

H I M M E L S K U N D L I C H E B E O B A C H T U N G E N
u n d
H I M M E L S K U N D L I C H E S W E L T B I L D

Literatur - Vesta freisichtig - Kometen, Meteore samt Bahnberechnung -
Mira Ceti - Nebel, Sternhaufen, Galaxien - Geostationäre Satelliten.

- 1 - 2 Titelseite; Inhaltsverzeichnis. 23 Jahre Österreichische
Sternfreunde-Seminare zur himmelskundlichen Weiterbildung.
- 3 - 6 Ausgewählte Literatur zu himmelskundlichen Beobachtungen
und himmelskundlichem Weltbild (Prof.Hermann Mucke, Wien).
- 7 - 14 Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar. Mit Oppo-
sitionsephemeriden 1975-2025 (Wolfgang Vollmann, Wien).
- 15 - 38 Kometen. Mit Bahnelementen und Himmelsbahnen der hellen
Kometen von 1900 bis 1996 sowie Musterbeobachtungen (vi-
suell, photographisch); Physik (Prof.Hermann Mucke, Wien).
- 39 - 52 Die Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn. Mit Bei-
spiel C/1996 B2 Hyakutake (Karl Silber, Eisner-Sternwarte
Gmunden OÖ).
- 53 - 66 Der Meteoritenfall von Prambachkirchen. Mit Augenzeugen-
berichten und Bahnberechnung der Feuerkugel (Dipl.Ing.
Herbert Raab, Leonding / Privatsternwarte Davidschlag OÖ).
- 67 - 70 Turia-Meteor, 28.Juli 1936. Ein Zahlenbeispiel zur Berech-
nung einer Meteorbahn im Sonnensystem (Dipl.Ing.Dr.Robert
Weber, Institut für Theor.Geodäsie/Geophysik, TU Wien).
- 71 - 90 Mira, der wunderbare Stern im Walfisch. Zur 400.Wiederkehr
seiner Entdeckung. Mit Beobachtungsanleitung (Wolfgang
Vollmann, Wien).
- 91 - 126 Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien. Daten
sowie Aufsuchkarten für die freisichtigen Objekte und
deren Rolle im Weltbild (Prof.Hermann Mucke, Wien).
- 121-142 CCD-Beobachtungen geostationärer Satelliten. Raumbahn-
Problematik, CCD-Technik, -Kamera, -Praxis. Beobachtung
mit Kleinbildkameras (Univ.-Prof.Dipl.Ing.Dr.Kurt Bret-
terbauer, Vorstand, und Dipl.Ing.Martin Ploner, Institut
für Theoretische Geodäsie und Geophysik, Abt.Geodäsie,

Technische Universität Wien).

Seminarleiter: Prof. Hermann Mücke, Planetarium der Stadt Wien und Wiener Urania Sternwarte.

Das Seminar wurde an fünf Abenden im Frühling 1996 im Planetarium der Stadt Wien als Gemeinschaftsveranstaltung von diesem und dem Österreichischen Astronomischen Verein durchgeführt.

Viele Tatbestände des himmelskundlichen Weltbildes sind mit freiem Auge sichtbar; aber wegen Wetter, vorwiegender Beschränkung auf die Nachtstunden und zivilisatorischen Sichthindernissen sind sie in weiten Kreisen der Öffentlichkeit nur mangelhaft bekannt. Daher soll - wie schon 1995 - mit einem Seminar dieser Art weiter versucht werden, zu eigenen Beobachtungen mit freiem Auge oder kleinem Gerät anzuregen. Als Kontrast zu hochtechnischen Forschungsbeobachtungen ist wieder der letzte Beitrag gedacht.

S E M I N A R P A P I E R E

Die Dokumentationen der Seminare von 1973 bis 1996 wurden vom Österreichischen Astronomischen Verein herausgegeben und umfassen 2764 Seiten DIN A4. Ab Ausgabe 1979 einschließlich sind sie noch lieferbar. Bestellungen nimmt entgegen für den Österreichischen Astronomischen Verein das Astronomische Büro, Hasenwartgasse 32, A-1238 Wien, Tel. und Fax 0222 - 889 35 41.

⇒ Wiedergabe dieser Papiere oder deren Teile ist nicht gestattet. ◀

1973	Astronomische Koordinatensysteme, 58	1986	Die Meteore, 127
1974	Gebrauch astronomischer Jahrbücher, 81	1987	Die Veränderlichen, 172
1975	Himmelskarten und ihr Gebrauch, 97	1988	Die Galaxien, 223 (Hausrekord)
1976	Fernrohre und ihr Gebrauch, 115	1989	Planet Erde, 211
1977	Astronomische Phänomenologie, 106	1990	Die Milchstraße, 188
1978	Amateurastronomie, Theor./Praxis 108	1991	Die Sonnenuhren (in Urania), 100
1979	Astronomische Finsternisse, 104	1992	Moderne astronomische Phänomenologie, 137; dessen Fortsetzung,
1980	Die Kometen, 111	1993	Mod.Astron.Phänomenologie, 105
1981	Der Mond, 147	1994	Himmelskundliche Beobachtungen u. himmelskundliches Weltbild, 144
1982	Die Kleinplaneten, 164	1995	Himmelskundliche Beobachtungen u. himmelsk. Weltbild, Forts., ~70
1983	Die Doppelsterne, 163		
1984	Die Sonne, 199		
1985	Himmelskunde und Kleinrechner, 167		

Die Zahlen hinter den Generalthemen geben die im Durchschnitt *pro Abend* tatsächlich anwesenden Teilnehmer an. Die Veranstalter bedauern die Verfügung einer bedeutenden Erhöhung der Gebühren mit 1996.

Näheres zu Absicht und Art der Österreichischen Sternfreundeseminare: Sternbote 7/1987.

Allen Vortragenden, Teilnehmern und Helfern sagen die Veranstalter herzlichen Dank!

