorrekturen $(\Delta\Phi, \Delta\Lambda)_n$ transformiert werden, die sich am lokalen astronomischen System orientieren.

4.6.1.4 Modelle für die Neigungskorrektur

Im Abschnitt 5.1 zur zälestischen Kalibrierung werden einige Modellansätze ausführlich vorgestellt, mit denen die Transformationsparameter zur Umrechnung der Neigungswerte (n_1, n_2) in Neigungskorrekturen $(\Delta\Phi, \Delta\Lambda)_n$ ermittelt werden können. Die nachfolgenden Darstellungen sind in engem Zusammenhang mit den dort gegebenen Erläuterungen zu sehen. Die Korrektursterme $(\Delta\Phi, \Delta\Lambda)_n$

$$\begin{aligned} \Delta\Phi_n &= n_\Phi &= \Phi_Z - \Phi_D \\ \Delta\Lambda_n &= n_\Lambda \sec \Phi_D &= \Lambda_Z - \Lambda_D \end{aligned} \quad (4.80)$$

zur Umrechnung der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ in die Zenitrichtung $(\Phi, \Lambda)_Z$ unterscheiden sich von den Neigungswerten (n_Φ, n_Λ) nur durch den Faktor $\sec \Phi_D$. Hierdurch wird die Konvergenz der astronomischen Meridiane berücksichtigt. Zur Umrechnung der Neigungswerte (n_1, n_2) in astronomische Komponenten (n_Φ, n_Λ) ist das astronomische Azimut α notwendig, wodurch die Orientierung des CCD-Sensors bzw. der Zenitkamera auf der jeweiligen Lotabweichungsstation berücksichtigt wird. Zudem wird der Orientierungsparameter β benötigt, um die Verdrehung des CCD-Sensors gegenüber dem Koordinatensystem der Neigungssensoren zu berücksichtigen. Während das Azimut α im Zuge der jeweiligen astrometrischen Datenreduktion berechnet wird (Gleichung 4.68), sind der Orientierungsparameter β und gegebenenfalls die weiteren Parameter m_1, m_2 und ε durch zälestische Kalibrierung der Kamera zu bestimmen. Das Modell 1 ergibt sich als einfachster Transformationsansatz:

$$\begin{aligned} n_\Phi &= \cos(\alpha + \beta)n_1 - \sin(\alpha + \beta)n_2 \\ n_\Lambda &= \sin(\alpha + \beta)n_1 + \cos(\alpha + \beta)n_2. \end{aligned} \quad (4.81)$$

Durch Berücksichtigung weiterer Modellparameter kann dieser Ansatz verfeinert werden. Als Erweiterung findet sich Modell 2, das zusätzlich die Feinmaßstäbe m_1 und m_2 berücksichtigt, wodurch der Maßstab der Neigungswerte an den des zälestischen Bezugssystems angepasst wird:

$$\begin{aligned} n_\Phi &= \cos(\alpha + \beta)n_1m_1 - \sin(\alpha + \beta)n_2m_2 \\ n_\Lambda &= \sin(\alpha + \beta)n_1m_1 + \cos(\alpha + \beta)n_2m_2. \end{aligned} \quad (4.82)$$

Modell 3 berücksichtigt die Scherung ε zwischen den Achsen der Neigungssensoren, jedoch keine Feinmaßstäbe:

$$\begin{aligned} n_\Phi &= \cos(\alpha + \beta)n_1 - \sin(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1}{\tan \varepsilon}\right) \\ n_\Lambda &= \sin(\alpha + \beta)n_1 + \cos(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1}{\tan \varepsilon}\right). \end{aligned} \quad (4.83)$$

Der umfassendste Transformationsansatz findet sich mit Modell 4. Hier werden sowohl die Feinmaßstäbe m_1 und m_2 als auch die Scherung ε berücksichtigt:

$$\begin{aligned} n_\Phi &= \cos(\alpha + \beta)n_1m_1 - \sin(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2m_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1m_1}{\tan \varepsilon}\right) \\ n_\Lambda &= \sin(\alpha + \beta)n_1m_1 + \cos(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2m_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1m_1}{\tan \varepsilon}\right). \end{aligned} \quad (4.84)$$

Die Wahl des Transformationsmodells kann getroffen werden, indem die Parameter m_1, m_2 und ε auf Signifikanz überprüft werden. Zudem sollten auch die Residuen, die im Zuge der zälestischen Kalibrierung für die unterschiedlichen Modellansätze auftreten, als Kriterium mit einbezogen werden. Für die Zenitkamera TZK2-D hat sich das umfassende Modell 4 als geeignet erwiesen, da hier minimale Residuen nach Ausgleichung der Transformationsparameter auftreten. Letztlich hängt die Wahl des Ansatzes davon ab, mit welcher äußeren Genauigkeit die Maßstäbe der Neigungssensoren kalibriert und wie exakt die Neigungssensoren zueinander mechanisch ausgerichtet worden sind.

4.6.2 Azimutkorrektion

In Abschnitt 5.2 wird die Notwendigkeit gezeigt, die Azimutabhängigkeit der Lotrichtungparameter zu korrigieren. Mit dem dort vorgestellten Kalibrierverfahren können die Parameter r und γ ermittelt werden, die den azimutabhängigen Fehler beschreiben. Während der Parameter r als Radius des radialsymmetrischen Azimutfehlers gedeutet werden kann, ist der Parameter γ als Anfangsorientierung zu verstehen und dient – analog zum Winkeloffset β bei der Neigungskorrektur – als Winkeloffset für das astronomische Azimut α . Es ergeben sich die Formelbeziehungen der Azimutkorrektur:

$$\begin{aligned} \Delta\Phi_a &= r \cos(\alpha + \gamma) \\ \Delta\Lambda_a &= r \sin(\alpha + \gamma) \sec \Phi. \end{aligned} \quad (4.85)$$

4.6.3 Polbewegungskorrektur

Die um den Azimutfehler korrigierten Lotrichtungparameter (Φ, Λ) geben die Orientierung der lokalen Lotrichtung gegenüber dem momentanen terrestrischen Bezugssystem ITRS an und sind damit auf die Lage des momentanen Rotationspols CEP bezogen. Durch Berücksichtigung der Polkoordinaten x_p, y_p (Abschnitt 2.4) werden die Lotrichtungparameter (Φ, Λ) auf den konventionellen IERS Rotationspol IRP bezogen und damit vom Einfluss der Polbewegung befreit (z.B. Torge 2003):

$$\begin{aligned} \Delta\Phi_p &= -(x_p \cos \Lambda - y_p \sin \Lambda) \\ \Delta\Lambda_p &= -(x_p \sin \Lambda + y_p \cos \Lambda) \tan \Phi. \end{aligned} \quad (4.86)$$

Die Lotabweichungen (ξ, η) ergeben sich abschließend als Differenz der astronomischen Koordinaten (Φ, Λ) und der ellipsoidischen Koordinaten (φ, λ) (aus der GPS-Auswertung) durch Anwendung von Gleichung 1.2.

Kapitel 5

Kalibrierung

Unter der Kalibrierung des digitalen Zenitkamarasystems wird die Bestimmung der instrumentellen systematischen Einflüsse verstanden, deren Berücksichtigung für die hochpräzise Lotrichtungsbestimmung notwendig ist. Die Kalibrierung lässt sich in folgende Teilbereiche untergliedern:

- Zälestische Kalibrierung der elektronischen Neigungssensoren,
- Azimutkalibrierung: Bestimmung des azimutabhängigen instrumentellen Restfehlers und
- Verschlusskalibrierung: Bestimmung des zeitlichen Verhaltens des Kameraverschlusses.

Die sorgfältige Modellierung der Bezüge zwischen den Sensoren und die Bestimmung instrumenteller Restsystematiken ist zwingend notwendig, um die äußere Genauigkeit des Messsystems weitgehend an seine innere Genauigkeit heranzuführen. Es ist zu beachten, dass die zu bestimmenden Kalibrierparameter nicht notwendigerweise konstant sind, sondern sich beispielsweise in Abhängigkeit von Zeit und Temperatur verändern können.

5.1 Zälestische Kalibrierung

5.1.1 Einführung

Durch die zälestische Kalibrierung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D ist es möglich, die Orientierung des CCD-Koordinatensystems zum Koordinatensystem der Neigungssensoren in situ mit hoher Genauigkeit zu bestimmen. Darüber hinaus erlaubt die zälestische Kalibrierung die Bestimmung der Maßstabsfaktoren der elektronischen Neigungssensoren sowie die Bestimmung der Scherung zwischen deren Messachsen. Diese Modellparameter werden benötigt, um die gemessenen Neigungswerte (n_1, n_2) in Neigungswerte (n_Φ, n_Λ) umzurechnen, die sich am lokalen astronomischen Koordinatensystem orientieren und zur Korrektur der Drehachsneigung geeignet sind.

5.1.2 Grundprinzip

Da sich jegliche Variationen der Kameraneigung gegenüber der Lotrichtung in vollem Umfang sowohl auf die sphärischen Koordinaten der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ als auch auf die Neigungswerte (n_1, n_2) auswirken, kann eine Zenitkamera auch als *doppelter Neigungssensor* aufgefasst werden. Die Summe aus der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ und den Neigungskorrekturen $(\Delta\Phi_n, \Delta\Lambda_n)$ ist auf einem Beobachtungspunkt stets konstant und ergibt die Zenitrichtung $(\Phi, \Lambda)_Z$:

$$\begin{pmatrix} \Phi_D \\ \Lambda_D \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} \Delta\Phi_n \\ \Delta\Lambda_n \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \Phi_Z \\ \Lambda_Z \end{pmatrix} = \text{const.} \quad (5.1)$$

Die Neigungskorrekturen $(\Delta\Phi_n, \Delta\Lambda_n)$ in Breiten- und Längenrichtung sind zunächst nicht bekannt. Stattdessen liegen die Neigungskomponenten (n_1, n_2) vor, die im Sensorkoordinatensystem definiert sind. Die *Aufgabe der zälestischen Kalibrierung* lautet, eine geeignete Transformationsvorschrift f

$$\begin{pmatrix} \Delta\Phi_n \\ \Delta\Lambda_n \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} n_\Phi \\ n_\Lambda \sec \Phi_Z \end{pmatrix} = f \begin{pmatrix} n_1 \\ n_2 \end{pmatrix} \quad (5.2)$$

bereitstellen, mit der die gemessenen Neigungskomponenten (n_1, n_2) in Neigungskorrekturen (n_Φ, n_Λ) umgewandelt werden können. Der *Verjüngung* (Konvergenz) der astronomischen Meridiane wird bei der Umrechnung der Neigungswerte (n_Φ, n_Λ) in Neigungskorrekturen $(\Delta\Phi_n, \Delta\Lambda_n)$ mit dem Faktor $\sec \Phi_D$ Rechnung getragen.

Die Transformationsparameter für die Umrechnung der gemessenen Neigungswerte (n_1, n_2) berücksichtigen die beiden Sensormaßstäbe, die Scherung zwischen den Sensorachsen sowie eine Rotation und sind demnach affiner Natur. Sie werden bestimmt, indem die Zenitdistanzen einiger unterschiedlicher *Kameradrehrichtungen* $(\Phi, \Lambda)_D$ mit den *gemessenen Neigungswerten* (n_1, n_2) verglichen werden, die auf die physikalische Lotrichtung und deshalb ebenfalls auf die Zenitrichtung bezogen sind. Dieser Ansatz wird nun näher erläutert.

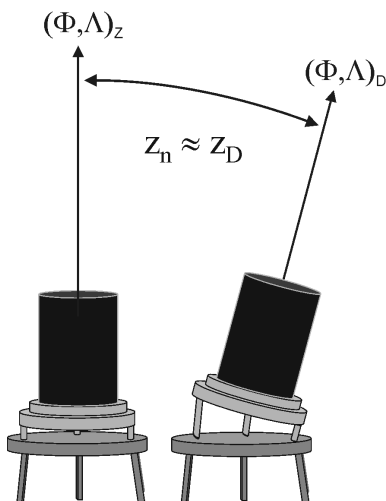


Abb. 5.1: Grundprinzip der zälestischen Kalibrierung. Im linken Teil der Grafik ist die Drehachse der Kamera weitgehend in der Lotrichtung eingerichtet. Im rechten Teil ist die Zenitkamera auf der gleichen Beobachtungsstation geringfügig gegenüber der Lotrichtung ausgelenkt. Die Auslenkung z_n bzw. z_D zeigt sich unmittelbar in den gemessenen Neigungswerten (n_1, n_2) , und in den Koordinaten der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$.

Die Zenitdistanz z der Kameradrehrichtung lässt sich sowohl aus den astrometrisch bestimmten Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_D$ als auch aus den Neigungswerten (n_1, n_2) ermitteln. Sofern die Zenitdistanz

klein ist ($< 500''$), können die Beziehungen der sphärischen Trigonometrie ohne Genauigkeitsverlust durch ebene Formeln ersetzt werden. Es ergibt sich für die Zenitdistanz z_D aus Koordinaten der Drehrichtung und für die Zenitdistanz z_n aus Neigungswerten:

$$z_n = \sqrt{n_1^2 + n_2^2} \quad (5.3)$$

$$z_D = \sqrt{(\Phi_D - \Phi_Z)^2 + (\Lambda_D - \Lambda_Z)^2 \cos^2 \Phi_Z} \quad (5.4)$$

Für eine zutreffende Korrektur der Zenitkameraneigung gegenüber der Lotrichtung wird erwartet, dass sich die Zenitdistanzen bzw. Strecken z_n und z_D bis auf zufällige Messfehler möglichst nicht unterscheiden. Weichen die beiden Strecken dennoch systematisch voneinander ab, so kann beispielsweise eine geringe Scherung zwischen den Achsen der beiden Neigungssensoren oder auch ein systematischer Maßstabsunterschied zwischen den *Neigungswerten* und den astrometrisch bestimmten *Drehrichtungen* vorliegen.

Werden mehrere unterschiedliche Drehrichtungen $(\Phi, \Lambda)_D$ ihren korrespondierenden Neigungswerten (n_1, n_2) gegenübergestellt, so wird es möglich, auftretende Maßstabsunterschiede den beiden Neigungssensoren eindeutig zuzuordnen, aber auch ihre Scherung ε als Maß für die gegenseitige Orientierung zu ermitteln. Darüber hinaus kann auch die Orientierung der Neigungssensoren gegenüber dem zälestischen Bezugssystem ICRS parametrisiert und geschätzt werden. Das zälestische Bezugssystem ICRS, das durch die Sternpositionen (α, δ) und folglich auch durch die Koordinaten der Drehrichtung $(\Phi, \Lambda)_D$ realisiert wird, dient also zur Bestimmung der Transformationsvorschrift f und damit zur zälestischen Kalibrierung der Neigungssensoren. Eine besondere Bedeutung erlangt die zälestische Kalibrierung dadurch, dass sie die Übertragung des ICRS-Maßstabes auf die Neigungssensoren gestattet. Das Grundprinzip des Kalibrierungsansatzes ist in Abb. 5.1 skizziert.

5.1.3 Praktische Durchführung

Bei der Durchführung der zälestischen Kalibrierung wird die Drehachse der Zenitkamera vor der Messdatenakquisition durch Nutzung der Fußschrauben *gezielt* um einige 10 bis etwa 100 Bogensekunden aus der Lotrichtung ausgelenkt. Die Auslenkung wird über die Echtzeitdaten der Neigungssensoren kontrolliert. Die systematische Auslenkung der Drehachse wird nacheinander in mehreren unterschiedlichen Richtungen durchgeführt, um eine geometrisch stabile Konfiguration für die anschließende Ausgleichung der Neigungsdaten und Drehrichtungen zu erzielen. Eine bewährte Anordnung für die zälestische Kalibrierung wird in Abb. 5.2 gezeigt.

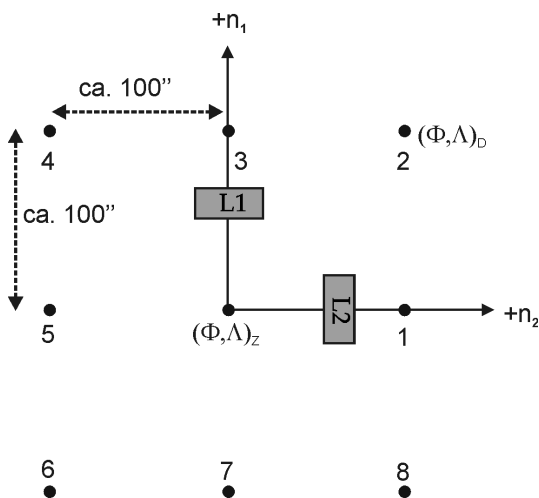


Abb. 5.2: Messanordnung zur zälestischen Kalibrierung. Die Grafik zeigt das Koordinatensystem der Neigungssensoren im Grundriss. Die dargestellten Punkte 1 bis 8 entsprechen der Stellung der Kameradrehachse $(\Phi, \Lambda)_D$ gegenüber dem Zenitpunkt $(\Phi, \Lambda)_Z$, der sich mit den Neigungswerten $n_1 = 0''$ und $n_2 = 0''$ ergibt. Nacheinander wird die Drehachse aus der Lotrichtung ausgelenkt und fällt in etwa mit den Punkten 1 bis 8 zusammen. In jeder Drehachsstellung werden einige Zenitaufnahmen akquiriert und die zugehörigen Neigungswerte aufgezeichnet.

5.1.4 Koordinatensysteme und deren Verknüpfung

Definition der Koordinatensysteme

Für die Auswertung der zälestischen Kalibrierungsmessungen sind drei Koordinatensysteme relevant, deren Definitionen und Realisierungen in Tab. 5.1 zusammengestellt sind und in Abb. 5.3 veranschaulicht werden. Von den beiden Neigungssensoren HRTM1 und HRTM2 wird das *Sensorkoordinatensystem* (= Koordinatensystem der Neigungssensoren) gebildet, in dem die gemessenen Neigungswerte (n_1, n_2) definiert sind. Die beiden Achsausrichtungen des Sensorkoordinatensystems ergeben sich aus den Schwingrichtungen der beiden Pendel. Vereinfachend wird zunächst die Orthogonalität zwischen den Sensorachsen angenommen.

Das zweite relevante Koordinatensystem ist das *CCD-Koordinatensystem*, in dem die Bildkoordinaten (x, y) definiert sind. Das System wurde in Abschnitt 4.2.1.1 in Zusammenhang mit der digitalen Bildverarbeitung beschrieben. Die Achsen des Bildkoordinatensystems können als orthogonal zueinander angenommen werden (vgl. Abschnitt 4.5.1.3).

Am Beobachtungsort der Zenitkamera ist das *lokale astronomische Koordinatensystem* (z.B. Torge 2003) definiert. Die z-Achse dieses dreidimensionalen Koordinatensystems fällt mit der lokalen Lotrichtung zusammen. Die x-Achse ist in der astronomischen Meridianebene des Beobachtungsortes definiert; sie zeigt in die astronomische Nordrichtung und steht senkrecht zur Lotrichtung. Die beiden Achsen werden von der y-Achse zu einem Linkssystem ergänzt.

In Richtung der x-Achse werden kleine Breitenänderungen gemessen. Kleine Änderungen der astronomischen Länge werden in der y-Richtung abgetragen. Für Gestirne (α, δ) in der Nähe des lokalen Zenitpunkts gilt zudem: Die Deklination δ kann in x-Richtung abgetragen und die Rektaszension α in Richtung der y-Achse gemessen werden. Das lokale astronomische Koordinatensystem wird folglich durch die zenitnahen Gestirne (α, δ) realisiert; die Gestirnskoordinaten enthalten implizit die Orientierung der x- und y-Achse des lokalen astronomischen Systems am Beobachtungsort.

Tab. 5.1: Koordinatensysteme für die zälestische Kalibrierung

Koordinatensystem	Neigungssensoren	CCD-Sensor	Lokal astronomisch
Bezeichnung der x-Achse	x_{LEV1}	x_{CCD}	x_{AST}
Bezeichnung der y-Achse	y_{LEV2}	y_{CCD}	y_{AST}
Orientierung der x-Achse	L1 = HRTM1	Längsseite CCD	astronomisch Nord
Orientierung der y-Achse	L2 = HRTM2	Kurze Seite CCD	astronomisch Ost
Realisierung des Systems durch	gemessene Neigungswerte	Bildkoordinaten (x, y)	(Φ, Λ) und (α, δ)
Bezeichnung der Neigungswerte	(n_1, n_2)	(n_x, n_y)	(n_Φ, n_Λ)

Verknüpfung der Koordinatensysteme: Winkel α und β

Am Beobachtungsort wird die Zenitkamera und damit der CCD-Sensor in aller Regel gegenüber dem lokalen astronomischen Koordinatensystem azimuthal verdreht sein. Das astronomische Azimut α ist aus der astrometrischen Datenreduktion (Abschnitt 4.5.1.3) als Maß für die azimuthale Orientierung zwischen dem lokalen astronomischen Koordinatensystem und dem CCD-Koordinatensystem bekannt. Per Konvention wird grundsätzlich das astronomische Azimut aus Lage 1 verwendet.

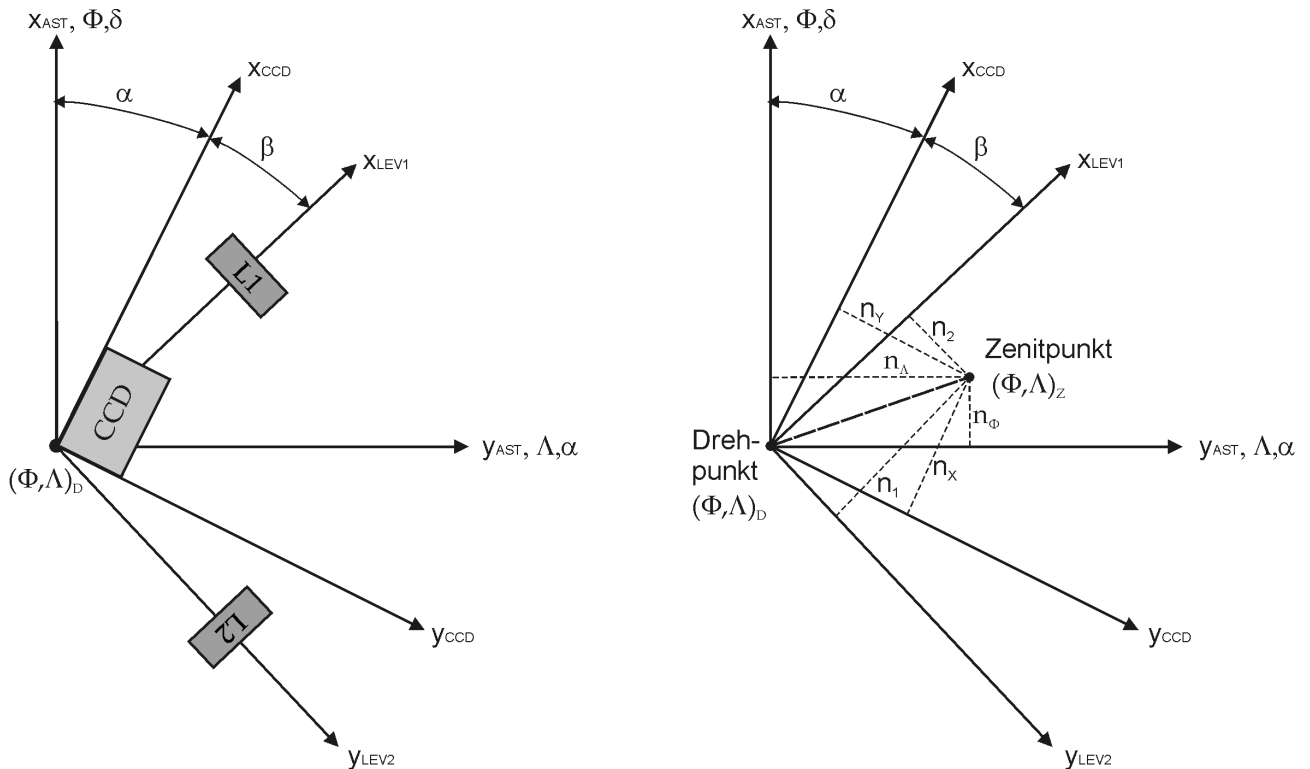


Abb. 5.3: Koordinatensysteme der zälestischen Kalibrierung. In der linken Grafik sind die verwendeten Systeme in Zusammenhang mit dem CCD-Sensor und den Neigungssensoren dargestellt. Die rechte Grafik zeigt die Drehrichtung der Kamera gegenüber der Lotrichtung (Zenitpunkt). Je nach Koordinatensystem variieren die zugehörigen absoluten Neigungswerte.

Der Orientierungswinkel β beschreibt den Bezug zwischen dem Koordinatensystem der Neigungssensoren und dem CCD-Koordinatensystem. Es ist offensichtlich, dass β von der horizontalen Ausrichtung der CCD-Kamera gegenüber dem Oberbau der Zenitkamera und damit gegenüber der Orientierung der Neigungssensoren abhängt. Im Rahmen der zälestischen Kalibrierung wird der Orientierungswinkel β als zu schätzender Modellparameter eingeführt. In früheren Darstellungen über die Neigungsmessung auf photographischen Zenitkameras (z.B. Gessler 1975 sowie Chesi 1984) wurde davon ausgegangen, dass die Photoplatte parallel zu den beiden Neigungssensoren ausgerichtet ist und damit der hier eingeführte Winkel β in der Modellierung verschwindet. Von dieser Annahme kann und soll im Fall der hochpräzisen Lotrichtungsbestimmung mit der digitalen Zenitkamera nicht ausgegangen werden:

- Zum einen ist eine genügend genaue mechanische Ausrichtung der CCD-Kamera gegenüber den Neigungssensoren (z.B. 0° oder 90°) nur äußerst schwer zu realisieren, da die Orientierung des CCD-Sensors bei der Befestigung der CCD-Kamera an der Fokussiereinheit nur schwer zugänglich und kontrollierbar ist.
- Zum anderen muss auch bei sorgfältiger mechanischer Ausrichtung der CCD-Kamera grundsätzlich mit einem kleinen Dejustierwinkel (= Winkel β) zwischen den Achsen des CCD-Koordinatensystems und des Sensorkoordinatensystems gerechnet werden. Dieser wirkt sich bei Nichtberücksichtigung als *Modellfehler* bei der Umrechnung der Neigungskomponenten (n_1, n_2) in (n_Φ, n_Λ) aus: Je nach Größe der Dejustierung (einige 0.1° bis wenige Grad) und

Betrag der Neigungskomponenten (n_1, n_2) können die transformierten Neigungswerte (n_Φ, n_Λ) um einige 0'1 und mehr verfälscht werden.

In Abb. 5.3 wird die Definition der drei eingeführten Koordinatensysteme und deren gegenseitige Orientierung über die Winkel α und β schematisch verdeutlicht. In der grafischen Darstellung wurde der Ursprung der drei Koordinatensysteme zur Vereinfachung in den Drehpunkt der Zenitkamera verschoben. Dies ist zulässig, da die Neigungswerte in den einzelnen Systemen von dieser Parallelverschiebung unbeeinflusst bleiben. Die beiden Winkel α und β werden in der lokalen Horizontalebene gemessen. Abb. 5.3 (rechts) zeigt eine typische Situation, die bei der Zenitkammermessung gewöhnlich auftritt: Die Drehachse $(\Phi, \Lambda)_D$ ist gegenüber dem Zenitpunkt $(\Phi, \Lambda)_Z$ nach dem Horizontiervorgang um wenige Bogensekunden ausgelenkt. Die Neigungskomponenten (n_1, n_2) , (n_x, n_y) und (n_Φ, n_Λ) beschreiben den Vektor zwischen dem Drehpunkt und dem Zenitpunkt. Jedes der drei Wertepaare hat den gleichen Betrag und unterscheidet sich nur aufgrund des gewählten Koordinatensystems. Unter Anwendung der Rotationsmatrizen $\mathbf{R}(\alpha)$ und $\mathbf{R}(\beta)$

$$\mathbf{R}(\alpha) = \begin{pmatrix} \cos \alpha & -\sin \alpha \\ \sin \alpha & \cos \alpha \end{pmatrix} \quad \text{und} \quad \mathbf{R}(\beta) = \begin{pmatrix} \cos \beta & -\sin \beta \\ \sin \beta & \cos \beta \end{pmatrix} \quad (5.5)$$

auf die Neigungswerte (n_1, n_2) und (n_x, n_y)

$$\begin{pmatrix} n_\Phi \\ n_\Lambda \end{pmatrix} = \mathbf{R}(\alpha) \begin{pmatrix} n_x \\ n_y \end{pmatrix} \quad \begin{pmatrix} n_x \\ n_y \end{pmatrix} = \mathbf{R}(\beta) \begin{pmatrix} n_1 \\ n_2 \end{pmatrix} \quad (5.6)$$

ergibt sich durch Verkettung der beiden Rotationen $(\alpha + \beta)$ die Transformationsformel

$$\begin{pmatrix} n_\Phi \\ n_\Lambda \end{pmatrix} = \mathbf{R}(\alpha + \beta) \begin{pmatrix} n_1 \\ n_2 \end{pmatrix} \quad (5.7)$$

für die Umrechnung der gemessenen Neigungskomponenten (n_1, n_2) in Komponenten (n_Φ, n_Λ) , die am lokalen astronomischen Koordinatensystem orientiert sind. Bei einem positiven Winkel wird das zu Grunde liegende *Koordinatensystem* von der Rotationsmatrix \mathbf{R} gegen den Uhrzeigersinn gedreht. Die Koordinatenpaare (n_1, n_2) , (n_x, n_y) , (n_Φ, n_Λ) beschreiben demnach *dieselbe* absolute Kameraneigung in *unterschiedlichen* Koordinatensystemen.

Scherung ε des Sensorkoordinatensystems

Auch bei einer sorgfältigen Montage und Ausrichtung der Neigungssensoren auf dem Oberbau der Zenitkamera muss mit einer geringen Abweichung von der Orthogonalität der beiden Sensormessrichtungen gerechnet werden. Die Orientierung der beiden Sensoren zueinander kann mit dem Scherwinkel ε ausgedrückt werden; bei orthogonaler Ausrichtung beträgt $\varepsilon = 90^\circ$. Für die rechnerische Berücksichtigung der Scherung werden zwei Koordinatensysteme eingeführt (Abb. 5.4). Das (n_1, n_2) -System wird durch die Neigungssensoren in ihrer tatsächlichen Anordnung realisiert und weist eine geringe Scherung auf. Die Achsen des (n_1^*, n_2^*) -Systems sind dagegen streng orthogonal zueinander ausgerichtet.

Die beiden Koordinatensysteme werden so festgelegt, dass die n_1 -Achse und die n_1^* -Achse identisch sind. Eine Transformationsvorschrift für die Umwandlung von Neigungswerten zwischen den

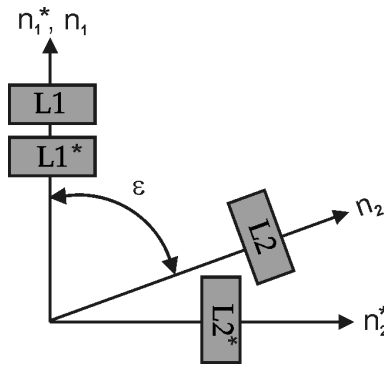


Abb. 5.4: Orthogonales (n_1^*, n_2^*) - und geschertes (n_1, n_2) -Koordinatensystem

Systemen lässt sich über einen Zwischenschritt folgendermaßen aufstellen: Gegeben seien (fiktive) orthogonale Neigungswerte (n_1^*, n_2^*) . Für die Umwandlung in gescherte Neigungswerte (n_1, n_2) findet sich Gleichung 5.8 per definitionem und Gleichung 5.9 durch Rotation um den Scherwinkel ε :

$$n_1 = n_1^* \quad (5.8)$$

$$n_2 = n_2^* \sin \varepsilon + n_1^* \cos \varepsilon. \quad (5.9)$$

Für den umgekehrten Transformationsweg, der für die Praxis notwendig ist, findet sich durch Umstellung von Gleichung 5.8 und 5.9:

$$n_1^* = n_1 \quad (5.10)$$

$$n_2^* = \frac{n_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1}{\tan \varepsilon}. \quad (5.11)$$

Mit diesen Formelbeziehungen können die gescherten Neigungswerte (n_1, n_2) in orthogonale Werte (n_1^*, n_2^*) überführt werden. Die beiden Terme aus Gleichung 5.11 lassen sich geometrisch wie folgt interpretieren: Der gescherte Neigungssensor L2 registriert einen zu kleinen Anteil von n_2^* und einen Anteil von n_1 . Mit dem ersten Term wird der eigentlich zu messende Neigungsanteil n_2^* berechnet; der zweite Term eliminiert den gemessenen n_1 -Anteil vollständig aus n_2^* .

5.1.5 Ausgleichungsmodelle

Auf den bisherigen Darstellungen aufbauend lassen sich nun die Ausgleichungsmodelle für die Bestimmung der Transformationsparameter aufstellen. Nach der Durchführung und astrometrischen Prozessierung der zälestischen Kalibrierungsmessungen liegen n Beobachtungsreihen $(\Phi_D, \Lambda_D, n_1, n_2, \alpha)_i$ mit $i = 1 \dots n$ für die gemessenen Drehrichtungen vor, die im Beobachtungsvektor \mathbf{L} zusammengefasst werden. Im einfachsten Fall werden die Zenitpunktkoordinaten $(\Phi, \Lambda)_Z$ und der Winkeloffset β als zu schätzende Unbekannte eingeführt. Die Bedingungsgleichungen des Ausgleichungsmodells finden sich durch Einsetzen der Gleichung 5.7 in die Gleichungen 5.1 und 5.2 und geeignete Umstellung (Modell 1):

$$\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) = \Phi_D - \Phi_Z + (\cos(\alpha + \beta)n_1 - \sin(\alpha + \beta)n_2) = 0 \quad (5.12)$$

$$\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) = \Lambda_D - \Lambda_Z + (\sin(\alpha + \beta)n_1 + \cos(\alpha + \beta)n_2) \sec \Phi_Z = 0$$

mit

$$\mathbf{X}^T = [\Phi_Z, \Lambda_Z, \beta] \text{ als Unbekanntenvektor und}$$

$$\mathbf{L}^T = [(\Phi_D, \Lambda_D, n_1, n_2, \alpha)_1 \dots (\Phi_D, \Lambda_D, n_1, n_2, \alpha)_n] \text{ als Beobachtungsvektor.}$$

Die beiden Bedingungsgleichungen sind von den Unbekannten \mathbf{X} und je einer Beobachtungsreihe $(\Phi_D, \Lambda_D, n_1, n_2, \alpha)$ zu erfüllen. Die Ausgleichung erfolgt mit dem Gauß-Helmert-Modell (z.B. Pelzer 1985). Der Näherungswert für den Winkel β kann auf etwa 10 Grad bei der Montage der Sensoren abgeschätzt werden; Näherungswerte für den Zenitpunkt $(\Phi, \Lambda)_Z$ ergeben sich durch Mittelung der gemessenen Drehpunkte.

Berücksichtigung der Feinmaßstäbe

Als Verfeinerung des Ausgleichungsansatzes können die Feinmaßstäbe m_1 und m_2 als Unbekannte in das funktionale Modell eingeführt werden. Hierdurch wird es möglich, die Maßstabsfaktoren der Neigungssensoren, die z.B. auf einem Libellenprüfer ermittelt wurden, an den Maßstab des zälestischen Bezugssystems ICRS anzupassen, der durch die Äquatorialkoordinaten der Sterne zugänglich ist. Es findet sich das Modell 2

$$\begin{aligned}\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Phi_D - \Phi_Z + (\cos(\alpha + \beta)n_1m_1 - \sin(\alpha + \beta)n_2m_2) = 0 \\ \Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Lambda_D - \Lambda_Z + (\sin(\alpha + \beta)n_1m_1 + \cos(\alpha + \beta)n_2m_2) \sec \Phi_Z = 0\end{aligned}\quad (5.13)$$

mit $\mathbf{X}^T = [\Phi_Z, \Lambda_Z, \beta, m_1, m_2]$ als Unbekanntenvektor.

Berücksichtigung der Scherung

Durch Übernahme der Gleichungen 5.10 und 5.11 in das funktionale Modell ist es möglich, den Scherwinkel ε als Unbekannte einzuführen und neben dem Winkeloffset β und den Zenitpunktkoordinaten $(\Phi, \Lambda)_Z$ durch Ausgleichung zu schätzen (Modell 3):

$$\begin{aligned}\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Phi_D - \Phi_Z + (\cos(\alpha + \beta)n_1 - \sin(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1}{\tan \varepsilon}\right)) = 0 \\ \Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Lambda_D - \Lambda_Z + (\sin(\alpha + \beta)n_1 + \cos(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1}{\tan \varepsilon}\right)) \sec \Phi_Z = 0\end{aligned}\quad (5.14)$$

mit $\mathbf{X}^T = [\Phi_Z, \Lambda_Z, \beta, \varepsilon]$ als Unbekanntenvektor.

Berücksichtigung der Feinmaßstäbe und der Scherung

Das umfassendste Ausgleichungsmodell ergibt sich, wenn die Feinmaßstäbe m_1 und m_2 und die Scherung ε als zusätzliche Parameter berücksichtigt werden (Modell 4):

$$\begin{aligned}\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Phi_D - \Phi_Z + (\cos(\alpha + \beta)n_1m_1 - \sin(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2m_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1m_1}{\tan \varepsilon}\right)) = 0 \\ \Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Lambda_D - \Lambda_Z + (\sin(\alpha + \beta)n_1m_1 + \cos(\alpha + \beta)\left(\frac{n_2m_2}{\sin \varepsilon} - \frac{n_1m_1}{\tan \varepsilon}\right)) \sec \Phi_Z = 0\end{aligned}\quad (5.15)$$

mit $\mathbf{X}^T = [\Phi_Z, \Lambda_Z, m_1, m_2, \beta, \varepsilon]$ als Unbekanntenvektor.

Rolle der Atmosphäre

Insbesondere für die präzise Bestimmung der Feinmaßstäbe m_1 und m_2 ist es notwendig, den Einfluss der radialsymmetrischen Refraktion auf die Ausgleichungsergebnisse zu diskutieren. In Abschnitt 6.2.3.1 wird die Auswirkung der radialsymmetrischen Refraktion auf die Sternpositionen erörtert. Auch die Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_D$ einer aus der Zenitrichtung ausgelenkten Drehachse sind von der radialsymmetrischen Refraktion betroffen; sie werden nach Gleichung 6.3 bei einer typischen Zenitdistanz von $100''$ um etwa $0''.03$ in Richtung Zenit angehoben. Da die Feinmaßstäbe von der Refraktion nur um etwa 0.03% verfälscht werden, ist es nicht notwendig, die Refraktion rechnerisch zu berücksichtigen.

5.1.6 Resultate

Die Methode der zälestischen Kalibrierung wurde in umfangreichen Testmessungen mit dem digitalen Zenitkamarasystem TZK2-D erprobt. Exemplarisch werden die Ergebnisse einiger wiederholt durchgeführter Kalibrierungen vorgestellt. Tab. 5.2 zeigt die vier Kalibrierparameter, die in mehreren Wiederholungen an unterschiedlichen Abenden mit dem umfassenden Modell 4 bestimmt wurden. Zusätzlich sind die Mittelwerte und empirischen Standardabweichungen für die Kalibrierparameter angegeben. Es zeigt sich, dass alle Parameter signifikant bestimmt werden können. Bei der Betrachtung der Maßstäbe m_1 , m_2 fällt auf, dass sich beide Maßstäbe signifikant von 1.0000 unterscheiden. Die Neigungssensoren wurden vor der zälestischen Kalibrierung auf einem Freiburger Libellenprüfer kalibriert. Es zeigt sich, dass der dort bestimmte Maßstab um etwa 1.6% von dem zälestisch bestimmten Maßstab abweicht. Die relative Maßstabsgenauigkeit der zälestischen Methode liegt bei 0.15%. Der Orientierungswinkel β kann mit einer hohen Genauigkeit von etwa 0.02° ermittelt werden. Die Scherung ε weist eine Genauigkeit von etwa 0.04° auf und ist signifikant. Die Messachsen der beiden Neigungssensoren sind um über 0.6° geschert. Eine Abhängigkeit der Parameter von äußeren Einflüssen (z.B. Temperatur) ist nicht erkennbar.

Tab. 5.2: Ergebnisse der zälestischen Kalibrierung. Die Anzahl der Beobachtungen bezeichnet die Anzahl der genutzten Beobachtungstupel $(\Phi_D, \Lambda_D, n_1, n_2, \alpha)_i$ für die Bestimmung der Unbekannten. Die Kalibrierungsmessungen wurden in insgesamt 8 Richtungen durchgeführt (vgl. Abb. 5.2).