Res servera est verum gaudium!

Referat: Ausgewählte Literatur zu himmelskundlichen Beobachtungen
und himmelskundlichem Weltbild

Zusätzlich zu den am Ende der Referate und Gastvorträge genannten Werken sei noch auf folgende verwiesen:

GESAMTDARSTELLUNGEN

H.Zimmermann, A.Weigert †: ABC-Lexikon Astronomie. Modernes, sehr ausgewogen informierendes Lexikon in 8., völlig neubearbeiteter Auflage. 544 Seiten, viele Abbildungen schwarzweiß sowie Strichzeichnungen, Graphiken und Tabellen. Spektrum Akademischer Verlag Heidelberg, Berlin, Oxford 1995.

G.D.Roth: Sterne und Planeten erkennen und beobachten. Sehr gut und großteils farbig illustriertes Werk mit Himmelskarten und Beobachtungshinweisen, besonders für Einsteiger. Abschnitte zu Forschungshintergrund, Amateurgeräten und Geschichte. 176 Seiten, 70 Farb- und 170 Schwarzweiß-Abbildungen. BLV Verlagsgesellschaft, München 1995.

National Research Council: The Decade of Discovery in Astronomy and Astrophysics. Beschreibung und Ziele laufender oder bis kurz nach der Jahrtausendwende geplanter Forschungsprojekte hoher Priorität, einschließlich Darstellung ihrer Instrumentation. Die Autoren sind hochgradige Fachleute ihres Gebietes. 200 Seiten, Schwarzweiß- und Farbabbildungen sowie Graphiken. National Academy Press, Washington, D.C., 1991.

EINZELDARSTELLUNGEN

J.Gürtler und J.Dorschner: Das Sonnensystem. Modernes, eingehendes und trotzdem übersichtliches Werk. 256 Seiten, 178 Bilder, 28 Tabellen und Zeittafel. Wissenschaftliche Schriften zur Astronomie (weitere am Bandende genannt), J.A.Barth Verlag Leipzig, Berlin, Heidelberg 1993.

Ch.T.Kowal: Asteroids, their Nature and Utilization. Überblick über das Sachgebiet, mit Anhang "Asteroids and the amateur astronomer" und "The numbered asteroids (1) bis (3445)". 152 Seiten, viele Abbildungen, Graphiken und Tabellen. Ellis Horwood Library

1. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur ...

of Space Science and Space Technology, Series in Astronomy (weitere am Bandanfang genannt). Ellis Horwood Ltd, Chichester UK, 1988.

Ephemerides of Minor Planets for 1996, 50. Jahrgang: Neue Bahnelemente; Bahnelemente von 6160 Kleinplaneten, die bis 1994 11 18 nummeriert wurden; Oppositionsephemeriden; Ungewöhnliche Kleinplaneten. 628 Seiten, Institut für Theoretische Astronomie, St. Petersburg 1995.

Der Sternbote, Österreichische Astronomische Monatsschrift, E. Meyer, H. Raab: Astrometrie mit CCD-Kameras, 8/1993, p. 154 ff.; F. Börngen: Österreich am Planetoiden-Himmel, 1/1996, p. 2 ff.; E. Meyer, E. Obermair, H. Raab: 8 Kleinplaneten in Davidschlag entdeckt, 2/1996, p. 22 ff. - Astronomisches Büro, Wien.

M. E. Bailey, S. V. M. Clube, W. M. Napier: The Origin of Comets. Phänomenologie, Natur, Herkunft und Geschichte. 577 Seiten, Schwarzweiß-Abbildungen, Graphiken, Diagramme und Tabellen. Pergamon Press, Oxford, New York, Frankfurt, Tokyo, Toronto 1990.

H. Mücke, Katalog Heller Kometen -239 bis zur Gegenwart. Ephemeriden und Kurzbeschreibungen mit ausgewählten Beobachtungen. 3. Auflage in Vorbereitung, Astronomisches Büro, Wien.

J. Rendtel: Sternschnuppen. Das Meteor-Phänomen im Überblick. Mit Beobachtungstips. 126 Seiten, viele Farb- und Schwarzweißabbildungen. Urania Verlag, Leipzig, Jena, Berlin 1991.

Seminarpapiere 1986 "Meteore". Autorenring mit Referaten und Gastvorträgen zur Phänomenologie, Natur und Beobachtung. Mit dem kompletten Satz der "Rohrbach-Sternkarten" in gnomonischer Projektion zur Radiantenbestimmung und Behandlung moderner Optik zur Feuerkugelphotographie. 136 Seiten. Astronomisches Büro, Wien für Österreichischen Astronomischen Verein, Wien 1986.

G. v. Niessl: Die Bestimmung der Meteorbahnen im Sonnensystem. Klassischer Beitrag: Ermittlung von Radiant und geozentrischer Geschwindigkeit, Ableitung der Bahn im Sonnensystem sowie Beobachtungs- und Rechenergebnisse. - Enzyklopädie der mathematischen Wissenschaften, VI, 2, Heft 3., 427-462, B. G. Teubner, Leipzig 1907.

V. A. Bronshten, Physics of Meteoric Phenomena. Gründliche Fachdarstellung. Geophysics and Astrophysics Monographs (weitere am

2. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur ...

Bandende genannt). 357 Seiten, viele Diagramme und Tabellen.

D.Reidel Publishing Company, Dordrecht, Boston, Lancaster 1983.

Der Sternbote, Österreichische Astronomische Monatsschrift,

Z.Cepulecha: Europäisches Netz zur Feuerkugel-Photographie, mit Geschichte, 1/1976, p.2 ff.;

H.Mucke: Die Feuerkugel 1984 11 19, 1/1985, p.7 ff.;

Z.Cepulecha: Feuerkugeln als Informationsquelle für Meteoroiden und Meteoriten, 7/1986, p.126 ff.;

A.Virag: Die Materie des frühen Sonnensystems, 6/1990, p.106 ff.;

H.Mucke: Die Feuerkugel 1992 01 17, 2/1992, p.47, 6/1992, p.141;

H.Mucke: Die Feuerkugel 1992 03 09 - Meteoritenfall? 7/1992, p.158.

Astronomisches Büro, Wien.

C.Hoffmeister †, G.Richter, W.Wenzel: Veränderliche Sterne. Eingehende Darstellung des Sachgebietes in 3., überarbeiteter Auflage. 333 Seiten, 170 Bilder und 64 Tabellen, J.A.Barth Verlag, Leipzig 1990.

Seminarpapiere 1987 "Veränderliche Sterne". Autorenring mit Referaten und Gastvorträgen, mit Anleitung, Methoden und Instrumenten zur visuellen und lichtelektrischen Beobachtung. Zu jenen Veränderlichen, deren aktuelle Minima oder Maxima im "Österreichischen Himmelskalender" veröffentlicht werden, sind hier Vergleichssternkarten gegeben. 188 Seiten, Astronomisches Büro, Wien für Österreichischen Astronomischen Verein, Wien 1987.

H.Scheffler: Interstellare Materie. Eine Einführung. 192 Seiten, 93 Bilder und 13 Tabellen. Reihe Spektrum der Astronomie (weitere am Buchanfang genannt). F.Vieweg & Sohn, Braunschweig / Wiesbaden 1988.

C.Payne-Gaposchkin: Sterne und Sternhaufen. Übersetzt von Ch.Köberl. 230 Seiten, 141 Bilder, 31 Tabellen und Sternatlas (verkleinerter A.A.V.S.O. - Atlas, $1^\circ \hat{=} 2,6 \text{ mm}$). Reihe Spektrum der Astronomie, s.o.! Originalausgabe Harvard 1979. F.Vieweg & Sohn, Braunschweig / Wiesbaden 1984.

R.J.Taylor: Galaxien. Aufbau und Entwicklung. Übersetzt von M.Grewing. 232 Seiten, 84 Bilder und 9 Tabellen. Reihe Spektrum der Astronomie, s.o.! Originalausgabe Wykeham, London 1978. F.Vieweg & Sohn, Braunschweig / Wiesbaden 1986.

3.Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur ...

Seminarpapiere 1988 "Die Galaxien", 150 Seiten, sowie Seminarpapiere 1990 "Die Milchstraße", 132 Seiten. Mit Isophoten der Milchstraße, Behandlung von hellsten Sternen, Interstellarer Materie und Sternhaufen.- Hellste Galaxien, Extragalaktisches Fundamentalsystem, Galaxien und Kosmologie.- Astronomisches Büro, Wien für Österreichischen Astronomischen Verein, Wien 1988, 1990.

W.Schwinge: Astrofotografie. Kosmos-Handbuch. Ausrüstung, Technik, Fotopraxis. 176 Seiten, 53 Farb- und 165 Schwarzweißabbildungen - größtenteils Reproduktionen von Original-Musteraufnahmen, 53 Zeichnung und 20 Tabellen. Franckh-Kosmos Verlag, Stuttgart 1993.

St.Binnewies, W.E.Celnik, B.Koch, L.Laepfle, P.Riepe, K.-P.Schröder: Handbuch der Astrofotografie. Erfassung von Phänomenen im erdnahen Raum, von Objekten im Sonnensystem, in der Milchstraße und im extragalaktischen Raum. Mit Geräte- und Methodenbeschreibung. 324 Seiten, 12 Farb- und 134 Schwarzweißabbildungen, z.T. Muster-Originale in Reproduktion. Springer Verlag, Berlin, Heidelberg, New York, London, Paris, Tokyo, ... 1995.

Der Sternenbote, Österreichische Astronomische Monatsschrift, U.Mark: Die Belichtung in der Astro-Photographie. Grundlegende Beziehungen zwischen Grenzgröße und Kontrast sowie Optik- und Emulsionsdaten. Mit zugehörigen Formeln und Beispielen, 2/1987, p.26 ff.; unveränderte 2.Auflage, Astronomisches Büro, Wien 1993.

H.-R.Wernli: Die Astrokamera für den Amateur. Kamera, Computer, Bildanzeige, Bildanalyse, Bildbearbeitung, Bildformate. 243 Seiten, 82 Schwarzweiß-Abbildungen, Tabellen. Birkhäuser, Basel 1995.

Der Sternenbote, Österreichische Astronomische Monatsschrift, E.Daltabuit: Teleskop-Poljustierung mit einer CCD-Kamera, 5/1995, p.86 ff., Astronomisches Büro, Wien. Siehe auch 1.Forts., Z.11 v.o.

M.Pietschnig, W.Vollmann: URANIASTAR 1.1. Professionelles himmelskundliches Softwarepaket (IBM+Compatible PC) aus Österreich. Grundlagen größtenteils in den Seminarpapieren 1992/93 und 1994 "Moderne Astronomische Phänomenologie". Für Phänomenologie, Beobachtungsvorbereitung, Demonstration und sehr erweiterter Teleskopsteuerung (MEADE LX 200). Ansicht: Wiener Urania Sternwarte und Planetarium der Stadt Wien. Näheres und Bestellung: Tel.0222-8120348,-2714402.

Weitere Literaturhinweise siehe Seminarpapiere 1995, Literatur-Referat.

Prof.H.Mucke, Hasenwartgasse 32, A-1238 Wien.

Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

1 Kleinplanet (4) Vesta

Der Kleine Planet (4) Vesta wurde am 29. März 1807 von Heinrich Wilhelm Olbers in Bremen entdeckt. Es war nach Ceres, Pallas und Juno der vierte entdeckte Kleinplanet. Vesta hat den Namen von der römischen Göttin des häuslichen Herdes und des heiligen Herdfeuers.