Nummer	Datum	Anz. Beob.	m_1 [-]	m_2 [-]	β [°]	ε [°]
1	20040317	76	0.9839	0.9830	329.256	89.404
2	20040317	72	0.9856	0.9837	329.289	89.426
3	20040317	53	0.9869	0.9842	329.230	89.360
4	20040323	44	0.9834	0.9806	329.221	89.310
5	20040323	48	0.9852	0.9815	329.234	89.317
6	20040323	49	0.9827	0.9810	329.236	89.364
7	20040325	75	0.9838	0.9832	329.233	89.397
Mittelwert	-	-	0.9845	0.9825	329.243	89.368
Standardabw.	-	-	0.0015	0.0014	0.023	0.044

5.1.7 Diskussion

Die vorgestellte Methode der zälestischen Kalibrierung ist ein hochpräzises Verfahren, das die umfassende Kalibrierung der Neigungssensorik gestattet. Das Verfahren kann innerhalb einer kurzen Beobachtungsdauer von etwa 30 Minuten in der Praxis durchgeführt werden. Eine Besonderheit des Verfahrens ist die in-situ-Bestimmung der Maßstäbe der Neigungssensoren. Diese werden durch Anpassung an den ICRS-Maßstab bestimmt, der über die Sternkataloge Tycho-2 und UCAC zugänglich ist. Letztlich ist der ICRS-Maßstab für die *zutreffende* Neigungskorrektur relevant und nicht ein hiervon eventuell abweichender Maßstab, der durch einen externen Libellenprüfer realisiert und auf die Sensoren übertragen wird.

Für die zälestische Maßstabsbestimmung in der vorgestellten geometrischen Konfiguration wird implizit vorausgesetzt, dass die Neigungssensoren über den Messbereich *linear* arbeiten. Diese Annahme ist zulässig, wie in Hirt und Kahlmann (2004) gezeigt werden konnte. Neben der hohen Präzision für die Kalibrierparameter ist mit der zälestischen Kalibrierung ein weiterer Vorteil verbunden: Eine regelmäßige Überprüfung der Sensormmaßstäbe mit Hilfe einer Laboreinrichtung (z.B. Freiburger Libellenprüfer oder interferometrischer Neigungsmesstisch) ist im Gegensatz zu früheren Arbeiten nun nicht mehr notwendig. Hierdurch entfällt ein erheblicher zusätzlicher Aufwand.

Sofern die Sensorik (CCD oder Neigungssensoren) einmal vom Oberbau der Zenitkamera entfernt und wieder montiert wird, ist eine zälestische Kalibrierung der Zenitkamera vor deren Nutzung zur Lotabweichungsbestimmung notwendig. Um eine Kontrolle über die Kalibrierparameter zu erhalten, sollte die zälestische Kalibrierung – auch bei mechanisch unveränderter Sensoranordnung – gelegentlich wiederholt werden.

5.2 Azimutkalibrierung

5.2.1 Einführung

Die mit dem digitalen Zenitkamarasystem TZK2-D bestimmten Lotrichtungsparameter (Φ, Λ) sind von der (zufälligen) azimutalen Ausrichtung der Kamera und damit vom astronomischen Azimut α abhängig. Wird die Kamera in unterschiedlichen azimutalen Ausrichtungen aufgebaut, so liegen die Lotrichtungsparameter (Φ, Λ) der einzelnen Ausrichtungen auf einem Kreis, dessen Mittelpunktswinkelkoordinaten $(\Phi, \Lambda)_M$ die *unverfälschte* Lotrichtung angeben. Der Azimutfehler hat demnach radialsymmetrischen Charakter. Die Azimutkalibrierung umfasst die Lotrichtungsbestimmung in unterschiedlichen Azimuten, um geeignete Kalibrierparameter für die rechnerische Korrektur des Azimutfehlers bereitzustellen.

Für die frühere photographische Zenitkamera TZK2 konnte bereits kurz nach ihrer Erprobung die Azimutabhängigkeit der Lotrichtungsparameter (Φ, Λ) beobachtet werden (SFB149 1981, 1983). Mögliche Ursachen hierfür werden in der Arbeit von Wildermann (1988) diskutiert. Als Grund für die Azimutabhängigkeit wird die Nichtparallelität (Dejustierung) von optischer Achse und Drehachse angeführt. Nach Wildermann beschreibt die optische Achse je nach azimutaler Kameraausrichtung einen Kreis um die Drehachse und führt – als maßgebliche Achse für die astrometrische Auswertung – zu Lotrichtungsparametern, die radialsymmetrisch verfälscht werden.

Die von Wildermann (1988) dargestellten Überlegungen sollen hier aufgegriffen und anhand der Messung in zwei Lagen diskutiert werden: Grundsätzlich ist davon auszugehen, dass das Objektiv und damit die optische Achse nicht exakt parallel zur Drehachse montiert ist. Eine Einrichtung für die Justierung der optischen Achse des Mirotar-Objektivs bezüglich der Drehachse ist nicht

verfügbar. Aufgrund der Nichtparallelität schließen die beiden Achsen einen kleinen Dejustierwinkel τ ein. Bei der azimuthalen Drehung des Zenitkameraoberbaus um 180° zwischen der Lage 1 und 2 rollt die optische Achse auf einem Kegelmantel um die Drehachse; der halbe Öffnungswinkel des Kegels entspricht dem Dejustierwinkel τ zwischen den beiden Achsen. Nach azimuthaler Drehung um 180 Grad befindet sich die optische Achse in Lage 2 und liegt diametral gegenüber der optischen Achse in Lage 1. Es liegen also punktsymmetrische Verhältnisse vor. Demnach müsste der Einfluss der Dejustierung der optischen Achse auf die Lotrichtungsbestimmung im Rahmen der Drehachsberechnung (Mittelbildung von beiden Lagen, vgl. Darstellung in Abschnitt 4.5.2) eliminiert werden. Eine Azimutabhängigkeit der Lotrichtungsparameter aufgrund der Dejustierung der optischen Achse gegenüber der Drehachse dürfte folglich nicht auftreten. In der Praxis jedoch zeigt sich – entgegen diesen Überlegungen – die Azimutabhängigkeit der Lotrichtungsparameter anhand aller bislang durchgeführten Messungen. Eine Möglichkeit zur Auflösung dieses Widerspruchs zwischen der dargestellten Modellbildung und des in der Praxis auftretenden Azimutfehlers ist gegenwärtig nicht bekannt.

Für die hochgenaue Lotrichtungsbestimmung in der Praxis ist die zutreffende messtechnische Berücksichtigung des Azimutfehlers maßgeblich. Das Augenmerk wird deshalb nachfolgend auf die empirische Bestimmung des Azimutfehlers im Rahmen der Azimutkalibrierung gelegt, so dass der Einfluss des Azimutfehlers auf die Lotrichtungsparameter im Auswerteprozess rechnerisch korrigiert werden kann.

5.2.2 Praktische Durchführung

Die Azimutkalibrierung wird in der Praxis durchgeführt, indem der Unterbau der Kamera in mehreren Azimuten nacheinander ausgerichtet wird (Abb. 5.5). Nach jeder azimuthalen Ausrichtung ist vor der Messdatenerfassung eine Nachhorizontierung nötig. Zur Kalibrierung ist es nicht notwendig, die Kamera in einem *bestimmten* Azimut auszurichten. Die unterschiedlichen azimuthalen Ausrichtungen der Kamera jedoch sollten möglichst gleichmäßig über einen Kreis verteilt sein, um eine geometrisch stabile Konfiguration für die Ausgleichung der Kalibrierparameter zu erzeugen. Eine Minimalkonfiguration zur Bestimmung des Azimutfehlers ist die Ausrichtung in zwei unterschiedlichen Azimuten. Eine typische, geometrisch deutlich überbestimmte Messanordnung ist gegeben, wenn die Ausrichtung der Kamera in 3 oder 4 unterschiedlichen Azimuten erfolgt. Es treten in diesen Fällen Azimutdifferenzen von 120° bzw. 90° zwischen je zwei aufeinanderfolgenden Ausrichtungen auf.

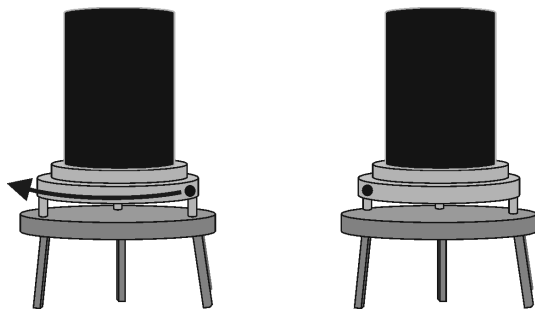


Abb. 5.5: Messanordnung zur Azimutkalibrierung. Die beiden azimuthalen Ausrichtungen unterscheiden sich durch Drehung des Kameraunterbaus um 120° .

5.2.3 Ausgleichungsmodell

Nach der Prozessierung der Kalibrierungsmessungen stehen die Lotrichtungparameter $(\Phi, \Lambda)_i$ und die zugehörigen astronomischen Azimute α_i (per Konvention aus Lage 1) für $i = 1 \dots n$ Wiederholungsmessungen als Beobachtungen zur Verfügung. Die Beobachtungen liegen offensichtlich auf einem Kreis (vgl. Abb. 5.8), der über 4 Parameter geometrisch eindeutig festgelegt werden kann: Die Koordinaten $(\Phi, \Lambda)_M$ geben den Mittelpunkt an, r ist der Radius und der Winkel γ beschreibt die Anfangsorientierung und ist von der Befestigung des CCD-Sensors gegenüber dem Objektiv abhängig. Der geometrische Zusammenhang wird in Abb. 5.6 verdeutlicht.

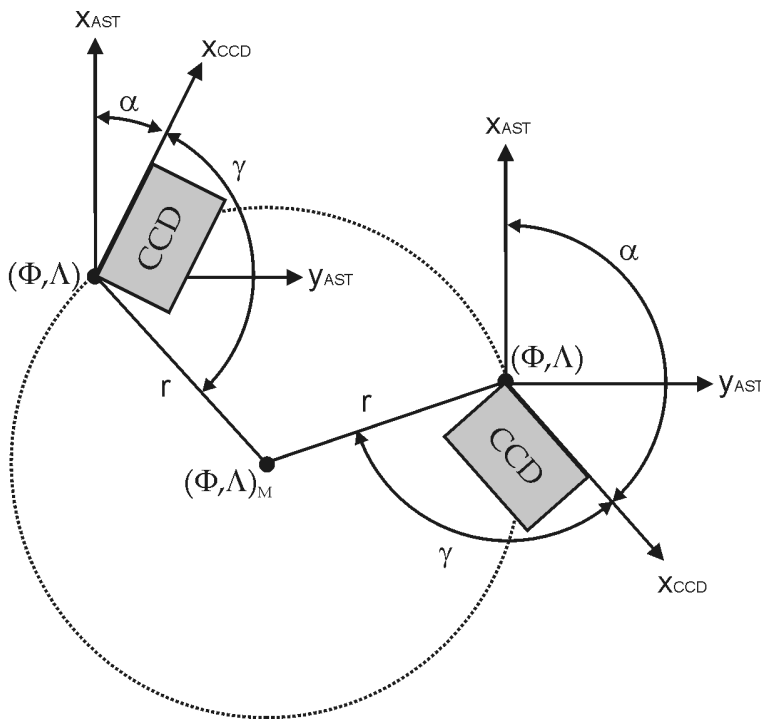


Abb. 5.6: Geometrische Darstellung der Azimutkorrekturen r und γ . Die Grafik zeigt zwei Zenitkameraaufstellungen, die im Rahmen einer Azimutkalibrierung durchgeführt worden sind. Die Aufstellungen unterscheiden sich durch eine Azimutdifferenz von etwa 120 Grad. Die Kalibrierparameter r und γ sind bei beiden Zenitkameraaufstellungen gleich. Zu den verwendeten Koordinatensystemen siehe Erläuterungen in Abschnitt 5.1.4.

Im Gegensatz zu früheren Darstellungen zur Azimutkalibrierung (Wirth und Marti 1986, Wildermann 1988) wird in dieser Arbeit nicht mit kartesischen Azimutkorrekturfaktoren, sondern mit polaren Korrekturparametern r und γ gearbeitet. Die Größen r und γ sind als Kreisradius und Winkeloffset geometrisch besser zu deuten. Letzterer ist in Analogie zum Winkeloffset β aus der zälestischen Kalibrierung zu sehen. Das funktionale Modell für die Bestimmung der Kalibrierparameter r, γ kann aus Abb. 5.6 abgeleitet werden und lautet:

$$\begin{aligned}\Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Phi - \Phi_M + r \cos(\alpha + \gamma) = 0 \\ \Psi(\mathbf{X}, \mathbf{L}) &= \Lambda - \Lambda_M + r \sin(\alpha + \gamma) \sec \Phi = 0\end{aligned}\tag{5.16}$$

mit

$$\begin{aligned}\mathbf{X}^T &= [\Phi_M, \Lambda_M, r, \gamma] \text{ als Unbekanntenvektor und} \\ \mathbf{L}^T &= [(\Phi, \Lambda, \alpha)_1 \dots (\Phi, \Lambda, \alpha)_n] \text{ als Beobachtungsvektor.}\end{aligned}$$

Die beiden Bedingungsgleichungen sind von den Unbekannten \mathbf{X} und je einer Beobachtungsreihe $(\Phi, \Lambda, \alpha)_i$ zu erfüllen. Die Ausgleichung erfolgt mit dem Gauß-Helmert-Modell. Näherungswerte für die vier Unbekannten können aus der grafischen Darstellung der Beobachtungen leicht ermittelt werden.

5.2.4 Resultate

Die Azimutkalibrierung des digitalen Zenitkamarasystems wurde – wie dargestellt – auf jeder der bislang gemessenen Lotabweichungsstationen in (teilweise) unterschiedlichen geometrischen Konfigurationen durchgeführt. Abb. 5.7 zeigt den zeitlichen Verlauf der Kalibrierparameter r und γ für über 40 Lotabweichungsstationen. Zwischen je zwei aufeinanderfolgenden Stationen wurde das Zenitkamarasystem transportiert und infolgedessen mechanischen Beanspruchungen (Erschütterungen und Temperaturänderungen) ausgesetzt. Einige der Kalibrierungsmessungen werden in Abb. 5.8 (c) und (d) detailliert gezeigt. Auf Grundlage der durchgeführten Kalibrierungsmessungen lässt sich als entscheidende Erkenntnis festhalten, dass die Kalibrierparameter r und γ *keine* instrumentellen Konstanten sind, sondern erheblichen Variationen unterliegen können. Dieses Ergebnis überrascht, denn es unterscheidet sich von den Erkenntnissen aus früheren Untersuchungen der photographischen Zenitkameras TZK2 und TZK3 (Wildermann 1988, Wirth und Marti 1986).

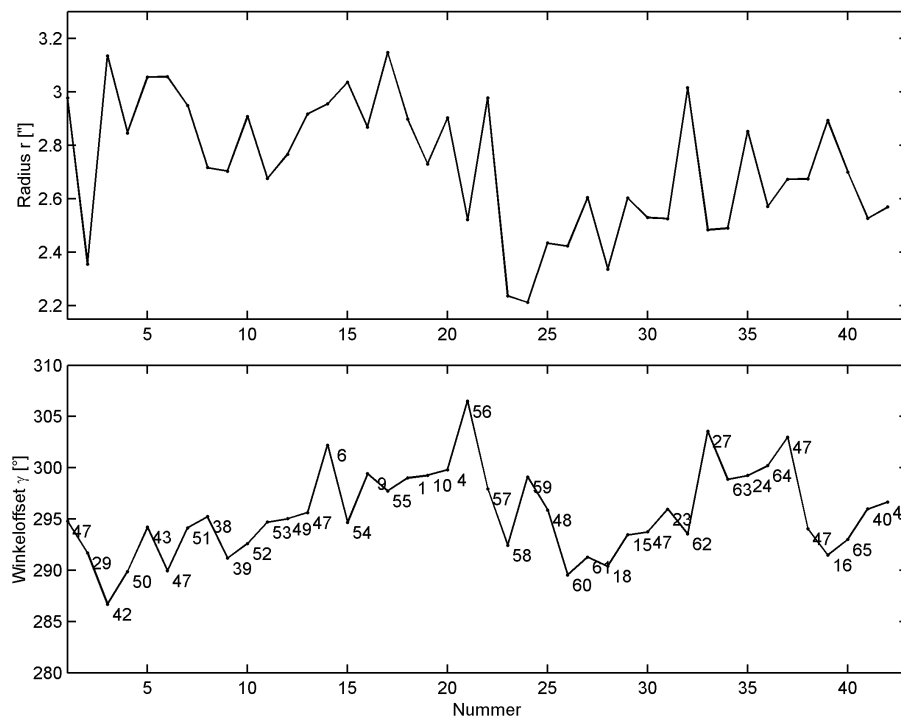


Abb. 5.7: Zeitlicher Verlauf der Azimutkalibrierparameter r und γ über einen Zeitraum von etwa 3.5 Wochen für alle Lotabweichungsstationen, die im Rahmen des CHGeo2003-Projektes (Abschnitt 7.2) bestimmt wurden. Auf jeder Lotabweichungsstation wurde die Azimutkalibrierung in 3 bis 4 Ausrichtungen durchgeführt. Der Kreisradius r variiert in einem Bereich von etwa $2''.2$ bis $3''.2$. Diese Variationen entsprechen jedoch nicht der Unsicherheit, mit der der Radius r auf den einzelnen Stationen bestimmt werden kann (etwa $0''.05$). Im unteren Teil der Grafik ist der Verlauf von γ mit den jeweiligen CHGeo2003-Punktnummern dargestellt (vgl. Tab. A.4).

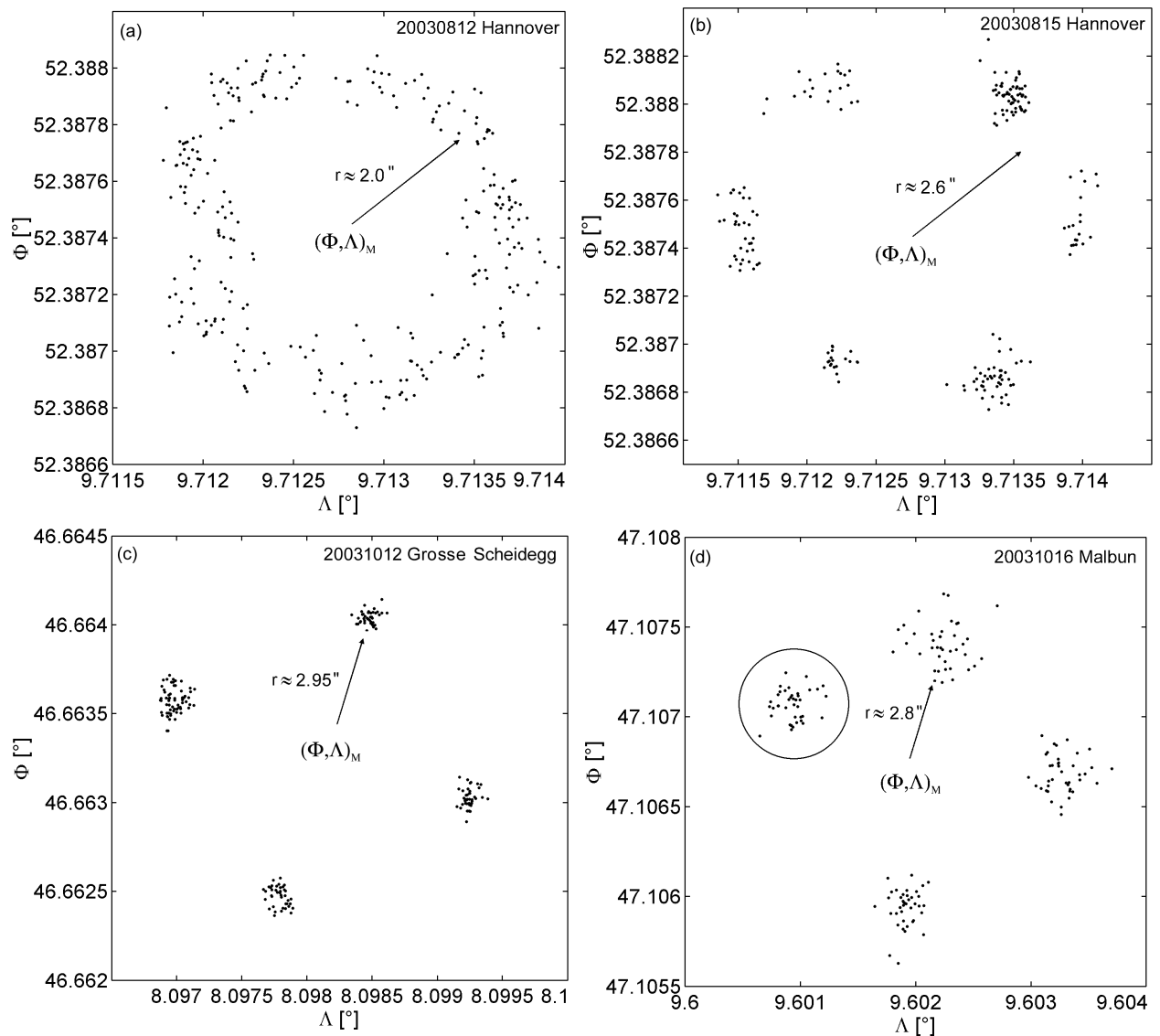


Abb. 5.8: Azimutkalibrierungsmessungen auf unterschiedlichen Stationen. Dargestellt sind die unkorrigierten Lotrichtungparameter (Φ, Λ) . Abb. (a) zeigt eine sehr aufwändige Kalibrierung, die in 36 unterschiedlichen azimutalen Ausrichtungen durchgeführt wurde. Die Einzellösungen bilden einen Kreis mit einem Radius von etwa $2''$. In Abb. (b) ist eine Azimutkalibrierung dargestellt, die in 6 unterschiedlichen Richtungen mit einem Inkrement von 60° ausgeführt wurde. In der Größe der einzelnen Cluster zeigt sich die Streuung der Lotrichtungparameter. Es ist zu beachten, dass sich der Radius innerhalb von 3 Tagen um $0''6$ verändert hat. Weitere Azimutkalibrierungen, die in der Schweiz und in Liechtenstein durchgeführt worden sind, können den Abb. (c) und (d) entnommen werden. Die Azimutdifferenz zwischen je zwei Ausrichtungen beträgt 90° . Die vier gemessenen Richtungen auf der Grossen Scheidegg liegen offensichtlich auf einem Kreis. Abb. (d) zeigt eine eher seltene Ausnahme: Auf ein und derselben Station verändern sich die Kalibrierparameter r und γ geringfügig während der Messung (vgl. Markierung).

Als mögliche Ursachen für die hohe Variabilität der Kalibrierparameter r und γ kommen beispielsweise in Betracht:

- Instrumententransport und mechanische Beanspruchungen,
- Temperatureffekte oder kleine Verspannungen im Kamerakörper,
- Veränderung der CCD-Orientierung zur optischen Achse durch Umfokussierung,
- das Mirotar-Objektiv,
- die Fokussiereinheit,

Bislang wurden umfangreiche Testmessungen durchgeführt mit der Zielsetzung, die möglichen Ursachen für die Variabilität einzugrenzen. Eine eindeutige Identifizierung ist (bisher) jedoch nicht gelungen. Es ist allerdings auffallend, dass die größten Änderungen der Kalibrierparameter zwischen aufeinanderfolgenden Nächten und nach erfolgtem Instrumententransport zwischen unterschiedlichen Lotabweichungsstationen stattfinden. Bei kurzen Messzeiträumen (etwa 30 min) sind die Kalibrierparameter auf den jeweiligen Stationen jedoch innerhalb der Messgenauigkeit erfahrungsgemäß weitgehend konstant.

Wird eine Station über einen längeren Zeitraum besetzt – beispielsweise für Dauerbeobachtungen – so variieren die Kalibrierparameter im Laufe der Nacht geringfügig (vgl. Tab. 5.3). Die Vermutung liegt daher nahe, dass kleinste mechanische Veränderungen im Zenitkamarasystem, beispielsweise bedingt durch Temperaturänderungen oder Transport, wesentlich zur Veränderung der Parameter beitragen. Nur in wenigen Fällen konnte bislang auf einer Lotabweichungsstation bei einem Messzeitraum von etwa 60 min eine Änderung der Kalibrierparameter beobachtet werden (Abb. 5.8 d).

Tab. 5.3: Azimutkalibrierparameter r und γ für die Station Hamburg. Neben den Kalibrierparametern sind auch deren Genauigkeiten auf Grundlage der Ausgleichsergebnisse verzeichnet. Das Instrument befand sich während des gesamten Beobachtungszeitraumes auf der gleichen Station.

Projektnummer	Anzahl Messungen	Radius r ["]	σ_r ["]	Winkel γ [°]	σ_γ [°]
20031209_2000	117	2.04	0.04	297.03	0.50
20031209_3000	120	2.37	0.02	299.53	0.56
20031209_4000	80	2.16	0.04	297.51	0.82
20031209_5000	117	2.33	0.03	296.27	0.62
20031209_6000	110	2.18	0.04	300.12	0.57

5.2.5 Diskussion

Die dargestellten Untersuchungsergebnisse zeigen deutlich, dass die Kalibrierparameter r und γ keine instrumentellen Konstanten sind, wie es in früheren Untersuchungen für die photographischen Zenitkameras TZK2 (Wildermann 1988, 2004) und TZK3 (Wirth und Marti 1986) abgeleitet werden konnte. Es ist nicht auszuschließen, dass bereits die Kalibrierparameter bei den photographischen Zenitkameras variabel waren. Während früher eine etwaig vorhandene Variabilität der Kalibrierparameter aufgrund der Messunsicherheit der photographischen Kameras (vgl. Abschnitt 3.5) möglicherweise nicht aufgedeckt werden konnte, sind Änderungen der Kalibrierparameter bei digitalen

Zenitkammermessungen aufgrund der hohen instrumentellen Genauigkeit deutlich nachweisbar und nicht vernachlässigbar.

Die zeitlichen Veränderungen der Kalibrierparameter erschweren eindeutig die hochpräzise und wirtschaftliche Lotrichtungsbestimmung. Ursachen für die Variabilität der Kalibrierparameter können bislang nur vermutet, jedoch nicht eindeutig identifiziert werden. Eine mögliche numerische Modellierung (z.B. in Abhängigkeit der Temperatur) oder auch die Einleitung konstruktiver Änderungen scheiden deshalb gegenwärtig aus. In der Praxis ist es daher angebracht, die Kalibrierparameter auf *jeder* Lotabweichungsstation in situ durch Anwendung des vorgestellten Kalibrierverfahrens zu ermitteln. Eine nur gelegentliche Bestimmung der Kalibrierparameter ist in Hinblick auf das angestrebte Genauigkeitsniveau von 0''1 für die Lotabweichungen nicht in Erwägung zu ziehen.

Auf der einen Seite ist mit der in-situ-Kalibrierung auf jeder Lotabweichungsstation gegenwärtig ein vergrößerter Messaufwand und damit eine suboptimale Wirtschaftlichkeit verbunden. Auf der anderen Seite ist diese Vorgehensweise die einzige Möglichkeit, den Anteil des Azimutfehlers am Fehlerbudget der Lotrichtungsbestimmung so gering zu halten, dass das hohe Genauigkeitsniveau von 0''1 instrumentenseitig erreicht werden kann. Bei kurzen Beobachtungszeiten von etwa 30 min ist aufgrund bisheriger Erfahrungen anzunehmen, dass sich die Kalibrierparameter auf einer Station weitgehend konstant verhalten.

Zukünftige Forschungsbemühungen sollten die Zielsetzung verfolgen, die Ursachen für die Variabilität der Azimutkorrekturen zu identifizieren und geeignete Gegenmaßnahmen einzuleiten. Sofern die Variabilität durch mechanische Gegenmaßnahmen reduziert oder sogar numerisch modelliert werden kann, könnte es möglich werden, die Azimutkalibrierung nur noch gelegentlich durchzuführen und dadurch die Beobachtungszeiten auf den einzelnen Lotabweichungsstationen zu reduzieren.

5.3 Verschlusskalibrierung

5.3.1 Einführung

Die exakte Kenntnis des Verschlussverhaltens ist für die hochgenaue Bestimmung der Belichtungszeitpunkte notwendig. Der Verschluss der CCD-Kamera zeigt Verzögerungen, die beim Öffnen und Schließen mit unterschiedlichem Betrag auftreten und in Abhängigkeit von der Temperatur variieren können. Die Verschlusskalibrierung umfasst die Bestimmung und Modellierung der Verschlussfunktion unter der Vorgabe, den Belichtungszeitpunkt mit einer äußeren Genauigkeit von 1 Millisekunde zu ermitteln. Durch zutreffende Berücksichtigung des Verschlussverhaltens kann die äußere Genauigkeit der astronomischen Länge Λ an die der astronomischen Breite Φ herangeführt werden.

In der CCD-Kamera KX2E wird ein elektronischer Verschluss der Fa. Melles Griot vom Typ Ultrathin UTS 203 verwendet (MellesGriot 2004). Dieser ist in kurzer Distanz zum CCD-Sensor im Kameragehäuse montiert und vollelektronisch steuerbar. Der elektronische Verschluss besitzt fünf Blätter und hat eine maximale Öffnung von etwa 35 mm (Abb. 5.11). Die Lage der Blätter zum CCD-Sensor ist in Abb. 5.9 schematisch angedeutet. Das Verschlussverhalten wird durch die CCD-Steuerkarte mittels eines logischen TTL-Signals kontrolliert, das bei Feldmessungen in den GPS-Empfänger geleitet wird (Abschnitt 3.1.6 und Abb. 3.16). Im Rahmen der Verschlussuntersuchung wird das TTL-Signal der CCD-Steuerkarte als Referenzsignal genutzt.

5.3.2 Verschlussfunktion

Zu einem bestimmten Zeitpunkt übermittelt die Steuerkarte ein TTL-Signal synchron an den Kameraverschluss und an den GPS-Empfänger, der das Eintreffen des Signals zum Zeitpunkt t_{GPST} auf der GPS-Zeitskala GPST festhält. Zum Zeitpunkt t_{GPST} ist der Verschluss jedoch noch geschlossen und öffnet mit einer kleinen Verzögerung zum Zeitpunkt t_1 (vgl. Abb. 5.9). Zu diesem Zeitpunkt fällt erstmals Licht auf den mittleren Bereich des CCD-Sensors. Die Blätter des Verschlusses bewegen sich nach außen und legen die Fläche des gesamten CCD-Sensors zum Zeitpunkt t_2 zur Belichtung frei. Der Zeitpunkt der vollständigen Verschlussöffnung ist für die Modellierung der Verschlussfunktion nicht relevant und wird nicht weiter betrachtet.

Als Integrationszeit wird ein Zeitintervall Δt (z.B. 0.4 s) gewählt. Zum Zeitpunkt $t_{GPST} + \Delta t$ fällt das TTL-Signal ab und veranlasst die Schließung des Verschlusses. Dieser reagiert wiederum mit einer gewissen Verzögerung und bedeckt zum Zeitpunkt t_3 erstmals wieder die äußeren Bereiche des CCD-Sensors. Zum Zeitpunkt t_4 hat sich dann der Verschluss vollständig geschlossen womit der Belichtungsvorgang beendet ist. Benötigt der Verschluss gleiche Zeitintervalle $t_2 - t_1$ und $t_4 - t_3$ zum Öffnen und Schließen, so liegt ein symmetrisches Verhalten vor. Gewöhnlich unterscheiden sich die beiden Flanken geringfügig. Der Verschluss weist dann ein asymmetrisches Verhalten auf.

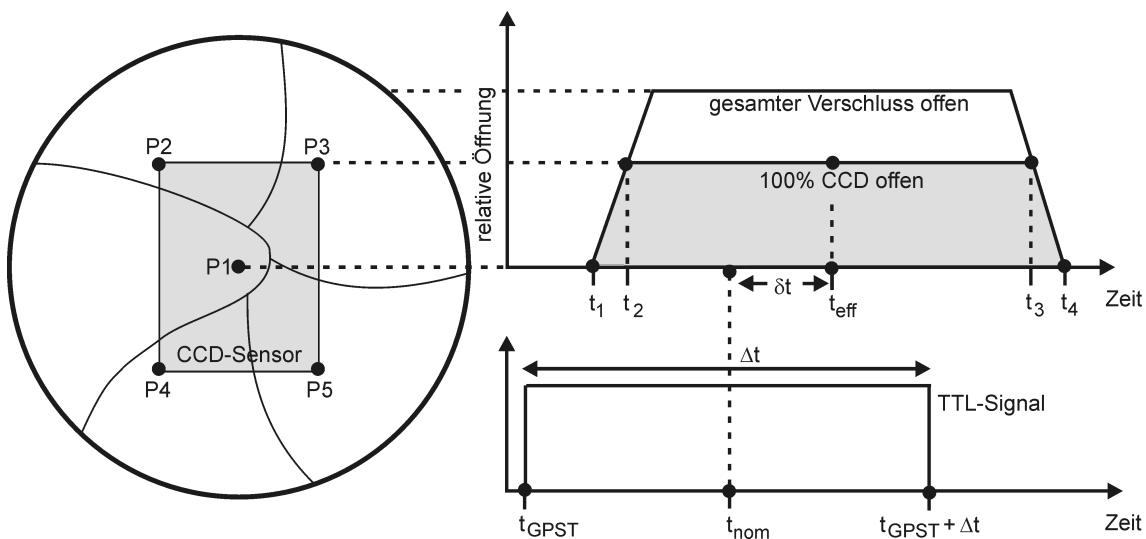


Abb. 5.9: Verschlussfunktion. Die Grafik zeigt den Verschluss über dem CCD-Sensor im Kontext mit der Verschlussfunktion. Zum Vergleich ist das TTL-Signal visualisiert, das die Belichtungsprozedur steuert. Es zeigt sich deutlich der zu bestimmende Unterschied δt zwischen den nominellen und effektiven Belichtungszeitpunkten t_{nom} und t_{eff} .

Die vier Zeitpunkte t_1 bis t_4 beschreiben die Verschlussfunktion vollständig und werden nachfolgend per Konvention auf den Belichtungszeitpunkt t_{GPST} bezogen. Der nominelle Belichtungszeitpunkt t_{nom} kann sehr einfach durch Transformation der registrierten Belichtungszeit t_{GPST} und der gewählten Belichtungsdauer Δt auf die Mitte des Belichtungsintervalls ermittelt werden:

$$t_{nom} = t_{GPST} + \frac{\Delta t}{2}. \quad (5.17)$$

Der effektive, d.h. tatsächlich zutreffende Belichtungszeitpunkt t_{eff} weicht aufgrund des skizzierten Verschlussverhaltens von dem nominellen Belichtungszeitpunkt t_{nom} ab. Bei der Annahme eines symmetrischen Verschlussverhaltens ergibt sich der effektive Belichtungszeitpunkt t_{eff} offensichtlich als Schwerpunkt der Zeitpunkte t_1 und t_4 zu:

$$t_{eff} = t_{GPST} + \frac{t_1 + t_4}{2}. \quad (5.18)$$

Bei einem asymmetrischen Verschlussverhalten kann gezeigt werden, dass der effektive Belichtungszeitpunkt t_{eff} als Schwerpunkt der vier Verschlusszeitpunkte plausibel berechnet werden kann:

$$t_{eff} = t_{GPST} + \frac{t_1 + t_2 + t_3 + t_4}{4}. \quad (5.19)$$

Für den vorliegenden Verschluss ist die Differenz (Verzögerung) zwischen den nominellen und effektiven Belichtungszeitpunkten $\delta t = t_{eff} - t_{nom}$ unabhängig von der gewählten Belichtungsdauer Δt . Deshalb ist es möglich, den effektiven Belichtungszeitpunkt praktisch durch Verknüpfung der Gleichungen 5.17 und 5.19 folgendermaßen zu berechnen:

$$t_{eff} = t_{GPST} + \frac{\Delta t}{2} + \delta t. \quad (5.20)$$

Der Korrektionsterm δt nimmt alle auftretenden Verzögerungen des Verschlusses auf und wird im Rahmen der Verschlusskalibrierung durch experimentelle Bestimmung der vier Zeitpunkte t_1 bis t_4 ermittelt. Gleichung 5.20 wird für die hochgenaue Berechnung der effektiven Belichtungszeitpunkte unter Berücksichtigung des Verschlussverhaltens angewendet.

5.3.3 Praktische Durchführung

Für das hier vorgestellte Verfahren zur Verschlusskalibrierung wird ein Laserpointer, ein Photosensor sowie ein hochauflösendes digitales Oszilloskop benötigt. Die Grundidee des Verfahrens besteht darin, das zeitliche Verschlussverhalten über die unterschiedlichen Reflexionseigenschaften der Oberflächen von Verschluss und CCD-Sensor zu ermitteln (Abb. 5.10). Mit dem möglichst senkrecht angeordneten Laserpointer wird ein Punkt auf der Oberfläche des Verschlusses beleuchtet und das reflektierte Signal mit dem in Richtung CCD ausgerichteten Photosensor registriert (Abb. 5.12). Wenn sich der Verschluss an dem gewählten Messpunkt öffnet, so fällt das Licht auf die wesentlich stärker reflektierende Oberfläche des CCD-Sensors (Abb. 5.13) und zeigt sich im Signal des Photosensors. Vom Oszilloskop wird das TTL-Signal, das für die nominelle Belichtungszeit verantwortlich ist, aufgezeichnet. Synchron hierzu wird auf einem weiteren Kanal das Signal des Photosensors mit einer hohen zeitlichen Auflösung, die deutlich über der angestrebten Genauigkeit von 1 ms liegt (z.B. 0.1 ms), digitalisiert und gespeichert. Das aufgezeichnete Signal des Photosensors ist ein Maß für das tatsächliche Verschlussverhalten.

Durch Ausrichtung des Laserpointers auf die Mitte des CCD-Sensors (Punkt P1 in Abb. 5.9) werden die Zeitpunkte t_1 und t_4 der Belichtungsfunktion bestimmt. Wird in einem weiteren Durchgang einer der Randpunkte des CCD-Sensors beleuchtet, so können die Zeitpunkte t_2 und t_3 gemessen werden. Durch Messung aller Randpunkte des CCDs (Punkte P2 bis P5) wird das Verschlussverhalten an insgesamt fünf Punkten diskretisiert. Das nur schwer modellierbare Bewegungsverhalten der einzelnen Verschlussblätter lässt sich durch anschließende Mittelbildung der Randmessungen auf das einer radialsymmetrischen Blende vereinfachen. Zur Reduzierung der zufälligen Fehler werden die Messungen an den Punkten P1 bis P5 einige Male wiederholt.

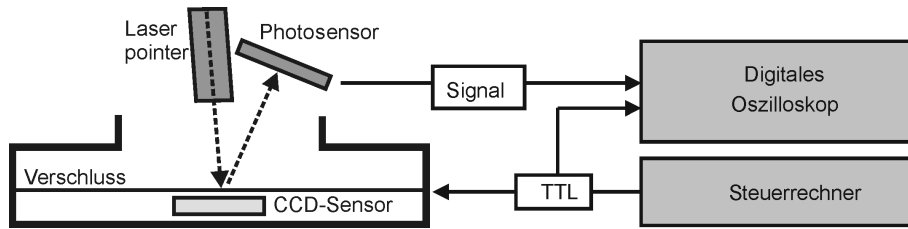


Abb. 5.10: Grundprinzip der Verschlusskalibrierung

Es ist notwendig, das Verschlussverhalten in Abhängigkeit von der Temperatur zu untersuchen. Dies kann durch Installation der notwendigen Apparatur – CCD-Kamera, Photosensor und Laserpointer – in einer Klimakammer realisiert werden. Mit der Klimakammer werden unterschiedliche Umgebungstemperaturen simuliert. Als Temperaturen können z.B. -10°C , 0°C , 10°C und 20°C gewählt werden, die den Bereich der zu erwartenden Umgebungstemperaturen bei Zenitkameramessungen weitgehend abdecken. Der CCD-Sensor muss zusätzlich auf -10°C mit der kamerainternen Kühleinheit gekühlt werden, damit die *resultierenden* Verschluss Temperaturen denen entsprechen, die bei Feldmessungen gegeben sind.