Vesta zieht zwischen Mars und Jupiter ihre Bahn um die Sonne. Sie ist im Mittel 2,361 AE (353 Mio. Kilometer) von der Sonne entfernt. Die Exzentrizität ihrer Bahn beträgt im Mittel 0,089, ähnlich der des Mars. Daher nähert sich Vesta in ihrem Perihel auf 2,151 AE (322 Mio. km) der Sonne und entfernt sich in ihrem Aphel auf 2,571 AE (385 Mio. km). Sie benötigt 3,63 Jahre für einen Umlauf um die Sonne. Ihre Bahn ist 7° gegen die Ebene der Ekliptik geneigt.

Die Vesta ist der vermutlich drittgrößte Kleinplanet (nach Ceres und Pallas). Sie ist nicht ganz rund, ihre Durchmesser betragen etwa 580 mal 530 mal 470 Kilometer: ungefähr so groß wie Österreich. Sie erreicht in ihrer Erdnähe in einer Perihelopposition (170 Mio. Kilometer) einen scheinbaren Durchmesser von 0,6 Bogensekunden.

1994 wurden mit dem Hubble Weltraumfernrohr helle und dunkle Flecke auf Vesta abgebildet und eine erste Karte erstellt. Die Bilder zeigen einen großen Einschlagkrater und erreichen eine Auflösung von 56 Kilometer.

Vesta dreht sich in 5,3 Stunden um ihre Achse und zeigt dabei einen geringen Lichtwechsel von $0,1^{\text{mag}}$ (durch ihre etwas längliche Form).

Die Vesta ist der hellste der Kleinplaneten, da sie eine ziemlich helle Oberfläche besitzt, die etwa 30% des einfallenden Sonnenlichts reflektiert (ähnlich der Albedo der Erde). Die meisten anderen Asteroiden reflektieren Licht viel weniger gut (ähnlicher dem Mond, der nur 7% des einfallenden Sonnenlichts zurückstrahlt). Spektroskopische Beobachtungen zeigten, daß Vesta basaltische Regionen hat, die auf Lavaflüsse zurückgeführt werden. Vesta könnte daher einmal ein geschmolzenes Inneres gehabt haben, so wie heute noch die Erde.

Die Masse der Vesta wird mit $2,8 \times 10^{20}$ kg angegeben: das sind nur etwa 0,4 % der Masse des Mondes. Ihre Dichte von $3,6 \text{ g/cm}^3$ weist also auf Gestein hin. Die Gesamtmasse der Gürtelplanetoiden ist nur etwa 10mal größer als die der Vesta und zu mehr als der Hälfte durch Ceres, Pallas und Vesta bestritten.

1. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

2 Beobachtung der Vesta

Da Vesta eine etwas exzentrische Bahn hat, hängt ihre Helligkeit merkbar davon ab, ob sie in einer Perihelopposition (Sonnennähe) oder in einer Aphelopposition (Sonnenferne) beobachtet wird. Wenn Vesta in Sonnennähe die Opposition erreicht, nähert sie sich der Erde auf bis zu 1,14 AE (171 Mio.km). In Sonnenferne kommt sie uns nur bis auf 1,59 AE (238 Mio.km) nahe. Der Unterschied von 0,45 AE (67 Mio.km) ist in der größten Helligkeit stark merkbar.

Derzeit erreicht Vesta Anfang November sonnenferne Oppositionen und wird dann nur 6,5^{mag} hell (wie z.B. 1979, 1990, 2001, 2019). Die Oppositionen Ende Juni sind sonnennah (wie z.B. 1989 und 2018). Vesta wird dann 5,3^{mag} hell.

Vesta ist über ihre gesamte Sichtbarkeit mit einem kleinen Fernglas (z.B. 8x30) sichtbar.

Es gibt in der Literatur auch immer wieder Berichte, dass Vesta mit freiem Auge sichtbar sein kann. In einer Opposition die einigermaßen in Sonnennähe der Vesta (also Mai bis Juli) stattfindet, wird Vesta für zwei Monate heller als 6,0^{mag} und sollte dann unter dunklem Himmel mit freiem Auge sichtbar sein.

Die heurige Opposition der Vesta am 9.Mai war perihelnah mit einer maximalen Helligkeit von 5,6^{mag}.

Daher versuchte ich in der Nacht des 17.Mai 1996 um 23^h10^m Sommerzeit Vesta mit freiem Auge zu finden. Der Himmel an meinem Beobachtungsort nahe Payerbach (Niederösterreich) war klar und die freisichtige Grenzgröße betrug etwa 6,5^{mag}. Ich skizzierte zuerst alle Sterne in der Gegend um β und δ Librae, da sich Vesta dort befand. Erst danach benutzte ich ein Fernglas 10x50 und eine vorbereitete Sternkarte um meine Beobachtung zu bestätigen: ich hatte Vesta mit freiem Auge gesehen. Danach machte ich einen Helligkeitsvergleich mit freiem Auge und fand Vesta gleich hell mit dem in der Nähe stehenden Stern SAO 140474, der 5,5^{mag} hell ist. Vesta war relativ leicht sichtbar und ist bei dunklem Himmel also kein schwieriges Objekt.

3 Oppositionsephemeriden der Vesta 1975-2025

Die Ephemeriden wurden immer für denjenigen Zeitraum gerechnet, in dem Vesta heller als 6,5^{mag} visuell ist und damit eine Möglichkeit der freisichtigen Beobachtung besteht.

Ich benutzte oskulierende Elemente nahe dem jeweiligen Oppositionstermin aus Lit.3 und die Rechenanleitung aus Lit.2. Die Helligkeiten sind mit den modernen Helligkeitsparametern gerechnet und entsprechen visuellen Helligkeiten.

Ich bedanke mich sehr bei Herrn Dipl.Ing.Herbert Raab, der die Literaturquelle Lit.3 gefunden und mir die oskulierenden Elemente

2. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

der Vesta zugesandt hat. Ohne seine Hilfe wäre dieses Referat nicht möglich gewesen.

Erklärung der Ephemeriden:

Überschrift: Oppositionstermin (genauer: Termin der größten Elongation im Großkreis) sowie visuelle Oppositionshelligkeit.

Bedeutung der Spalten und Erklärung der Zeichen:

1. Termin ET (Ephemeridenzeit bzw. Dynamische Zeit), gültig für 0h ET, entspricht etwa 0h UT bzw. 1h MEZ
2. Rekt: Rektaszension J2000.0
3. Dekl: Deklination J2000.0
4. r: Entfernung von der Sonne in AE (Astronomische Einheiten)
5. d: Entfernung von der Erde in AE
6. El: Elongation von der Sonne in Grad im Großkreis
7. Mag: scheinbare visuelle Helligkeit.

1975 Sep.18 6,1mag

Termin ET	Rekt		Dekl ° ' "	r AE	d AE		El °	Mag
	h	m			AE	AE		
1975 Aug.19.0	0	22,6	- 8 42	2,354	1,467	143	6,6	
1975 Aug.29.0	0	17,6	- 9 57	2,364	1,418	153	6,4	
1975 Sep. 8.0	0	10,3	-11 16	2,374	1,392	163	6,2	
1975 Sep.18.0	0	01,6	-12 30	2,384	1,391	168	6,1	
1975 Sep.28.0	23	52,4	-13 31	2,393	1,415	164	6,3	
1975 Okt. 8.0	23	44,2	-14 10	2,403	1,465	154	6,5	

1977 Jan. 9 6,2mag

1976 Dez.30.0	7	33,9	+22 12	2,535	1,567	167	6,5
1977 Jan. 9.0	7	23,1	+23 04	2,529	1,546	179	6,2
1977 Jan.19.0	7	12,1	+23 53	2,523	1,554	167	6,5

1978 Jun. 5 5,4mag

1978 Apr.16.0	17	20,4	-15 15	2,158	1,417	125	6,5
1978 Apr.26.0	17	21,4	-15 12	2,155	1,326	135	6,3
1978 Mai 6.0	17	19,0	-15 12	2,153	1,250	145	6,0
1978 Mai 16.0	17	13,4	-15 18	2,151	1,191	155	5,8
1978 Mai 26.0	17	05,0	-15 30	2,150	1,153	166	5,6
1978 Jun. 5.0	16	55,1	-15 49	2,150	1,139	173	5,4
1978 Jun.15.0	16	45,1	-16 15	2,150	1,149	167	5,5
1978 Jun.25.0	16	36,3	-16 49	2,151	1,182	156	5,8
1978 Jul. 5.0	16	30,0	-17 29	2,152	1,237	145	6,0
1978 Jul.15.0	16	26,9	-18 15	2,154	1,309	135	6,2
1978 Jul.25.0	16	27,2	-19 05	2,156	1,396	126	6,5

1979 Nov. 3 6,5mag

1979 Okt.24.0	2	56,8	+ 5 44	2,524	1,556	163	6,6
1979 Nov. 3.0	2	47,0	+ 5 07	2,530	1,548	169	6,5
1979 Nov.13.0	2	37,0	+ 4 39	2,536	1,568	164	6,6

1981 Feb.21 6,1mag

1981 Feb. 1.0	10	52,6	+15 52	2,403	1,484	153	6,5
1981 Feb.11.0	10	45,6	+17 17	2,393	1,430	164	6,3
1981 Feb.21.0	10	36,6	+18 43	2,383	1,402	171	6,1
1981 Mär. 3.0	10	27,0	+19 59	2,373	1,401	165	6,2
1981 Mär.13.0	10	18,0	+20 56	2,363	1,427	154	6,4
1981 Mär.23.0	10	10,9	+21 31	2,353	1,477	143	6,6

3. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

1982 Aug.10 5,7mag

1982 Jun.21.0	21 52,7	-16 30	2,211	1,468	125	6,6
1982 Jul. 1.0	21 53,9	-17 14	2,219	1,387	134	6,4
1982 Jul.11.0	21 52,0	-18 16	2,227	1,321	144	6,2
1982 Jul.21.0	21 47,1	-19 33	2,235	1,272	155	6,0
1982 Jul.31.0	21 39,7	-20 56	2,244	1,246	166	5,8
1982 Aug.10.0	21 30,7	-22 18	2,253	1,244	173	5,7
1982 Aug.20.0	21 21,4	-23 28	2,262	1,266	166	5,9
1982 Aug.30.0	21 13,3	-24 20	2,271	1,313	156	6,1
1982 Sep. 9.0	21 07,3	-24 51	2,281	1,382	145	6,3
1982 Sep.19.0	21 04,3	-25 01	2,290	1,470	135	6,6

1983 Dez.13 6,4mag

1983 Dez. 3.0	5 33,8	+18 22	2,572	1,604	166	6,6
1983 Dez.13.0	5 22,8	+18 36	2,571	1,588	175	6,4
1983 Dez.23.0	5 11,8	+18 52	2,569	1,601	167	6,6

1985 Apr.19 5,7mag

1985 Mär.10.0	14 27,2	- 2 48	2,237	1,438	133	6,5
1985 Mär.20.0	14 25,8	- 2 00	2,229	1,351	143	6,3
1985 Mär.30.0	14 21,3	- 1 05	2,221	1,283	153	6,0
1985 Apr. 9.0	14 14,2	- 0 08	2,213	1,237	163	5,8
1985 Apr.19.0	14 05,4	+ 0 43	2,206	1,215	167	5,7
1985 Apr.29.0	13 56,0	+ 1 19	2,199	1,217	163	5,8
1985 Mai 9.0	13 47,4	+ 1 34	2,192	1,243	153	6,0
1985 Mai 19.0	13 40,8	+ 1 26	2,186	1,290	143	6,1
1985 Mai 29.0	13 36,8	+ 0 54	2,180	1,356	133	6,3
1985 Jun. 8.0	13 35,8	+ 0 03	2,175	1,435	124	6,5