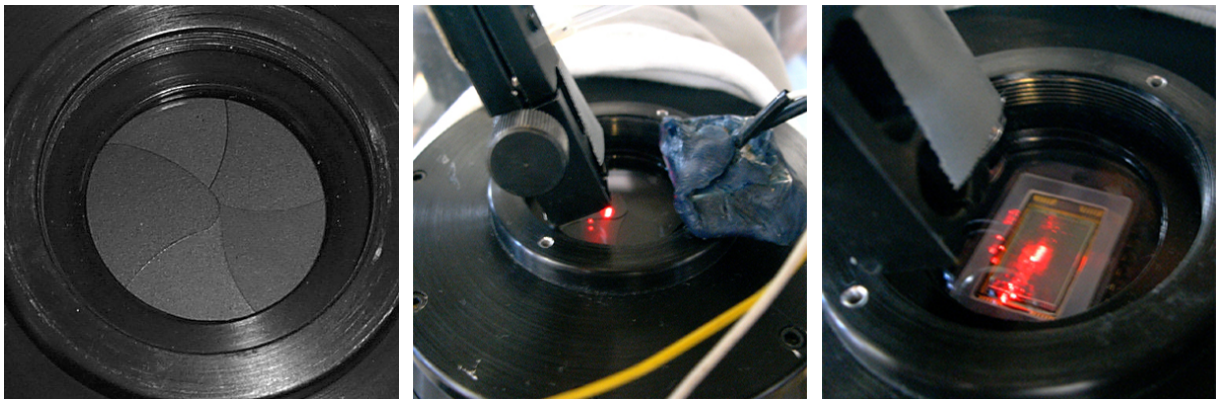


Abb. 5.11: Verschluss der Kamera Abb. 5.12: Laser und Photosensor Abb. 5.13: Laser und CCD-Sensor

5.3.4 Auswertung und Resultate

Nach der Verschlusskalibrierung kann die Auswertung der aufgezeichneten Zeitreihen weitgehend automatisiert erfolgen. Die zu bestimmenden Zeitpunkte t_1 bis t_4 werden im Kontext mit den aufgezeichneten Messdaten anhand von Abb. 5.14 verdeutlicht. Die beiden Zeitpunkte t_1 und t_2 zeigen sich deutlich als aufsteigende Flanken in den dargestellten Signalen des Photosensors und geben den Dunkel-Hell-Wechsel beim Öffnen des Verschlusses an. Entsprechendes gilt für die beiden abfallenden Flanken t_3 und t_4 beim Schließen. Der Auswertalgorithmus analysiert die Signale hinsichtlich der beiden auftretenden Niveauwechsel, die sich vom geringen Messrauschen deutlich abheben.

In Tab. 5.4 sind typische Messwerte t_1 bis t_4 für die Belichtungszeiten 0.4 s, 0.6 s und 0.8 s exemplarisch für die Umgebungstemperatur 10°C dargestellt. Die Tabelle weist erhebliche Verzögerungen in den einzelnen Phasen der Verschlussbewegung nach. Erst nach etwa 6.5 ms geben die Verschlussblätter die Mitte des CCD-Sensors zur Belichtung frei. Etwa 3.7 ms später werden die

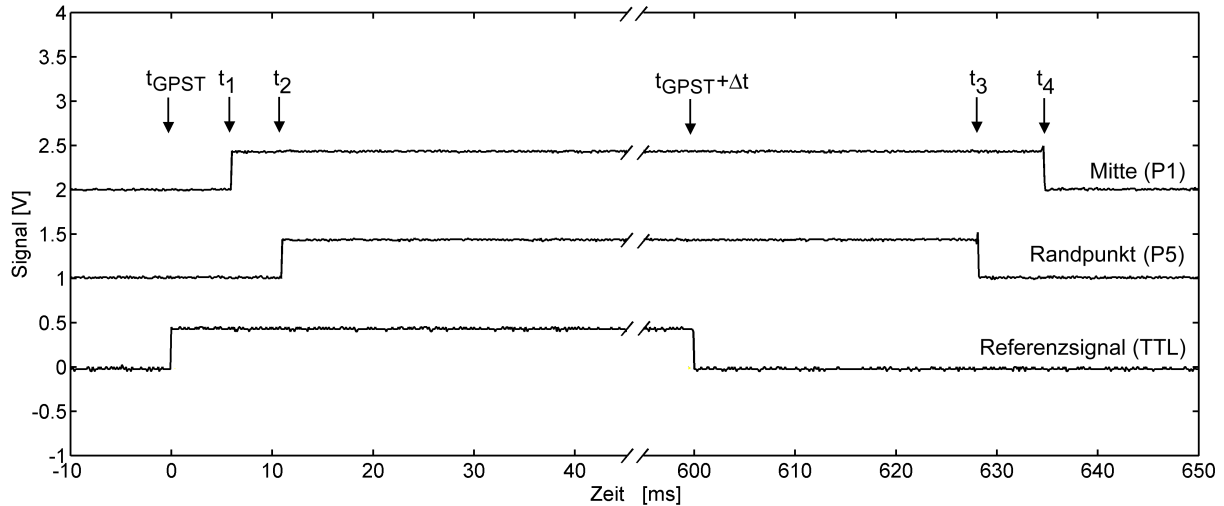


Abb. 5.14: Registrierte Signale bei der Verschlussuntersuchung. In der Grafik sind die beiden Signale des Photosensors, die nacheinander an den Punkten P1 und P5 aufgezeichnet wurden, dem TTL-Referenzsignal gegenübergestellt. Die gewählte Belichtungsdauer Δt beträgt 0.6 s und zeigt sich klar in dem Verlauf des TTL-Referenzsignals. Die auftretenden Verzögerungen mehrerer Millisekunden vor dem Öffnen (t_1), während des Öffnungsvorgangs ($t_2 - t_1$), vor dem Schließen (t_3) und während des Schließens ($t_4 - t_3$) zeigen sich deutlich.

Randbereiche des CCD-Sensors erstmalig belichtet. Wiederum verzögert schließen sich die Verschlussblätter nach dem Ende der nominellen Belichtungsdauer. Da der Schließvorgang ungefähr 4.5 ms dauert, liegt eine leichte Asymmetrie von etwa 0.8 ms zwischen den beiden Flanken $t_2 - t_1$ und $t_4 - t_3$ vor. Darüber hinaus zeigt sich beim Vergleich der Werte t_3 bzw. t_4 , dass die auftretenden Verzögerungen offenbar unabhängig von der Belichtungsdauer Δt sind. Diese Feststellung erleichtert die nachfolgende Berechnung des Korrekturterms δt .

Tab. 5.4: Zwischenergebnisse der Verschlussuntersuchung. Die angegebenen Messwerte t_1 bis t_4 sind Mittelwerte aus je 20 wiederholt durchgeführten Messungen.

Δt [s]	t_1 [ms]	t_2 [ms]	t_3 [ms]	t_4 [ms]	$t_2 - t_1$ [ms]	$t_4 - t_3$ [ms]
0.4	6.45	10.24	429.73	434.24	3.79	4.51
0.6	6.53	10.20	629.76	634.06	3.67	4.30
0.8	6.57	10.24	829.57	834.13	3.67	4.56

Asymmetrie der Verschlussflanken

Aufgrund der nachgewiesenen Asymmetrie des Verschlussverhaltens entsteht eine Abhängigkeit des effektiven Belichtungszeitpunktes t_{eff} der einzelnen Sternabbildungen von ihrem radialen Abstand zum Mittelpunkt des CCD-Sensors. Zur präzisen Berücksichtigung dieses Effektes wäre es prinzipiell notwendig, individuelle Verzögerungskorrekturen für die abgebildeten Sterne als Funktion ihres Abstandes vom Zentrum aufzustellen. Im Hinblick auf die gewählte Genauigkeitsvorgabe von 1 ms kann jedoch auch ein einfacherer Weg gegangen werden. Dazu sollen zwei Sterne betrachtet werden, die im Zentrum des Sensors und an einer Sensorecke abgebildet worden sind (Abb. 5.15). Auf

Grundlage der Verschlussfunktion aus Abb. 5.9 ergibt sich für einen Stern im Zentrum der effektive Belichtungszeitpunkt $t_{effMitte}$ und für den zweiten Stern der Zeitpunkt $t_{effRand}$:

$$t_{effMitte} = t_{GPST} + t_1 + \frac{t_4 - t_1}{2} \quad t_{effRand} = t_{GPST} + t_2 + \frac{t_3 - t_2}{2}. \quad (5.21)$$

Werden die beiden Gleichungen gemittelt, so ergibt sich der Belichtungszeitpunkt t_{eff} , für Sterne, die exakt im halben Abstand zwischen der Mitte und dem Rand des CCD-Sensors abgebildet werden. Wenn das Mittel der beiden Gleichungen nun zur Berechnung des Belichtungszeitpunktes beliebiger Sterne angewendet wird, dann beträgt der maximale Fehler etwa 0.4 ms. Für die meisten Sterne jedoch ist der Fehler kleiner als 0.2 bis 0.3 ms, wie Abb. 5.15 verdeutlicht. Dieser Fehler hat an der angestrebten Genauigkeitsvorgabe von 1 ms nur einen kleinen Anteil und kann deshalb akzeptiert werden. Das arithmetische Mittel der beiden Gleichungen (5.21) entspricht dem Schwerpunkt der vier Zeitpunkte t_1 bis t_4 und ist identisch mit der anfänglich angegebenen Gleichung 5.19 zur Berechnung des effektiven Belichtungszeitpunktes.

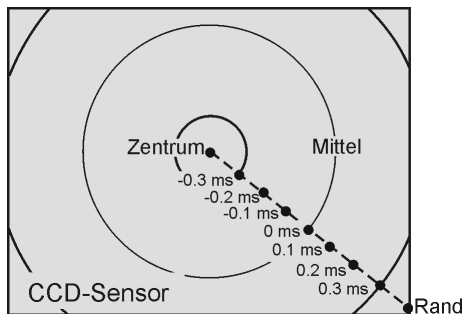


Abb. 5.15: Vernachlässigung der Verschlussflankenasymmetrie. Dargestellt sind Isolinien gleicher systematischer Verfälschung bei Vernachlässigung der Asymmetrie. Der größte Teil der Sterne wird innerhalb der Isolinien -0.3 ms und 0.3 ms abgebildet.

Korrektionsterme δt

Für alle durchgeführten Kalibrierungsmessungen wird der Korrektionsterm δt

$$\delta t = \frac{t_1 + t_2 + (t_3 - \Delta t) + (t_4 - \Delta t)}{4} \quad (5.22)$$

berechnet. Zur Reduktion der zufälligen Fehler werden alle Korrektionssterme einer Umgebungstemperatur wiederum gemittelt.

Die Verschlusskalibrierung der KX2E CCD-Kamera wurde am Institut für Erdmessung in einer Klimakammer bei unterschiedlichen Temperaturen und verschiedenen Belichtungszeiten im März 2003 und Februar 2004 durchgeführt (Käker 2003). In Tab. 5.5 sind die ermittelten Korrektionssterme δt für unterschiedliche Umgebungstemperaturen verzeichnet. Die Korrektionssterme δt erreichen eine Größe von etwa 0.02 s und sind für die hochpräzise Bestimmung der astronomischen Länge zwingend an die gemessenen Belichtungszeiten t_{nom} anzubringen. Es zeigen sich zwei interessante Effekte: Je niedriger die Umgebungstemperatur ist, um so träger verhält sich der Verschluss. Zwischen warmen Sommernächten und kalten Winternächten ändert sich der Verzögerungsterm δt um etwa 1 ms. Aus diesem Grund ist der Korrektionssterm δt in Abhängigkeit von der Umgebungstemperatur anzubringen. Der Vergleich zwischen den beiden Kalibrierungen zeigt im Weiteren einen systematischen Unterschied von durchschnittlich etwa 1 ms; für die bei Feldmessungen oftmals vorherrschenden Umgebungstemperaturen zwischen 0°C und 10°C liegt die Differenz bei etwa 0.8 ms. Es ist zu vermuten, dass der Verschluss gewisse Alterungserscheinungen zeigt und im Laufe der Zeit geringfügig träger wird; zwischen den beiden Verschlussuntersuchungen wurde die CCD-Kamera für die Akquisition von weit über 15000 Zenitaufnahmen eingesetzt.

Tab. 5.5: Korrektionssterme δt in Abhängigkeit der Temperatur

Verschluss- untersuchung	Anzahl Einzelmessungen je Temperatur	20°C [ms]	10°C [ms]	0°C [ms]	-10°C [ms]
März 2003	160	19.16	19.42	19.81	20.17
Februar 2004	300	20.15	20.14	20.65	21.58
Differenz		0.98	0.72	0.84	1.40

Abschätzung der Genauigkeit von δt

Die Einzelwerte der durchgeführten Kalibrierungsmessungen zeigen, dass der Verschluss mit einer hohen Präzision arbeitet, da die innere Genauigkeit der einzelnen Kalibrierungsmessungen etwa 0.1 ms beträgt. Maßgeblich für die äußere Genauigkeit der Verschlusskalibrierung sind jedoch die systematisch wirkenden Fehlerquellen, die sich in der inneren Genauigkeit nicht zeigen. Es soll versucht werden, die wirksamen Fehlerquellen abzuschätzen, die letztlich die äußere Genauigkeit von δt beeinflussen. Die Ausrichtung des Laserpointers auf die fünf Messpunkte auf dem CCD-Sensor hat – sofern sorgfältig ausgeführt – einen Anteil von weniger als 0.5 ms am Fehlerbudget (Abschätzung aufgrund der Ausdehnung der vom Laser beleuchteten Fläche). Die Abstraktion der fünf Verschlussblätter auf eine kreisförmige Blende trägt etwa 0.1 ms zur Unsicherheit bei (Abschätzung aufgrund der Unterschiede der an den Messpunkten P2 bis P5 ermittelten Verschlussfunktionen). Die Asymmetrie der Verschlussflanken hat bei dem vorgestellten Korrektionsansatz einen Einfluss von 0.3 ms und weniger für die meisten Sterne. Darüber hinaus haben zufällige Messfehler und die begrenzte zeitliche Auflösung des verwendeten Oszilloskops von 0.1 ms einen geringen Anteil am Fehlerhaushalt. Die resultierende äußere Genauigkeit von δt kann mit 0.8 ms bis 1.0 ms abgeschätzt werden und liegt damit innerhalb der Genauigkeitsvorgabe von 1 ms.

Diese Abschätzung wird durch den Vergleich der beiden – weitgehend unabhängig durchgeführten – Verschlusskalibrierungen (Tab. 5.5) bestätigt. Es ist hierbei zu berücksichtigen, dass sich in den aufgetretenen Differenzen die Fehleranteile *beider* Verschlusskalibrierungen zeigen und demnach die Unsicherheit der Einzelkalibrierung noch etwas geringer ist. Nichtsdestoweniger deutet sich eine Alterung des Verschlusses an.

5.3.5 Diskussion

Das vorgestellte Verfahren zur Verschlusskalibrierung erlaubt die Bestimmung des zeitlichen Verschlussverhaltens mit einer äußeren Genauigkeit von etwa 1 ms. Diese Unsicherheit wirkt sich mit $0''.015$ auf die astronomische Länge aus. Die nachgewiesenen Verzögerungen des Verschlusses können mit dem additiven Korrektionssterm δt ausreichend genau modelliert werden und betragen etwa 20 ms. Wird diese Verzögerung nicht berücksichtigt, so wird der Beobachtungszeitpunkt grundsätzlich zu klein (d.h. zu früh) erhalten und die astronomische Länge um $0''.3$ in Richtung Osten verfälscht.

Das Verschlussverhalten ist stark von der Umgebungstemperatur abhängig, daher ist diese für die zutreffende Korrektion zu berücksichtigen. Durch den Vergleich von zwei durchgeführten Verschlusskalibrierungen deutet sich an, dass der Verschluss bei häufiger Nutzung allmählich altert und träger wird. Die Verschlusskalibrierung sollte gelegentlich wiederholt werden, um das Verschlussverhalten mit ausreichender Genauigkeit kontrollieren und korrigieren zu können.

Kapitel 6

Fehlerhaushalt

6.1 Einführung

Jede Lotabweichungsmessung mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D ist mit einer Vielzahl von unterschiedlichen Fehlereinflüssen behaftet. In diesem Kapitel wird der Versuch unternommen, alle identifizierten Fehlerquellen in ihrer Größenordnung abzuschätzen und ihre Wirkung auf die Lotabweichungsmessung anzugeben. Schon an dieser Stelle soll betont werden, dass aufgrund der Komplexität, der zum Teil vorhandenen Überlagerung einiger Fehlereinflüsse sowie eines teilweise stark variablen Auftretens einzelner Fehlerquellen kein exaktes Fehlermodell aufgestellt werden kann. So besteht die Zielsetzung darin, die Fehlereinflüsse in strukturierter Form zusammenzustellen, ihre Größenordnungen zu bestimmen und Möglichkeiten zur Reduktion aufzuzeigen. Die Gruppierung der Fehlerquellen wird in dieser Arbeit eng an die Prozessierungsabfolge der Messdaten angelehnt. Die identifizierten Fehlerquellen werden in die fünf Fehlergruppen

- Drehpunktberechnung (Abschnitt 6.2),
- Neigungsmessung (Abschnitt 6.3),
- Zeitmessung (Abschnitt 6.4),
- Azimutkorrektion (Abschnitt 6.5) und
- geodätische Koordinaten (Abschnitt 6.6)

eingegliedert und je nach zufälligem oder systematischem Charakter sowie instrumentellen und äußeren Ursachen weiter unterteilt. In jedem Abschnitt werden die verschiedenen Ursachen und Einflussfaktoren zusammengestellt und empirische sowie in einigen Fällen theoretische Abschätzungen der möglichen Größenordnungen gegeben. Ein besonderes Augenmerk wird auf die Diskussion der systematischen Fehlerquellen gelegt, die in den meisten Fällen über geeignete Messstrategien in ihrer Wirkung reduziert werden können. Eine tabellarische Zusammenstellung der möglichen Größenordnungen der einzelnen Fehlergruppen im Fehlerhaushalt von Zenitkamarasystemen und eine Gegenüberstellung mit empirisch ermittelten inneren Genauigkeiten einiger Lotabweichungsmessungen wird in Abschnitt 6.7 gegeben. Der Nachweis der äußeren Genauigkeiten ist in Kapitel 7 zu finden.

6.2 Drehpunktberechnung

Unter dem Abschnitt Drehpunktberechnung werden diejenigen Fehlerquellen subsumiert, die die Genauigkeit der Drehpunktkoordinaten $(\Phi, \Lambda)_D$ beeinflussen. Hierzu gehören u.a. die Bildkoordinatenmessung, die Szintillation sowie die Referenzsternpositionen. Diese Fehlerquellen haben größtenteils zufälligen Charakter und bestimmen maßgeblich die innere Genauigkeit der Drehpunktkoordinaten. Im Hinblick auf die systematisch wirkenden Fehlerquellen müssen *instrumentenseitig* die Azimutdrehung und die Exzentrizität des CCD-Sensors diskutiert werden und *atmosphärenseitig* die radialsymmetrische Refraktion sowie die Zenitrefraktion.

6.2.1 Genauigkeit der Astrometrie

Bei astrometrischen Auswertungen sind grundsätzlich drei Fehlereinflüsse zu unterscheiden: Die Sternpositionen, die aus Sternkatalogen entnommen werden, weisen geringe Unsicherheiten auf (a). Die Richtung der Sternabbildungen wird durch atmosphärische Szintillationseinflüsse verfälscht (b) und das genutzte Verfahren zur Messung der Bildkoordinaten weist nur eine begrenzte Genauigkeit auf (c). Während die Genauigkeit der Sternpositionen je nach Katalog gut bekannt ist und sich auf einfache Weise empirisch überprüfen lässt, ist die Bestimmung der Genauigkeit der Bildkoordinatenmessung *separat* vom Einfluss der Szintillation nur schwierig möglich. Vor der näheren Diskussion und der empirischen Bestimmung der einzelnen Einflüsse erscheint es hilfreich, einige Hinweise zur Szintillation zu geben.

6.2.1.1 Vorbemerkungen zur Szintillation

In der Astronomie werden Szintillationseinflüsse nach ihrer Entstehung und Auswirkung in zwei Gruppen eingeteilt. Die Intensitätsszintillation (engl. intensity scintillation) wird durch Dichteschwankungen in Luftschichten einiger Kilometer Höhe verursacht und führt zu unregelmäßigen Intensitätsschwankungen des ankommenden Sternenlichtes. Richtungsszintillation (engl. image motion) entsteht hingegen vorwiegend durch Luftbewegung in bodennahen Luftschichten und führt zu Richtungsveränderungen, d.h. Auslenkungen der Sternabbildung aus einer mittleren Richtung. Beide Effekte sind aufgrund ihrer unterschiedlichen Entstehungsorte weitgehend untereinander unkorreliert (Mayer 1960).

Bei astrometrischen Messungen hat die Richtungsszintillation einen weitaus größeren Einfluss als die Intensitätsszintillation. Die Richtungsszintillation wird gewöhnlich durch die Angabe von mittleren Amplituden σ_0 und Frequenzen ihres Auftretens charakterisiert und kann zur Korrelation von benachbarten Sternabbildungen führen (z.B. Christian und Racine 1985). In vielen astrometrischen Arbeiten wird davon ausgegangen, dass die Richtungsszintillation eher zufälligen Charakter besitzt und folglich einen zufälligen Fehler σ_{RS} im astrometrischen Fehlerhaushalt verursacht (z.B. Winter 1999, Zacharias 1996 sowie Wissel 1982). Der zufällige Fehler σ_{RS} kann durch ausreichend lange Belichtungszeiten allmählich reduziert werden und wird oftmals wie folgt beschrieben (z.B. Han 1989, Han und Gatewood 1995 und Zacharias 1996, hier in etwas vereinfachter Darstellung):

$$\sigma_{RS} = \sigma_0 \cdot t^{-0.5}, \quad t \geq 1 \text{ s.} \quad (6.1)$$

Die zitierten astronomischen Veröffentlichungen zeigen ein breites Spektrum von möglichen Szintillationsamplituden σ_0 , das von wenigen 0''05 bis zu einigen Bogensekunden reicht. Dieser Querschnitt unterschiedlicher Literaturergebnisse verdeutlicht, dass es offenbar schwierig ist, das kom-

plexe Phänomen der Richtungsszintillation *allgemeingültig* zu modellieren. Ursache für die Streubreite der Einzelresultate sind die vielen Faktoren, von denen die Richtungsszintillation σ_0 – neben der Belichtungszeit t – abhängt, beispielsweise:

- Zeitpunkt der Beobachtung (Tages- und Jahreszeit),
- Wetterlage (Luftbewegung, Temperatur),
- Beobachtungsort und besondere örtliche Gegebenheiten (Boden, Vegetation),
- Öffnungswinkel des Teleskops,

Die empirisch erzielten Literaturergebnisse sind aufgrund der unterschiedlichen örtlichen Gegebenheiten und jeweiligen Öffnungswinkel der genutzten astrometrischen Instrumente in der Regel nicht direkt auf andere Instrumente, so auch nicht auf die Zenitkamera TZK2-D übertragbar. Darüber hinaus beziehen sich die meisten Untersuchungen zur Richtungsszintillation auf deutlich längere Belichtungszeiten, als sie bei Zenitkammermessungen üblich sind. Die Literaturergebnisse sind demnach nur bedingt nutzbar, um Szintillationseinflüsse bei Zenitkammermessungen abzuschätzen.

Die bisher erzielten Erkenntnisse lassen sich für die TZK2-D wie folgt zusammenfassen: Bei kurzzeitbelichteten Zenitaufnahmen (etwa 0.4 s bis 1 s) erreicht die Richtungsszintillation Amplituden σ_0 , die wenige 0''1 nicht überschreiten (vgl. Abschnitt 6.2.1.2). Die auftretenden Amplituden können stärkeren Veränderungen unterliegen, deren Ursache sicherlich in variierenden Umgebungsbedingungen zu suchen ist. Die räumliche Korrelation zwischen benachbarten Sternspuren dürfte sich nur bei sehr eng stehenden Sternen in einem Abstand weniger Bogensekunden zeigen (Racine 2004).

Generell werden zur Minderung der Szintillationseinflüsse auf jeder Lotabweichungsstation mehrere Messungen hintereinander durchgeführt. Hierdurch werden die Mittelwerte der Lotrichtungsparameter und Lotabweichungen von Szintillationseinflüssen weitgehend befreit (siehe auch Wissel 1982). Eine weitergehende Charakterisierung der bei Zenitkammermessungen auftretenden Richtungsszintillation bleibt zukünftigen Untersuchungen vorbehalten.

6.2.1.2 Bildkoordinatenmessung und Szintillation

In der Astrometrie werden die Genauigkeiten der Bildkoordinatenmessung und der Szintillationseinfluss oft mit Hilfe einer einfachen Methode nachgewiesen: Je zwei Aufnahmen, die in etwa den gleichen Himmelsausschnitt zeigen und gleiche Belichtungszeiten aufweisen, werden mit einem geeigneten Transformationsansatz (z.B. Helmert-Transformation) über die abgebildeten identischen Sterne aufeinander transformiert. Da kein Sternkatalog als Referenz hinzugezogen wird, zeigen sich nach der Transformation in den auftretenden Residuen direkt die erreichte Genauigkeit der Bildkoordinatenmessung *und* der Einfluss der Richtungsszintillation.

In Tab. 6.1 sind die Transformationsergebnisse in Abhängigkeit des verwendeten Verfahrens zur Zentrierung der Sternabbildungen (Abschnitt 4.2.4) für 4 Lotabweichungsstationen mit je 120 Zenitaufnahmen zusammengestellt. Es zeigt sich deutlich, dass die Punktübertragungsfunktion (Gauß'sche Glockenkurve als Modellfunktion) etwa um den Faktor 1.5 höhere Genauigkeiten für die Bildkoordinaten liefert als die Schwerpunktmethode. Mit der Punktübertragungsfunktion kann die Richtungsmessung mit einer Genauigkeit von etwa 0''25 durchgeführt werden, entsprechend etwa 0.13 Pixel. Interessant ist die Beobachtung, dass die innere Genauigkeit der Lotabweichungen nur wenig vom verwendeten Zentrierverfahren abhängt, wobei wiederum die Punktübertragungsfunktion die genaueren Ergebnisse liefert. Ursache für die geringen Unterschiede ist die hohe Überbestimmung bei

der Interpolation der Drehrichtung. Darüber hinaus ist auf Grundlage der mit der Punktübertragungsfunktion erzielten Genauigkeiten festzuhalten, dass die *implizit* in den Residuen enthaltenen Szintillationseinflüsse nur kleine Amplituden von etwa $0''.1$ bis $0''.2$ erreichen dürften.

Tab. 6.1: Vergleich der Zentriergenauigkeiten

Projekt	Schwerpunktmethode		Punktübertragungsfunktion	
	s_x ["]	s_y ["]	s_x ["]	s_y ["]
20031012_51	0.37	0.42	0.23	0.27
20031013_47	0.46	0.49	0.32	0.39
20031105_20	0.38	0.46	0.23	0.26
20031209_30	0.38	0.44	0.18	0.19
Mittel	0.40	0.45	0.24	0.28

Einfluss der scheinbaren Helligkeit

Zur Untersuchung des Einflusses der scheinbaren Helligkeit auf die Bildkoordinatenmessung ist es sinnvoll, eine Einteilung in Helligkeitsklassen vorzunehmen. Die Zuordnung zwischen dem Signal-Rauschverhältnis und den scheinbaren Helligkeiten kann dabei durch Hinzunahme eines Sternkatalogs (hier Tycho-2) erfolgen. In Tab. 6.2 sind die Transformationsergebnisse für insgesamt drei Helligkeitsklassen zusammengestellt. Während Sternabbildungen mit scheinbaren Helligkeiten zwischen der 8. und 12. Magnitude etwa gleich genau ausgemessen werden können, zeigt sich ein deutlicher Genauigkeitsabfall bei Sternen mit sehr niedrigem Signal-Rauschverhältnis nahe der instrumentellen Grenzgröße (Helligkeitsklasse 12.1-14. Magnitude).

Tab. 6.2: Vergleich der Zentriergenauigkeiten in Abhängigkeit der scheinbaren Helligkeit

Projekt	Helligkeit (Tycho-2)	Schwerpunktmethode		Punktübertragungsfunktion	
		s_x ["]	s_y ["]	s_x ["]	s_y ["]
20030917_50	8-11	0.33	0.34	0.21	0.29
20030917_50	11.1-12	0.35	0.36	0.22	0.29
20030917_50	12.1-14	0.46	0.58	0.29	0.41
Mittel	8-14	0.38	0.43	0.24	0.33

Einfluss der Belichtungszeit

Auch die gewählte Belichtungszeit t spielt eine Rolle bei der erreichbaren Genauigkeit für die Bildkoordinaten. Während bei nachgeführten Beobachtungsinstrumenten durch lange Belichtungszeiten hohe Signal-Rauschverhältnisse (vgl. Gleichung 2.5, Abschnitt 2.1.3.4) erreicht und Einflüsse der Richtungsszintillation (vgl. Gleichung 6.1) gemindert werden können, sind die sinnvollen Belichtungszeiten bei der Zenitkamera als Instrument ohne Nachführung auf etwa 1 s begrenzt. Schon Belichtungszeiten von wenigen 0.1 s führen zu länglichen Sternabbildungen; die instrumentelle Grenzgröße von 13 bis 14 mag wird bereits ab etwa 0.4 s erreicht.

Für die Untersuchung der astrometrischen Genauigkeiten in Abhängigkeit der Belichtungszeit ist es von Vorteil, die Zenitkamera unter einem astronomischen Azimut von 0° oder 180° (vgl. Abb. 5.3)

aufzubauen. Dann fällt die Längsrichtung der Sternabbildungen mit der y-Richtung des CCD-Koordinatensystems zusammen und die unterschiedlichen Genauigkeiten in Längs- und Querrichtung der Sternabbildungen werden direkt von den Genauigkeiten s_x und s_y angezeigt, die sich aus der Transformation zwischen je zwei aufeinanderfolgenden Aufnahmen ergeben. In Abb. 6.1 sind die Genauigkeiten s_x und s_y in Abhängigkeit von der Belichtungszeit t über ein Intervall von 0.2 s bis 2.2 s dargestellt. Die Grafik zeigt deutlich eine Abhängigkeit der Genauigkeit s_y von der Länge der Belichtungszeit t ab etwa 1.2 s. Offenbar ist die Zunahme der Sternspurlänge direkt mit einer Abnahme der Messgenauigkeit verbunden. Im Bereich zwischen 0.2 s bis 1.0 s zeigen sich keine größeren Variationen der Messunsicherheiten. Unter Abwägung aller erwähnten Aspekte liegen daher die sinnvollen Belichtungszeiten für Zenitkameramessungen zwischen 0.4 s und 1 s.

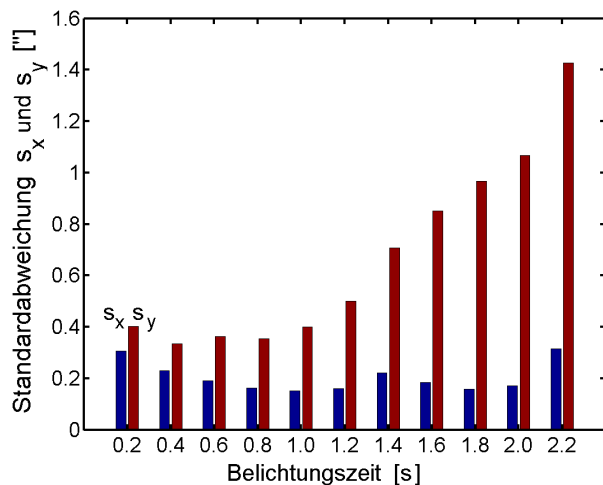


Abb. 6.1: Zentriergenauigkeit in Abhängigkeit von der Belichtungszeit. Zu jeder Belichtungszeit wurde eine Serie von 10 Zenitaufnahmen akquiriert und durch Bild-auf-Bild-Transformation ausgewertet.

6.2.1.3 Referenzsterne

Sternkataloge

Die verwendeten ICRS-Realisierungen Tycho-2 und UCAC stellen Referenzpositionen mit Standardabweichungen von $0''.02$ (UCAC) und $0''.02$ bis $0''.10$ (Tycho-2) im Helligkeitsbereich von der 9. bis zur 14. Magnitude für die Reduktion von Zenitaufnahmen zur Verfügung (vgl. auch Zusammenstellung in Abschnitt 4.3.1.5). Mit besonderem Augenmerk müssen mögliche *systematische* Fehler in den Koordinaten der Referenzsterne betrachtet werden, da sich diese direkt auf die Lotrichtungsparameter und Lotabweichungen auswirken. In Zacharias *et al.* (2000b) werden die Tycho-2 und UCAC1 Kataloge, die voneinander *unabhängige* Verdichtungen des hochpräzisen Hipparcos-Referenzrahmens darstellen, durch direkten Vergleich der Katalogpositionen auf systematische Fehler untersucht. In dem Vergleich wurden nur kleine systematische Unterschiede von bis zu $0''.015$ gefunden, die für Lotrichtungsmessungen eine untergeordnete Rolle spielen.

Zur Verifikation der Genauigkeiten von Tycho-2, UCAC2 und einiger, vom USNO vor der eigentlichen Veröffentlichung zur Verfügung gestellter vorläufiger UCAC3-Sternfelder wurden zwei Untersuchungen durchgeführt. Ein empirischer Hinweis auf die Standardabweichungen der Katalogpositionen kann sehr einfach durch den feldweisen Vergleich zwischen Tycho-2 und UCAC-Positionen erhalten werden. Das resultierende Histogramm (Abb. 6.2) zeigt in guter Näherung eine Normal-

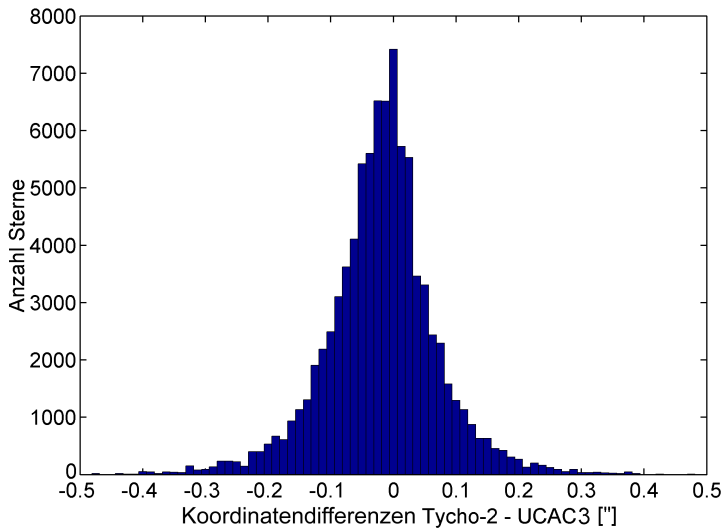


Abb. 6.2: Koordinatendifferenzen Tycho-2 – UCAC3 in Deklinationsrichtung. Die Grafik zeigt die Differenzen für insgesamt 88000 Sterne, die in Hannover im Laufe eines Jahres in Zenitnähe stehen und in beiden Sternkatalogen identifiziert wurden.

verteilung der ermittelten Koordinatendifferenzen. Die Standardabweichung der Katalogpositionen kann empirisch aus den Differenzen Tycho-2 – UCAC3 berechnet werden und beträgt etwa $0''.06$. Dieser Wert liegt im Bereich der beim Katalogvergleich zu erwartenden Standardabweichungen (vgl. Zacharias *et al.* 2000b). Es soll festgehalten werden, dass der zufällige Fehler der Katalogpositionen deutlich unterhalb der Genauigkeit der Bildkoordinatenmessung liegt.

Wird die Auswertung einiger Lotabweichungsmessungen sowohl mit Tycho-2 als auch mit UCAC-Referenzsternen durchgeführt, dann spiegeln die auftretenden Differenzen in den Lotabweichungen weniger die Unterschiede einzelner, individueller Referenzsterne wider, sondern *feldbezogene* Unterschiede und etwaig vorhandene Systematiken. In Abb. 6.3 ist die Verteilung der aufgetretenen Lotabweichungsdifferenzen bei der Auswertung von etwa 120 Stationen aufgetragen. Es zeigen sich nur geringe Unterschiede in der Größenordnung von $0''.01$ bis $0''.02$, die näherungsweise normalverteilt sind und mit den eingangs erwähnten Werten von Zacharias *et al.* (2000b) korrespondieren. Diese Stichprobe verdeutlicht die hohe Qualität der beiden ICRS-Realisierungen Tycho-2 und UCAC, die eine ganz wesentliche Rolle für die hochpräzise Lotrichtungs- und Lotabweichungsbestimmung mit der TZK2-D spielt.

Berechnung scheinbarer Sternpositionen

Ein kritischer Punkt bei der Bereitstellung von hochpräzisen Referenzsternen stellt die Berechnung scheinbarer Sternpositionen dar, die in Abschnitt 4.3.2 behandelt wurde. Fehler in den scheinbaren Sternpositionen – beispielsweise durch fehlerhafte Anwendung der Reduktionsformeln oder auch durch numerische Fehler bedingt – verfälschen *direkt* Lotrichtungen und Lotabweichungen. Zur Abschätzung möglicher Größenordnungen wurde am Institut für Erdmessung in Zusammenarbeit mit der TU München (Dr. Egger) und dem Rutherford Appleton Laboratory (P. Wallace) ein umfassender Vergleich unterschiedlicher Implementierungen (NOVAS-C, SOFA bzw. SLALIB und Astro-Toolbox) durchgeführt, die sich zur hochgenauen Berechnung scheinbarer Orte eignen. Als wesentliches Ergebnis des Vergleichs kann festgehalten werden, dass die Differenzen zwischen den unterschiedlichen Berechnungen unterhalb von $0''.005$ liegen und im astrometrischen Fehlerhaushalt vernachlässigt werden können. Damit ist insbesondere die korrekte Anwendung der NOVAS-C Sources (Bangert und Kaplan 1998) bei der Reduktion von Zenitaufnahmen mit dem Programmsystem AURIGA verifiziert.

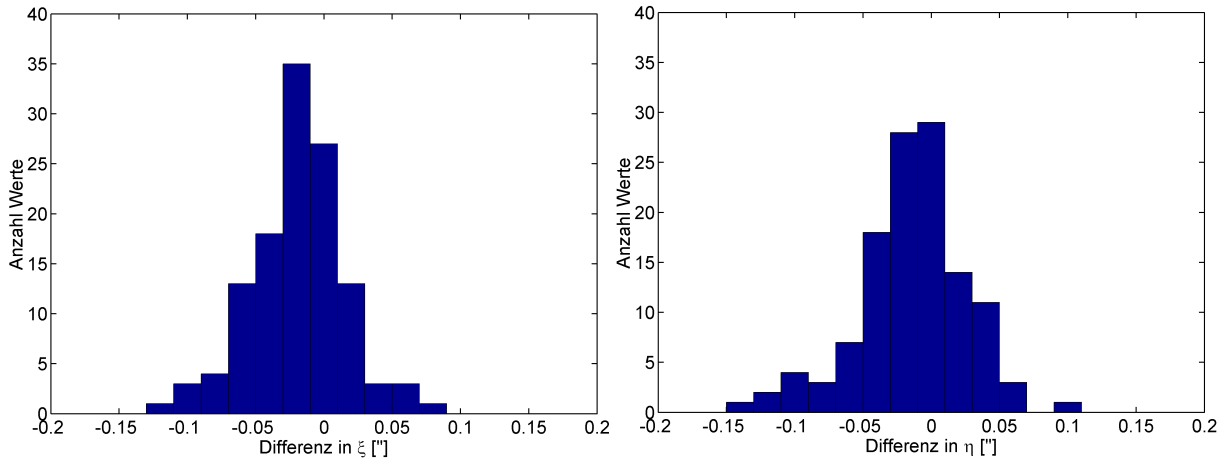


Abb. 6.3: Lotabweichungsdifferenzen bei Auswertung mit den Katalogen Tycho-2 und UCAC. Die herangezogenen Messungen wurden mit dem Zenitkmerasystem TZK2-D in Hannover, Hamburg und der Schweiz durchgeführt und mit Tycho-2, UCAC2 (Schweiz) und UCAC3 (Hamburg, Hannover) Referenzsternen ausgewertet. Insgesamt sind etwa 120 Abendwerte der Lotabweichungen für die Darstellung herangezogen worden.

6.2.1.4 Astrometrischer Gesamtfehler

Nachdem in den beiden vorherigen Abschnitten einerseits die Genauigkeit der Bildkoordinatenmessung sowie der Szintillationseinfluss und andererseits die Genauigkeit der Referenzsterne erörtert wurden, soll nun der astrometrische Gesamtfehler betrachtet werden. Dieser wird nach der Reduktion der Zenitaufnahmen (Abschnitt 4.5.1) aus den auftretenden Residuen v_x, v_y der Transformation berechnet (Gleichung 4.67).

Tab. 6.3: Vergleich der astrometrischen Gesamtfehler in Abhängigkeit des Sternkatalogs, der scheinbaren Helligkeit und des Zentrierverfahrens. Die Klasseneinteilungen wurden jeweils so gewählt, dass jede Klasse etwa gleichmäßig besetzt ist. Die zugehörigen scheinbaren Helligkeiten beider Kataloge unterscheiden sich in geringem Maße. Die astrometrischen Gesamtfehler liegen bei Nutzung des Katalogs UCAC2 geringfügig über Tycho-2 Werten, da mit dem UCAC2 wesentlich mehr lichtschwache Sterne identifiziert werden können. Deren Zentrierung ist gemäß Tab. 6.2 mit größeren Unsicherheiten verbunden.