1986 Okt. 3 6,3mag

1986 Sep.13.0	1 12,3	- 4 51	2,417	1,478	153	6,5
1986 Sep.23.0	1 04,7	- 6 01	2,427	1,450	163	6,3
1986 Okt. 3.0	0 55,7	- 7 06	2,436	1,448	168	6,3
1986 Okt.13.0	0 46,4	- 7 57	2,445	1,473	163	6,4
1986 Okt.23.0	0 38,0	- 8 29	2,454	1,523	153	6,6

1988 Jan.22 6,2mag

1988 Jan.12.0	8 29,3	+22 10	2,502	1,535	167	6,5
1988 Jan.22.0	8 19,0	+23 16	2,495	1,512	176	6,2
1988 Feb. 1.0	8 08,3	+24 16	2,487	1,518	167	6,4
1988 Feb.11.0	7 58,6	+25 06	2,479	1,551	155	6,6

1989 Jun.26 5,3mag

1989 Mai 7.0	18 45,8	-18 15	2,148	1,398	126	6,5
1989 Mai 17.0	18 46,8	-18 31	2,149	1,312	135	6,2
1989 Mai 27.0	18 44,3	-18 58	2,150	1,240	145	6,0
1989 Jun. 6.0	18 38,5	-19 35	2,153	1,185	156	5,8
1989 Jun.16.0	18 30,1	-20 19	2,155	1,152	168	5,5
1989 Jun.26.0	18 20,2	-21 09	2,159	1,142	178	5,3
1989 Jul. 6.0	18 10,1	-21 58	2,162	1,157	168	5,5
1989 Jul.16.0	18 01,5	-22 46	2,167	1,195	157	5,8
1989 Jul.26.0	17 55,5	-23 29	2,172	1,255	146	6,0
1989 Aug. 5.0	17 52,8	-24 07	2,177	1,333	136	6,3
1989 Aug.15.0	17 53,6	-24 41	2,183	1,425	126	6,5

4. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

1990 Nov.16 6,5mag

1990 Nov. 6.0	3 42,9	+10 14	2,554	1,585	165	6,6
1990 Nov.16.0	3 32,6	+ 9 52	2,558	1,576	171	6,5
1990 Nov.26.0	3 22,2	+ 9 37	2,561	1,596	165	6,6

1992 Mär. 8 6,0mag

1992 Feb. 7.0	11 57,6	+10 28	2,355	1,503	141	6,6
1992 Feb.17.0	11 53,7	+11 43	2,345	1,426	152	6,4
1992 Feb.27.0	11 47,1	+13 08	2,335	1,372	162	6,2
1992 Mär. 8.0	11 38,6	+14 33	2,325	1,343	169	6,0
1992 Mär.18.0	11 29,3	+15 46	2,315	1,341	164	6,1
1992 Mär.28.0	11 20,6	+16 39	2,305	1,365	154	6,2
1992 Apr. 7.0	11 13,5	+17 07	2,295	1,411	144	6,4
1992 Apr.17.0	11 09,0	+17 08	2,285	1,477	133	6,6

1993 Aug.28 5,9mag

1993 Jul.19.0	23 05,3	-13 36	2,271	1,446	134	6,6
1993 Jul.29.0	23 03,3	-14 42	2,281	1,380	144	6,4
1993 Aug. 8.0	22 58,5	-16 02	2,291	1,334	154	6,2
1993 Aug.18.0	22 51,2	-17 27	2,300	1,309	165	6,0
1993 Aug.28.0	22 42,4	-18 48	2,310	1,309	170	5,9
1993 Sep. 7.0	22 33,4	-19 56	2,320	1,334	164	6,1
1993 Sep.17.0	22 25,3	-20 42	2,330	1,383	154	6,3
1993 Sep.27.0	22 19,2	-21 05	2,340	1,455	144	6,5

1994 Dez.25 6,3mag

1994 Dez.15.0	6 24,4	+20 42	2,563	1,594	167	6,6
1994 Dez.25.0	6 13,4	+21 12	2,560	1,577	178	6,3
1995 Jan. 4.0	6 02,3	+21 43	2,556	1,588	167	6,6

1996 Mai 9 5,6mag

1996 Mär.20.0	15 38,9	- 9 06	2,195	1,472	124	6,6
1996 Mär.30.0	15 40,3	- 8 41	2,188	1,375	134	6,4
1996 Apr. 9.0	15 38,4	- 8 11	2,182	1,293	144	6,1
1996 Apr.19.0	15 33,4	- 7 39	2,177	1,229	154	5,9
1996 Apr.29.0	15 25,7	- 7 09	2,171	1,186	164	5,7
1996 Mai 9.0	15 16,3	- 6 46	2,167	1,167	169	5,6
1996 Mai 19.0	15 06,6	- 6 37	2,163	1,172	164	5,6
1996 Mai 29.0	14 57,9	- 6 45	2,159	1,201	154	5,8
1996 Jun. 8.0	14 51,4	- 7 10	2,156	1,250	144	6,0
1996 Jun.18.0	14 47,8	- 7 53	2,153	1,317	134	6,3
1996 Jun.28.0	14 47,2	- 8 50	2,151	1,399	125	6,5

1997 Okt.17 6,4mag

1997 Okt. 7.0	1 55,1	- 0 42	2,478	1,505	163	6,5
1997 Okt.17.0	1 45,7	- 1 36	2,486	1,501	168	6,4
1997 Okt.27.0	1 36,2	- 2 17	2,493	1,525	163	6,5