Katalog	Helligkeit	Schwerpunktmethode		Punktübertragungsfunktion	
		s_x ["]	s_y ["]	s_x ["]	s_y ["]
Tycho-2	8-11	0.36	0.38	0.27	0.29
	11.1-12	0.43	0.46	0.32	0.31
	12.1-14	0.48	0.51	0.35	0.36
	8-14	0.42	0.45	0.31	0.32
UCAC2	8-11	0.36	0.42	0.25	0.32
	11.1-11.5	0.44	0.52	0.31	0.37
	11.6-14	0.48	0.58	0.35	0.42
	8-14	0.43	0.51	0.30	0.37

Tab. 6.3 zeigt typische astrometrische Genauigkeiten in Abhängigkeit des Sternkatalogs und der scheinbaren Helligkeit. Die erreichten Standardabweichungen sind durch Hinzunahme des Stern-

katalogs etwas größer als die in den Tab. 6.1 und 6.2 ausgewiesenen Zentrierfehler. Es zeigt sich wiederum das Genauigkeitsverhältnis von etwa 1.5 zwischen der Schwerpunktmethode und der Punktübertragungsfunktion. Als wesentliche Erkenntnis kann festgehalten werden, dass die astrometrische Bestimmung von einzelnen Sternpositionen mit einem Gesamtfehler von $0''.3$ durchgeführt werden kann, sofern Sterne im Helligkeitsbereich von der 8. bis zur 12. Magnitude verwendet werden.

6.2.1.5 Empirische Ermittlung der Drehpunktgenauigkeit

Da in den meisten Fällen 10 und mehr identifizierte Sterne für die Interpolation der Kameradrehachse nutzbar sind, kann die Drehpunktberechnung mit einer höheren Genauigkeit durchgeführt werden als einzelne Sterne astrometrisch ausgemessen werden können. Ein empirischer Nachweis der Drehpunktgenauigkeit kann auf einfache Weise wie folgt erhalten werden: In kurzer Abfolge werden auf einer Lotabweichungsstation mit besonders stabiler Aufstellung (z.B. Pfeiler) einige Mehrfachbelichtungen hintereinander in zwei Lagen durchgeführt. Sofern die aufgezeichneten Neigungswerte eine *unveränderte* absolute Neigung der Kameradrehachse *während* einer Serie von Mehrfachbelichtungen anzeigen, kann die Streuung der resultierenden Drehpunktkoordinaten als Maß für die Drehpunktgenauigkeit angenommen werden. Für einen geeigneten Datensatz ist die Drehpunktgenauigkeit als Streuung aus 10 Wiederholungsmessungen exemplarisch in Abb. 6.4 dargestellt. Die Drehpunktkoordinaten können in der Regel mit einer empirischen Genauigkeit zwischen $0''.1$ und $0''.2$ ermittelt werden.

Bei der Auswertung wurden die sehr sternreichen Felder systematisch ausgedünnt, um zudem eine Aussage zum Einfluss der Sternanzahl treffen zu können. Stehen nur wenige Referenzsterne zur Verfügung (< 10), so können Messfehler einzelner Sterne die Transformationsparameter und damit auch die Drehpunktkoordinaten erheblich verfälschen. Die Verhältnisse stabilisieren sich bei etwa 10 bis 20 Referenzsternen und ab 20 Referenzsternen kann kein zusätzlicher Genauigkeitsgewinn mehr erzielt werden. Bei nur 4 bis 6 verfügbaren Referenzsternen kann die Interpolationsgenauigkeit auch bis auf etwa $0''.3$ sinken.

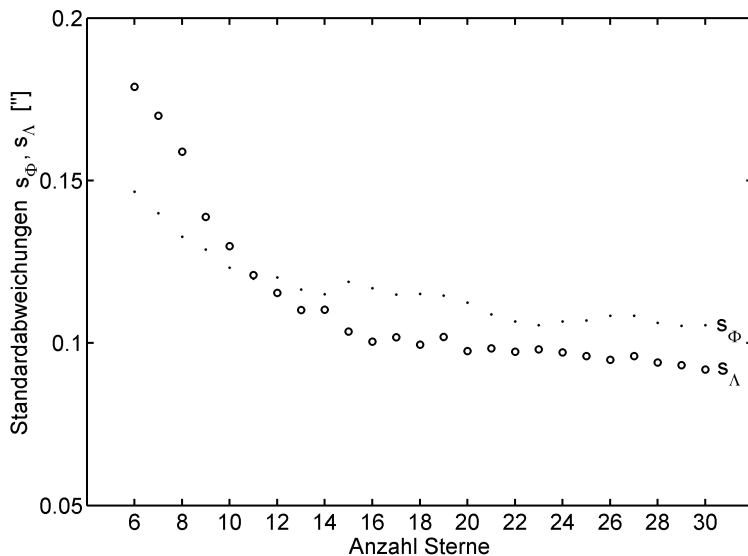


Abb. 6.4: Genauigkeit der Drehpunktkoordinaten in Abhängigkeit von der Sternanzahl

6.2.2 Systematische instrumentelle Fehlerquellen

6.2.2.1 Exzentrizität des CCD-Sensors

Die Exzentrizität des CCD-Sensors gegenüber der Kameradrehachse ist als Nullpunktfehler interpretierbar. Durch die in Abschnitt 4.5.2 ausführlich beschriebene Auswertung der Zweilagenmessung kann der Einfluss der Exzentrizität auf die berechnete Drehrichtung der Kamera eliminiert werden. Die für jedes Paar von Zenitaufnahmen individuell ermittelten Bildkoordinaten $(x, y)_D$ des Drehpunktes (Gleichung 4.76) sind das direkte Maß für die Exzentrizität des CCDs.

6.2.2.2 Azimutdrehung

Die möglichst exakte Einhaltung des 180° -Winkels bei der Zweilagenmessung ist die Voraussetzung für die strenge rechnerische Eliminierung der Sensorexzentrizität. Eine Abweichung von der 180° -Drehung ist grundsätzlich mit einer systematischen Verfälschung der Drehrichtung verbunden, die in Analogie zu den Betrachtungen von Gessler (1975) für die digitale Zenitkamera TZK2-D diskutiert werden soll. In Abb. 6.5 ist die Auswirkung einer Dejustierung $\delta\alpha$ auf die Drehrichtung schematisch skizziert. Wenn keine Abweichung $\delta\alpha$ von 180° vorliegt, dann fällt der Randpunkt R_1 des CCD-Sensors aus der ersten Lage mit R_2 in Lage 2 zusammen. Eine Dejustierung $\delta\alpha$ führt hingegen zum Punkt R'_2 in Lage 2. Die gleichen Beziehungen ergeben sich für den Mittelpunkt M_1 des CCD-Sensors, der in Lage 2 mit den Punkten M_2 bzw. M'_2 bei dejustierter 180° -Drehung zusammenfällt.

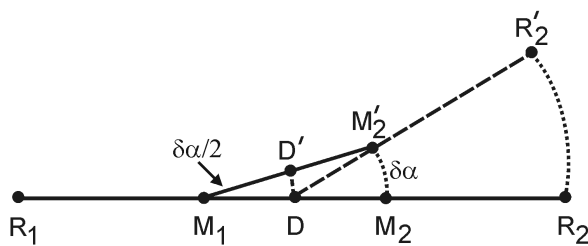


Abb. 6.5: Auswirkung einer Dejustierung $\delta\alpha$ auf die Drehrichtung (nach Gessler 1975)

Bei der Zweilagenmessung wird der Mittelpunkt des CCD-Sensors zur Berechnung der Drehrichtung herangezogen (Gleichung 4.70). Bei exakt justiertem Instrument führt die Mittelbildung der Punkte M_1 und M_2 auf die gesuchte Drehrichtung D , eine Dejustierung $\delta\alpha$ jedoch offensichtlich zum systematisch abweichenden Drehpunkt D' . Die systematische Abweichung $\overline{DD'}$ als Funktion des Dejustierwinkels $\delta\alpha$ kann leicht durch Anwendung der Bogenformel ermittelt werden:

$$\overline{DD'} = \frac{\delta\alpha}{2} \cdot \frac{\pi}{180^\circ} \cdot \overline{M_1D} \quad \text{mit} \quad \overline{M_1D} = m\sqrt{x_D^2 + y_D^2} \quad (6.2)$$

und

$\overline{DD'}$	["]	Systematische Verfälschung der Drehrichtung,
$\delta\alpha$	[°]	Dejustierwinkel,
$\overline{M_1D}$	["]	Exzentrizität des CCD-Sensors,
$(x, y)_D$	[Pixel]	Koordinaten des Drehpunktes sowie
$m = 1.86$	[" Pixel ⁻¹]	Bildmaßstab.

Bei einer Sensorexzentrizität $(x, y)_D \approx (17, -40)$ Pixel (siehe Abschnitt 4.5.1.3) ergibt sich die Strecke $\overline{M_1 D}$ zu $81''$. Der Dejustierwinkel $\delta\alpha$ von etwa $5''$ (Abschnitt 3.3.2) führt zu einer systematischen Verfälschung der Drehrichtung $\overline{DD'} \approx 0''.001$, die damit vernachlässigbar ist. Auf der anderen Seite erreicht $\overline{DD'}$ selbst bei einem angenommenen Dejustierwinkel von etwa $50''$ nur einen Wert von $0''.01$. Die geringe Dejustierung der 180° -Drehung ist folglich unbedeutend für den Fehlerhaushalt.

6.2.3 Systematische äußere Fehlerquellen

6.2.3.1 Radialsymmetrische Refraktion

Die radialsymmetrische Refraktion führt zu einer scheinbaren Anhebung der Gestirne in Richtung Zenitpunkt. Im Zenitpunkt verschwindet der Einfluss der radialsymmetrischen Refraktion in erster Näherung und erreicht in Horizontnähe Maximalwerte von etwa $30'$. Die Beobachtung in Zenitnähe hat für die Zenitkameramethode den grundsätzlichen Vorteil, dass Refraktionseinflüsse sehr klein gehalten werden. In Ramsayer (1970), S. 116 findet sich unter der Annahme einer Normalatmosphäre eine Näherungsformel für die Berechnung der radialsymmetrischen Refraktion Δz in Abhängigkeit der Zenitdistanz:

$$\Delta z = 58''.206 \tan z - 0''.068 \tan^3 z. \quad (6.3)$$

Da mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D Sterne unter einer maximalen Zenitdistanz von $0^\circ 48'$ beobachtet werden können, ist der zweite Term ohne Genauigkeitsverlust vernachlässigbar. In Tab. 6.4 ist der Einfluss der radialsymmetrischen Refraktion für einige Zenitdistanzen zusammengestellt. Da bei den sehr kleinen Zenitdistanzen z der Term $\tan z$ mit der Zenitdistanz z weitestgehend identisch ist, wirkt sich die radialsymmetrische Refraktion *linear* auf die Zenitdistanzen und damit die Bildkoordinaten der Sterne aus. Die radialsymmetrische Refraktion wird demnach durch den Maßstabsfaktor m , der bei der Reduktion der Zenitaufnahmen (Abschnitt 4.5.1.3) mitgeschätzt wird, aufgefangen und braucht nicht weiter numerisch berücksichtigt zu werden. Damit ist auch die früher durchgeführte Erfassung von Luftdruck und Temperatur am Beobachtungsort für die Umrechnung der oben angegebenen Koeffizienten von der Normalatmosphäre auf die momentane Atmosphäre nicht notwendig (vgl. Gessler 1975).

Tab. 6.4: Einfluss der radialsymmetrischen Refraktion

z [°]	0.1	0.2	0.3	0.4	0.48
Δz ["]	0.1016	0.2032	0.3048	0.4064	0.4876

6.2.3.2 Zenitrefraktion

Unter dem Begriff Zenitrefraktion wird eine im Zenitpunkt vorhandene systematische Refraktionswirkung verstanden. Im Gegensatz zur radialsymmetrischen Refraktion hat die Zenitrefraktion einen wesentlichen Anteil am Fehlerhaushalt von hochpräzisen astrogeodätischen Lotabweichungsmessungen. Die Ursache für die Zenitrefraktion liegt in der *Neigung* der atmosphärischen Luftschichten gegenüber der lokalen Lotrichtung. Die Zenitrefraktion führt zu einem systematischen Richtungsversatz des *gesamten* zenitalen Sternfeldes und verfälscht daher direkt die gemessenen Lotrichtungparameter und die Lotabweichungen. Es kann aufgrund der bisherigen Erfahrungen

angenommen werden, dass sich eine vorhandene atmosphärische Schichtneigung im Laufe mehrerer Stunden nur wenig ändert. Das Auftreten von Schichtneigung und damit von Zenitrefraktion hat über längere Zeiträume (Tage, Wochen) jedoch eher zufälligen Charakter. Im Hinblick auf die Entstehung und die Ausprägung von Schichtneigung können zwei unterschiedliche Fälle unterschieden werden:

1. Die Schichtneigung kann als *regionales* Phänomen auftreten. Die Neigung der atmosphärischen Luftschichten kann durch horizontale Temperaturgradienten und Druckgradienten verursacht werden (Bretterbauer 1965). Nach Gessler (1975) kann der horizontale Temperaturgradient insbesondere bei Hochdruckwetterlagen große Werte annehmen. Außerdem ist damit zu rechnen, dass auftretende Wetteränderungen, die in der Regel durch aufziehende Kalt- oder Warmfronten gekennzeichnet sind, einen erheblichen Einfluss auf die Refraktionsverhältnisse ausüben (Bürki 1989).
2. Darüber hinaus kann atmosphärische Schichtneigung als *lokaler* Effekt wirken, beispielsweise in steileren Hanglagen (z.B. Chesi 1984). An solchen Orten ist es möglich, dass die bodenparallele Schichtung der Atmosphäre zur Refraktion im Zenitpunkt führt.

Der Einfluss atmosphärischer Schichtneigung auf astrogeodätische Messungen erweist sich als sehr störend, da dieser bei *einmaliger Beobachtung einer Lotabweichungsstation an einem Abend* nach gegenwärtigem Erkenntnisstand weder durch Analyse der Datensätze erkannt noch durch Messanordnungen reduziert werden kann. Eine Minderung des Einflusses wird erst möglich, wenn eine Lotabweichungsstation an *unterschiedlichen* Abenden wiederholt mit der Zenitkamera gemessen wird. Diese Vorgehensweise steht jedoch im Widerspruch zu den angestrebten möglichst kurzen Beobachtungszeiten bei der astrogeodätischen Lotabweichungsbestimmung.

Die Analyse der bisher durchgeführten Wiederholungsmessungen mit der TZK2-D auf vier Referenzstationen (Kapitel 7) an 30 unterschiedlichen Abenden lässt den Schluss zu, dass die durchschnittlichen Amplituden der Zenitrefraktion einen Wert von $0''1$ nicht überschreiten. Ein Vergleich mit anderen, bislang erzielten empirischen Ergebnissen und theoretischen Abschätzungen erscheint an dieser Stelle sinnvoll:

- Ramsayer (1967) leitet aus sehr genauen Astrolabergebnissen einen mittleren Einfluss der Zenitrefraktion von $0''06$ ab.
- Die Analyse der Hamburger PZT-Beobachtungen der Jahre 1972 bis 1977 ergibt einen mittleren Einfluss zenitaler Refraktionsanomalien von unter $0''2$ (Dimopoulos 1982).
- Bretterbauer (1965) berechnet die Größe möglicher Refraktionsanomalien infolge von Schichtneigung und gibt in Abhängigkeit unterschiedlicher Schichtneigungen, verursacht durch horizontale Druckgradienten, theoretische Werte zwischen $0''03$ und $0''17$ als Maximum an.

Die Schichtneigung der Atmosphäre und die dadurch verursachte Zenitrefraktion ist als genauigkeitslimitierender Einfluss im Fehlerhaushalt von Zenitkammermessungen zu bewerten und sicherlich hauptverantwortlich für den Unterschied zwischen der erreichten inneren und äußeren Genauigkeit für die Lotabweichungen (vgl. Abschnitt 7.1). Auf der Grundlage der bisher durchgeführten, umfangreichen Lotabweichungsmessungen mit dem System TZK2-D und der Literaturergebnisse muss mit einem durchschnittlichen systematischen Einfluss von knapp $0''1$ gerechnet werden. Zur Reduktion des Einflusses von Refraktionsanomalien wird es in Zukunft sicherlich sinnvoll sein, die Eignung von digitalen Wettermodellen zur präzisen Erfassung der Zenitrefraktion näher zu untersuchen (Kapitel 8).

6.2.4 Fazit

In diesem Abschnitt wurden die zufälligen und systematischen Fehlerquellen, die die Genauigkeit der Drehrichtung beeinflussen, näher betrachtet. Der astrometrische Gesamtfehler für eine einzelne Sternrichtung beträgt etwa $0''.3$ und beinhaltet den Einfluss der Bildkoordinatenmessung mit der Punktübertragungsfunktion, zufällige Einflüsse der Richtungsszintillation und zufällige Fehler der Sternkataloge Tycho-2 bzw. UCAC. Letztere haben den geringsten Anteil am astrometrischen Gesamtfehler. Die Drehrichtung der Zenitkamera kann mit einer empirisch bestimmten (inneren) Genauigkeit $\sigma_{\Phi D}, \sigma_{\Lambda D}$ von etwa $0''.1$ bis $0''.2$ bestimmt werden, die ab etwa 20 Referenzsternen nicht mehr von der Sternanzahl abhängt.

Die verwendeten Sternkataloge Tycho-2 und UCAC stellen Referenzsterne mit einer feldunabhängigen hohen äußeren Genauigkeit zur Verfügung. Die instrumentellen, systematisch wirkenden Fehlerquellen – die Exzentrizität des CCD-Sensors und Fehler in der Azimutdrehung – spielen keine Rolle im Fehlerhaushalt, ebenso wenig wie die radialsymmetrische Refraktion als äußere Fehlerquelle. Die entscheidende Rolle im Fehlerhaushalt der Drehrichtung kommt systematisch wirkenden Refraktionsanomalien im Zenit zu, die durch atmosphärische Schichtneigung verursacht werden. Diese können mittlere Amplituden von knapp $0''.1$ erreichen und sind gegenwärtig nur durch Messung an mehreren Abenden reduzierbar.

6.3 Neigungsmessung

Mit den hochpräzisen Neigungssensoren HRTM werden absolute, d.h. auf die lokale Lotrichtung bezogene Neigungswerte durch Messung in zwei Lagen bestimmt. Im Fehlerhaushalt der Neigungsmessung sind die beiden zufälligen Fehlerquellen Sensorrauschen und Quantisierungsrauschen zu unterscheiden. Bei absoluten Neigungsmessungen müssen systematische Fehlerquellen, die die Stabilität der Sensornullpunkte beeinflussen, mit besonderer Aufmerksamkeit diskutiert werden. Die Sensornullpunkte können beispielsweise durch Temperatur- und Feuchteinflüsse sowie durch transportbedingte Erschütterungen variieren. Als weitere, systematische instrumentelle Fehlerquelle ist der Einfluss einer Abweichung von der 180° -Drehung auf die Zweilagenmessung zu untersuchen. Wie in dem Abschnitt 4.6.1.4 dargestellt wurde, ist eine Umrechnung der gemessenen Neigungswerte (n_1, n_2) vom Sensorkoordinatensystem in Neigungskorrekturen $(\Delta\Phi, \Delta\Lambda)_n$ notwendig. Da die Transformationsparameter $(m_1, m_2, \beta, \varepsilon)$ nach der zälestischen Kalibrierung hochgenau bekannt sind, ist die Umrechnung gemäß Fehlerfortpflanzungsgesetz mit keiner merklichen Genauigkeitsreduktion verbunden und wird deshalb nicht weiter behandelt.

6.3.1 Zufällige Fehlerquellen

6.3.1.1 Sensor- und Quantisierungsrauschen

Die HRTM-Neigungssensoren zeichnen sich durch ein extrem niedriges elektrisches Sensorrauschen aus, das bei $10^{-5} \text{ }''\text{Hz}^{-0.5}$ liegt (Abschnitt 3.1.4) und damit einen vernachlässigbaren Anteil am Fehlerhaushalt der Neigungsmessung hat. Größere Rauschanteile sind dagegen mit der *Digitalisierung* der Neigungssignale verbunden. Die Signalaufösung wird durch die Quantisierungseinheit angegeben und beträgt etwa $0''.03$. Die Standardabweichung der Digitalisierung wurde durch Erfassung eines konstanten Signals empirisch zu $0''.05$ (entsprechend 0.5 mV) bestimmt. Da bei typischen Belichtungszeiten von 0.4 s bis 1 s und üblichen Abtastfrequenzen von 100 Hz bis 200 Hz zwischen 40 und 200 einzelne Neigungswerte für die Berechnung der Kameraneigung während der Belichtung

zur Verfügung stehen, weisen die Mittelwerte gemäß Fehlerfortpflanzungsgesetz eine innere Genauigkeit in der Größenordnung von $0''01$ und weniger auf. Damit kommt den zufälligen Messfehlern nur eine untergeordnete Bedeutung im Fehlerhaushalt der Neigungsmessung zu.

6.3.1.2 Mikroseismik

In Abschnitt 4.6.1.2 wurde der Einfluss der Mikroseismik auf die Neigungssignale erörtert und die digitale Signalfilterung als Maßnahme zur Reduktion von hochfrequenten mikroseismischen Störbeschleunigungen dargestellt. In diesem Zusammenhang wurde bereits angesprochen, dass sich niederfrequente Störbeschleunigungen nicht vom Neigungssignal trennen lassen. Als besonders kritisch sind auch nach der Signalfilterung mikroseismische Störbeschleunigungen mit Frequenzen < 0.1 Hz einzuschätzen, die durch die Mikroseismik verursacht werden (z.B. Klinge *et al.* 2002). Folglich können aufeinanderfolgende Neigungswerte hochgradig miteinander korreliert und deshalb systematisch verfälscht sein. Die Größe der verbleibenden Fehleranteile kann nicht exakt beziffert werden, dürfte jedoch wenige $0''01$ nicht überschreiten. Bei längeren Beobachtungsreihen (mindestens 10 bis 15 min), die auf jeder Lotabweichungsstation vorliegen, ist zu erwarten, dass dieser systematische Fehlereinfluss zufälligen Charakter annimmt und im Gesamtmittel auf einer Lotabweichungsstation weitgehend verschwindet.

6.3.1.3 Empirischer Genauigkeitsnachweis

Es ist vom Grundsatz her wenig sinnvoll, die Genauigkeit der Neigungsmessung durch mehrmalige Wiederholung der Zweilagenmessung zu bestimmen, da sich die Neigungen nacheinander realisierter Drehebene jeweils um wenige $0''1$ voneinander unterscheiden (Abschnitt 4.5.2.6). Ein aussagekräftiger Nachweis kann dagegen geführt werden, wenn die beiden Neigungssensoren nicht orthogonal zueinander, sondern *parallel* auf dem Drehkreis montiert und zur Neigungsmessung in zwei Lagen genutzt werden. In dieser Konfiguration wird die Kameraneigung in einer Richtung *redundant* erfasst. Die auftretenden Residuen zwischen den Absolutneigungen, die die beiden Sensoren nach der Auswertung der Zweilagenmessung unabhängig voneinander liefern, können dann zur Berechnung der Standardabweichung der absoluten Neigungsmessung aus Doppelmessungen herangezogen werden (Hirt und Kahlmann 2004).

Nach der sorgfältigen Horizontierung der Kamera wurde die absolute Neigungsmessung mit den HRTM in Parallelstellung insgesamt 100 Mal wiederholt. Abb. 6.6 zeigt, dass beide Neigungssensoren die Kameraneigung in hoher Übereinstimmung registrieren. Im unteren Teil der Grafik sind die Residuen zwischen den absoluten Neigungswerten von Sensor 1 und Sensor 2 dargestellt. Die berechnete Standardabweichung beträgt $0''04$ und ist ein guter Hinweis auf die äußere Genauigkeit der Neigungsmessung in zwei Lagen. In weiteren, ähnlichen Experimenten wurden Standardabweichungen von $0''019$ bis $0''044$ erzielt, die das erreichte hohe Genauigkeitsniveau der absoluten Neigungsmessung unterstreichen (Kunas 2004).

Zum Erreichen der nachgewiesenen Genauigkeiten ist es jedoch zwingend notwendig, eine Besonderheit der HRTM-Sensoren bei deren Nutzung zur Zweilagenmessung zu beachten: Während der azimutalen Drehung zwischen Lage 1 und 2 treten unvermeidbare *Fliehkkräfte* auf, die die Pendel der HRTM nach außen auslenken. Die Auslenkung der Pendel kann eine geringe plastische Verformung der hochempfindlichen Blattfederaufhängung verursachen, wodurch die Sensornullpunkte *zwischen den beiden Lagen* verschoben werden. Die Verschiebung der Sensornullpunkte kann bis zu $1''$ betragen und wird *nicht* durch die Messung in zwei Lagen eliminiert, da diese konstante Sensor-

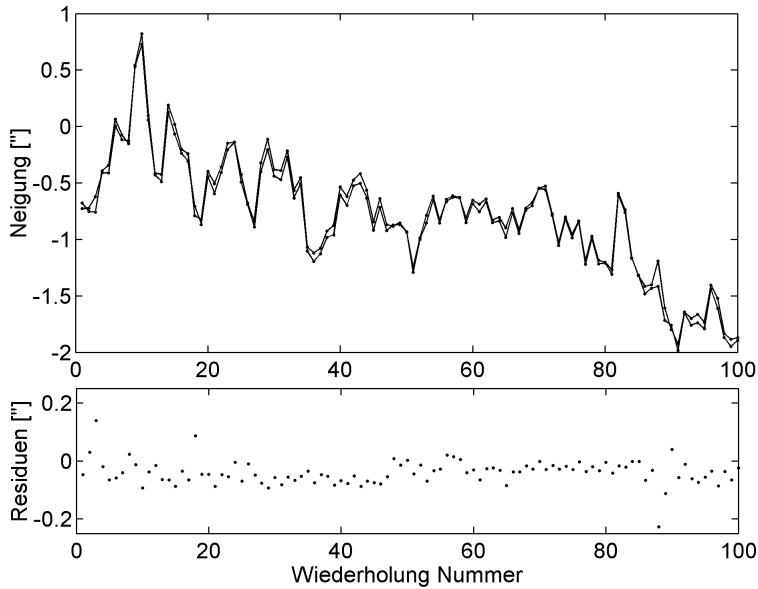


Abb. 6.6: Absolutneigung der Kamera und Residuen. Dargestellt sind die auf die Lotrichtung bezogenen Neigungen der Kamera, die mit beiden Neigungssensoren voneinander unabhängig ermittelt wurden. Jeder Neigungswert wurde aus den Sensorsignalen aus Lage 1 und Lage 2 ermittelt. Es zeigt sich eine höherfrequente Variation der Kameraneigung gleichermaßen in beiden Signalen mit einer Amplitude von wenigen $0''1$. Darüber hinaus registrieren beide Sensoren übereinstimmend eine langsame Änderung der Kameraneigung gegenüber der Lotrichtung von etwa $1''5$ im Verlauf des Experiments.

nullpunkte voraussetzt. Ohne Gegenmaßnahmen führt die Verformung der Blattfederaufhängungen zu einer drastischen Reduktion der Genauigkeiten.

Eine erhebliche Reduzierung des Effektes kann auf einfache Weise durch Nutzung der äußeren *Arretierschrauben* erzielt werden. Diese können so justiert werden, dass das Pendel während der azimuthalen Drehung die Arretierschrauben berührt und damit nur geringfügig aus seiner Ruhelage – etwa $50\ \mu\text{m}$ in tangentialer Richtung – ausgelenkt wird. Durch diese Maßnahme wird eine stärkere Deformation der Blattfederaufhängung vermieden. Abb. 6.7 zeigt sehr deutlich die Wirksamkeit der Maßnahme anhand von Wiederholungsmessungen, die wiederum in Parallelstellung durchgeführt worden sind. Die verbleibende Auswirkung der Nullpunktverschiebung kann mit wenigen $0''01$ abgeschätzt werden und ist hauptverantwortlich für den Unterschied zwischen innerer und äußerer Genauigkeit der absoluten Neigungsmessung. Daher ist die fliehkraftbedingte Verschiebung der Nullpunkte zwischen Lage 1 und 2 als genauigkeitsbegrenzend zu bewerten.

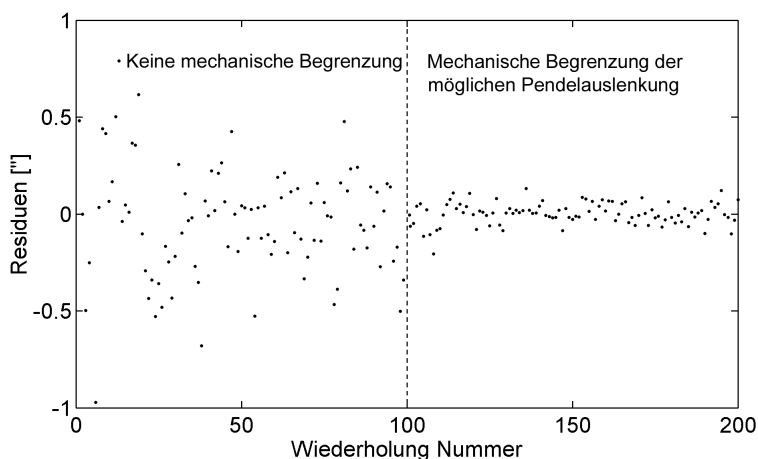


Abb. 6.7: Vergleich der Residuen bei unterschiedlichen Stellungen der Arretierschrauben. Die Grafik zeigt deutlich die höhere Streuung der Restfehler, sofern die Pendelbewegung während der 180° -Drehung nicht eingegrenzt wird (Messungen 1 bis 100). Werden die Stellschrauben genutzt, um die fliehkraftbedingte Pendelauslenkung während der Drehung und damit die Deformation der Blattfederaufhängung einzugrenzen (Messungen 101 bis 200), so sind Genauigkeiten von $0''05$ und besser möglich.

6.3.2 Systematische Fehlerquellen

6.3.2.1 Nullpunktfehler und Nullpunktdrift

Durch Anwendung der Zweilagennmessung können die Nullpunktfehler der Neigungssensoren – bis auf kleinste, sprunghafte Nullpunktverschiebungen, die im vorherigen Abschnitt erläutert wurden – eliminiert werden. Als weitere, systematisch wirkende Fehlerquelle muss die Nullpunktdrift diskutiert werden, die als allmähliche, zeitliche Änderung des Nullpunktfehlers definiert ist. Die Nullpunktdrift kann verschiedene Ursachen haben:

- Temperaturveränderungen verursachen eine Verlagerung der Nullpunkte. Auf der Grundlage von Temperaturanpassungsversuchen, die in einer Klimakammer durchgeführt worden sind, ist mit Gradienten im Bereich von $0.6''\text{K}^{-1}$ bis $1.2''\text{K}^{-1}$ zu rechnen (Hirt und Kahlmann 2004). Die nachgewiesene Temperaturempfindlichkeit der Sensornullpunkte kann insbesondere am Anfang einer Messnacht zu stärkeren Verlagerungen der Nullpunkte führen, wenn sich die Sensoren nach dem Transport an die meist niedrigere Außentemperatur anpassen.
- Feuchteänderungen können Klügel (2003) zu Folge Nullpunktverlagerungen in der Größenordnung von $0.1''/\%$ verursachen. Durch die Verwendung eines weitgehend luftdichten, aber nicht druckdichten Gehäuses, das möglichst mit Trockenmittel ausgestattet ist, sind jedoch feuchtebedingte Drifteinflüsse vermeidbar.
- Auch transportbedingte Erschütterungen können zu Verspannungen der hochempfindlichen Sensormechnik führen. Die allmähliche mechanische Entspannung führt zu einer Änderung der Abstände im Dreiplattenkondensator und damit zu Nullpunktverlagerungen.

Die auftretende Nullpunktdrift kann über kurze Zeitintervalle näherungsweise als linear angenommen werden. Werden Zenitkammermessungen in der Reihenfolge Lage 1 – Lage 2 – Lage 2 – Lage 1 ausgeführt, die auch als *doppelte Zweilagennmessung* bezeichnet wird (Kahlmann 2003), so kann das resultierende Mittel weitgehend vom Einfluss der Nullpunktdrift befreit werden. Dies ist bei der Durchführung der klassischen, einfachen Zweilagennmessung nicht der Fall.

Zur Erläuterung sollen zwei Neigungswerte n^I und n^{II} des Neigungssensors HRTM1 betrachtet werden, die in Lage 1 und 2 gemessen worden sind. Die Messwerte setzen sich aus der wahren Absolutneigung \tilde{n} der Kamera, dem Nullpunktfehler n_0 , einem zeitabhängigen Driftterm δn und zufälligen Messfehlern ε_1 bzw. ε_2 in Lage 1 und 2 zusammen:

$$n^I = +\tilde{n} + n_0 + t_1 \cdot \delta n + \varepsilon_1 \qquad n^{II} = -\tilde{n} + n_0 + t_2 \cdot \delta n + \varepsilon_2. \quad (6.4)$$

Während die Absolutneigung \tilde{n} in Lage 1 positiv und Lage 2 negativ registriert wird, gehen der Nullpunktfehler und die Nullpunktdrift jeweils mit gleichem Vorzeichen in die gemessenen Neigungen ein. Die übliche Mittelbildung von n^I und n^{II} führt nur dann zur Befreiung von den systematischen Fehlern, wenn keine Driftanteile vorhanden sind, d.h. $\delta n = 0$. Anderenfalls verbleibt ein Driftanteil $\frac{1}{2}(t_1 - t_2)\delta n$ als *systematischer Fehler* in der berechneten Absolutneigung n

$$\begin{aligned} n &= \frac{n^I - n^{II}}{2} = \frac{\tilde{n} + n_0 + t_1 \cdot \delta n + \varepsilon_1 - (-\tilde{n} + n_0 + t_2 \cdot \delta n + \varepsilon_2)}{2} \\ &= \frac{2\tilde{n} + n_0 - n_0 + t_1 \cdot \delta n - t_2 \cdot \delta n + \varepsilon_1 - \varepsilon_2}{2} \\ &= \tilde{n} + \frac{1}{2}(t_1 - t_2)\delta n + \frac{1}{2}(\varepsilon_1 - \varepsilon_2), \end{aligned} \quad (6.5)$$

wobei $t_1 - t_2$ beispielsweise mit 30 s angenommen werden kann. Wird die Messdatenerfassung dagegen in der Messanordnung Lage 1 – Lage 2 – Lage 2 – Lage 1 durchgeführt, ergeben sich nacheinander die Messwerte

$$\begin{aligned} n^I &= +\tilde{n} + n_0 + t_1 \cdot \delta n + \varepsilon_1 & n^{II} &= -\tilde{n} + n_0 + t_2 \cdot \delta n + \varepsilon_2 \\ n^{II} &= -\tilde{n} + n_0 + t_3 \cdot \delta n + \varepsilon_3 & n^I &= +\tilde{n} + n_0 + t_4 \cdot \delta n + \varepsilon_4, \end{aligned} \quad (6.6)$$

aus denen die Absolutneigung n als Gesamtmittel berechnet wird:

$$\begin{aligned} n &= \frac{1}{4}[\tilde{n} + n_0 + t_1 \cdot \delta n + \varepsilon_1 - (-\tilde{n} + n_0 + t_2 \cdot \delta n + \varepsilon_2) \\ &\quad - (-\tilde{n} + n_0 + t_3 \cdot \delta n + \varepsilon_3) + \tilde{n} + n_0 + t_4 \cdot \delta n + \varepsilon_4] \\ &= \frac{1}{4}[4\tilde{n} + 2n_0 - 2n_0 + (t_1 - t_2 - t_3 + t_4)\delta n + \varepsilon_1 - \varepsilon_2 - \varepsilon_3 + \varepsilon_4] \\ &= \tilde{n} + \frac{1}{4}(t_1 - t_2 + t_4 - t_3)\delta n + \frac{1}{4}(\varepsilon_1 - \varepsilon_2 - \varepsilon_3 + \varepsilon_4). \end{aligned} \quad (6.7)$$

Unter der Voraussetzung, dass die Zeiträume $t_2 - t_1$ und $t_4 - t_3$ zwischen den Lagenwechseln gleich sind, folgt eine strenge Eliminierung des linearen Driftanteils δn :

$$n = \tilde{n} + \frac{1}{4}(\varepsilon_1 - \varepsilon_2 - \varepsilon_3 + \varepsilon_4). \quad (6.8)$$

Übrig bleiben die gesuchte Neigung \tilde{n} und die residualen Messfehler ε der Neigungsmessung. Damit ist die doppelte Zweilagenmessung eine geeignete Strategie zur wirksamen Reduktion der linearen Driftanteile.

6.3.2.2 Azimutdrehung

Bei der Mittelbildung der Neigungswerte aus Lage 1 und 2 (Gleichung 4.79 in Abschnitt 4.6.1.3) wird implizit vorausgesetzt, dass sich die azimutale Orientierung der Sensoren um exakt 180° unterscheidet. Eine systematische Abweichung $\delta\alpha$ von der 180° -Drehung führt zu einer systematischen Verfälschung der Absolutneigung, deren Größenordnung abgeschätzt werden soll. Hierzu kann die bereits aufgestellte Gleichung 5.11 zur Berücksichtigung der Scherung (Abschnitt 5.1.4) zwischen den Sensorachsen herangezogen werden. In Lage 1 registriert Sensor 1 die Neigung \tilde{n}_1 unter Vernachlässigung des Nullpunktfehlers, einer Nullpunktdrift und zufälliger Messfehler. Eine Abweichung $\delta\alpha$ von der 180° -Drehung kann als *Scherung* interpretiert werden: Der Sensor 1 registriert in Lage 2 einen zu geringen Neigungsanteil ($-\tilde{n}_1$) und zusätzlich einen Neigungsanteil \tilde{n}_2 in orthogonaler Richtung zu \tilde{n}_1 :

$$n_1^I = \tilde{n}_1 \quad n_1^{II} = \frac{-\tilde{n}_1}{\sin \varepsilon} - \frac{\tilde{n}_2}{\tan \varepsilon}. \quad (6.9)$$

Die übliche Mittelbildung führt nicht auf die Absolutneigung \tilde{n}_1 , sondern auf den Ausdruck

$$n_1 = \frac{(n_1^I - n_1^{II})}{2} = \frac{1}{2}\left(\tilde{n}_1 + \frac{\tilde{n}_1}{\sin \varepsilon} + \frac{\tilde{n}_2}{\tan \varepsilon}\right). \quad (6.10)$$

Zur Abschätzung werden nun die Neigungswerte $\tilde{n}_1 = \tilde{n}_2 = 10''$ sowie eine Abweichung $\delta\alpha$ von $5''$ von der 180° -Drehung angenommen. Gleichung 6.10 liefert mit $\varepsilon = 90^\circ + \delta\alpha = 90^\circ + 5''$ einen Neigungswert n_1 von $10''00012$. Damit bleiben kleinere Abweichungen $\delta\alpha$ von der 180° -Bedingung bei der Azimutdrehung ohne spürbare Auswirkung auf die Genauigkeit der Neigungsmessung.

6.3.3 Fazit

In diesem Abschnitt wurde gezeigt, dass mit den hochpräzisen Neigungssensoren HRTM die absolute Neigungsmessung mit einer (äußeren) Genauigkeit $\sigma_{\Delta\Phi n}, \sigma_{\Delta\Lambda n}$ von besser als $0''05$ durchgeführt werden kann. Damit leisten die HRTM-Sensoren einen sehr wertvollen Beitrag, um die Fehleranteile der absoluten Neigungsmessung am Gesamtfehlerhaushalt von Zenitkameramessungen gering zu halten. Für die hochpräzise absolute Neigungsmessung ist es wichtig, die Fehlerquellen zu beherrschen, die die Sensornullpunkte beeinflussen. Allmähliche, lineare Nullpunktdriften, die beispielsweise durch Temperaturänderungen verursacht werden, können durch Nutzung der doppelten Zweilagennmessung eliminiert werden. Als kritischer instrumenteller Einfluss hat sich die fliehkraftbedingte Verlagerung der empfindlichen Sensornullpunkte während der Kameradrehung herausgestellt, die jedoch durch Einsatz der Arretierschrauben auf wenige $0''01$ reduziert werden kann. Die zufälligen Messfehler der Sensorik und der AD-Wandlung spielen nur eine untergeordnete Rolle im Fehlerhaushalt der Neigungsmessung.

6.4 Zeitmessung

Die Rolle der Zeitmessung im Fehlerhaushalt von Zenitkameramessungen wurde bereits im Zusammenhang mit der Verschlusskalibrierung in Abschnitt 5.3 diskutiert. Es wurde gezeigt, dass die zutreffende Modellierung des zeitlichen Verschlussverhaltens für die hochpräzise Bestimmung der astronomischen Länge von entscheidender Bedeutung ist. Während der elektronische Verschluss ein reproduzierbares Bewegungsverhalten aufweist und innere Genauigkeiten von etwa 0.1 ms liefert (Käker 2003), liegt die äußere Genauigkeit für die Verschlusskalibrierung unter Berücksichtigung der in Abschnitt 5.3.4 diskutierten Restsystematiken bei etwa 1 ms. Eine weitergehende Genauigkeitssteigerung ist erst durch Nutzung der sogenannten Zimmerwald-Methode (Schildknecht 1994) als verfeinertes Verfahren der Epochenregistrierung möglich, bei der nicht die Verschlussbewegung modelliert wird, sondern die Taktsignale des CCD-Sensors zur Zeiterfassung herangezogen werden.

Die Zeitmessung mit dem GPS-Empfänger Z12 ist mit einem zufälligen Fehler von 0.001 ms verbunden (Ashtech 1992). Diese Unsicherheit liegt 3 Größenordnungen – und damit erheblich – unterhalb der Genauigkeit für die Verschlusskalibrierung und ist daher ohne weitere Bedeutung für das Fehlerbudget der Zeitmessung.

Zusammenfassend wird die äußere Genauigkeit für die Zeitmessung durch die Unsicherheit der Verschlusskalibrierung auf $\sigma_t = 1$ ms limitiert. Unter Berücksichtigung der Winkelgeschwindigkeit der Erde von $15''\text{s}^{-1}$ ergibt sich eine Unsicherheit von $0''015$ in der Längenbestimmung, die nur einen marginalen Anteil am Fehlerhaushalt von Zenitkameramessungen hat. Die Nutzung der präzisen GPS-gestützten Zeitmessung in Verbindung mit dem sorgfältig kalibrierten elektronischen Präzisionsverschluss stellt eine wesentliche Verbesserung gegenüber dem früheren photographischen Zenitkamerasystem dar.

6.5 Azimutkorrektur

Im Gegensatz zur Polbewegungskorrektur kann die Azimutkorrektur $(\Delta\Phi, \Delta\Lambda)_a$ (Abschnitt 4.6.2) nicht als varianzfrei angenommen werden. Auf der Grundlage von typischen Ausgleichsergebnissen (Abschnitt 5.2.4) können den Kalibrierparametern r und γ der Azimutkalibrierung Standardabweichungen σ_r zwischen $0''02$ und $0''05$ sowie σ_γ zwischen $0^\circ5$ und $1^\circ5$ zugeordnet werden.

Die Anwendung des Fehlerfortpflanzungsgesetzes auf die Gleichungen 4.85 führt zu Standardabweichungen $(\sigma_{\Delta\Phi}, \sigma_{\Delta\Lambda})_a$ für die Azimutkorrekturen zwischen $0''02$ und $0''08$.

Wird die Azimutkalibrierung *nicht* in situ auf jeder Lotabweichungsstation durchgeführt, so muss aufgrund der Variabilität der Kalibrierparameter r und γ nach gegenwärtigem Erkenntnisstand mit systematischen Restfehlern gerechnet werden, die durchaus einige $0''1$ erreichen und dadurch die äußere Genauigkeit der Lotabweichungen deutlich reduzieren können. Sofern die Azimutkalibrierung jedoch auf jeder Lotabweichungsstation in situ durchgeführt wird und die Messdaten zügig erfasst werden (vgl. Abschnitt 5.2.4), dürften mögliche Restsystematiken der Azimutkalibrierung neben den unvermeidbaren zufälligen Fehlern $(\sigma_{\Delta\Phi}, \sigma_{\Delta\Lambda})_a$ eine eher untergeordnete Rolle spielen.

6.6 Geodätische Koordinaten

Im Zusammenhang mit der DGPS-gestützten Bestimmung der geodätischen Koordinaten (φ, λ) wurden bereits in Abschnitt 3.1.5 die erreichbaren Genauigkeiten $(\sigma_\varphi, \sigma_\lambda)$ angesprochen. Für die hochpräzise Lotabweichungsbestimmung werden die geodätischen Koordinaten durch Trägerphasenmessungen und Berücksichtigung geeigneter Korrekturdaten bestimmt. Die geodätischen Koordinaten weisen dann eine Genauigkeit σ_φ und σ_λ von besser als $0''01$ auf. Die Unsicherheit der geodätischen Koordinaten hat damit nur einen unwesentlichen Einfluss auf die Genauigkeit der Lotabweichungen.

6.7 Zusammenstellung und Vergleich

Der theoretische Gesamtfehlerhaushalt der Lotrichtungs- und Lotabweichungsbestimmung mit dem Zenitkameranystem TZK2-D ist in Tab. 6.5 zusammengestellt. Da die Fehlerquellen in ihrer Größe variieren können, sind in der Zusammenstellung minimale und maximale Werte für die Standardabweichungen angegeben.

Tab. 6.5: Fehlerhaushalt von digitalen Zenitkameranessungen

Fehlerquelle	Formelzeichen	minimaler Wert	maximaler Wert
Drehpunktberechnung	$\sigma_{\Phi D}, \sigma_{\Lambda D}$	$0''1^a$	$0''3^b$
Neigungsmessung	$\sigma_{\Delta\Phi n}, \sigma_{\Delta\Lambda n}$	$< 0''05$	$< 0''05$
Zeitmessung ^c	σ_t	$< 0''02$	$< 0''02$
Azimutkorrekturen	$\sigma_{\Delta\Phi a}, \sigma_{\Delta\Lambda a}$	$0''02$	$0''08$
Astronomische Breite und Länge	$\sigma_\Phi, \sigma_\Lambda$	$0''11, 0''12$	$0''32, 0''32$
Geodätische Koordinaten	$\sigma_\varphi, \sigma_\lambda$	$< 0''01$	$< 0''01$
Lotabweichungen ^d	σ_ξ, σ_η	$0''11, 0''07$	$0''32, 0''19$

^aEine Genauigkeit von $0''1$ für die Drehrichtung wird ab etwa 15 Referenzsternen erreicht.

^bStehen nur 4 bis 6 Referenzsterne zur Verfügung, dann kann die Drehpunktgenauigkeit auch auf etwa $0''3$ sinken.

^cWird nur bei der Berechnung der Standardabweichung der astronomischen Länge berücksichtigt.

^dBei einer angenommenen Breite von 52° .

Die einzelnen Standardabweichungen der Beobachtungen sind weitgehend voneinander unabhängig, so dass die Standardabweichungen für die Lotrichtungparameter ($\sigma_\Phi, \sigma_\Lambda$) und die Lotabweichungen (σ_ξ, σ_η) durch einfache Fehlerfortpflanzung – ohne Berücksichtigung von Korrelationen – mit den Gleichungen 6.11 und 6.12 berechnet werden dürfen:

$$\begin{aligned}\sigma_\Phi^2 &= \sigma_{\Phi D}^2 + \sigma_{\Delta\Phi n}^2 + \sigma_{\Delta\Phi a}^2 \\ \sigma_\Lambda^2 &= \sigma_{\Lambda D}^2 + \sigma_{\Delta\Lambda n}^2 + \sigma_{\Delta\Lambda a}^2 + \sigma_t^2\end{aligned}\quad (6.11)$$

sowie

$$\sigma_\xi^2 = \sigma_\Phi^2 + \sigma_\varphi^2 \quad \sigma_\eta^2 = (\sigma_\Lambda^2 + \sigma_\lambda^2) \cos^2 \Phi. \quad (6.12)$$

Die Zusammenstellung in Tab. 6.5 zeigt sehr deutlich, dass die astrometrische Ermittlung der Drehpunktkoordinaten den größten Anteil am Fehlerhaushalt hat. Der Neigungsmessung und den Azimutkorrekturen kommt im Vergleich zur Astrometrie nur eine untergeordnete Bedeutung zu. Die Zeitmessung und die geodätischen Koordinaten haben nur einen marginalen Anteil am Fehlerbudget. Die innere Genauigkeit einer *einzelnen Lotabweichungsmessung* beträgt – in Abhängigkeit der astrometrischen Drehpunktgenauigkeit – zwischen $0''1$ und $0''3$. Da auf einer Lotabweichungsstation grundsätzlich einige 10 Einzelmessungen durchgeführt werden, kann für die *Mittelwerte der Lotabweichungen* eine innere Genauigkeit von $0''1$ und besser erreicht werden, die in Abschnitt 7.1.1 nachgewiesen wird.

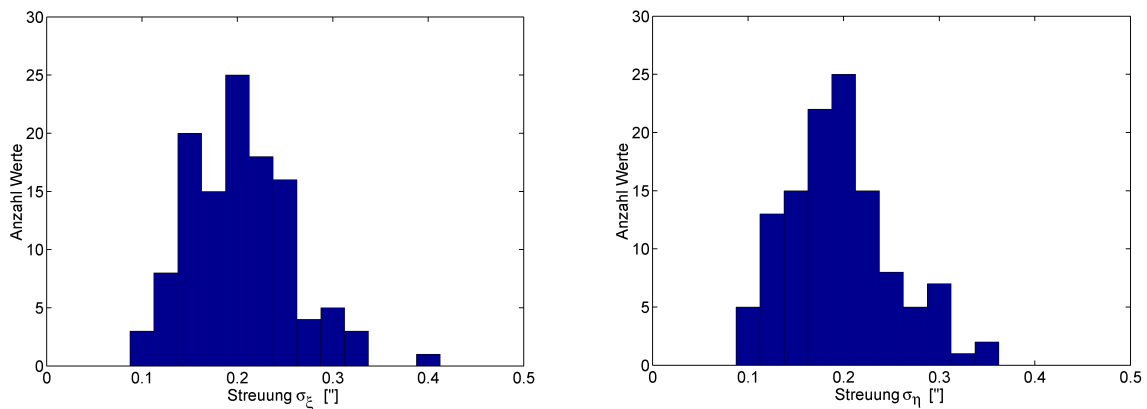


Abb. 6.8: Verteilung der empirischen Standardabweichungen der Lotabweichungen (ξ, η). Den beiden Grafiken liegen insgesamt etwa 2200 einzelne Lotabweichungsmessungen zu Grunde, die auf über 100 Lotabweichungsstationen in Hannover, Benthe, Hamburg und der Schweiz durchgeführt worden sind.

Die Zusammenstellung der inneren Genauigkeiten in Tab. 6.5 kann empirisch auf Plausibilität überprüft werden. Dazu werden die Standardabweichungen betrachtet, die aus der Streuung von Wiederholungsmessungen berechnet werden können. In Abb. 6.8 ist die Verteilung der Standardabweichungen für die Lotabweichungskomponenten ξ und η für über 100 Lotabweichungsstationen dargestellt. Der größte Teil der in der Praxis erreichten Standardabweichungen für die Einzelwerte variiert im Intervall von $0''15$ bis $0''30$. Somit kann angenommen werden, dass die Zusammenstellung des Fehlerhaushaltes der Lotabweichungsmessung insgesamt zutrifft.

Kapitel 7

Erprobung

Im Rahmen einer intensiven Erprobungsphase wurde das Zenitkamarasystem TZK2-D in den Jahren 2003 und 2004 in Feldprojekten in Norddeutschland und der Schweiz für Lotabweichungsmessungen eingesetzt. Der erste Feldeinsatz des Systems erfolgte von März bis April 2003 in Wanhöden bei Cuxhaven. Umfangreichere Lotabweichungsmessungen auf 35 regional verteilten Stationen wurden im Oktober 2003 in den Schweizer Alpen durchgeführt. Im Zeitraum von März bis April 2004 konnte das Zenitkamarasystem TZK2-D für die hochauflösende Bestimmung eines lokalen Geoidprofils in Benthe bei Hannover genutzt werden. Ein Schwerpunkt wurde während der Erprobungsphase auf den Nachweis der äußeren Genauigkeit der Lotabweichungen gelegt. Dazu wurden Vergleichsmessungen auf dem ehemaligen PZT-Standort in Hamburg durchgeführt und mehrere Referenzpunkte wiederholt beobachtet, um zuverlässige Aussagen über die Wiederholbarkeit der Lotabweichungsmessung mit der TZK2-D abzuleiten. Darüber hinaus konnten auf mehreren Stationen gemessene Lotabweichungen mit gravimetrisch bestimmten Lotabweichungen und mit den Ergebnissen verglichen werden, die mit einem weiteren Zenitkamarasystem (DIADEM) erzielt wurden.

Die bei den Feldmessungen gewonnenen Ergebnisse und Erfahrungen gliedern sich in drei Gruppen. In Abschnitt 7.1 wird über Vergleichsmessungen berichtet, die in Hamburg und Hannover durchgeführt wurden. Abschnitt 7.2 gibt einen kurzen Bericht über Feldmessungen in der Schweiz. Die Lotabweichungsmessungen für die lokale Geoidbestimmung in Benthe und die erzielten Ergebnisse sind Gegenstand von Abschnitt 7.3. Abschließend erfolgt eine Zusammenstellung der wesentlichen Resultate der Feld- und Vergleichsmessungen sowie eine kurze Diskussion der erreichten Genauigkeiten (Abschnitt 7.4).

7.1 Vergleichsmessungen

Für eine einwandfreie Bestimmung der äußeren Genauigkeit und für die Aufdeckung von systematischen Restfehlern werden Vergleichswerte für die Lotabweichungen auf möglichst unterschiedlichen Stationen benötigt. Geeignete Vergleichswerte sollten

- eine übergeordnete Genauigkeit von etwa $0''01$ aufweisen
- und im ITRS koordiniert sein.

Eine Lotabweichungsstation, die beide Bedingungen vollständig erfüllt, steht jedoch nicht zur Verfügung. Aus diesem Grund wurden ersatzweise Vergleichsmessungen auf solchen Stationen

durchgeführt, die die Voraussetzungen für die Vergleichbarkeit zumindest näherungsweise erfüllen. Hierzu gehört insbesondere der Standort des ehemaligen Photozenitrohres (PZT) in Hamburg.

Neben direkt beobachteten Lotabweichungen können auch indirekte, gravimetrische Lotabweichungen zum Vergleich herangezogen werden, die auf der Grundlage von Geoidmodellen berechnet werden können (z.B. europäisches gravimetrisches Geoidmodell EGG97, Torge und Denker 1999). Gravimetrische Lotabweichungen bzw. Lotrichtungen beziehen sich einerseits auf das ITRS, weisen jedoch andererseits keine übergeordnete Genauigkeit auf. Ein Vergleich zwischen astrogeodätisch gemessenen und gravimetrisch berechneten Lotabweichungen ist trotzdem sehr sinnvoll, weil beide Lotabweichungskategorien voneinander vollkommen unabhängig sind. In dieser Arbeit werden gravimetrische Lotabweichungen aus dem Geoidmodell EGG97 auf den drei Stationen Hamburg, Hannover und Benthe für einen Vergleich mit gemessenen Lotabweichungen herangezogen. Die Berechnung der gravimetrischen Lotabweichungen wurde von Denker (2004) durchgeführt. Für die bereitgestellten Werte kann eine Genauigkeit in der Größenordnung von etwa $0''.2$ erwartet werden (Denker 1988, 2004).

7.1.1 Vergleichsmessungen in Hamburg

Das Photozenitrohr des früheren Deutschen Hydrographischen Instituts (DHI) in Hamburg wurde von 1957 bis 1986 stationär für astronomische Zeit- und Breitenbestimmungen im Rahmen des Internationalen Breitendienstes genutzt (vgl. Enslin 1964). Nach der Einstellung der Beobachtungen wurde das PZT-Betriebsgebäude abgerissen. Im Sommer 2003 konnte der im Stadtpark Hamburg gelegene PZT-Standort vom Landesbetrieb Geoinformation und Vermessung Hamburg (LGV) auf der Grundlage vorhandener geodätischer Koordinaten durch eine Vermarkung wieder hergestellt werden und ist seitdem für astrogeodätische Vergleichsbeobachtungen zugänglich.

Der Hamburger PZT-Standort ist einer der genauesten astronomischen Referenzpunkte in Deutschland. Über einen Zeitraum von etwa 30 Jahren wurden astronomische Stationskoordinaten ($\Phi_{BIH1968}$, $\Lambda_{BIH1968}$) im Bezugssystem BIH 1968 beobachtet (z.B. BIH 1969) und in den Jahresberichten des BIH publiziert. Die astronomischen Koordinaten für den PZT-Standort lauten nach BIH (1984), S. B-2:

$$\Phi_{BIH1968} = 53^{\circ}59'26.8 \qquad \Lambda_{BIH1968} = 10^{\circ}01'52.05 \qquad (7.1)$$

Durch Berücksichtigung kleinerer additiver Korrekturen

$$\Delta\Phi_{BIH1968 \rightarrow ITRS} = -0''.102 \qquad \Delta\Lambda_{BIH1968 \rightarrow ITRS} = +0''.137, \qquad (7.2)$$

die aus dem Vergleich früherer mit heutigen Sternpositionen ermittelt wurden (Enslin 2003), können die PZT-Koordinaten (Gleichung 7.1) näherungsweise in das ITRS überführt werden. Für den PZT-Standort sind die resultierenden astronomischen Koordinaten, die geodätischen Koordinaten (Bezugssystem ETRS89, mitgeteilt durch LGV 2003) und die Lotabweichungen in Tab. 7.1 zusammengestellt.

Tab. 7.1: Referenzkoordinaten PZT-Standort Hamburg

geodätische Koordinaten		astronomische Koordinaten		Lotabweichungen	
φ [°]	λ [°]	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]
53.596737	10.015757	53.597240	10.015243	1.81	-1.10

Die äußere Genauigkeit der Referenzwerte für die Lotabweichungen aus Tab. 7.1 ist schwierig abzuschätzen. Die Annahme einer äußeren Genauigkeit für die Lotabweichung von etwa $0''.1$ erscheint plausibel, da mehrere Fehlerquellen zu berücksichtigen sind:

- Die Referenzkoordinaten ($\Phi_{BIH1968}, \Lambda_{BIH1968}$) weisen eine Unsicherheit von einigen $0''.02$ auf, wie sich in den Schwankungen unterschiedlicher Jahresmittelwerte deutlich zeigt (z.B. Enslin 1964, 1972, 2004).
- Die Korrektursterme $\Delta\Phi_{BIH1968 \rightarrow ITRS}$ und $\Delta\Lambda_{BIH1968 \rightarrow ITRS}$ erlauben nur eine genäherte Transformation zwischen dem BIH 1968 System und dem ITRS für die Station Hamburg.
- Enslin (2004) zu Folge wurde für das Hamburger PZT keine Verschlusskalibrierung durchgeführt. Demzufolge ist die äußere Genauigkeit der astronomischen Länge sicherlich reduziert.

Obwohl die (ξ, η) -Referenzwerte des ehemaligen PZTs somit keine übergeordnete Genauigkeit aufweisen, kann ein Vergleich mit gemessenen Lotabweichungen zumindest sehr gute Anhaltspunkte hinsichtlich der erreichbaren äußeren Genauigkeit der TZK2-D Messungen geben.

Messungen und Ergebnisse

Mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D konnten in insgesamt 5 Nächten umfangreiche Lotabweichungsmessungen auf oder in der Nähe des ehemaligen PZT-Standorts im Stadtpark Hamburg ausgeführt werden. Eine vollständige Zusammenstellung aller Abendwerte für die Station Hamburg ist in Tab. A.2 im Anhang zu finden. Um Aussagen über die *innere Genauigkeit* der Abendwerte ableiten zu können, wurden in jeder Nacht mehrere Abendwerte hintereinander bestimmt. Tab. 7.2 zeigt exemplarisch 5 Abendwerte vom 09. Dezember 2003. Die Streuung ist ein Maß für die innere Genauigkeit der Abendwerte und beträgt $0''.07$ für ξ und $0''.08$ für η . In den anderen Nächten wurden bei ähnlichen, wiederholten Bestimmungen der Abendwerte mittlere innere Genauigkeiten von etwa $0''.08$ erzielt, die die hier angegebenen Werte bestätigen (Tab. A.2). Die Zusammenstellung der Messungen in Tab. A.2 zeigt sehr deutlich die hohe positive Korrelation der wiederholten Lotabweichungsmessungen an den einzelnen Abenden. Als Hauptursache kommen niederfrequente Refraktionsanomalien im Zenit aufgrund von Schichtneigung in Frage.

Tab. 7.2: Abendwerte am 09.12.2003 auf der Station Hamburg

Projekt	Einzellösungen	ξ ["]	η ["]	v_ξ ["]	v_η ["]
20031209_2000	117	1.88	-0.94	-0.08	0.01
20031209_3000	120	1.72	-0.88	0.08	-0.05
20031209_4000	78	1.87	-1.07	-0.07	0.14
20031209_5000	116	1.78	-0.87	0.02	-0.06
20031209_6000	108	1.76	-0.91	0.04	-0.02
Mittelwert		1.80	-0.93		
Standardabw.				0.07	0.08

Die Abendwerte (Mittelwerte aller Messungen an einem Abend) der Lotabweichungen, die in 5 unterschiedlichen Nächten gemessen wurden, können Tab. 7.3 entnommen werden. In der Tabelle sind auch die Abweichungen zum Gesamtmittel aller TZK2-D Beobachtungen in Hamburg und die Abweichungen zu den PZT-Sollwerten aus Tab. 7.1 verzeichnet. Unter der Annahme, dass die PZT-Sollwerte den wahren Werten für die Lotabweichungen entsprechen, ergibt sich eine *äußere Genauigkeit* für die Abendwerte der Lotabweichungen (ξ, η) von $0''.14$. Die berechnete äußere Genauigkeit für die Lotabweichungen entspricht in hoher Übereinstimmung der äußeren Genauigkeit,

die früher nur mit Photozenitrohren erreicht werden konnte: Die Genauigkeit für die Abendwerte des Hamburger Photozenitrohres wird von Dimopoulos (1982), S.129 mit $0''12$ bis $0''17$ beziffert. Somit können mit dem digitalen Zenitkamarasystem ähnliche äußere Genauigkeiten erzielt werden wie früher mit Photozenitrohren. Die verbleibenden *Abweichungen* zwischen dem Mittel aller Lot-

Tab. 7.3: Abendwerte der Lotabweichungsmessungen in Hamburg

Datum	gemessene Lotabweichungen		Abweichungen zum TZK2-D Mittel		Abweichungen von den PZT-Sollwerten	
	ξ ["]	η ["]	v_ξ ["]	v_η ["]	ε_ξ ["]	ε_η ["]
20031209	1.80	-0.93	0.12	-0.11	-0.01	0.17
20040325	2.01	-0.99	-0.09	-0.05	0.20	0.11
20040413	2.04	-1.10	-0.12	0.06	0.23	0.00
20040415	1.89	-1.26	0.03	0.22	0.08	-0.16
20040424	1.87	-0.93	0.05	-0.11	0.06	0.17
Mittel	1.92	-1.04				
Standardabw.			0.10	0.14	0.14	0.14

abweichungsmessungen, den PZT-Sollkoordinaten und den gravimetrischen Lotabweichungen sind in Tab. 7.4 zu finden. Es ergeben sich nur geringe Abweichungen, die aufgrund der Genauigkeit der Vergleichswerte (etwa $0''1$ für die PZT-Koordinaten und $0''2$ für die gravimetrischen Lotabweichungen) nicht signifikant sind. Insbesondere die hohe Korrespondenz zwischen den TZK2-D Ergebnissen und den PZT-Vergleichswerten ist positiv zu bewerten. Größere systematische Fehler in den TZK2-D Beobachtungen liegen aufgrund der geringen Abweichungen nicht vor. Es fällt auf, dass es einen größeren, jedoch nicht signifikanten Unterschied zwischen den PZT-Sollwerten und den gravimetrischen Lotabweichungen in der ξ -Komponente von $0''34$ gibt. Hier zeigt sich sehr deutlich die begrenzte Genauigkeit der verfügbaren Vergleichsdaten. Positiv ist an dieser Stelle anzumerken, dass das TZK2-D Gesamtmittel für ξ mit einem Wert von $1''92$ *innerhalb* des Intervalls liegt, das von den beiden Vergleichswerten $1''81$ (PZT) und $2''15$ (EGG97) gebildet wird. Auch hierdurch wird die erreichte hohe äußere Genauigkeit der TZK2-D Messungen unterstrichen. Auf der

Tab. 7.4: Vergleich der Lotabweichungen in Hamburg

Instrument/Quelle	ξ ["]	η ["]	$\Delta\xi$ ["]	$\Delta\eta$ ["]
TZK2-D Gesamtmittel	1.92	-1.04		
PZT-Sollkoordinaten	1.81	-1.10	0.11	0.06
gravimetrische Lotabweichungen (EGG97)	2.15	-1.12	-0.23	0.08

Grundlage der durchgeführten Vergleichsmessungen können zusammenfassend folgende wesentliche Aussagen getroffen werden: Die Abendwerte der Lotabweichungen erreichen eine innere Genauigkeit von etwa $0''08$ und im Vergleich zu den PZT-Sollkoordinaten eine hohe äußere Genauigkeit von besser als $0''15$. Es verbleiben keine signifikanten systematischen Abweichungen gegenüber den PZT-Sollwerten. Der Unterschied zwischen der inneren und äußeren Genauigkeit ist plausibel durch das Vorhandensein von Refraktionsanomalien im Zenit zu erklären, die sich im Laufe einer Nacht nur wenig verändern (vgl. Abschnitt 6.2.3.2).

7.1.2 Vergleichsmessungen in Hannover

Mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D wurde in Hannover eine Lotabweichungsstation wiederholt beobachtet, um sehr genaue Referenzkoordinaten als Mittel einer längeren Beobachtungsreihe abzuleiten und Aussagen über die Wiederholbarkeit der Lotabweichungsmessungen an unterschiedlichen Abenden zu treffen. Als Lotabweichungsstation wurde der Astropfeiler auf dem geodätischen Messdach der Universität Hannover gewählt. In insgesamt 14 Nächten im Zeitraum vom Februar 2003 bis März 2004 konnten wiederholte Lotabweichungsmessungen auf dem Pfeiler durchgeführt werden.

Die entstandene Beobachtungsreihe deckt über einen Zeitraum von 13 Monaten ein breites Spektrum von *äußeren Umgebungsbedingungen* ab. So wurden die Messungen zu allen Jahreszeiten durchgeführt und überdecken einen sehr breiten Temperaturbereich von -10°C bis $+30^{\circ}\text{C}$. Die Messungen verteilen sich auf unterschiedliche Beobachtungszeiten (Abend, Mitternacht und früher Morgen) und decken darüber hinaus verschiedene Wetterlagen (Hochdruckfronten u.a.) und daraus resultierende Refraktionseinflüsse ab. Für die astrometrische Auswertung wurden insgesamt einige 10000 Tycho-2 Sterne bzw. UCAC-Sterne in der Deklination von etwa $52^{\circ}4$ über das gesamte Rektaszensionsband von 0° bis 360° hinzugezogen. Damit ist auch der Einfluss unterschiedlicher Sternfelder in den Resultaten enthalten, der jedoch auf der Grundlage der Voruntersuchungen (Abschnitt 6.2.1.3) als gering einzuschätzen ist.

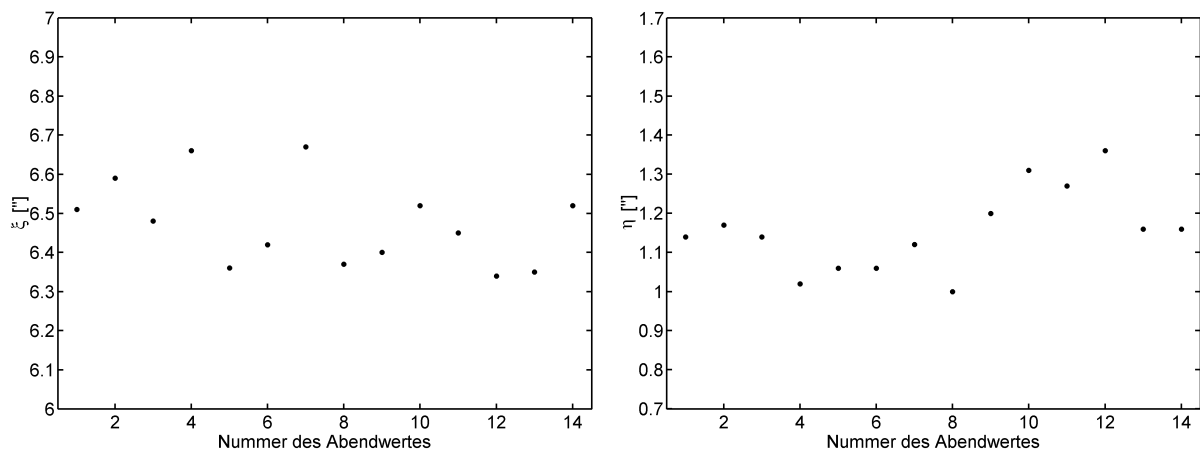


Abb. 7.1: Verlauf der Lotabweichungskomponenten ξ und η für die Station Hannover

Die einzelnen Abendwerte für die Lotabweichungen (ξ , η) sind in Anhang A.1 zusammengestellt und in Abb. 7.1 visualisiert. Aus den Streuungen gegenüber den jeweiligen Mittelwerten aller Beobachtungen ergeben sich Standardabweichungen σ_{ξ} und σ_{η} für die Abendwerte der Lotabweichungskomponenten von $0''.11$. Größere Abweichungen als $0''.2$ zwischen einzelnen Abendwerten und dem Mittelwert sind in nur einem Fall vorhanden; die Streubreite beträgt über die Beobachtungsserie $0''.33$ in ξ und $0''.36$ in η . Aus diesen Ergebnissen können zwei wesentliche Schlüsse gezogen werden:

- Die mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D durchgeführten Lotabweichungsmessungen zeigen eine hohe Wiederholbarkeit über einen längeren Zeitraum unter unterschiedlichsten Umgebungsbedingungen. Größere Variationen von möglichen instrumentellen Restsystematiken sind offenbar nicht vorhanden.

- Die implizit in den Abendwerten enthaltene, systematisch wirkende Zenitrefraktion kann als *zufällig wirkender Fehler über mehrere Abende* aufgefasst werden. Die Streuung der (ξ, η) Abendwerte von $0''11$ lässt die Aussage zu, dass die implizit enthaltene Zenitrefraktion eine durchschnittliche Amplitude von etwa $0''1$ nicht überschreitet.

Diese erfreulichen Resultate der Wiederholungsmessungen unterstreichen einerseits die hohe Präzision des Zenitkamarasystems TZK2-D, können andererseits jedoch *nicht* unerkannte Restsystematiken aufdecken, die *alle* Abendwerte der Lotabweichungen in der gleichen Richtung verfälschen. An dieser Stelle kann jedoch auf der Grundlage aller Vergleichsmessungen (Abschnitt 7.4) bereits festgehalten werden, dass sich – im Rahmen der begrenzten Genauigkeit der Vergleichsdaten – in keinem Fall signifikante Restsystematiken gezeigt haben. Deshalb kann die Streuung der 14 Abendwerte von $0''11$ als klarer Hinweis auf die äußere Genauigkeit der Lotabweichungen in Hannover gewertet werden.

Für das Mittel aller Abendwerte auf der Referenzstation in Hannover wurde ein Vergleich mit den EGG97-Lotabweichungen vorgenommen, der in Tab. 7.5 zusammengestellt ist. Es zeigt sich im Rahmen der begrenzten Genauigkeit der Vergleichswerte eine gute Übereinstimmung zwischen den gravimetrischen und den gemessenen Lotabweichungen. Ein signifikanter Unterschied ist nicht feststellbar.

Tab. 7.5: Vergleich zwischen gemessenen und gerechneten Lotabweichungen in Hannover

Lotabweichungs- station	TZK2-D		EGG97		Differenzen	
	ξ ["]	η ["]	ξ ["]	η ["]	$\Delta\xi$ ["]	$\Delta\eta$ ["]
Hannover	6.47	1.15	6.60	1.15	-0.13	0.00

7.2 Lotabweichungsmessungen in der Schweiz

Die digitalen Zenitkamarasysteme TZK2-D und DIADEM (Abschnitt 1.5) wurden im Zeitraum vom 09.10.2003 bis zum 27.10.2003 für umfangreiche Lotabweichungsmessungen in der Schweiz eingesetzt. Die Messkampagne wurde in enger Zusammenarbeit mit dem Bundesamt für Landestopographie der Schweiz (Swisstopo) und dem Geodäsie und Geodynamik Labor (GGL) der ETH Zürich mit den Hauptzielsetzungen durchgeführt,

- die Feldtauglichkeit der Zenitkamarasysteme TZK2-D und DIADEM auch unter erschwerten äußeren Bedingungen im Gebirge nachzuweisen,
- erste Vergleichsmessungen mit beiden Systemen zur Ableitung von Genauigkeitsaussagen durchzuführen und
- einen Beitrag für das neue Schweizer Geoidmodell CHGeo2003 zu liefern.

Die astrogeodätischen Lotabweichungsmessungen mit den beiden digitalen Zenitkamarasystemen wurden in eine größere Feldkampagne der Swisstopo zur gezielten Verbesserung des vorhandenen Geoidmodells CHGeo98 (Marti 1997) eingebettet. Das neue Schweizer Geoidmodell CHGeo2003 soll

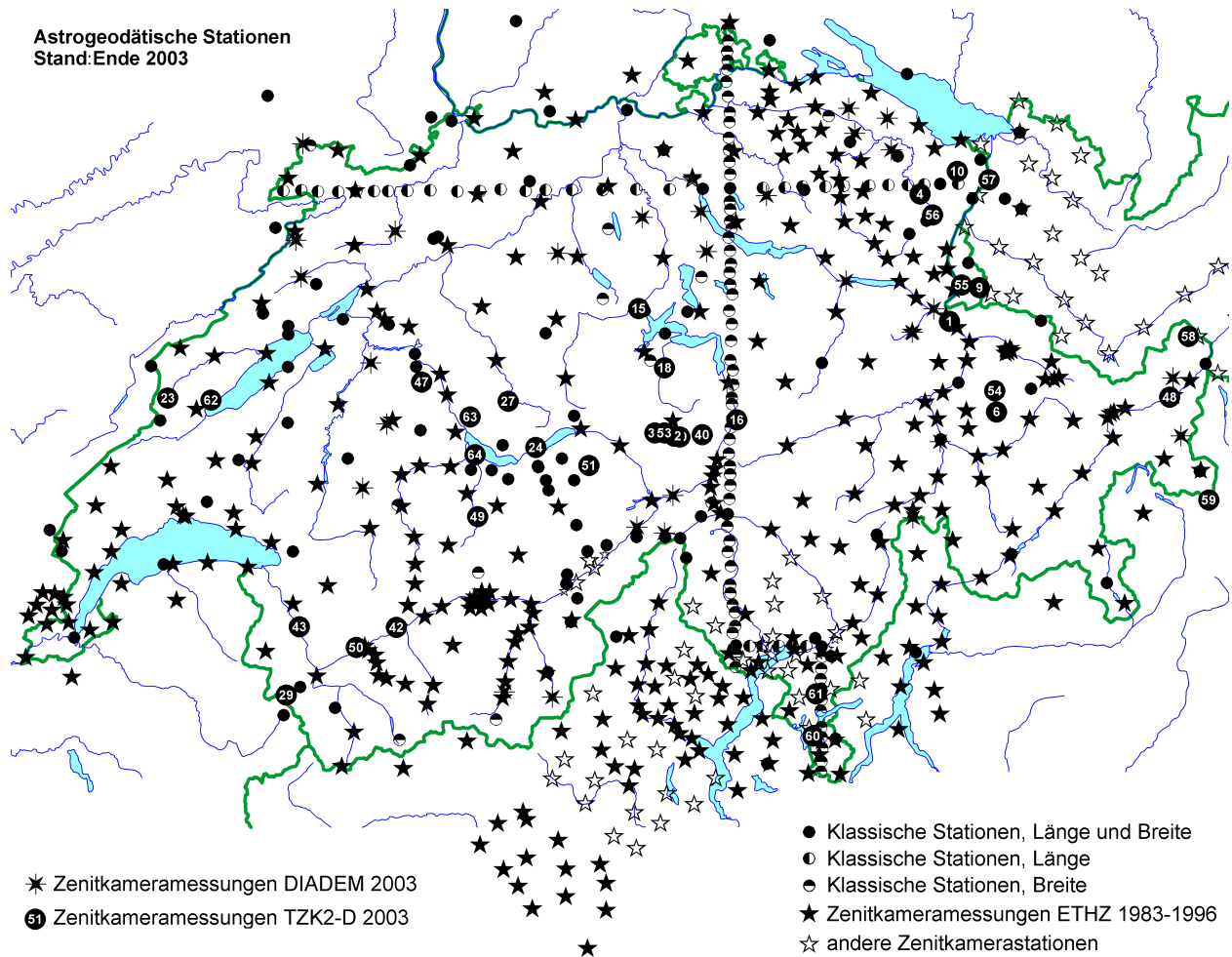


Abb. 7.2: Lotabweichungsstationen der Schweiz (erstellt von Dr. Marti). Dargestellt sind die TZK2-D-Lotabweichungsstationen (schwarze Kreise mit Punktnummern, die mit Tab. A.4 korrespondieren) und DIADEM-Stationen mit dem bisherigen schweizerischen Lotabweichungsnetz.

zusammen mit vorhandenen Nivellementsnetzen und GPS-Höhenpunkten ein konsistentes nationales geodätisches Netzwerk (Swiss Combined Geodetic Network, CH-CGN) bilden und Bestandteil des sich im Aufbau befindlichen ECGN (European Combined Geodetic Network) werden. Über den Stand der Realisierung des CH-CGN wird von Brockmann *et al.* (2003, 2004) berichtet. In dem neueren Beitrag findet sich auch ein kurzer Abriss über die durchgeführten Zenitkammermessungen und erste Resultate von der Berechnung des CHGeo2003-Geoidmodells. Über Erfahrungen mit beiden Zenitkammerasystemen wird in Müller *et al.* (2004) berichtet. In dieser Dissertation werden einige Erfahrungen und Ergebnisse dargestellt, die mit dem System TZK2-D erzielt worden sind sowie die gemessenen Lotabweichungen nachgewiesen.

Mit dem Zenitkammerasystem TZK2-D wurden für das Schweizer Lotabweichungsnetz während der CHGeo2003-Messkampagne 35 regional gut verteilte Lotabweichungsstationen gemessen. Die Messungen wurden überwiegend an Orten durchgeführt, an denen das bisherige Geoidmodell CHGeo98 Unsicherheiten, d.h. größere Widersprüche zwischen GPS/Nivellementspunkten und Geoidhöhen aufweist (siehe Schneider *et al.* 2003 oder Marti 2002). Darüber hinaus wurden sehr ungenaue, meist ältere visuelle Lotabweichungsbeobachtungen durch neue Lotabweichungsstationen ersetzt und astrogeodätisch wenig erschlossene Gegenden verdichtet.

Da das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D in der Örtlichkeit flexibel – unabhängig von verfügbaren Festpunkten – einsetzbar ist, wurden die Lotabweichungsmessungen auf Feldwegen, Parkplätzen und ähnlichen, einfach erreichbaren Orten durchgeführt. Im Feldbetrieb hat sich gezeigt, dass an die Aufstellflächen für die Kamera keine besonderen Anforderungen gestellt werden. Neben Asphalt-, Beton- und Kieseluntergrund konnten die Lotabweichungsmessungen ebenso auf Rasenflächen und auch an geneigten Aufstellorten gleichermaßen problemlos durchgeführt werden.

In insgesamt 16 Beobachtungsnächten konnten mit dem System TZK2-D 41 Abendwerte auf 35 unterschiedlichen Lotabweichungsstationen gemessen werden, wobei 34 Stationen je einmal besetzt wurden. Je nach Wettersituation, Lage der Stationen (Gebirgstäler, Pässe), Abstand der Stationen (meistens einige 10 km) und Fahrtaufwand je Nacht (100 km und mehr) konnten zwischen 1 und 5 Lotabweichungsstationen pro Nacht gemessen werden. Jede Station wurde hochredundant – durch etwa 80 bis 160 Einzellösungen – in 3 bis 4 azimutalen Kameraausrichtungen (Abschnitt 5.2) bestimmt. 32 von 35 Lotabweichungsstationen überdecken das Hoheitsgebiet der Schweiz, 2 Stationen liegen in Liechtenstein (Triesenstein und Malbun) sowie ein Beobachtungspunkt in Italien (Stilfser Joch, 2800 m). Die neu gemessenen Stationen werden in Abb. 7.2 gezeigt; die Ergebnisse der Lotabweichungsbestimmungen werden im Anhang A.4 dieser Arbeit nachgewiesen.

Auf der Geostation Zimmerwald konnte das Exzentrum des Schweizer Fundamentalpunktes an insgesamt 7 unterschiedlichen Nächten mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D beobachtet werden (Tab. 7.6). Als wesentliches Ergebnis der Wiederholungsmessungen ist festzuhalten, dass die Abendwerte eine sehr niedrige Standardabweichung von $0''06$ (Komponente ξ) und $0''10$ (Komponente η) aufweisen und die Streubreite der Stichprobe in beiden Komponenten etwa $0''3$ beträgt.

Tab. 7.6: Wiederholungsmessungen auf der Lotabweichungsstation Zimmerwald. Die mit GPS im differenziellen Modus bestimmten geodätischen Koordinaten sind auf das Bezugssystem CHTRF bezogen.