1999 Feb. 4 6,2mag

1999 Jan.15.0	9 36,0	+19 37	2,465	1,542	154	6,6
1999 Jan.25.0	9 28,0	+20 53	2,456	1,490	166	6,4
1999 Feb. 4.0	9 18,2	+22 11	2,447	1,465	174	6,2
1999 Feb.14.0	9 08,0	+23 21	2,438	1,468	166	6,3
1999 Feb.24.0	8 58,6	+24 16	2,429	1,499	154	6,5

2000 Jul.16 5,4mag

2000 Mai 27.0	20 12,0	-18 55	2,166	1,419	125	6,5
2000 Jun. 6.0	20 13,2	-19 27	2,170	1,335	134	6,3

5. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

2000 Jun.16.0	20 11,0	-20 14	2,175	1,266	145	6,1
2000 Jun.26.0	20 05,7	-21 14	2,181	1,214	156	5,9
2000 Jul. 6.0	19 57,8	-22 22	2,187	1,184	167	5,6
2000 Jul.16.0	19 48,2	-23 32	2,193	1,177	177	5,4
2000 Jul.26.0	19 38,5	-24 37	2,200	1,195	169	5,6
2000 Aug. 5.0	19 30,0	-25 30	2,207	1,237	157	5,9
2000 Aug.15.0	19 24,0	-26 10	2,215	1,301	146	6,2
2000 Aug.25.0	19 21,2	-26 36	2,223	1,383	136	6,4
2000 Sep. 4.0	19 21,8	-26 50	2,231	1,480	126	6,6

2001 Nov.27 6,5mag

2001 Nov.17.0	4 30,9	+14 15	2,568	1,602	165	6,6
2001 Nov.27.0	4 20,3	+14 07	2,570	1,588	173	6,5
2001 Dez. 7.0	4 09,6	+14 05	2,571	1,603	166	6,6

2003 Mär.26 5,9mag

2003 Feb.24.0	13 01,1	+ 5 21	2,298	1,438	142	6,5
2003 Mär. 6.0	12 57,2	+ 6 32	2,288	1,364	152	6,2
2003 Mär.16.0	12 50,7	+ 7 50	2,278	1,312	162	6,0
2003 Mär.26.0	12 42,3	+ 9 05	2,269	1,285	167	5,9
2003 Apr. 5.0	12 33,1	+10 07	2,260	1,284	163	5,9
2003 Apr.15.0	12 24,5	+10 48	2,251	1,307	154	6,1
2003 Apr.25.0	12 17,6	+11 03	2,242	1,352	144	6,3
2003 Mai 5.0	12 13,2	+10 52	2,234	1,416	134	6,5

2004 Sep.13 6,1mag

2004 Aug.14.0	0 05,6	-10 10	2,338	1,447	143	6,5
2004 Aug.24.0	0 00,7	-11 26	2,348	1,399	154	6,3
2004 Sep. 3.0	23 53,4	-12 47	2,358	1,374	163	6,2
2004 Sep.13.0	23 44,6	-14 03	2,368	1,373	169	6,1
2004 Sep.23.0	23 35,6	-15 05	2,377	1,398	164	6,2
2004 Okt. 3.0	23 27,4	-15 46	2,387	1,448	154	6,4
2004 Okt.13.0	23 21,1	-16 02	2,397	1,521	143	6,7

2006 Jan. 6 6,2mag

2005 Dez.27.0	7 17,8	+22 04	2,541	1,572	167	6,5
2006 Jan. 6.0	7 06,9	+22 51	2,536	1,553	180	6,2
2006 Jan.16.0	6 55,8	+23 36	2,530	1,562	167	6,5

2007 Mai 31 5,4mag

2007 Apr.11.0	16 57,9	-14 07	2,163	1,423	125	6,5
2007 Apr.21.0	16 58,8	-14 00	2,160	1,331	135	6,3
2007 Mai 1.0	16 56,3	-13 53	2,157	1,254	145	6,0
2007 Mai 11.0	16 50,6	-13 50	2,155	1,195	155	5,8
2007 Mai 21.0	16 42,3	-13 53	2,153	1,157	166	5,6
2007 Mai 31.0	16 32,5	-14 04	2,152	1,143	172	5,4
2007 Jun.10.0	16 22,5	-14 23	2,151	1,153	166	5,6
2007 Jun.20.0	16 13,8	-14 52	2,151	1,186	155	5,8
2007 Jun.30.0	16 07,6	-15 30	2,151	1,240	145	6,0
2007 Jul.10.0	16 04,4	-16 17	2,152	1,311	135	6,2
2007 Jul.20.0	16 04,6	-17 09	2,154	1,398	126	6,5

2008 Okt.30 6,4mag

2008 Okt.20.0	2 42,1	+ 4 16	2,516	1,545	163	6,5
2008 Okt.30.0	2 32,4	+ 3 35	2,522	1,539	169	6,4
2008 Nov. 9.0	2 22,5	+ 3 05	2,528	1,561	164	6,6

6. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

2010 Feb.18 6,1mag

2010 Jan.29.0	10 35,3	+16 58	2,415	1,492	154	6,5
2010 Feb. 8.0	10 27,9	+18 22	2,405	1,440	165	6,3
2010 Feb.18.0	10 18,7	+19 46	2,396	1,414	171	6,1
2010 Feb.28.0	10 09,0	+21 00	2,386	1,416	165	6,2
2010 Mär.10.0	10 00,0	+21 57	2,376	1,445	154	6,4
2010 Mär.20.0	9 52,9	+22 31	2,366	1,497	143	6,6