Datum	Anz.	φ [°]	λ [°]	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]	v_ξ ["]	v_η ["]
20031009	167	46.877019	7.465235	46.879142	7.466821	7.64	3.90	0.16	-0.07
20031011	129	46.877019	7.465235	46.879193	7.466773	7.83	3.78	-0.03	0.05
20031013	117	46.877019	7.465235	46.879206	7.466871	7.87	4.03	-0.07	-0.20
20031022	79	46.877019	7.465235	46.879198	7.466764	7.85	3.77	-0.05	0.06
20031025	87	46.877019	7.465235	46.879169	7.466741	7.74	3.71	0.06	0.12
20031026	84	46.877019	7.465235	46.879174	7.466800	7.76	3.85	0.04	-0.02
20031027	57	46.877019	7.465235	46.879214	7.466758	7.91	3.75	-0.11	0.08
Mittel		46.877019	7.465235	46.879185	7.466790	7.80	3.83		
Standardabw.				0.000016	0.000043	0.06	0.10		
Streubreite						0.27	0.33		

Da drei Lotabweichungsstationen im Laufe der Kampagne sowohl mit der TZK2-D als auch mit DIADEM beobachtet wurden, ist ein erster Vergleich zwischen den beiden digitalen Zenitkamarasystemen möglich (Tab. 7.7). Die Differenzen zwischen den ξ -Komponenten betragen für alle Stationen maximal $0''1$. Diese hohe Korrespondenz zwischen den ξ -Komponenten bestätigt in Verbindung mit der hohen Wiederholbarkeit der Lotabweichungsbestimmungen aus Tab. 7.6 die Erkenntnis aus dem Abschnitt 7.1, dass sich die erreichte äußere Genauigkeit für die Lotabweichungskomponenten im Bereich von etwa $0''10$ bis $0''15$ bewegt.

Tab. 7.7: Vergleichsmessungen TZK2-D und DIADEM in der Schweiz

Station	ξ ["] (TZK2-D)	ξ ["] (DIADEM)	$\Delta\xi$ ["]
Grosse Scheidegg	25.63	25.73	-0.10
Pradella	5.59	5.64	-0.05
Zimmerwald	7.81	7.90	-0.09

Im Rahmen der astrogeodätischen Kampagne CHGeo2003 wurden nahezu alle von der Swisstopo vorgeschlagenen Stationen eingemessen und eine Reihe zusätzlicher Stationen zur weiteren Verdichtung des Lotabweichungsfeldes eingeschaltet. Die Kampagne hat gezeigt, dass das digitale Zenitkameranerasystem auch unter erschwerten äußeren Bedingungen – Luftfeuchtigkeit, Temperaturen bis zu -10°C und erhebliche transportbedingte Erschütterungen – einwandfrei funktioniert und zur hochgenauen und wirtschaftlichen Bestimmung von Lotabweichungen im Gebirge eingesetzt werden kann.

7.3 Profilhafte Geoidbestimmung in Benthe

Im Zeitraum von März bis April 2004 wurde das digitale Zenitkameranerasystem TZK2-D exemplarisch für eine hochauflösende, profilhafte lokale Geoidbestimmung in Benthe südlich von Hannover eingesetzt. In dem ausgewählten Testgebiet befindet sich der Benthener Salzstock als ausgedehnter geophysikalischer Störkörper im Untergrund. Der Salzstock weist eine im Vergleich zu umliegenden Gesteinen geringere Dichte auf, wodurch das lokale Schwerfeld beeinflusst wird. In der Örtlichkeit wurde ein etwa 9 km langes Profil mit insgesamt 26 Stützpunkten festgelegt, die einen durchschnittlichen Abstand von etwa 350 m und ein durchschnittliches Azimut von etwa 300° aufweisen (Abb. 7.4 c). Auf Grundlage früherer Zenitkameranerasmessungen in dem gewählten Gebiet (Seeber und Torge 1985) und verfügbarer geologischer Karten ist bekannt, dass der Salzstock eine Breite von etwa 3 bis 4 km besitzt und sich zwischen Benthe und Ronnenberg erstreckt. In diesen Bereich fallen die Lotabweichungsstationen Nr. 7 bis 19. Das Profil kreuzt zudem den Benthener Berg, der sich gegenüber dem im übrigen Profilverlauf ebenen Gelände um etwa 100 m abhebt.

Tab. 7.8: Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Benthe - Wiederholungsmessungen auf der Referenzstation Nr. 14

Datum	Anz.	φ [°]	λ [°]	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]	v_{ξ} ["]	v_{η} ["]
20040331	64	52.332277	9.641871	52.334199	9.643100	6.92	2.70	0.15	0.01
20040414	60	52.332281	9.641882	52.334244	9.643146	7.06	2.78	0.01	-0.07
20040416	51	52.332281	9.641877	52.334271	9.643088	7.16	2.66	-0.09	0.05
20040423	57	52.332285	9.641854	52.334266	9.643069	7.13	2.68	-0.06	0.03
Mittel		52.332281	9.641871	52.334245	9.643101	7.07	2.71		
Standardabw.						0.11	0.05		

Innerhalb von 5 Nächten konnten mit dem Zenitkameranerasystem TZK2-D auf den festgelegten 26 Stützpunkten 39 (ξ, η) -Abendwerte bestimmt werden. Dies entspricht einem Durchschnittswert von etwa 8 besetzten Lotabweichungsstationen pro Nacht. Im Rahmen der Messungen wurden 10 Lotabweichungsstationen in je 2 Nächten doppelt besetzt und eine Referenzstation (Stützpunkt Nr. 14) in 4 Nächten wiederholt bestimmt, um empirische Genauigkeitsaussagen treffen zu können.

In der Tab. A.5 im Anhang sind alle Abendwerte zusammengestellt. An dieser Stelle soll festgehalten werden, dass die Standardabweichungen aus Doppelmessungen auf 10 unterschiedlichen Stationen des Profils $0''08$ für ξ und $0''09$ für η betragen. Auf der Referenzstation weisen die in 4 Nächten gemessenen Lotabweichungen eine Streuung von $0''11$ für ξ und $0''05$ für η auf (Tab. 7.8). Ein Vergleich mit gravimetrischen Lotabweichungen auf der Referenzstation zeigt Abweichungen von $0''09$ und weniger zum Mittel der Abendwerte (Tab. 7.9).

Tab. 7.9: Vergleich zwischen gemessenen und gerechneten Lotabweichungen in Benthe

Lotabweichungs- station	TZK2-D		EGG97		Differenzen	
	ξ ["]	η ["]	ξ ["]	η ["]	$\Delta\xi$ ["]	$\Delta\eta$ ["]
Benthe (Station Nr. 14)	7.07	2.71	7.01	2.80	0.06	-0.09

In Abb. 7.3 ist der Verlauf der gemessenen Lotabweichungen in Abhängigkeit vom Stationsabstand zur Station Nr. 1 dargestellt. Beide Grafiken zeigen einen glatten Verlauf des Lotabweichungsfeldes. Eine Ausnahme bilden die Lotabweichungsstationen Nr. 18 bis 21, die mit dem Salzstockrand und dem Benter Berg zusammenfallen. Insbesondere im Verlauf der η -Komponente, die mit der azimuthalen Ausrichtung des Profils näherungsweise zusammenfällt, zeigt sich bereits der gravitative Einfluss des Salzstocks auf das lokale Schwerfeld: Die η -Komponente verändert sich über das Profil innerhalb einer Variationsbreite von etwa $4''$.

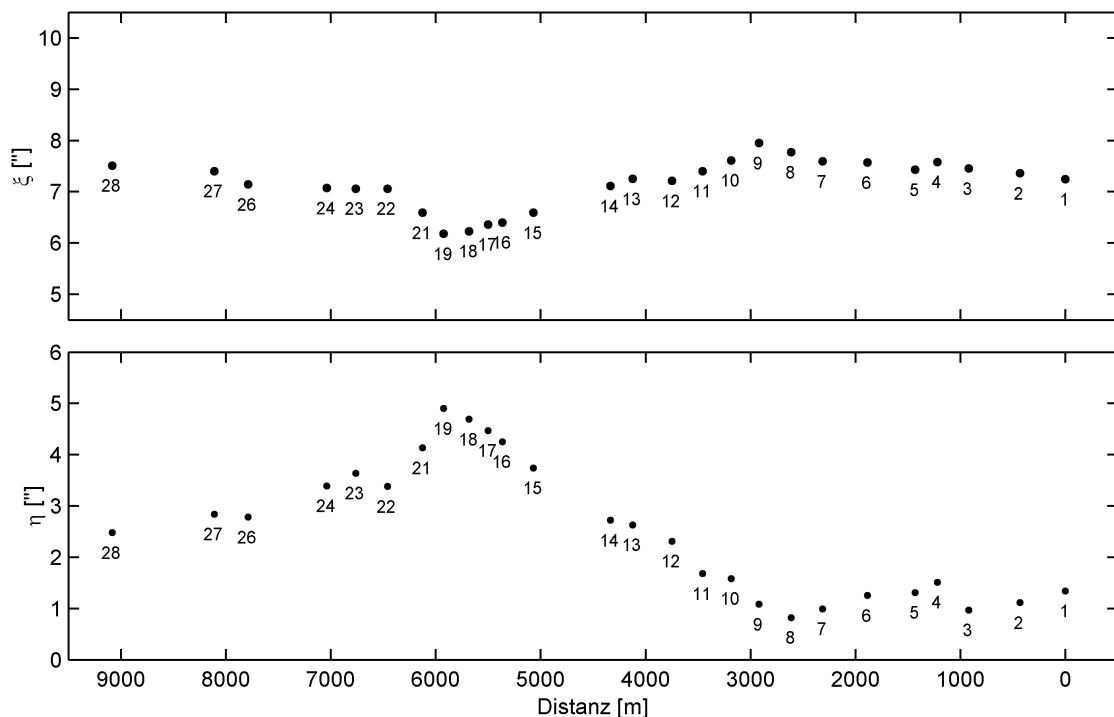


Abb. 7.3: Verlauf der Lotabweichungen (ξ, η) im Profil Benthe

Astrogeodätische Geoidberechnung

Der Geoidverlauf kann auf einfache Weise mit den Gleichungen des astronomischen Nivellements berechnet werden. Ausgehend von der Lotabweichungskomponente ε

$$\varepsilon = \xi \cos \alpha + \eta \sin \alpha, \quad (7.3)$$

die die Neigung der Äquipotentialfläche im Beobachtungspunkt in Richtung des Azimuts α angibt, ergibt sich durch Integration der Geoidhöhenunterschiede

$$dN = \varepsilon \cdot ds \quad (7.4)$$

zwischen je zwei benachbarten Lotabweichungsstationen die Differenz der Geoidundulation ΔN_{1n} zwischen dem Anfangspunkt und Endpunkt des Profils zu

$$\Delta N_{1n} = - \int_1^n dN - E_{1n}. \quad (7.5)$$

Dabei ist ds die Strecke zwischen je zwei benachbarten Stationen und E_{1n} die orthometrische Korrektion, die aufgrund der Lotkrümmung anzubringen ist (Torge 2003). In den nachfolgenden Darstellungen wird die orthometrische Korrektion E_{1n} aus Gründen der Vereinfachung vernachlässigt. Die bislang angegebenen Formeln können bei einer kontinuierlichen Abtastung des Schwerefeldverlaufes angewendet werden. Da in der Praxis nur an diskreten Stützstellen Messungen vorliegen, wird das Wegintegral aus Gleichung 7.5 durch die Summe der Geoidhöhenunterschiede dN ersetzt und die Lotabweichungen des Anfangspunktes $(\xi, \eta)_i$ und Endpunktes $(\xi, \eta)_{i+1}$ jedes Streckenstücks ds gemittelt. Für n Stützpunkte ergibt sich:

$$\varepsilon_i = \frac{\xi_i + \xi_{i+1}}{2} \cos \alpha + \frac{\eta_i + \eta_{i+1}}{2} \sin \alpha \quad (7.6)$$

$$\Delta N = - \sum_{i=1}^{i=n-1} \varepsilon_i \cdot ds_i.$$

In Abb. 7.4 (a) ist das Ergebnis der Geoidberechnung dargestellt. Die Grafik zeigt einen Geoidhöhenunterschied von etwa 8 cm über die Profillänge von 9 km. Auffällig ist bereits hier eine kurzwellige Struktur im Geoidverlauf, die den langwelligen Anteil überlagert. Eine aussagekräftigere Form der Darstellung kann erhalten werden, wenn die langwelligen Schwerefeldanteile, die im lokalen Bereich in guter Näherung durch eine Gerade approximiert werden können, vom gemessenen Geoidprofil separiert werden. Eine Möglichkeit hierzu bietet die Abspaltung des Trends mit einer Regressionsgeraden. Das Resultat der Abspaltung, die einer einfachen Hochpassfilterung entspricht, ist in Abb. 7.4 (b) dargestellt. Die Grafik zeigt deutlich eine Senke im Schwerefeldverlauf über dem Salzstock mit einer Amplitude von etwa 2 cm. In der Form des Äquipotentialprofils zeigt sich, dass der Salzstock eine geringere Dichte und damit Anziehungskraft hat als die umliegenden Massen. Darüber hinaus zeigen die Grafiken, dass ein weitgehend linearer Schwerefeldverlauf zwischen den Stützpunkten angenommen werden kann und somit das gewählte Abtastintervall von etwa 350 m ausreichend ist. Eine Ausnahme hiervon bildet möglicherweise der Anfangsbereich des Profils (Lotabweichungsstationen Nr. 1 bis 5). Hier deutet sich eine hochfrequente Schwerefeldstruktur an, die Gegenstand zukünftiger Detailuntersuchungen sein könnte.

Fehlerbetrachtung und Fazit

Durch einfache Fehlerfortpflanzung kann die Genauigkeit der Geoidhöhenübertragung abgeschätzt werden. Gemäß Bogenformel (Gleichung 7.4) wirkt sich eine (fiktive) Unsicherheit von $1''$ auf einer

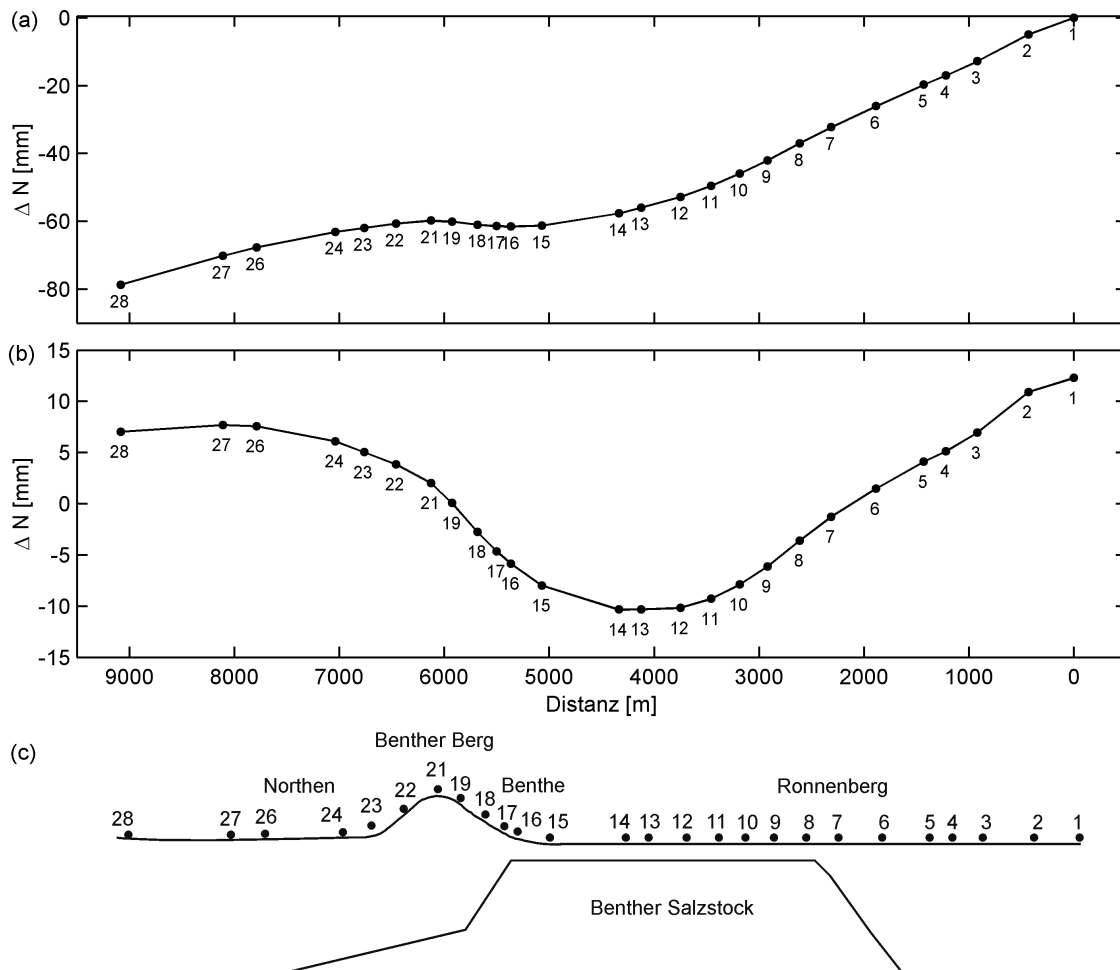


Abb. 7.4: Astrogeodätisches Geoidprofil Benthe. In Abb. (a) ist die Geoidundulation ΔN über das Profil aufgetragen wobei der Profilanfang mit $N = 0$ m angenommen wurde. Abb. (b) zeigt das vom Salzstock verursachte Signal, das durch eine lineare Regression gewonnen wurde. Abb. (c) zeigt die ungefähre Lage des Salzstocks und den Profilverlauf.

Strecke von 1000 m mit etwa 4.9 mm auf die Bogenlänge bzw. den Geoidhöhenunterschied dN aus. Demnach gilt für eine davon abweichende Unsicherheit σ_ε auf einer beliebigen Strecke ds :

$$\sigma_{dN} = 4.9 \text{ mm} \cdot \frac{ds \text{ [m]}}{1000 \text{ [m]}} \cdot \frac{\sigma_\varepsilon ["]}{1 ["]}. \quad (7.7)$$

Bei einer angenommenen Genauigkeit von σ_ε von etwa $0''15$ ($0''10$) für die azimutalen Lotabweichungskomponenten ε und einer Streckenlänge ds von durchschnittlich 350 m zwischen benachbarten Stationen ergibt sich eine Standardabweichung σ_{dN} von 0.26 mm (0.17 mm) für einen einzelnen Geoidhöhenunterschied dN . Da insgesamt n Geoidhöhenunterschiede dN summiert werden, ergibt sich für die resultierende Größe ΔN eine Standardabweichung

$$\sigma_{\Delta N} = \sqrt{n} \cdot \sigma_{dN}. \quad (7.8)$$

Bei insgesamt 25 summierten Geoidhöhenunterschieden folgt für die Geoidhöhenübertragung in Benthe eine Genauigkeit $\sigma_{\Delta N}$ von 1.3 mm (0.85 mm). Diese Abschätzung ist einerseits aufgrund ver-

nachlässigter Korrelationen zwischen benachbarten Lotabweichungsstationen und der vernachlässigten orthometrischen Korrektur etwas zu optimistisch. Andererseits wird hierdurch verdeutlicht, dass mit der astrogeodätischen Methode über Distanzen von einigen Kilometern Geoidhöhenunterschiede durchaus mit Genauigkeiten im Millimeterbereich übertragen werden können.

Die exemplarisch durchgeführte Messkampagne in Benthe hat zusammenfassend gezeigt, dass das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D ein leistungsfähiges Instrument für die wirtschaftliche und hochpräzise Bestimmung lokaler Geoidverläufe bzw. Äquipotentialflächen ist. Im Vergleich mit gravimetrischen Verfahren können Schwerefeldprofile mit dem astronomischen Nivellement in kurzer Zeit sehr wirtschaftlich bereitgestellt werden, weil keine flächenhaft verteilten Messungen notwendig sind.

7.4 Zusammenstellung und Diskussion

In insgesamt vier Messgebieten (Hamburg, Hannover, Benthe und in der Schweiz) wurden Vergleichsbeobachtungen mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D durchgeführt und Standardabweichungen für die Lotabweichungsmessungen aus wiederholten Beobachtungen ermittelt. In Tab. 7.10 sind alle durchgeführten Vergleiche und berechneten Genauigkeiten zusammengestellt. Folgende Feststellungen und Schlussfolgerungen können auf Grundlage der bisherigen Ausführungen und der Zusammenstellung getroffen werden:

1. In keinem einzigen Fall konnten signifikante Abweichungen zwischen den gemessenen Lotabweichungen und den Vergleichsdaten festgestellt werden. Die aufgetretenen Abweichungen überschreiten nur auf einer Station einen Betrag von $0''20$. Die Abweichungen zeigen kein systematisches Verhalten und betragen im Mittel $-0''06$ (Komponente ξ) und $0''06$ (Komponente η). Die Lotabweichungsmessungen mit der TZK2-D enthalten somit keine *nachweisbaren* systematischen Restfehleranteile. Diese Schlussfolgerung wird dadurch bekräftigt, dass auf unterschiedlichen Stationen größtenteils unabhängige Vergleichsdaten genutzt wurden.
2. Auf der Station Hamburg wurde die äußere Genauigkeit formal aus den Verbesserungen gegenüber den PZT-Vergleichswerten zu $0''14$ für beide Komponenten der Lotabweichung bestimmt. Auf insgesamt vier Referenzstationen (Hamburg, Hannover, Zimmerwald und Benthe) und den Doppelmessungen in Benthe konnten darüber hinaus Standardabweichungen aus der Streuung der Lotabweichungen an unterschiedlichen Abenden ermittelt werden. Diese bewegen sich im Bereich von $0''06$ bis $0''11$ für ξ und $0''05$ bis $0''14$ für η . Die Variation der Streuungen auf unterschiedlichen Stationen ist sicherlich im unterschiedlichen Umfang der jeweiligen Messreihe und sehr wahrscheinlich in variierenden Refraktionseinflüssen begründet.
3. Auf Grundlage der Punkte 1 und 2 kann davon ausgegangen werden, dass für die durchgeführten Lotabweichungsmessungen – je nach Messgebiet und aufgetretenen Refraktionseinflüssen – eine äußere Genauigkeit zwischen $0''10$ und $0''15$ erreicht wurde. Somit ist das Zenitkamarasystem TZK2-D ein geeignetes Instrument für die hochpräzise Bereitstellung von Lotabweichungen.

In Tab. 7.11 sind alle bisherigen Lotabweichungsmessungen zusammengestellt. Innerhalb eines Zeitraumes von 15 Monaten wurden fünf unterschiedliche astrogeodätische Feldprojekte in Norddeutschland und der Schweiz mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D durchgeführt. Insgesamt konnten 87 Lotabweichungsstationen mit 126 Abendwerten bestimmt werden, für die über 12000 Einzelmessungen durchgeführt wurden. Das Zenitkamarasystem TZK2-D kann – je nach Stationsabstand

und Jahreszeit – durchaus für die Beobachtung von 10 Lotabweichungsstationen pro Nacht genutzt werden. Insbesondere die Messungen in der Schweiz zeigten, dass das Zenitkameranystem TZK2-D zur wirtschaftlichen Lotabweichungsbestimmung auch unter extremen äußeren Bedingungen eingesetzt werden kann. Die Erprobungsphase des Zenitkameranystems TZK2-D ist damit als erfolgreich zu bewerten.

Tab. 7.10: Zusammenstellung aller Vergleichsmessungen. Stationsbezeichnungen: HH = Hamburg, Han = Hannover, Zim = Zimerwald, Pra = Pradella, GSc = Grosse Scheidegg und Ben = Benthe. Bezeichnungen der Vergleichsdaten: PZT = Photozenitrohr, EGG97 = gravimetrische Lotabweichungen, TZK2-D = Streuung wiederholter Lotabweichungsmessungen auf Referenzpunkten und DIADEM = Vergleich mit Zenitkameranerasystem der ETH Zürich.

Station	Zeitraum	Vergleich mit	Anzahl Abende	Anzahl Stationen	Abweichungen		Streuungen	
					$\Delta\xi$ ["]	$\Delta\eta$ ["]	σ_ξ ["]	σ_η ["]
HH	12/03-04/04	PZT	5	1	0.11	0.06	0.14	0.14
HH	12/03-04/04	EGG97	5	1	-0.23	0.08	-	-
HH	12/03-04/04	TZK2-D	5	1	-	-	0.10	0.14
Han	02/03-05/04	EGG97	14	1	-0.13	0.00	-	-
Han	02/03-05/04	TZK2-D	14	1	-	-	0.11	0.11
Zim	10/03	TZK2-D	7	1	-	-	0.06	0.10
Zim	10/03	DIADEM	7	1	-0.09	-	-	-
Pra	10/03	DIADEM	1	1	-0.05	-	-	-
GSc	10/03	DIADEM	1	1	-0.10	-	-	-
Ben	03/04-05/04	EGG97	4	1	0.06	0.09	-	-
Ben	03/04-05/04	TZK2-D	4	1	-	-	0.11	0.05
Ben	03/04-05/04	TZK2-D	4	10	-	-	0.08	0.09
Mittel	02/03-05/04				-0.06	0.06	0.10	0.10

Tab. 7.11: Zusammenstellung aller TZK2-D Feldeinsätze 02/2003-04/2004. Abkürzungen: Anz. Mess. = Anzahl der Einzelmessungen während der Kampagne, AW = Anzahl der Abendwerte während der Kampagne.

Station/ Gebiet	Zeitraum	Art der Kampagne	Anz. Mess.	Mess- nächte	Sta- tionen	AW	AW/ Nacht
Hannover	02/03-04/04	Wiederholungsmessungen	3000	14	1	14	1
Cuxhaven	03/03-04/03	lokale Geoidbestimmung	1400	3	24	27	9
Schweiz	10/03	regionale Geoidbestimmung	4200	16	35	41	2.6
Hamburg	12/03-04/04	Vergleichsmessungen	1500	5	1	5	1
Benthe	03/04-04/04	lokale Geoidbestimmung	2000	5	26	39	7.8
Summe	02/03-04/04		12100	43	87	126	

Kapitel 8

Zusammenfassung und Ausblick

Im Rahmen dieser Arbeit wurde die Entwicklung des hochpräzisen und echtzeitfähigen transportablen digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D für die wirtschaftliche Lotrichtungs- und Lotabweichungsbestimmung vorgestellt. Die wirksamen Fehleranteile bei der Lotabweichungsbestimmung wurden theoretisch umfassend formuliert, in unterschiedlichen Versuchsanordnungen überprüft und durch sorgfältige Kalibrierung, geeignete Messanordnungen und Wiederholungsmessungen reduziert. Das Zenitkamarasystem wurde in Feldprojekten in der Schweiz und Norddeutschland erfolgreich erprobt und hat seine volle Funktions- und Leistungsfähigkeit unter Beweis gestellt.

Instrumentelle Realisierung und Datenprozessierung

Die *Konstruktion* des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D baut auf der photographischen Zenitkamera TZK2 (Wissel 1982) auf. Das Objektiv und die Mechanik der TZK2 bilden die Basis für das neue Digitalsystem, die früher genutzten Sensoren wurden jedoch vollständig durch hochgenaue Digitalsensorik ersetzt. Für die Bilderfassung wird als Kernelement des Systems und wesentliche Neuerung die Digitalkamera KX2E (1.5 Millionen Pixel) genutzt, die die digitalen Bilddaten direkt für die Prozessierung in Echtzeit bereitstellt und den früher notwendigen, sehr aufwändigen manuellen Entwicklungs- und Auswerteprozess der analogen Messbilder ablöst. Für die Neigungsmessung kommen zwei hochauflösende elektronische HRTM-Neigungssensoren zum Einsatz. Ein GPS-Empfänger, der für die Bestimmung der geodätischen Koordinaten und die Messung der Belichtungsepochen dient, vervollständigt das System. Durch Nutzung des GPS-Empfängers für die geodätische Positionsbestimmung ist es möglich, Lotabweichungsbestimmungen unabhängig von Festpunkten durchzuführen. Die Anordnung und Dichte der Lotabweichungsstationen kann sich daher an den Zielsetzungen der Feldkampagnen orientieren. Die Hauptmodule des Zenitkamarasystems TZK2-D – die Zenitkamera und der Messwerterfassungsrechner – sind in einem rollbaren Stativwagen integriert, der auf dem Beobachtungspunkt durch ausfahrbare Hubzylinder die notwendige Standfestigkeit erhält. Die Gesamtkonstruktion des Zenitkamarasystems ist benutzerfreundlich, da das System leicht transportiert werden kann und die Operateure während der Feldarbeiten weitgehend entlastet werden (Kapitel 3).

Für die automatisierte Echtzeit-Lotabweichungsbestimmung wurde das bildverarbeitende Softwaresystem AURIGA entwickelt, das sowohl für die *Datenakquisition* als auch für die vollautomatische *Prozessierung* der astrometrischen Datensätze eingesetzt wird. Die Datenprozessierung umfasst die Detektion und Zentrierung der abgebildeten Sterne, die mit geeigneten Referenzsternen aus den hochpräzisen Sternkatalogen Tycho-2 und UCAC identifiziert werden. Durchschnittlich können et-

wa 20 bis 30 Sterne für die Lotrichtungsbestimmung genutzt werden. Nach der astrometrischen Datenreduktion wird die Drehrichtung der Kamera in das zenitale Sternfeld mit einem einfachen Transformationsansatz (4 Parameter) interpoliert. Die Lotrichtungsparameter und Lotabweichungen werden nach der Berücksichtigung kleinerer Korrektursterme für die Neigung der Zenitkamera, den azimutabhängigen Fehler und die Polbewegung sowie der geodätischen Koordinaten in Echtzeit – wenige Sekunden nach der Messung – bereitgestellt.

Wirtschaftlichkeit der Lotabweichungsbestimmung

Mit dem digitalen Zenitkamarasystem können Lotabweichungsbestimmungen *wirtschaftlich* durchgeführt werden. Bei einer Rüstzeit von etwa 10 min für Auf- und Abbau des Systems und einer Beobachtungsdauer von 20 bis 30 min für 30 bis 60 Einzellösungen ist es möglich, in einer klaren Nacht je nach Stationsabstand und Jahreszeit über 10 Lotabweichungsstationen zu messen. Bei kurzen Stationsabständen, können bei einer Beobachtungsdauer von 15 min durchaus 2 Lotabweichungsstationen pro Stunde bestimmt werden. Da der Zeiteinsatz für die Auswertung praktisch vernachlässigt werden kann, nimmt die Bestimmung der Lotabweichungen auf einer Station insgesamt einen Zeitraum von etwa 30 min in Anspruch. Im Vergleich zu früheren, sehr auswertintensiven photographischen Zenitkammermessungen ist mit der Nutzung des Systems TZK2-D eine deutliche Steigerung der Wirtschaftlichkeit um etwa eine Größenordnung verbunden (Abschnitt 3.5).

Innere und äußere Genauigkeit der Lotabweichungen

Einen Schwerpunkt dieser Arbeit bildet die weitgehende Beherrschung der Fehlerquellen, die bei der Lotabweichungsbestimmung auftreten. Durch Kalibrierung des Verschlussverhaltens, der Neigungssensoren und des azimutabhängigen Fehlers sowie Anwendung der doppelten Zweilagennessung können eine Reihe instrumentell bedingter, systematisch wirkender Fehleranteile reduziert werden (Kapitel 5 und 6). Bei der Zusammenstellung des Fehlerhaushalts hat sich gezeigt, dass die *Einzelwerte* der Lotabweichungen ξ und η mit einem zufälligen Fehler von $0''.15$ bis $0''.3$ behaftet sind, der ein Maß für die *innere Genauigkeit* ist (Abschnitt 6.7). Durch Mittelwertbildung werden die zufälligen Fehleranteile reduziert, die *innere Genauigkeit der Abendwerte* kann empirisch mit etwa $0''.08$ angegeben werden (Abschnitt 7.1.1) und ist für beide Lotabweichungskomponenten etwa gleich groß.

Der Nachweis der erreichten *äußeren Genauigkeit* für die Lotabweichungen ξ und η gestaltet sich schwierig, da eine quasi varianzfreie Referenzstation benötigt wird, auf der Sollwerte für die Lotabweichungen mit einer *äußeren Genauigkeit* von wenigen $0''.01$ im ITRS vorliegen. Eine solche Referenzstation, die diese hohen Anforderungen erfüllt, stand während dieser Arbeit jedoch nicht zur Verfügung. Ersatzweise wurden auf dem Standort des ehemaligen Photozenitrohres (PZT) in Hamburg Vergleichsmessungen mit dem Zenitkamarasystem TZK2-D durchgeführt (Abschnitt 7.1.1). Durch Vergleich der Abweichungen zwischen PZT-Sollkoordinaten und den TZK2-D Lotabweichungsmessungen, die an insgesamt 5 Abenden durchgeführt wurden, konnte die *äußere Genauigkeit der Abendwerte* zu $0''.14$ für ξ und η bestimmt werden. Dieses Resultat ist als Hinweis auf das erreichte hohe äußere Genauigkeitsniveau von $0''.15$ und besser zu werten.

In Ermangelung hochpräziser Referenzkoordinaten wurde das Zenitkamarasystem TZK2-D für *wiederholte* Lotabweichungsmessungen auf insgesamt drei Referenzstationen in Hannover, Benthe und Zimmerwald an 25 Abenden eingesetzt; alleine 14 Abendwerte entfallen dabei auf die Station Hannover. Die Abendwerte der Lotabweichungen streuen um ihre Stationsmittelwerte zwischen $0''.06$ bis $0''.11$ (Komponente ξ) und $0''.05$ bis $0''.11$ (Komponente η) und zeigen damit eine hohe Reproduzierbarkeit. Darüber hinaus ergibt sich aus den Differenzen aus Doppelmessungen, die mit

der TZK2-D an unterschiedlichen Abenden auf insgesamt 10 Stationen durchgeführt wurden, eine Genauigkeit von $0''08$ für ξ und $0''09$ für η . Die Streuungen der Abendwerte sind zwar kein zuverlässiges Maß für die äußere Genauigkeit, können jedoch ebenfalls als *Hinweis* auf das erreichte Genauigkeitsniveau angesehen werden. Ein Vergleich zwischen den Breitenbestimmungen, die mit dem System TZK2-D und dem Züricher DIADEM-Zenitkamarasystem auf drei Stationen in der Schweiz durchgeführt wurden, zeigt eine Übereinstimmung im Bereich von $0''05$ bis $0''10$. Auch der Vergleich mit berechneten gravimetrischen Lotabweichungen auf drei Stationen zeigt keine signifikanten Restsystematiken in den gemessenen Lotabweichungen.

Aufgrund der zahlreichen Hinweise, die die Wiederholungsmessungen in Verbindung mit den Vergleichsmessungen geben, kann davon ausgegangen werden, dass eine äußere Genauigkeit für die Lotabweichungen zwischen $0''10$ und $0''15$ erreicht wurde. Dies entspricht einer Genauigkeitssteigerung gegenüber der photographischen Zenitkamera um etwa eine halbe Größenordnung (Abschnitt 3.5). Diese deutliche Verbesserung ist im Zusammenspiel mehrerer Faktoren begründet: Neben der hohen Anzahl von Wiederholungsmessungen auf den einzelnen Lotabweichungsstationen, der sorgfältigen Modellierung instrumenteller Systematiken und der verwendeten präzisen Digitalsensoren tragen vor allem die hochpräzisen Sternkataloge Tycho-2 und UCAC zu diesem Fortschritt bei.

Die Ergebnisse der bislang durchgeführten Wiederholungsmessungen weisen deutlich auf das Vorhandensein von Zenitrefraktion hin (Abschnitt 6.2.3.2). Diese genauigkeitslimitierende äußere Fehlerquelle kommt als Hauptursache für den Unterschied zwischen der inneren und äußeren Genauigkeit astrogeodätischer Lotabweichungsbestimmungen (Abschnitt 7.1.1) in Frage und ist bislang nur wenig erforscht.

Erprobung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D

Das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D wurde in den Jahren 2003 und 2004 im Rahmen mehrerer Feldkampagnen erprobt. Insgesamt konnten 126 Abendwerte für die Lotabweichungen auf 87 unterschiedlichen Lotabweichungsstationen bestimmt werden. In der Summe wurden auf allen Beobachtungspunkten über 12000 Einzelwerte für die Lotrichtungen und Lotabweichungen bestimmt. Neben ersten testweisen Einsätzen in der Nähe von Cuxhaven wurde das digitale Zenitkamarasystem TZK2-D im Rahmen der astrogeodätischen Messkampagne CHGeo2003 für die Bestimmung von insgesamt 35 regional verteilten Lotabweichungsstationen im Alpenvorland und den Zentralalpen der Schweiz, in Liechtenstein und Italien genutzt. Die gemessenen Lotabweichungen werden für die Berechnung des neuen Schweizer Geoidmodells der Swisstopo verwendet (Abschnitt 7.2). Im Rahmen dieser Messkampagne konnte die Robustheit des Zenitkamarasystems auch unter ungünstigen äußeren Bedingungen, die im Hochgebirge anzutreffen sind, unter Beweis gestellt werden.

In einer weiteren Feldkampagne wurde das Zenitkamarasystem TZK2-D in Benthe bei Hannover zur hochpräzisen Bestimmung eines lokalen Geoidprofils bei dichter Stationsanordnung eingesetzt. Auf einer Profillänge von insgesamt 9 km konnten oberhalb eines Salzstocks, der als ausgedehnter geophysikalischer Störkörper auf das lokale Schwerfeld einwirkt, 26 Stationen beobachtet werden. Über den gesamten Profilverlauf zeigen die Lotabweichungen eine Schwankungsbreite von etwa $4''$, die vom Störkörper verursacht wird. Das resultierende Geoidprofil enthält einen deutlichen Signalanteil mit einer Amplitude von etwa 2 cm. Die Übertragung der Geoidundulation weist über die gesamte Profillänge eine Unsicherheit im Millimeterbereich auf (Abschnitt 7.3). Diese exemplarische Profilmessung zeigt das hohe Potenzial der astrogeodätischen Methode für die wirtschaftliche hochpräzise und hochauflösende Schwerfeldbestimmung in lokalen Bereichen.

Ausblick auf instrumentelle und methodische Weiterentwicklungsmöglichkeiten

Es bestehen einige Möglichkeiten zur instrumentellen Weiterentwicklung des digitalen Zenitkamarasystems TZK2-D. Hierzu gehört die vollständige Automatisierung aller noch notwendigen manuellen Eingriffe vor und während des Messprozesses. Die Motorisierung der Horizontierung, Fokussierung und Azimutdrehung wurde schon erfolgreich im Zenitkamarasystem DIADEM der ETH Zürich realisiert (Hirt und Bürki 2002) und könnte in ähnlicher Weise bei der TZK2-D vorgenommen werden. Durch die vollständige Motorisierung des Messsystems wird ein *vollautomatisierter* Messprozess, eine vollständige Vermeidung von Beobachtereinflüssen und eine weitere Entlastung der Beobachter erreicht. Besonders interessant erscheint die Möglichkeit, mit einer Zenitkamera vollautomatisierte Dauerbeobachtungen der Lotabweichungen über mehrere Stunden durchzuführen, die beispielsweise zum Studium der Fluktuation des zenitalen Refraktionsfeldes herangezogen werden könnten.

Das digitale Zenitkamarasystem erreicht als nicht nachgeführtes astrometrisches Messinstrument die instrumentelle Grenzgröße und das maximale Signal-Rauschverhältnis bereits nach wenigen 0.1 s (Abschnitte 2.1.3.4 und 6.2.1); bei längeren Belichtungszeiten zeigen sich aufgrund der Erdrotation längliche Sternspuren. Durch diesen konzeptionellen Nachteil des Messverfahrens ist die erreichbare astrometrische Genauigkeit begrenzt. So beträgt die Unsicherheit für die Interpolation der Drehrichtung etwa $0''.1$ bis $0''.2$ und stellt damit den größten zufälligen Fehleranteil am Fehlerhaushalt von Zenitkammermessungen dar (Abschnitt 6.7). Eine erhebliche Genauigkeitssteigerung der astrometrischen Richtungsbestimmung könnte durch Nutzung eines CCD-Sensors mit Drift-Scanning Option (TDI) möglich werden. Die Drift-Scanning Technik bietet die Möglichkeit, durch geeignete Taktung die herausgelösten Elektronen auf dem CCD pixelweise – in genauer Synchronisation zur Erdrotation und damit zur scheinbaren Sternbewegung – zu verschieben (z.B. Kovalevsky 2002, Zaritsky *et al.* 1996 und Gehrels *et al.* 1986). Hierdurch wird elektronisch eine nachgeführte Beobachtung realisiert, die eine deutliche Steigerung des erreichbaren Signal-Rauschverhältnisses und damit der astrometrischen Genauigkeit erwarten lässt. Voraussetzung für die Nutzbarkeit der Drift-Scanning Technik ist die präzise azimutale Ausrichtung des CCD-Sensors in Ost-West-Richtung, die motorisiert durchgeführt werden könnte.

Eine wichtige zukünftige Aufgabe ist sicherlich die nähere Untersuchung der Zenitrefraktion, die auf einem Genauigkeitsniveau von $0''.1$ eine limitierende Fehlerquelle darstellt und ein wesentlicher Schlüssel für eine weitere Genauigkeitssteigerung ist. Gegenwärtig kann der Einfluss der Zenitrefraktion auf die Lotabweichungen nur durch wiederholte Beobachtung an unterschiedlichen Abenden gemindert werden. Es wäre wünschenswert, die Zenitrefraktion schon bei der Lotabweichungsmessung *an einem Abend* durch Hinzunahme sekundärer Datenquellen zu beherrschen. Hierzu würde es sich anbieten, beispielsweise das Potenzial digitaler hochauflösender Wettermodelle zur Bereitstellung von Korrekturtermen zu untersuchen, um die Zenitrefraktion im Postprocessing berücksichtigen zu können.

Ausblick auf mögliche Anwendungen

Die Hauptanwendungsgebiete für astrogeodätische Lotabweichungsbestimmungen mit digitalen Zenitkamarasystemen wie der TZK2-D und auch weiteren, zukünftigen Messsystemen liegen sicherlich in der lokalen und regionalen Geoid- und Quasigeoidbestimmung. Insbesondere im *Mittelgebirge und im Hochgebirge* stellen astrogeodätisch gemessene Lotabweichungen eine wertvolle Beobachtungsklasse dar, die nach jetzigem Kenntnisstand – neben Schwereanomalien – zum Erreichen der Zentimetergenauigkeit und besser notwendig sind (siehe auch Schödlbauer 2000b und Marti 1997). Daher dürfte der regionalen wirtschaftlichen Verdichtung des Lotabweichungsfeldes

in alpinen Regionen in Zukunft eine wichtige Rolle zu Teil werden. – Ein erster Beitrag hierzu wurde bereits mit der astrogeodätischen Messkampagne CHGeo2003 in der Schweiz geliefert (Abschnitt 7.2).

Astrogeodätisch gemessene Lotabweichungen stellen eine von Schwereanomalien vollkommen unabhängige Schwerefeldbeobachtung dar. Zur *Validierung* gravimetrischer Geoidmodelle (z.B. EGG97, Torge und Denker 1999) kann das astronomische Nivellement durchaus eine geeignete Methode darstellen. Durch ausreichend dichte, profilhafte Anordnung der Lotabweichungsstationen (beispielsweise 500 m Stationsabstand oder weniger) kann der lokale Geoidverlauf über einige 10 km mit Subzentimetergenauigkeit abgeleitet werden. In geodätisch wenig erschlossenen Regionen, in kleineren abgeschlossenen Gebieten und in solchen Gegenden, in denen flächenhaft verteilte Schweredaten nicht verfügbar oder aus politischen Gründen nicht zugänglich sind, stellt die astrogeodätische Bestimmung von Lotabweichungen eine einfache und wirtschaftliche Methode zur Geoidbestimmung dar (z.B. Schödlbauer 2000b, Wildermann 1988, Wissel 1982).

Die geodätische Astronomie ist in besonderem Maße für die Lösung anspruchsvoller Aufgabenstellungen im Bereich der *hochpräzisen und hochauflösenden lokalen Schwerefeldbestimmung* geeignet. Durch sehr dichte, profilhafte Anordnung der Lotabweichungsstationen (z.B. 50 m oder 100 m Stationsabstand) kann das lokale Lotabweichungsfeld und damit das lokale Schwerefeld hochauflösend abgetastet werden. Bis zu einer Profillänge von einigen Kilometern kann das astronomische Nivellement für die Bestimmung lokaler Geoidverläufe mit Submillimetergenauigkeit genutzt werden. Dieses hohe Potenzial kann eingesetzt werden, um feinste Schwerefeldstrukturen aufzudecken und damit den hochfrequenten Spektralbereich des Erdschwerefeldes zu erschließen, über den bislang nur wenige empirisch gewonnene Erkenntnisse vorliegen.

Mögliche Einsatzfelder für die hochauflösende Schwerefeldbestimmung mit digitalen Zenitkamarasystemen liegen beispielsweise auf dem Gebiet der *Geophysik*. Hier können astrogeodätische Beobachtungen für die hochpräzise Lokalisierung von Störkörpern genutzt werden. Ein weiteres Potenzial liegt im Bereich des *Anlagenbaus*. Insbesondere die Justierung zukünftiger Teilchenbeschleuniger erfordert hochpräzise Informationen über den lokalen Schwerefeldverlauf im Submillimeterbereich über wenige 100 m (Becker *et al.* 2002, Schlösser und Herty 2002 und Schwarz 1998). In diesem Anwendungsfeld kann die TZK2-D eingesetzt werden, um über kurze Distanzen Geoidverläufe mit Submillimetergenauigkeit zu bestimmen.

Es kann erwartet werden, dass automatisierte digitale Zenitkamarasysteme zukünftig verstärkt für die wirtschaftliche und hochpräzise Bestimmung von Lotabweichungen eingesetzt werden, um Beiträge für die skizzierten Aufgabenstellungen zu liefern. Dies gilt insbesondere in Hinblick auf die in der Einleitung dieser Arbeit formulierten zukünftigen Genauigkeitsanforderungen an Schwerefeldbestimmungen. Die geodätische Astronomie kann hohe Genauigkeitsanforderungen – zumindest in lokalen Bereichen – mit modernen Zenitkamarasystemen wie dem in dieser Arbeit vorgestellten System TZK2-D bereits heute wirtschaftlich erfüllen.

Anhang A

Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen

A.1 Lotabweichungsmessungen in Hannover

Tab. A.1: Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Hannover. Die Messungen wurden auf dem Astropfeiler auf dem geodätischen Messdach der Universität Hannover von Februar 2003 bis März 2004 durchgeführt. Angegeben sind die Abendwerte, die sich aus 58 bis 360 Einzellösungen zusammensetzen. Insgesamt konnten etwa 3000 Einzellösungen für das Gesamtmittel ausgewertet werden.

Nr.	Datum	Anz.	φ [°]	λ [°]	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]	v_ξ ["]	v_η ["]
1	20030225	297	52.385628	9.712198	52.387437	9.712715	6.51	1.14	-0.04	0.01
2	20030316	58	52.385628	9.712198	52.387458	9.712730	6.59	1.17	-0.12	-0.02
3	20030413	202	52.385628	9.712198	52.387427	9.712716	6.48	1.14	-0.01	0.01
4	20030729	160	52.385628	9.712198	52.387479	9.712662	6.66	1.02	-0.19	0.13
5	20030812	269	52.385628	9.712198	52.387395	9.712680	6.36	1.06	0.11	0.09
6	20030815	196	52.385628	9.712198	52.387410	9.712682	6.42	1.06	0.05	0.09
7	20030825	170	52.385628	9.712198	52.387481	9.712706	6.67	1.12	-0.20	0.03
8	20030902	333	52.385628	9.712198	52.387398	9.712651	6.37	1.00	0.10	0.15
9	20030917	196	52.385628	9.712198	52.387405	9.712745	6.40	1.20	0.07	-0.05
10	20030918	233	52.385628	9.712198	52.387440	9.712792	6.52	1.31	-0.05	-0.16
11	20031105	360	52.385628	9.712198	52.387419	9.712776	6.45	1.27	0.02	-0.12
12	20031210	252	52.385628	9.712198	52.387390	9.712818	6.34	1.36	0.13	-0.21
13	20040317	135	52.385628	9.712198	52.387393	9.712726	6.35	1.16	0.12	-0.01
14	20040323	141	52.385628	9.712198	52.387440	9.712727	6.52	1.16	-0.05	-0.01
Gesamtmittel			52.385628	9.712198	52.387427	9.712723	6.47	1.15		
Standardabw.									0.11	0.11
Minimum							6.34	1.00	-0.20	-0.21
Maximum							6.67	1.36	0.13	0.15
Streubreite							0.33	0.36	0.33	0.36

A.2 Lotabweichungsmessungen in Hamburg

Tab. A.2: Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Hamburg. In der Tabelle sind die einzelnen Abendwerte vertafelt, die auf dem PZT-Standort im Stadtpark Hamburg gemessen wurden. Die Station wurde in insgesamt 5 Nächten mit dem Zenitkameranystem TZK2-D besetzt wobei am 24.04.2004 nur exzentrische Beobachtungen in der Nähe möglich waren. In den letzten beiden Spalten sind die Verbesserungen zum Abendwert der Lotabweichungen angegeben. Hieraus können die inneren Genauigkeiten der Abendwerte berechnet werden, die im Gesamtmittel $0''08$ (Komponente ξ) und $0''09$ (Komponenten η) betragen. Insgesamt wurden in Hamburg 1500 Einzelmessungen durchgeführt. Die geodätischen Koordinaten sind auf das Bezugssystem ETRS89 bezogen.

Datum	Pro- jekt	Anz.	φ [°]	λ [°]	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]	v_ξ ["]	v_η ["]
20031209	2000	117	53.596745	10.015757	53.597266	10.015317	1.88	-0.94	-0.08	0.01
20031209	3000	120	53.596745	10.015757	53.597224	10.015347	1.72	-0.88	0.08	-0.05
20031209	4000	78	53.596745	10.015757	53.597263	10.015257	1.87	-1.07	-0.07	0.14
20031209	5000	116	53.596745	10.015757	53.597238	10.015348	1.78	-0.87	0.02	-0.06
20031209	6000	108	53.596745	10.015757	53.597235	10.015334	1.76	-0.91	0.04	-0.02
Mittel		539	53.596745	10.015757	53.597245	10.015321	1.80	-0.93	0.07	0.08
20040325	1000	96	53.596745	10.015757	53.597285	10.015332	1.94	-0.91	0.07	-0.08
20040325	2000	95	53.596745	10.015757	53.597297	10.015318	1.99	-0.94	0.02	-0.05
20040325	3000	93	53.596745	10.015757	53.597296	10.015249	1.99	-1.09	0.02	0.10
20040325	4000	88	53.596745	10.015757	53.597334	10.015273	2.12	-1.04	-0.11	0.05
20040325	5000	41	53.596745	10.015757	53.597303	10.015310	2.01	-0.96	0.00	-0.03
Mittel		413	53.596745	10.015757	53.597303	10.015296	2.01	-0.99	0.07	0.07
20040413	1000	68	53.596738	10.015762	53.597279	10.015332	1.95	-0.92	0.09	-0.18
20040413	2000	59	53.596738	10.015762	53.597288	10.015272	1.98	-1.05	0.06	-0.05
20040413	3000	39	53.596738	10.015762	53.597323	10.015214	2.11	-1.17	-0.07	0.07
20040413	5000	50	53.596738	10.015762	53.597337	10.015237	2.16	-1.12	-0.12	0.02
20040413	6000	76	53.596738	10.015762	53.597303	10.015184	2.03	-1.24	0.01	0.14
Mittel		292	53.596738	10.015762	53.597306	10.015248	2.04	-1.10	0.09	0.12
20040415	1000	40	53.596738	10.015762	53.597264	10.015181	1.89	-1.24	0.00	-0.02
20040415	3000	24	53.596738	10.015762	53.597267	10.015189	1.91	-1.23	-0.02	-0.03
20040415	4000	32	53.596738	10.015762	53.597311	10.015111	2.06	-1.39	-0.17	0.13
20040415	5000	26	53.596738	10.015762	53.597248	10.015177	1.84	-1.25	0.05	-0.01
20040415	6000	22	53.596738	10.015762	53.597220	10.015209	1.74	-1.18	0.15	-0.08
Mittel		144	53.596738	10.015762	53.597262	10.015173	1.89	-1.26	0.12	0.08
20040424	1000	40	53.597048	10.010014	53.597577	10.009630	1.91	-0.82	-0.04	-0.11
20040424	2000	53	53.597048	10.010014	53.597558	10.009558	1.84	-0.98	0.03	0.05
20040424	3000	34	53.597048	10.010014	53.597566	10.009545	1.87	-1.00	0.00	0.07
Mittel		127	53.597048	10.010014	53.597567	10.009578	1.87	-0.93	0.04	0.10
Gesamt		1515					1.92	-1.04	0.08	0.09

A.3 Lotabweichungsmessungen in der Schweiz

Tab. A.3: Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in der Schweiz Teil 1 - Punktbeschreibungen und geodätische Koordinaten. Die geodätischen Koordinaten sind auf das Bezugssystem CHTRF bezogen. Eine Darstellung der geographischen Lage der Lotabweichungsstationen findet sich in Abb. 7.2. Die Wiederholungsmessungen auf Station Nr. 47 finden sich in Tab. 7.6.

Nr. CHGeo	Datum	Punkt- beschreibung	Region resp. Land	φ [°]	λ [°]	Höhe h [m]
47	20031009	Zimmerwald Exz.	Bern	46.877019	7.465235	946.31
29	20031011	Chatelard	Untervallis	46.055336	6.954061	1163.20
42	20031011	Sion	Untervallis	46.233743	7.369082	541.87
50	20031011	Sion-Martigny	Untervallis	46.180861	7.217216	524.93
43	20031011	St. Maurice-Bex	Untervallis	46.234208	7.002692	458.32
51	20031012	Grosse Scheidegg	Berner Oberland	46.656100	8.101924	2012.44
38	20031012	Gadmen	Susten	46.739603	8.355081	1200.45
39	20031012	Sustenpass	Susten	46.728741	8.449149	2308.64
52	20031012	Steingletscher	Susten	46.731185	8.427108	1914.00
53	20031012	Gletscher-Gadmen	Susten	46.739714	8.390738	1690.60
49	20031013	Mitholz Alptransit	Berner Oberland	46.524072	7.677193	1028.19
6	20031015	Arosa	Graubünden	46.777107	9.660026	1947.72
54	20031015	St. Peter	Graubünden	46.832498	9.655201	1313.36
9	20031016	Malbun	Liechtenstein	47.103728	9.607701	1800.00
55	20031016	Triesenstein	Liechtenstein	47.111833	9.539681	807.20
1	20031016	Bad Ragaz	Sarganser Land	47.017490	9.489106	540.20
10	20031017	St. Anton	Bodensee	47.410052	9.534003	1152.90
4	20031017	Schlatt	Bodensee	47.353202	9.388511	841.76
56	20031017	Weissbad	Bodensee	47.297763	9.435038	887.70
57	20031017	Diepoldsau	Bodensee	47.385461	9.656054	454.65
58	20031018	Samnaun	Unterengadin	46.958135	10.402901	1720.78
59	20031019	Stilfser Joch	Italien	46.527351	10.456346	2835.13
48	20031020	Pradella	Unterengadin	46.801018	10.322434	1221.20
60	20031021	Morcote/Lugano	Tessin	45.938746	8.934980	330.36
61	20031021	Origlio/Lugano	Tessin	46.049437	8.950177	493.52
18	20031022	Wolfenschiessen	Aargau/Luzern	46.910412	8.394530	557.29
15	20031022	Luzern	Aargau/Luzern	47.066586	8.297881	502.33
23	20031024	Col des Etroits	Fribourg	46.830765	6.494668	1200.60
62	20031024	Champagne	Fribourg	46.826939	6.660403	496.37
27	20031025	Schallenberg	Berner Oberland	46.826050	7.795271	1208.15
63	20031025	Steffisburg	Berner Oberland	46.785338	7.650408	733.67
24	20031025	Ringgenberg	Berner Oberland	46.704431	7.899400	645.18
64	20031025	Spiez	Berner Oberland	46.686456	7.668101	677.78
16	20031027	Amsteg	Susten	46.770992	8.668122	567.12
40	20031027	Meiental	Susten	46.733758	8.534794	1472.84

Lotabweichungsmessungen in der Schweiz

Tab. A.4: Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in der Schweiz Teil 2 - Astronomische Koordinaten und Lotabweichungen. Mit einem Sternchen (*) sind einige Lotabweichungsstationen versehen, die eine reduzierte Genauigkeit aufweisen (z.B. aufgrund durchgezogener Wolkenfelder). Insgesamt wurden in der Schweiz über 4200 Einzelmessungen ausgewertet.

Nr. CHGeo	Datum	Punkt- beschreibung	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]	Anz Mess.
47	20031009	Zimmerwald Exz.	46.879142	7.466821	7.64	3.90	167
29	20031011	Chatelard	46.058524	6.954786	11.48	1.81	165
42	20031011	Sion	46.234969	7.368017	4.41	-2.65	98
50	20031011	Sion-Martigny	46.182514	7.215695	5.95	-3.79	129
43	20031011	St. Maurice-Bex	46.237558	7.000239	12.06	-6.11	127
51	20031012	Grosse Scheidegg	46.663219	8.098047	25.63	-9.58	154
38	20031012	Gadmen	46.741917	8.351348	8.34	-9.21	80
39	20031012	Sustenpass	46.733840	8.449663	18.36	1.27	156
52	20031012	Steingletscher	46.734977	8.425214	13.65	-4.68	119
53	20031012	Gletscher-Gadmen	46.743129	8.386838	12.30	-9.62	80
49	20031013	Mitholz Alptransit	46.528795	7.671968	17.01	-12.94	158
6	20031015	Arosa	46.780515	9.658609	12.27	-3.50	165
54	20031015	St. Peter	46.833598	9.650513	3.96	-11.55	184
9	20031016	Malbun*	47.106719	9.601992	10.77	-13.99	156
55	20031016	Triesenstein*	47.113719	9.531355	6.79	-20.40	129
1	20031016	Bad Ragaz*	47.020652	9.490646	11.38	3.78	129
10	20031017	St. Anton	47.410989	9.536167	3.37	5.28	155
4	20031017	Schlatt	47.355189	9.388686	7.15	0.43	157
56	20031017	Weissbad*	47.300960	9.436771	11.51	4.23	53
57	20031017	Diepoldsau	47.387840	9.653585	8.57	-6.02	64
58	20031018	Samnaun	46.959749	10.404109	5.81	2.97	161
59	20031019	Stilfser Joch	46.530689	10.456849	12.02	1.25	49
48	20031020	Pradella*	46.802570	10.321276	5.59	-2.86	45
60	20031021	Morcote/Lugano	45.933529	8.938254	-18.78	8.20	135
61	20031021	Origgio/Lugano	46.044698	8.951039	-17.07	2.15	154
18	20031022	Wolfenschiessen	46.916603	8.393554	22.29	-2.40	155
15	20031022	Luzern	47.068967	8.299604	8.57	4.22	114
23	20031024	Col des Etroits	46.830076	6.496159	-2.48	3.68	113
62	20031024	Champagne	46.824633	6.663803	-8.30	8.37	93
27	20031025	Schallenberg	46.829387	7.793738	12.01	-3.77	82
63	20031025	Steffisburg	46.787069	7.648315	6.23	-5.16	87
24	20031025	Ringgenberg*	46.705952	7.898667	5.47	-1.81	92
64	20031025	Spiez	46.691780	7.668696	19.17	1.47	89
16	20031027	Amsteg	46.775304	8.668895	15.52	1.91	85
40	20031027	Meiental	46.735493	8.538712	6.25	9.67	116

A.4 Lotabweichungsmessungen in Benthe

Tab. A.5: Zusammenstellung der Lotabweichungsmessungen in Benthe, einzelne Abendwerte. Auf den 26 Lotabweichungsstationen wurden insgesamt 39 Abendwerte bestimmt und hierzu etwa 2000 einzelne Lotabweichungsbestimmungen durchgeführt. 10 Stationen konnten in je zwei Nächten eingemessen werden; die resultierenden Differenzen finden sich in den letzten Spalten. Es ergeben sich Standardabweichungen aus Doppelmessungen von $0''08$ für ξ und $0''09$ für η . Die Abendwerte auf der Station Nr. 14 finden sich im Abschnitt 7.3. Die geodätischen Koordinaten sind auf das Bezugssystem ETRS89 bezogen.

Nr.	Datum	Anz.	φ [°]	λ [°]	Φ [°]	Λ [°]	ξ ["]	η ["]	v_ξ ["]	v_η ["]
1	20040331	58	52.311224	9.695002	52.313247	9.695613	7.29	1.34	0.09	0.00
1	20040423	29	52.311218	9.694975	52.313218	9.695586	7.20	1.34		
2	20040423	59	52.313036	9.689350	52.315081	9.689854	7.36	1.11		
3	20040423	55	52.315937	9.683967	52.318006	9.684407	7.45	0.97		
4	20040331	56	52.317133	9.680209	52.319214	9.680942	7.49	1.62	-0.18	0.21
4	20040423	50	52.317129	9.680088	52.319260	9.680728	7.67	1.41		
5	20040423	57	52.318030	9.677339	52.320095	9.677934	7.43	1.31		
6	20040423	50	52.320373	9.671871	52.322475	9.672439	7.57	1.25		
7	20040331	53	52.322258	9.666417	52.324352	9.666894	7.54	1.05	-0.09	0.13
7	20040423	59	52.322254	9.666403	52.324374	9.666821	7.63	0.92		
8	20040416	60	52.323755	9.662772	52.325914	9.663146	7.77	0.82		
9	20040416	40	52.325318	9.659036	52.327527	9.659525	7.95	1.08		
10	20040331	49	52.326658	9.655840	52.328762	9.656576	7.57	1.62	-0.08	0.08
10	20040416	59	52.326666	9.655830	52.328791	9.656529	7.65	1.54		
11	20040416	57	52.328206	9.652749	52.330261	9.653514	7.40	1.68		
12	20040416	25	52.329585	9.649094	52.331581	9.650173	7.19	2.37	-0.05	0.12
12	20040427	40	52.329612	9.649078	52.331622	9.650099	7.24	2.25		
13	20040416	51	52.330898	9.644025	52.332913	9.645220	7.25	2.63		
14	20040331	64	52.332277	9.641871	52.334199	9.643100	6.92	2.70		
14	20040414	60	52.332281	9.641882	52.334244	9.643146	7.06	2.78		
14	20040416	51	52.332281	9.641877	52.334271	9.643088	7.16	2.66		
14	20040423	57	52.332285	9.641854	52.334266	9.643069	7.13	2.68		
15	20040416	38	52.335463	9.632489	52.337292	9.634189	6.59	3.74		
16	20040331	61	52.336991	9.628530	52.338791	9.630431	6.48	4.18	0.15	-0.14
16	20040427	48	52.336919	9.628877	52.338678	9.630840	6.33	4.32		
17	20040414	49	52.337677	9.627308	52.339443	9.629340	6.36	4.47		
18	20040416	56	52.338316	9.624825	52.340059	9.626939	6.27	4.65	0.08	-0.09
18	20040427	53	52.338316	9.624825	52.340035	9.626979	6.19	4.74		
19	20040331	59	52.339330	9.621685	52.341046	9.623915	6.18	4.90		
21	20040414	36	52.340479	9.619422	52.342311	9.621302	6.59	4.13		
22	20040414	24	52.342163	9.615346	52.344116	9.616842	7.03	3.29	-0.06	-0.17
22	20040427	58	52.342181	9.615328	52.344151	9.616901	7.09	3.46		
23	20040427	20	52.343579	9.611547	52.345541	9.613204	7.06	3.64		
24	20040331	59	52.344929	9.608170	52.346867	9.609738	6.97	3.45	-0.20	0.11
24	20040414	60	52.344934	9.608194	52.346926	9.609713	7.17	3.34		
26	20040427	59	52.348825	9.599175	52.350810	9.600440	7.14	2.78		
27	20040331	59	52.350414	9.595227	52.352471	9.596525	7.40	2.85	0.01	0.01
27	20040414	56	52.350416	9.595234	52.352470	9.596522	7.39	2.84		
28	20040414	58	52.355094	9.583170	52.357180	9.584298	7.51	2.48		

Anhang B

Verfügbarer Sternvorrat und Beobachtungszeiten

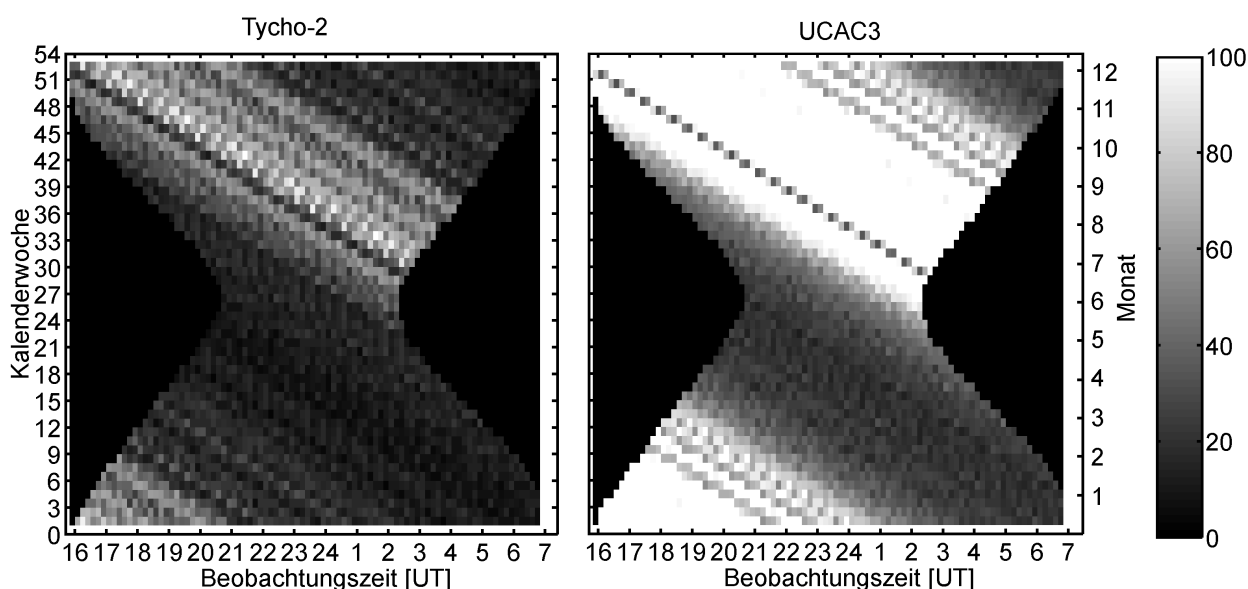


Abb. B.1: Sternvorrat von Tycho-2 und UCAC3 in Abhängigkeit von der Jahres- und Tageszeit

In Abb. B.1 ist die verfügbare Sternanzahl für das Gesichtsfeld der TZK2-D (0.42 grad^2) bei einer angenommenen Deklination von $52^\circ 4'$ dargestellt. Für die Sommermonate ergibt sich in Norddeutschland eine mögliche Beobachtungsdauer von etwa 5.5 h; in den Wintermonaten stehen über 14 h Beobachtungszeit pro Nacht zur Verfügung. Beide Grafiken verdeutlichen, dass im Frühjahr sternarme Himmelsregionen im Zenit stehen und im Herbst und Winter sternreiche Milchstraßenregionen beobachtet werden können. Während der Tycho-2 Katalog im Frühjahr in einigen Fällen weniger als 10 Referenzsterne bereitstellt, stehen mit dem UCAC3 meistens 20 und mehr Referenzsterne zur Verfügung. Bei Tycho-2 wurde keine Grenzgröße angenommen, bei UCAC3 wurden nur Sterne bis zur Grenzgröße 12.5 berücksichtigt. Die beiden Abbildungen zeigen sehr deutlich die größere Sterndichte des UCAC3 im Vergleich zum Tycho-2 Katalog.

Die Abb. B.2 und B.3 zeigen den verfügbaren Sternvorrat der Kataloge Tycho-2 und UCAC3 in Abhängigkeit von der Rektaszension für die Deklination von $52^\circ 4'$. Der Tycho-2 stellt für die meisten Himmelsregionen 10 und mehr Sterne bereit; für einige Felder stehen jedoch nur 4 bis 10 Sterne zur Verfügung. In beiden Grafiken sind die Milchstraßenregionen (Rektaszensionsbereich 300° bis 60°) und die sternarmen Regionen der Sphäre (etwa 120° bis 240°) deutlich erkennbar. Die Abb. B.2 und B.3 ergeben sich als vertikale Schnitte der linken und rechten Darstellung aus Abb. B.1.

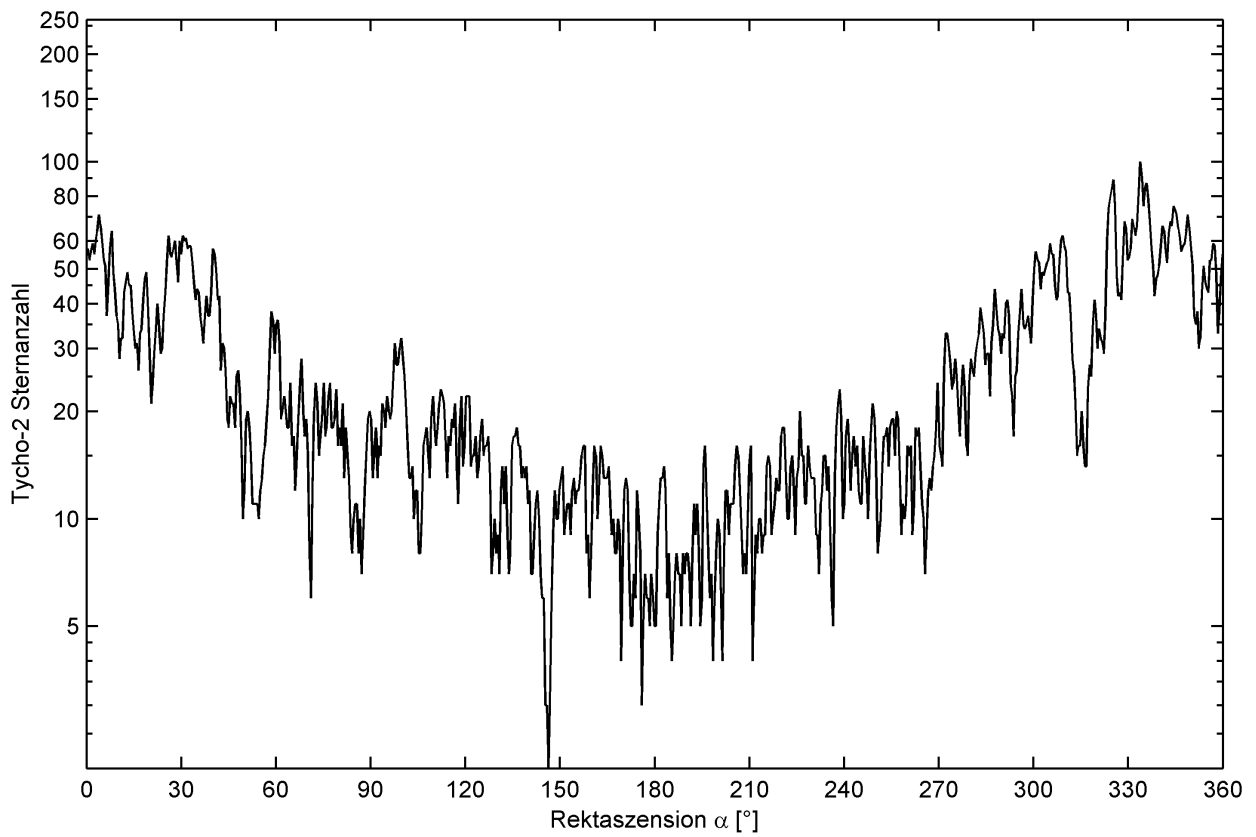


Abb. B.2: Sternvorrat von Tycho-2 in Abhängigkeit von der Rektaszension

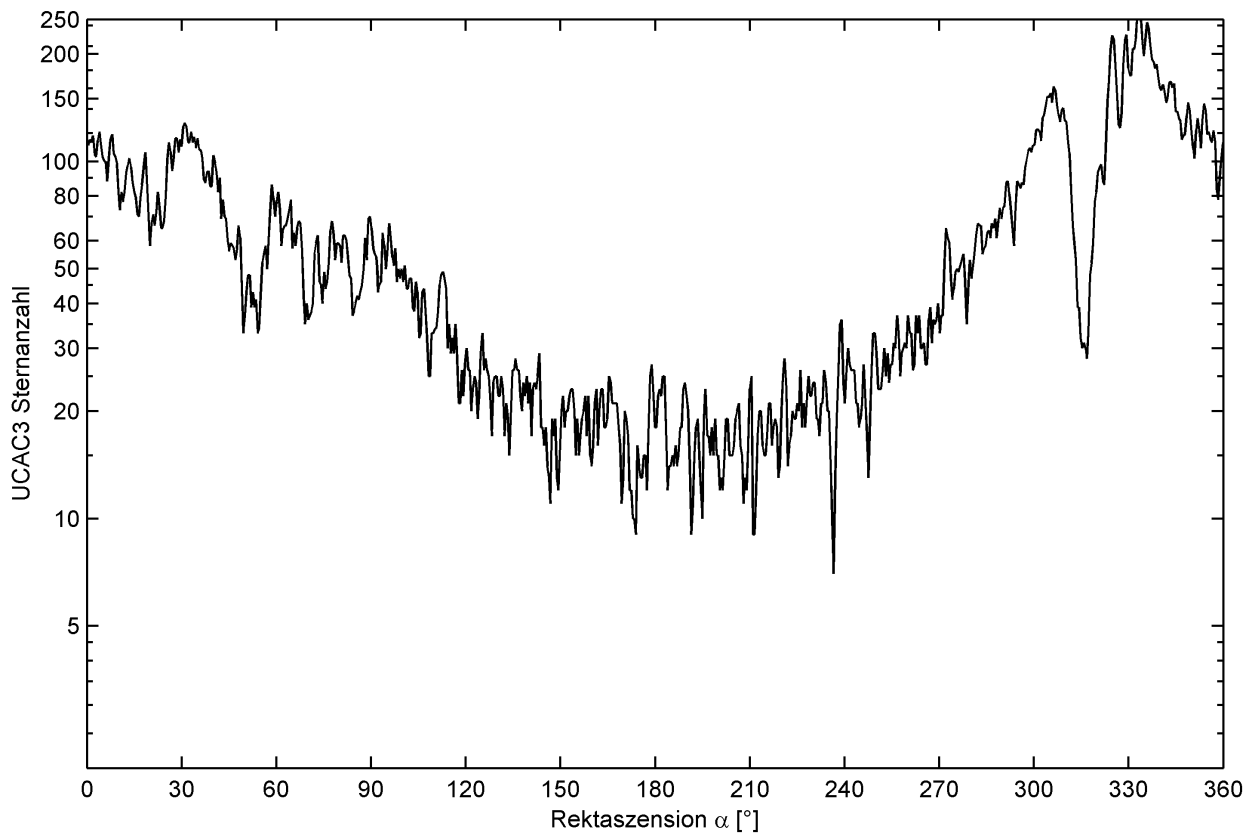


Abb. B.3: Sternvorrat von UCAC3 in Abhängigkeit von der Rektaszension

Literaturverzeichnis

Häufig verwendete Abkürzungen finden sich im Abkürzungsverzeichnis.

- Albertz, J. und Kreiling, W. (1989). *Photogrammetrisches Taschenbuch*. 4. Auflage. Wichmann Verlag, Karlsruhe.
- Apogee (2001). *KX2E System Performance and Test Data Sheet*. Apogee, Auburne, California.
- Apogee (2003). *CCD University*. Apogee, Auburne, California.
- Arias, E. F., Charlot, P., Feissel, M. und Lestrade, J.-F. (1995). *The extragalactic reference system of the International Earth Rotation Service, ICRS*. *Astronomy and Astrophysics* 303: 604-608.
- Ashtech (1992). *Ashtech XII GPS Receiver Version 7 Operating Manual*. Ashtech Document Number 600185. Ashtech, Inc., Sunnyvale, CA.
- Auer, L. H. und van Altena, W. F. (1978). *Digital Image Centering II*. *AJ* 83: 531-537.
- Bangert, J. A. und Kaplan, G. H. (1998). *NOVAS-C Naval Observatory Vector Astrometry Subroutines C Language Version 2.0*. Dokumentation zu den NOVAS-C Programmbibliotheken. United States Naval Observatory, Washington, DC.
- Barthelme, N. (1994). *Geoinformatik*. Springer Verlag, Berlin.
- Becker, F., Coosemans, W. und Jones, M. (2002). *Consequences of Perturbations of the Gravity Field on HLS Measurements*. Proc. of 7th Int. Workshop on Accelerator Alignment (IWAA): 327-342, SPring-8, Japan.
- Bedrich, S. (1998). *Hochgenaue satellitengestützte Zeitübertragung mit PRARE*. Scientific Technical Report STR98/24, Geoforschungszentrum Potsdam.
- Berry, R. und Burnell, J. (2000). *The Handbook of Astronomical Image Processing*. William Bell, Richmond, Virginia.
- BIH (1969). *Annual Report for 1968*. Bureau International de l'Heure, Paris.
- BIH (1984). *Annual Report for 1983*. Bureau International de l'Heure, Paris.
- BIPM (2002). *Annual Report of the BIPM Time Section*. Bureau International de Poids et Mesures, Sèvres. Jährliche Veröffentlichung.
- Birardi, G. (1976). *The establishment of a net of vertical deflection points in Italy by means of a photo-astronomic procedure*. Instituto Geografico Militare. Paper presented to the XVI IUGG General Assembly, Grenoble 1975. Veröffentlicht in: *Bolletino di Geodesia e Scienze Affini* 2, Firenze.

- Bretterbauer, K. (1965). *Über mögliche Refraktionsanomalien infolge von Schichtenneigungen*. Österreichische Zeitschrift für Vermessungswesen 53, Nr. 4: 113-119.
- Bretterbauer, K. (1997). *Eine Renaissance der Astrometrie in der Geodäsie*. Österreichische Zeitschrift für Vermessung und Geoinformation 85: 15-20.
- Bürki, B. (1989). *Integrale Schwerefeldbestimmung in der Ivrea-Zone und deren geophysikalische Interpretation*. Geodätisch-geophysikalische Arbeiten in der Schweiz, Nr. 40. Schweizerische Geodätische Kommission.
- Bürki, B., Kahle, H. G. und Schmidt, H. H. (1983). *Das neue Zenitkamera-Messsystem am Institut für Geodäsie und Photogrammetrie der ETH Zürich: Ein Beitrag zur astronomisch/geodätischen Messtechnik für die Lotabweichungsmessungen im Gebiet der Ivrea-Zone*. Vermessung, Photogrammetrie, Kulturtechnik Heft 10: 349-354.
- Brockmann, E., Marti, U., Schlatter, A. und Schneider, D. (2003). *CHCGN activities in Switzerland. Activities for a Swiss Combined Geodetic Network*. EUREF'03 Symposium, Toledo. Erschienen auch als Report 03-41 des Schweizer Bundesamtes für Landestopographie (Swisstopo), Wabern.
- Brockmann, E., Becker, M., Bürki, B., Gurtner, W., Haefele, P., Hirt, C., Marti, U., Müller, A., Richard, P., Schlatter, A., Schneider, D. und Wiget, A. (2004). *Realization of a Swiss Combined Geodetic Network (CH-CGN)*. EUREF'04 Symposium of the IAG Commission 1 - Reference Frames, Subcommittee 1-3a Europe (EUREF), Bratislava, Slovakia (in Vorbereitung).
- Buil, C. (1991). *CCD Astronomy. Construction and Use of an Astronomical CCD Camera*. Willmann-Bell, Richmond, Virginia.
- Chesi, G. (1984). *Entwicklung einer tragbaren Zenitkamera und ihr Einsatz im 47. Parallel*. Dissertation an der Fakultät für Bauingenieurwesen der Technischen Universität Graz. Veröffentlicht in: DGK C 287.
- Chiu, L.-T. G. (1977). *Astrometric techniques with a PDS microdensitometer*. AJ 82: 842-848.
- Christian, C. und Racine, R. (1985). *Dependence of Seeing Correlation on Image Separation at the CFH Telescope on Mauna Kea*. PASP 97: 1215-1226.
- de Vegt, C. (1999). *The New Astronomical Reference Frame*. Mitteilungen des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Band 5: 65-69. Verlag des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Frankfurt a.M.
- Denker, H. (1988). *Hochauflösende regionale Schwerefeldbestimmung mit gravimetrischen und topographischen Daten*. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 156.
- Denker, H. (2004). Persönliche Mitteilungen.
- Des Jardin, W. und Kosman, S. (1999). *True Two-Phase CCD Image Sensors Employing a Transparent Gate*. Eastman Kodak Company, Microelectronics Technology Division, Application Note DS 02-006, Rochester, New York.
- Diego, F. (1985). *Stellar Image Profiles from Linear Detectors and the Throughput of Astronomical Instruments*. PASP 97: 1209-1214.

- Dimopoulos, T. (1982). *Untersuchungen über die Genauigkeit der Ermittlung der astronomischen Refraktion*. Dissertation an der Fakultät Bauingenieur- und Vermessungswesen der Universität Stuttgart.
- Egger, D. (2000). *Objektorientierte Modellierung eines Teilbereichs der Astronomie und Himmelsmechanik mit Implementierung in Java*. Habilitationsschrift, Technische Universität München. Veröffentlicht im Shaker Verlag, Aachen.
- Eissfeller, B. und Hein, G. W. (1994). *Astrogeodetic Levelling with an Integrated DGPS/CCD Star Camera System*. Proceedings of International Symposium on Kinematic Systems in Geodesy, Geomatics and Navigation KIS 94, Banff, Canada: 431-442.
- Enslin, H. (1964). *Der Breitendienst des Deutschen Hydrographischen Institutes*. ZfV 89: 266-279.
- Enslin, H. (1972). *The Variation of Mean Latitude of the Hamburg PZT*. Colloquium Nr. 1 of the IAU, La Plata (Argentinien): 71-76.
- Enslin, H. (2003). Persönliche Mitteilungen.
- Enslin, H. (2004). Persönliche Mitteilungen.
- Ernst, H. (1991). *Einführung in die digitale Bildverarbeitung*. Franzis Verlag, München.
- ESA (1997). *The Hipparcos and Tycho Catalogues*. ESA SP-1200.
- ESA (2003). *Gaia - Taking the Galacting Census. Astrometric Accuracy Assessment Results*. European Space Agency. Verfügbar über die URL <http://astro.estec.esa.nl/GAIA/>.
- Fosu, C. (1999). *Astrogeodetic Levelling by the Combination of GPS and CCD Zenith Camera*. Schriftenreihe Studiengang Vermessungswesen Heft 63. Universität der Bundeswehr München.
- Gehrels, T., Marsden, B. G., McMillan, R. S. und Scotti, J. V. (1986). *Astrometry with a Scanning CCD*. AJ 91: 1242-1243.
- Gerstbach, G. (1996). *CCD und Geodätische Astronomie - zur Nutzbarkeit von CCD für Lot- und Azimutmessungen*. Österreichische Zeitschrift für Vermessung und Geoinformation Heft 1: 63-68.
- Gerstbach, G. (1999). *CCD und Astro-Geodäsie. Unterwegs zur automatischen Lotrichtungsmessung*. Festschrift Kurt Bretterbauer. Veröffentlichung der Fachgruppe Geowissenschaften, Heft 50: 45-57. Technische Universität Wien.
- Gerstbach, G. und Pichler, H. (2003). *A Small CCD Zenith Camera (ZC-G1) - Developed for Rapid Geoid Monitoring in Difficult Projects*. Proceedings of XIII National Conference of Yugoslav Astronomers. University Belgrade.
- Gessler, J. (1975). *Entwicklung und Erprobung einer transportablen Zenitkamera für astronomisch-geodätische Ortsbestimmungen*. Wiss. Arb. Lehrst. für Geod., Phot. und Kart. Techn. Univ. Hannover Nr. 60.
- Gessler, J. und Pilowski, K. (1972). *Erste Ergebnisse mit den transportablen Zenitkameras der astronomisch-geodätischen Station Hannover*. ZfV 97: 372.
- Gessler, J. und Seeber, G. (1975). *Latitude and longitude determinations with a transportable zenith camera*. DGK B 213: 23-32.

- Gilliland, R. L. (1992). *Details of Noise Sources and Reduction Processes*. Astronomical Society of the Pacific Conference Series (ed. S. Howell), Vol. 23: 68-87.
- Grote, T. (1996). *Regionale Quasigeoidmodellierung aus heterogenen Daten mit cm-Genauigkeit*. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 212.
- Groth, E. J. (1986). *A Pattern-Matching Algorithm For Two-Dimensional Coordinate Lists*. AJ 91: 1244-1248.
- Gurtner, W. und Bürki, B. (1987). *Deviation of the Vertical*. CERN Accelerator School Applied Geodesy for Particle Accelerators. CERN 87-01, Geneva, Switzerland (ed. Turner, S.): 105-118.
- Haberäcker, P. (1995). *Praxis der Digitalen Bildverarbeitung und Mustererkennung*. Hanser Verlag, München.
- Hamming, R. W. (1983). *Digital Filters*. Prentice Hall.
- Han, I. (1989). *The Accuracy of Differential Astrometry Limited by the Atmospheric Turbulence*. AJ 97: 607-610.
- Han, I. und Gatewood, G. D. (1995). *A Study of the Accuracy of Narrow-Field Astrometry using Star Trails taken with the CFHT*. PASP 107: 399-400.
- Haralick, R. M. und Shapiro, L. G. (1992). *Computer and Robot Vision Vol. 1*. Addison Wesley, Reading, Massachusetts.
- Haralick, R. M. und Shapiro, L. G. (1993). *Computer and Robot Vision Vol. 2*. Addison Wesley, Reading, Massachusetts.
- Hase, H. (1999). *Theorie und Praxis globaler Bezugssysteme*. Mitteilungen des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Band 13. Verlag des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Frankfurt a.M.
- Heck, B. (1995). *Rechenverfahren und Auswertemodelle der Landesvermessung: klassische und moderne Methoden*. Wichmann Verlag, Heidelberg.
- Hehl, K. (1992). *Bestimmung von Beschleunigungen auf einem bewegten Träger durch GPS und Digitale Filterung*. Schriftenreihe Studiengang Vermessungswesen Heft 43. Universität der Bundeswehr München.
- Hirt, C. (2000). *Theorie und Realisierung eines echtzeitfähigen Auswertesystems zur astronomischen Ortsbestimmung mit einer digitalen Zenitkamera*. Unveröffentlichte Diplomarbeit am Institut für Erdmessung der Universität Hannover.
- Hirt, C. (2001). *Automatic Determination of Vertical Deflections in Real-Time by Combining GPS and Digital Zenith Camera for Solving the GPS-Height-Problem*. Proceed. 14th International Technical Meeting of The Satellite Division of the Institute of Navigation: 2540-2551, Alexandria, VA.
- Hirt, C. und Bürki, B. (2002). *The Digital Zenith Camera - A New High-Precision and Economic Astrogeodetic Observation System for Real-Time Measurement of Deflections of the Vertical*. Proceed. of the 3rd Meeting of the International Gravity and Geoid Commission of the International Association of Geodesy, Thessaloniki (ed. I. Tziavos): 161-166.

- Hirt, C. und Kahlmann, T. (2004). *Hochpräzise Neigungsmessung mit dem elektronischen Pendelneigungssensor HRTM*. ZfV 129: 266-276.
- Hirt, C. und Seeber, G. (2002). *Astrogeodätische Lotabweichungsbestimmung mit dem digitalen Zenitkamarasystem TZK2-D*. ZfV 127: 388-396.
- Hofmann-Wellenhof, B., Lichtenegger, H. und Collins, J. (1994). *Global Positioning System - Theory and Practice*. Springer, Wien, New York.
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Bastian, U., Schwendiek, P., Wicenc, A., Urban, S., Corbin, T. und Wycoff, G. (2000a). *Construction and verification of the Tycho-2 Catalogue*. Astronomy and Astrophysics 357: 367-386.
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwendiek, P. und Wicenc, A. (2000b). *Guide to the Tycho-2 Catalogue*. Publiziert auf dem Datenträger des Kataloges Tycho-2.
- Høg, E., Fabricius, C., Makarov, V. V., Urban, S., Corbin, T., Wycoff, G., Bastian, U., Schwendiek, P. und Wicenc, A. (2000c). *The Tycho-2 Catalogue of the 2.5 Million Brightest Stars*. Astronomy and Astrophysics 355: L27-L30.
- Howell, S. B. (1992). *Astronomical CCD Observing and Reduction Techniques*. Astronomical Society of the Pacific Conference Series 23.
- Howell, S. B. (2000). *Handbook of CCD Astronomy*. Cambridge University Press, Cambridge.
- IERS (1999). *1998 IERS Annual Report*. International Earth Rotation Service, Observatoire de Paris.
- IERS (2002). *Explanatory Supplement to IERS Bulletins A and B*. International Earth Rotation Service, Observatoire de Paris; IERS Rapid Service, USNO, Washington, DC. Verfügbar über die URL: <http://hpiers.obspm.fr/>.
- IERS (2003). *IERS Conventions (2003)*. IERS Technical Note 32. International Earth Rotation Service.
- Janesick, J. R. (2001). *Scientific Charge-Coupled Devices*. SPIE Press Monograph. The International Society for Optical Engineering, Bellingham, Washington.
- Janesick, J. R. und Blouke, M. (1987). *Sky on a Chip: The Fabulous CCD*. Sky and Telescope Vol. 74: 238-242.
- Kahlmann, T. (2003). *Untersuchungen zur hochpräzisen Neigungsmessung mit elektronischen Pendelsystemen*. Unveröffentlichte Diplomarbeit am Institut für Erdmessung, Universität Hannover.
- Kaplan, G. H., Hughes, J. A., Seidelmann, P. K., Smith, C. A. und Yallop, B. D. (1989). *Mean and Apparent Place Computations in the New IAU System. III. Apparent, Topocentric, and Astrometric Places of Planets and Stars*. AJ 97: 1197-1210.
- Käker, R. (2003). *Instrumentelle Untersuchung des digitalen Zenitkamarasystems*. Unveröffentlichte Diplomarbeit am Institut für Erdmessung, Universität Hannover.
- Klügel, T. (2003). *Bestimmung lokaler Einflüsse in den Zeitreihen inertialer Rotationssensoren*. Schlussbericht zum DFG-Forschungsprojekt LOK-ROT, Fundamentalstation Wettzell.

- Klinge, K., Kroner, C. und Zürn, W. (2002). *Broadband seismic noise at stations of the GRSN*. In: (ed. M. Korn) *Ten Years of German Regional Seismic Network (GRSN)*, Wiley-VCH, Weinheim, 2002.
- Kodak (1994). *Solid State Image Sensors Terminology*. Eastman Kodak Company, Application Note DS 00-001, Rochester, New York.
- Kodak (2000). *KAF-1602E Full Frame CCD Image Sensor Performance Specification*. Eastman Kodak Company, Microelectronics Technology Division, Rochester, New York.
- Kodak (2001). *Charge-Coupled Device (CCD) Image Sensors*. Eastman Kodak Company, Application Note MTD/PS-0218, Rochester, New York.
- Kodak (2003). *CCD Image Sensor Noise Sources*. Eastman Kodak Company, Application Note MTD/PS-0233, Rochester, New York.
- Kodak (2004). *Schriftliche Auskunft der Firma Kodak durch Jeffrey A. Cook*. Eastman Kodak Company, Rochester, New York.
- Kovalevsky, J. (2002). *Modern Astrometry*. Second Edition. Springer Verlag, Berlin, Heidelberg, New York.
- Kovalevsky, J., Lindegren, L., Perryman, M. A. C., Hemenway, P. D., Johnston, K. J., Kislyuk, V. S., Lestrade, J. F., Morrison, L. V., Platais, I., Röser, S., Schilbach, E., Tucholke, H.-J., de Vegt, C., Vondrak, J., Arias, F., Gontier, A. M., Arenou, F., Brosche, P., Florkowski, D. R., Garrington, S. T., Preston, R. A., Ron, C., Rybka, S. P., Scholz, R.-D. und Zacharias, N. (1997). *The Hipparcos Catalogue as a realisation of the extragalactic reference system*. *Astronomy and Astrophysics* 323: 620-633.
- Kunas, E. (2004). *Untersuchungen zur Datenerfassung und zur Auswertung von digitalen Zenitkameramessungen*. Unveröffentlichte Diplomarbeit am Institut für Erdmessung, Universität Hannover.
- Lasker, B. M., Sturch, C. R., McLean, B. J., Russell, J. L., Jenkner, H. und Shara, M. M. (1996a). *The Guide Star Catalogue. I. Astronomical Foundations and Image Processing*. *AJ* 99(6): 2019-2058.
- Lasker, B. M., Doggett, J., McLean, B., Sturch, C., Djorgovski, S., de Carvalho, R. R. und Reid, N. (1996b). *The Palomar STScI Digitized Sky Survey (POSS-II): Preliminary Data Availability*. *ADASS V*, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series* 101: 88-91.
- LGV (2003). *Schriftliche Mitteilung*. Landesbetrieb Geoinformation und Vermessung Hamburg.
- Lippmann, E. (2004). *Persönliche Mitteilungen*.
- Lüke, H. D. (1999). *Signalübertragung – Grundlagen der digitalen und analogen Nachrichtenübertragungssysteme*. 7. Auflage, Springer Verlag, Berlin.
- Luhmann, T. (2000). *Nahbereichsphotogrammetrie - Grundlagen, Methoden und Anwendungen*. Wichmann Verlag, Heidelberg.
- Mackay, C. D. (1986). *Charge Coupled Devices in Astronomy*. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* 24: 255-283.

- Marti, U. (1997). *Geoid der Schweiz 1997*. Geodätisch-geophysikalische Arbeiten in der Schweiz Nr. 56. Schweizerische Geodätische Kommission.
- Marti, U. (2002). *Modelling of Differences of Height Systems in Switzerland*. Proceed. of the 3rd Meeting of the International Gravity and Geoid Commission of the International Association of Geodesy, Thessaloniki (ed. I. Tziavos): 378-383.
- Mayer, U. (1960). *Beobachtungen der Richtungszintillation*. Mitteilungen des Astronomischen Institutes der Universität Tübingen Nr. 45. Veröffentlicht in: Zeitschrift für Astrophysik 49: 161-167.
- McCarthy, D. (1996). *IERS Conventions (1996)*. IERS Technical Note 21. International Earth Rotation Service, Observatoire de Paris.
- McCarthy, D. D. (1976). *Observations of the fortnightly nutation terms and the dynamical variation of latitude with photographic zenith tubes*. AJ 81: 482-484.
- McCarthy, D. D. (1979). *Some Advantages and Disadvantages of a Photographic Zenith Tube*. Time and the Earth's Rotation. Proceedings of IAU Symposium No. 82, San Fernando, 1978 (ed. D.D. McCarthy and J.D. Pilkington): 65-66.
- McLean, B. M., Hawkins, G., Spagna, A., Lattanzi, M., Lasker, B., Jenker, H. und White, R. (1997). *The Second Guide Star Catalogue*. IAU Symposium 179: 431-432.
- Meeus, J. (1992). *Astronomische Algorithmen*. Verlag J.A. Barth, Leipzig, Berlin, Heidelberg.
- MellesGriot (2004). *Electronic Shutters, Ultrathin Electronic Shutters*. Verfügbar über die URL: www.mellesgriot.com.
- Merline, W. J. und Howell, S. B. (1995). *A Realistic Model for Point-Sources Imaged on Array Detectors: The Model and Initial Results*. Experimental Astronomy 6: 163-210, Kluwer Academic Publishers, Dordrecht.
- Meyer, M. (2000). *Signalverarbeitung – Analoge und digitale Signale, Systeme und Filter*. Vieweg, Braunschweig, Wiesbaden.
- Müller, A. (2002). *Umbau des bestehenden Zenitkamera-Meßsystems auf digitale Bildtechnik*. Unveröffentlichte Diplomarbeit am Institut für Photogrammetrie und Fernerkundung, Technische Universität Dresden.
- Müller, A., Bürki, B., Hirt, C., Marti, U. und Kahle, H.-G. (2004). *First Results from New High-precision Measurements of Deflections of the Vertical in Switzerland*. Proc. of the IAG GGS2004 Meeting in Porto, Portugal (in Vorbereitung).
- Müller, J. (1999). *Zeitskalen*. Mitteilungen des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Band 5: 77-83. Verlag des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Frankfurt a.M.
- Monet, D. G. (1992). *Introduction to CCD Astrometry*. Astronomical Society of the Pacific Conference Series (ed. S. Howell), Vol. 23: 221-232.
- Monet, D. G. und Dahn, C. C. (1983). *CCD Astrometry. I. Preliminary Results from the KPNO 4-M/CCD Parallax Program*. AJ 88: 1489-1507.

- Monet, D. G., Levine, S. E., Canzian, B., Ables, H. D., Bird, A. R., Dahn, C. C., Guetter, H. H., Harris, H. C., Henden, A. A., Leggett, S. K., Levison, H. F., Luginbuhl, C. B., Martini, J., Monet, A. K. B., Munn, J. A., Pier, J. R., Rhodes, A. R., Riepe, B., Sell, S., Stone, R. C., Vrba, F. J., Walker, R. L., Westerhout, G., Brucato, R. J., Reid, I. N., Schoening, W., Hartley, M., Read, M. A. und Tritton, S. B. (2003). *The USNO-B Catalog*. AJ 125: 984-993.
- Montenbruck, O. und Pfleger, T. (2002). *Astronomy on the Personal Computer*. Springer Verlag, Berlin, Heidelberg.
- Moritz, H. und Mueller, I. I. (1987). *Earth Rotation - Theory and Observation*. Ungar Publishing Company, New York.
- Murtagh, F. (1992). *A New Approach to Point-Pattern Matching*. PASP 104: 301-307.
- Newberry, M. (1991). *Signal-To-Noise Considerations for Sky-Subtracted CCD Data*. PASP 103: 122-130.
- Niemeier, W. (2002). *Ausgleichsrechnung*. de Gruyter, Berlin, New York.
- Pelzer, H. (1985). *Grundlagen der mathematischen Statistik und der Ausgleichsrechnung*. In (ed. H. Pelzer): *Geodätische Netze in Landes- und Ingenieurvermessung II*: 3-120. Verlag Konrad Wittwer, Stuttgart.
- Pilowski, K. (1973). *Zur Konstruktion und Theorie und zur Verwendung transportabler Zenit-kameras für die geographische Ortsbestimmung und für die fundamentale Positionsastonomie*. Monographie. Astronomische Station der technischen Universität Hannover.
- Ploner, M. (1996). *CCD-Astrometrie von Objekten des geostationären Ringes*. Veröffentlichung des Instituts für Theoretische Geodäsie und Geophysik Nr. 46. Technische Universität Wien.
- Racine, R. (1996). *The Telescopic Point Spread Function*. PASP 108: 699-705.
- Racine, R. (2004). *Abschätzung der Richtungsszintillation bei der TZK2-D*. Persönliche Mitteilung an Christian Hirt.
- Rafferty, T. J. (1980). *Research Note: Effect of Building Design on Photographic Zenith Tube Observations*. Astronomy and Astrophysics 86: 262-263.
- Ramsayer, K. (1967). *Investigation on Errors in the Determination of Astronomical Refraction*. Proceed. Intern. Symp. Figure of the Earth and Refraction, Wien. Veröffentlicht in: Österreichische Zeitschrift für Vermessungswesen, Sonderheft 25: 260-269.
- Ramsayer, K. (1970). *Handbuch der Vermessungskunde Band IIa - Geodätische Astronomie*. Hrsg: Jordan/Eggert/Kneissl. Metzlersche Verlagsbuchhandlung, Stuttgart.
- Ratlidge, D. (1997). *The Art and Science of CCD Astronomy*. Springer, London.
- Renken, H. (1999). *Ein Verfahren der bildverarbeitenden Erkennung von unbekanntem Sternmustern zur autonomen und 3-axialen Lagebestimmung von Raumflugkörpern*. Dissertation am Fachbereich Produktionstechnik der Universität Bremen, Nr 46. Shaker Verlag, Aachen.
- Runge, C. (1893a). *Buchbesprechung: Die photographische Ortsbestimmung ohne Chronometer, von Dr. F. Stolze*. ZfV 22: 304-306.

- Runge, C. (1893b). *Über die Bestimmung der geographischen Länge auf photographischem Wege.* ZfV 22: 417-423.
- Runge, C. (1894). *Über die Bestimmung der geographischen Breite auf photographischem Wege.* ZfV 23: 300-304.
- SAPOS (2003). *SAPOS ... bringt Sie in Position! Satellitenpositionierungsdienst der deutschen Landesvermessung.* Arbeitsgemeinschaft der Vermessungsverwaltungen der Länder der Bundesrepublik Deutschland (AdV).
- Schöbel, R., Hein, G. W. und Eissfeller, B. (2000). *Renaissance of Astrogeodetic Levelling Using GPS/CCD Zenith Camera.* Proceedings Annual Meeting of the Institute of Navigation: 732-739.
- Schödlbauer, A. (2000a). *Geodätische Astronomie - Grundlagen und Konzepte.* W. de Gruyter, Berlin, New York.
- Schödlbauer, A. (2000b). *Geodätische Astronomie - Aussichten an der Schwelle zum 21. Jahrhundert.* 25 Jahre Institut für Geodäsie, Schriftenreihe Studiengang Geodäsie und Geoinformation der Universität der Bundeswehr München, Heft 60-1, S. 27-56.
- Schildknecht, T. (1994). *Optical Astrometry of Fast Moving Objects Using CCD Detectors.* Geodätisch-geophysikalische Arbeiten in der Schweiz Nr. 49. Schweizerische Geodätische Kommission.
- Schirmer, W. (1994). *Universaltheodolit und CCD-Kamera - ein unpersönliches Messsystem für astronomisch-geodätische Beobachtungen.* DGK C 427.
- Schlösser, M. und Herty, A. (2002). *High Precision Survey and Alignment of Large Linear Colliders - Vertical Alignment.* Proc. of 7th Int. Workshop on Accelerator Alignment (IWAA): 343-355, SPring-8, Japan.
- Schnauder, M. (1893). *Buchbesprechung: Photographische Bibliothek. Bd. I. Die photographische Ortsbestimmung ohne Chronometer und der Verbindung der dadurch bestimmten Punkte unter einander. Von Dr. F. Stolze. 78 S. Berlin, Mayer & Müller.* Zeitschrift für Instrumentenkunde: 285-287.
- Schnauder, M. (1900). *Geographische Ortsbestimmung mit der Zenith-Camera. Vorläufige Mitteilung.* Astronomische Nachrichten Nr. 3678, Band 154: 133-138.
- Schneider, D., Brockmann, E., Marti, U., Schlatter, A., Signer, T., Wiget, A. und Wild, U. (2003). *New Developments in Swiss National Geodetic Surveying.* EUREF'02 National Report of Switzerland to the Symposium of the Subcommission for Europe (EUREF), Ponta Delgada, 5-8 June 2002. Mitteilungen des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Band 29 (EUREF Publication No. 12), BKG, Frankfurt am Main, S. 302-309.
- Schwarz, W. (1998). *Die Vermessung von Teilchenbeschleunigern unter besonderer Berücksichtigung des geplanten, über 30 km langen Linearbeschleunigers.* In: Schriftenreihe des DVW - Ingenieurvermessung aktuell, Bd. 32: 127-140.
- Schwarzschild, K. (1903). *Über photographische Ortsbestimmung.* Jahrbuch für Photographie und Reproduktionstechnik für das Jahr 1903 (Eders Jahrbuch) 17: 207-217.

- Schwarzschild, K. (1904a). *Über Breitenbestimmung mit Hilfe einer hängenden Zenitkamera*. *Astronomische Nachrichten* 164: 177-182.
- Schwarzschild, K. (1904b). *Über photographische Breitenbestimmung mit Hilfe eines hängenden Zenitkollimators*. *Astronomische Nachrichten* 164: 1-6.
- Sedgewick, R. (1992). *Algorithmen in C*. Addison-Wesley, München.
- Seeber, G. (1972). *Über das stochastische Verhalten von photographisch bestimmten Stern- und Satellitenkoordinaten*. DGK C 178, München.
- Seeber, G. (1978). *Die transportable Zenitkamera - ein modernes Instrument zur geographischen Ortsbestimmung*. *Sterne und Weltraum* Heft 2: 45-50.
- Seeber, G. (2001). *Global Positioning System (GPS)*. Enzyklopädie Naturwissenschaft und Technik - 2. Auflage, 7. Ergänzungslieferung. Ecomed Verlagsgesellschaft, Landsberg/Lech.
- Seeber, G. (2003). *Satellite Geodesy*. Second Edition. W. de Gruyter, Berlin, New York.
- Seeber, G. und Torge, W. (1985). *Zum Einsatz transportabler Zenitkameras für die Lotabweichungsbestimmung*. *ZfV* 110: 439-450.
- Seeber, G. und Willgalis, S. (2002). *Präzise Echtzeitpositionierung in GNSS-Referenzstationsnetzen*. Tutorial zum 4. SAPOS-Symposium. Institut für Erdmessung, Universität Hannover.
- Seeber, G. und Wissel, H. (1979). *Erfahrungen mit dem Präzisionsmonokomparator Zeiss-PK1 bei der Auswertung astrometrischer Aufnahmen*. *ZfV* 104: 166-170.
- Seidelmann, P. (1992). *Explanatory Supplement to the Astronomical Almanac*. University Science Books, Mill Valley, CA.
- SFB149 (1981). *Vermessungs- und Fernerkundungsverfahren an Küsten und Meeren*. Jahresbericht 1980 des Sonderforschungsbereiches 149. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 103, Hannover.
- SFB149 (1982). *Vermessungs- und Fernerkundungsverfahren an Küsten und Meeren*. Jahresbericht 1981 des Sonderforschungsbereiches 149. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 109, Hannover.
- SFB149 (1983). *Vermessungs- und Fernerkundungsverfahren an Küsten und Meeren*. Jahresbericht 1982 des Sonderforschungsbereiches 149. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 125, Hannover.
- Sigl, R. (1991). *Geodätische Astronomie*. Wichmann Verlag, Karlsruhe.
- Simon, J., Bretagnon, P., Chapront, J., Chapront-Touzé, M., Francou, G. und Laskar, J. (1994). *Numerical expressions for precession formulae and mean elements for the Moon and the planets*. *Astronomy and Astrophysics* 282: 663-683.
- Smith, B. A. (1976). *Astronomical Imaging Applications for CCDs*. JPL Conf. on Charge-Coupled Device Technology and Applications: 135-138.
- Stearns, S. D. und Hush, D. R. (1999). *Digitale Verarbeitung analoger Signale*. R. Oldenbourg Verlag, München.

- Stone, R. C. (1988). *A Comparison of Digital Centering Algorithms*. AJ 97: 1227-1237.
- STScI (2004). *Guide Star Catalogue and Digitized Sky Survey*. Verfügbar über die URL: <http://www-gsss.stsci.edu/>.
- Taff, L. G., Lattanzi, M. G., Bucciarelli, B., Gilmozzi, R., McLean, B. J., Jenkner, H., Laidler, V. G., Lasker, B. M., Shara, M. M. und Sturch, C. R. (1990). *Some Comments on the Astrometric Properties of the Guide Star Catalogue*. AJ 353: L45-L48.
- Torge, W. (2003). *Geodäsie*. 2. Auflage. W. de Gruyter, Berlin, New York.
- Torge, W. und Denker, H. (1999). *Zur Verwendung des Europäischen Gravimetrischen Quasigeoids EGG97 in Deutschland*. ZfV 124: 154-166.
- Torge, W. und Wildermann, E. (1983). *Economic Determination of Vertical Deflections in Coastal Areas by Transportable Zenith Cameras*. Proceedings International Symposium Geodesia Marina, Maracaibo: 270-285.
- Valdes, F. G., Campusano, L. E., Velásquez, J. D. und Stetson, P. B. (1995). *FOCAS Automatic Catalog Matching Algorithms*. PASP 107: 1119-1128.
- Wallace, P. (1989). *Astrometric Software on Starlink*. Astrometry: into the 21st century. Proc. Workshop on Astrometry and Astrophysics: 49-60. Rutherford Appleton Laboratory, Chilton, Didcot.
- Wallace, P. (1994). *The SLALIB Library*. Proc. Astronomical Data Analysis Software and Systems III, Astronomical Society of the Pacific Conference Series 61: 481-484.
- Wallace, P. (2000). *Standards of Fundamental Astronomy - SOFA Software Progress Report*. IAU Colloquium 180: 353-362. (ed. K. J. Johnston), USNO, Washington DC.
- Welsch, W., Heunecke, O. und Kuhlmann, H. (2000). *Handbuch der Ingenieurgeodäsie — Auswertung geodätischer Überwachungsmessungen*. Hrsg: M. Möser, G. Müller, H. Schlemmer und H. Werner. Herbert Wichmann Verlag, Heidelberg.
- Wildermann, E. (1985). *Vertical Deflection and Geoid Determination in the Venezuelan Andes*. Proceedings International Meeting on Potential Fields in Rugged Topography. Inst. of Geophysics, Univ. Lausanne, Bul. No. 7.
- Wildermann, E. (1988). *Untersuchungen zur lokalen Schwerefeldbestimmung aus heterogenen Daten dargestellt am Beispiel der Geotraverse venezolanische Anden*. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 155.
- Wildermann, E. (2004). *Persönliche Mitteilung*.
- Winter, L. (1999). *Wide-Field-Astrometrie mit CCD-Detektoren am Hamburger Zonenastrographen*. Dissertation am Fachbereich Physik der Universität Hamburg.
- Wirth, B. und Marti, U. (1986). *Lotrichtungs- und Schweremessungen in der Ivrea-Zone, Meßkampagnen 1985/86*. Bericht Nr. 114, Institut für Geodäsie und Photogrammetrie, Eidgenössische Technische Hochschule, Zürich.
- Wissel, H. (1978). *Collection of Vertical Deflections Using the Transportable Hannover Zenith Camera*. Proceedings International Symposium on the Geoid in Europe and Mediterranean Area, Ancona.

- Wissel, H. (1982). *Zur Leistungsfähigkeit von transportablen Zenitkameras bei der Lotabweichungsbestimmung*. Wissen. Arb. Fach. Vermessungswesen Univ. Hannover Nr. 107.
- Zacharias, N. (1996). *Measuring the Atmospheric Influence on Differential Astrometry: A Simple Method Applied to Wide-Field CCD Frames*. PASP 108: 1135-1138.
- Zacharias, N. und Urban, S. (2003). *The Second U.S. Naval Observatory CCD Astrograph Catalogue (UCAC2)*. Readme File. Publiziert vom USNO auf den Datenträgern des Kataloges UCAC2.
- Zacharias, N., Urban, S. E., Zacharias, M. I., Hall, D. M., Wycoff, G. L., Rafferty, T. J., Germain, M. E., Holdenried, E. R., Pohlman, J. W., Gauss, F. S., Monet, D. G. und Winter, L. (2000a). *The First US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog*. AJ 120: 2131-2147.
- Zacharias, N., Zacharias, M. I., Urban, S. E. und Høg, E. (2000b). *Comparing Tycho-2 astrometry with UCAC1*. AJ 120: 1148-1152.
- Zacharias, N., Urban, S. E., Zacharias, M. I., Wycoff, G. L., Hall, D. M., Monet, D. G. und Rafferty, T. J. (2004). *The Second US Naval Observatory CCD Astrograph Catalog (UCAC2)*. AJ 127: 3043-3059.
- Zaritsky, D., Shectman, S. A. und Bredthauer, G. (1996). *The Great Circle Camera: A New Drift-Scanning Instrument*. PASP 108: 104-109.
- Zebhauser, B. (1999). *Realisierung von Bezugssystemen*. Mitteilungen des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Band 5: 70-76. Verlag des Bundesamtes für Kartographie und Geodäsie, Frankfurt a.M.
- Zeiss (1982). *Leistungsdaten Mirotar*. Zeiss, Oberkochen.
- Zimmermann, H. und Weigert, A. (1995). *ABC-Lexikon Astronomie*. Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg, Berlin, Oxford.

Danksagung

Diese Dissertation basiert auf einem DFG-geförderten Forschungsvorhaben, das am Institut für Erdmessung der Universität Hannover in der Arbeitsgruppe Satellitengeodäsie unter der Leitung von Prof. Dr.-Ing. Prof. h.c. Günter Seeber durchgeführt wurde. Die Forschungsarbeiten wurden in Kooperation mit dem Geodäsie und Geodynamik Labor der ETH Zürich durchgeführt.

An dieser Stelle möchte ich mich bei allen Personen bedanken, die zum erfolgreichen Gelingen des Forschungsvorhabens beigetragen haben. Mein besonderer, herzlicher Dank gilt Prof. Dr.-Ing. Prof. h.c. Günter Seeber für die kontinuierliche Unterstützung und Förderung meiner Arbeit, für das entgegengebrachte Vertrauen, die gewährten großzügigen Freiräume und für die Übernahme des Hauptreferates. Prof. Dr.-Ing. Christian Heipke möchte ich herzlich für die Übernahme des Korreferates und die hilfreichen Anmerkungen danken. Ein großes, herzliches Dankeschön geht an Dr. Beat Bürki (ETH Zürich) für die sehr fruchtbare, exzellente Zusammenarbeit seit Beginn des Forschungsvorhabens, für die vielen hilfreichen Diskussionen, die Unterstützung im Bereich der instrumentellen Entwicklung und die gemeinsame Durchführung der CHGeo2003-Messkampagne.

Ich möchte mich sehr herzlich bei Ortwin Krüger und Peter Witte (IfE) für die zahlreichen elektronischen Anpassungen und mechanischen Anfertigungen bei der Konstruktion der TZK2-D und für die nützlichen Diskussionen bedanken. Ohne diese Unterstützung wäre die Durchführung des Projektes nicht möglich gewesen. Besonders möchte ich mich bei meinen Diplomanden und wissenschaftlichen Hilfskräften René Käker, Timo Kahlmann, Tobias Krömer, Enrico Kunas und Birger Reese für die Bereitschaft bedanken, zahllose, jeweils sehr kurzfristig angesetzte Messnächte durchwacht mit der TZK2-D (und mir) unter dem Sternenhimmel zu verbringen und für das große Engagement bei der Durchführung der vielen Untersuchungen. Bei meinen Kolleginnen und Kollegen vom IfE möchte ich mich für viele Diskussionen und die Unterstützung bedanken.

Bei Dr. Norbert Zacharias (USNO) und seinem Team bedanke ich mich für den unübertroffenen Sternkatalog UCAC, der großen Anteil an hochgenauen Zenitkammermessungen hat und für die frühzeitige Bereitstellung unveröffentlichter Sternfelder des UCAC3 für Norddeutschland. Dr. Lars Winter (vormals USNO) möchte ich sehr herzlich für seine vielen Hinweise zur Astrometrie, die Implementierung der Punktübertragung und den wertvollen Gedankenaustausch danken. Ein weiterer Dank geht an Dr. Dieter Egger (TU München) und Patrick Wallace (Rutherford Appleton Laboratory) für die hilfreichen Vergleichsrechnungen bei der Reduktion der Sternpositionen.

Ich möchte mich sehr bei Erich Lippmann bedanken für die Konstruktion der HRTM-Sensoren und für die Geduld und Unterstützung bei der Anpassung der state-of-the-art Laborsensoren an die besonderen Anforderungen der TZK2-D als Feldinstrument. Eric-Sven Vesting sei herzlich für seinen hilfreichen Support der CCD-Kamera und seine fachkundigen Hinweise zu CCDs gedankt.

Bei Dr. Urs Marti (Swisstopo) möchte ich mich für die gute Vorbereitung der CHGeo2003 Messkampagne bedanken und bei Anna Müller (ETH Zürich) für die gute Zusammenarbeit. Ein großer Dank geht an Dr. Heinz Enslin für die vielen Hinweise zum Photozenitrohr in Hamburg und die wertvollen Vergleiche zwischen den Bezugssystemen. Der LGV in Hamburg möchte ich für das Engagement bei der Wiederherstellung des astronomischen Referenzpunktes im Stadtpark Hamburg danken.

Meinem Papa und meiner Oma möchte ich sehr herzlich für die kontinuierliche Unterstützung und Ermöglichung meines Weges danken. Besonders wichtig ist mir, meiner Petra für ihre große, sehr verständnisvolle Unterstützung, ihren Rückhalt und ihre Aufmunterungen während der letzten Monate zu danken. Abschließend danke ich allen Korrekturlesern für die Aufdeckung von vielen kleineren und größeren Unstimmigkeiten, die mir sonst entgangen wären.

Lebenslauf

Christian Hirt

geboren am 19.01.1975 in Soltau

- 1987-1991 Besuch des Realschulzweiges der Waldschule Schwanewede
- 1991-1994 Besuch der gymnasialen Oberstufe der Waldschule Schwanewede
- 1994-1995 Studium der Informatik an der Universität Bremen
- 1995-2000 Studium des Vermessungswesens an der Universität Hannover

- 1996-2001 Wissenschaftliche Hilfskraft am Institut für Kartographie und Geoinformatik,
am Institut für Photogrammetrie und Geoinformation und am Institut für
Erdmessung an der Universität Hannover
- 2001-2004 Wissenschaftlicher Mitarbeiter am Institut für Erdmessung an
der Universität Hannover

- 1990 Sieg im Regionalwettbewerb und Sonderpreis
im niedersächsischen Landeswettbewerb „Jugend forscht“

- 2001 Verleihung eines Stipendiums der Victor-Rizkallah-Stiftung

Wissenschaftliche Arbeiten der Fachrichtung Geodäsie und Geoinformatik der Universität Hannover

(Eine vollständige Liste der Wiss. Arb. ist beim Geodätischen Institut, Nienburger Str. 1, 30167 Hannover erhältlich.)

- Nr. 224 GÜLAL, E.: Geodätische Überwachung einer Talsperre; eine Anwendung der KALMAN-Filtertechnik (Diss. 1997)
- Nr. 225 SCHMITZ, M.: Untersuchungen zur strengen GPS Parametrisierung in der gemeinsamen Ausgleichung von kinematischem GPS und Aerotriangulation (Diss. 1998)
- Nr. 226 GENS, R.: Quality assessment of SAR interferometric data
- Nr. 227 Festschrift: Univ. Prof. Dr.-Ing. Dr. h.c. mult. Gottfried Konecny zur Emeritierung (1998)
- Nr. 228 FOPPE, K.: Abschlußbericht DFG-Projekt Pe 187/9 "Geotechnisches Informationssystem"
- Nr. 229 BEHREND, D.: Untersuchungen zur Schwerefeldbestimmung in den europäischen Randmeeren (Diss. 1999)
- Nr. 230 SANTITAMNONT, P. Interferometric SAR Processing for Topographic Mapping (Diss. 1998)
- Nr. 231 SCHWIEGER, V. Ein Elementarfehlermodell für GPS-Überwachungsmessungen - Konstruktion und Bedeutung interepochaler Korrelationen (Diss. 1998)
- Nr. 232 POLLAK, B. Ein rechnergestütztes Planungssystem für die digitale Nahbereichsphotogrammetrie (Diss. 1999)
- Nr. 233 GBEI, F. E.: Nutzung von Satellitendaten für Landesvermessungszwecke in Entwicklungsländern am Beispiel der Elfenbeinküste (Diss. 1999)
- Nr. 234 LABBABIDI, A. R.: Beitrag zur Eisenbahntrassierung mit nicht linear gekrümmten Bögen (Diss. 1999)
- Nr. 235 GOFFINET, P.: Qualitätssteigerung der Seevermessung und Navigation durch neuartige Beschickungsverfahren (Diss. 1999)
- Nr. 236 ZHANG, S.: Interpolation of Geoidal/Quasigeoidal Surfaces for Height Determination with GPS (Diss. 1999)
- Nr. 237 VÖLKSEN, C.: Die Nutzung von GPS für die Deformationsanalyse in regionalen Netzen am Beispiel Islands (Diss. 2000)
- Nr. 238 ZAHRAN, K.: Accuracy Assessment of Ocean Tide Loading Computations for Precise Geodetic Observations
- Nr. 239 Festschrift: Univ. Prof. Dr.-Ing. Günter Seeber zum 60. Geburtstag
- Nr. 240 QU, WEIDONG: Zur Anwendung der Fuzzy-Clusteranalyse in der Grundstückswertermittlung. (Diss. 2000)
- Nr. 241 Festschrift: em. Univ. Prof. Dr.-Ing. Wolfgang Torge zum 70. Geburtstag
- Nr. 242 FOPPE, Karl: Kombination von inertialen und satellitengestützten Beobachtungsverfahren Zur ingenieurgeodätischen Überwachung von Brückenbauwerken (Diss.2001)
- Nr. 243 PAKZAD, Kian: Wissensbasierte Interpretation von Vegetationsflächen aus multitemporalen Fernerkundungsdaten (Diss. 2001)
- Nr. 244 LENK, Ulrich: -2.5D-GIS und Geobasisdaten – Integration von Höheninformation und Digitalen Stationsmodellen (Diss. 2002)
- Nr. 245 BÖDER, Volker: Zur hochpräzisen GPS-Positions- und Lagebestimmung unter besonderer Berücksichtigung mariner Anwendungen (Diss. 2002)
- Nr. 246 KARANJA, F. N.: Use of Knowledge Based Systems for the Detection and Monitoring of Unplanned Developments (Diss. 2002)
- Nr. 247 MENGE, Falko: Zur Kalibrierung der Phasenzentrumsvariationen von GPS-Antennen für die hochpräzise Positionsbestimmung (Diss. 2003)
- Nr. 248 FEI, Lifan: A Method of Automated Cartographic Displacement – On the Relationship between Streets and Buildings – (Diss. 2002)
- Nr. 249 STRAUB, Bernd-M.: Automatische Extraktion von Bäumen aus Fernerkundungsdaten. (Diss. 2003)
- Nr. 250 Festschrift: Univ.Prof. Dr.-Ing. habil. Dr.h.c.mult. Hans Pelzer zur Emeritierung anlässlich seines 68. Geburtstages (2004)
- Nr. 251 MANN, Wilfried: Integratives Auswertemodell zur Beschreibung des Immobilienmarktes (2004)
- Nr. 252 MÜLLER, J. (Red.) Geoforum 2004. Geoinformationssysteme: Grundlagen – Nutzungen – Entwicklungen. Beiträge der Geoforums 2004, Hannover, Leibnizhaus, 8. Juni 2004
- Nr. 253 HIRT, Christian: Entwicklung und Erprobung eines digitalen Zenitkameranagements für die hochpräzise Lotabweichungsbestimmung (Diss. 2004)

Die Arbeiten werden im Rahmen des wissenschaftlichen Schriftenaustausches verteilt und sind nicht im Buchhandel erhältlich. Der Erwerb ist zu einem Stückpreis von € 25,- bei den herausgebenden Instituten möglich.