2011 Aug. 5 5,6mag

2011 Jun.16.0	21 30,5	-17 22	2,202	1,456	125	6,6
2011 Jun.26.0	21 31,7	-18 04	2,209	1,375	134	6,4
2011 Jul. 6.0	21 29,7	-19 04	2,216	1,308	145	6,2
2011 Jul.16.0	21 24,6	-20 18	2,224	1,259	155	6,0
2011 Jul.26.0	21 17,1	-21 40	2,232	1,232	166	5,8
2011 Aug. 5.0	21 07,9	-23 00	2,240	1,229	174	5,6
2011 Aug.15.0	20 58,6	-24 09	2,249	1,251	167	5,8
2011 Aug.25.0	20 50,4	-25 02	2,258	1,297	156	6,1
2011 Sep. 4.0	20 44,5	-25 35	2,267	1,365	145	6,3
2011 Sep.14.0	20 41,6	-25 48	2,276	1,452	135	6,5

2012 Dez. 9 6,4mag

2012 Nov.29.0	5 18,8	+17 34	2,571	1,604	166	6,6
2012 Dez. 9.0	5 07,9	+17 42	2,571	1,588	175	6,4
2012 Dez.19.0	4 57,0	+17 54	2,570	1,602	167	6,6

2014 Apr.13 5,8mag

2014 Mär. 4.0	14 06,2	- 1 04	2,255	1,465	132	6,6
2014 Mär.14.0	14 05,1	- 0 14	2,247	1,376	142	6,3
2014 Mär.24.0	14 00,9	+ 0 47	2,238	1,306	153	6,1
2014 Apr. 3.0	13 54,1	+ 1 50	2,230	1,257	162	5,9
2014 Apr.13.0	13 45,4	+ 2 48	2,222	1,233	167	5,8
2014 Apr.23.0	13 36,1	+ 3 32	2,214	1,233	163	5,8
2014 Mai 3.0	13 27,4	+ 3 54	2,207	1,258	154	6,0
2014 Mai 13.0	13 20,7	+ 3 53	2,200	1,304	144	6,2
2014 Mai 23.0	13 16,5	+ 3 27	2,193	1,368	134	6,4

2015 Sep.28 6,2mag

2015 Sep. 8.0	0 56,5	- 6 22	2,398	1,461	152	6,5
2015 Sep.18.0	0 49,1	- 7 35	2,408	1,432	162	6,3
2015 Sep.28.0	0 40,2	- 8 44	2,417	1,428	168	6,2
2015 Okt. 8.0	0 31,0	- 9 39	2,427	1,451	164	6,3
2015 Okt.18.0	0 22,5	-10 15	2,436	1,499	154	6,5

2017 Jan.17 6,2mag

2017 Jan. 7.0	8 13,8	+22 15	2,513	1,548	166	6,5
2017 Jan.17.0	8 03,4	+23 17	2,506	1,524	177	6,2
2017 Jan.27.0	7 52,5	+24 15	2,499	1,528	168	6,4
2017 Feb. 6.0	7 42,6	+25 03	2,492	1,560	156	6,6

2018 Jun.20 5,3mag

2018 Mai 1.0	18 18,6	-17 35	2,152	1,403	126	6,5
2018 Mai 11.0	18 19,4	-17 46	2,152	1,315	135	6,2
2018 Mai 21.0	18 16,8	-18 05	2,152	1,241	145	6,0
2018 Mai 31.0	18 10,9	-18 32	2,153	1,186	156	5,8
2018 Jun.10.0	18 02,4	-19 08	2,155	1,152	168	5,5
2018 Jun.20.0	17 52,4	-19 48	2,157	1,142	176	5,3
2018 Jun.30.0	17 42,3	-20 31	2,159	1,155	168	5,6
2018 Jul.10.0	17 33,7	-21 15	2,162	1,192	156	5,8

7. Fortsetzung Referat: Kleiner Planet Vesta - mit freiem Auge sichtbar

2018 Jul.20.0	17 27,7	-21 57	2,166	1,251	145	6,0
2018 Jul.30.0	17 24,9	-22 38	2,170	1,327	135	6,3
2018 Aug. 9.0	17 25,6	-23 18	2,175	1,419	126	6,5
2019 Nov.12 6,5mag						
2019 Nov. 2.0	3 28,7	+ 8 54	2,542	1,574	164	6,6
2019 Nov.12.0	3 18,5	+ 8 27	2,547	1,565	170	6,5
2019 Nov.22.0	3 08,3	+ 8 08	2,551	1,584	165	6,6
2021 Mär. 4 6,0mag						
2021 Feb. 2.0	11 38,7	+11 55	2,376	1,522	142	6,7
2021 Feb.12.0	11 34,6	+13 11	2,366	1,445	153	6,4
2021 Feb.22.0	11 27,8	+14 37	2,356	1,392	163	6,2
2021 Mär. 4.0	11 19,2	+16 02	2,346	1,364	169	6,0
2021 Mär.14.0	11 09,8	+17 16	2,336	1,364	164	6,1
2021 Mär.24.0	11 01,0	+18 10	2,326	1,389	154	6,3
2021 Apr. 3.0	10 54,0	+18 39	2,316	1,438	143	6,5
2022 Aug.22 5,8mag						
2022 Jul.13.0	22 42,5	-14 57	2,252	1,428	133	6,5
2022 Jul.23.0	22 40,8	-16 01	2,261	1,361	144	6,3
2022 Aug. 2.0	22 36,1	-17 20	2,270	1,313	154	6,1
2022 Aug.12.0	22 28,9	-18 45	2,279	1,287	164	5,9
2022 Aug.22.0	22 20,1	-20 08	2,289	1,284	171	5,8
2022 Sep. 1.0	22 11,0	-21 18	2,298	1,307	165	6,0
2022 Sep.11.0	22 02,8	-22 07	2,308	1,355	155	6,2
2022 Sep.21.0	21 56,7	-22 34	2,318	1,425	145	6,4
2022 Okt. 1.0	21 53,3	-22 37	2,328	1,514	135	6,7
2023 Dez.21 6,4mag						
2023 Dez.11.0	6 08,9	+20 05	2,568	1,602	166	6,6
2023 Dez.21.0	5 57,9	+20 31	2,566	1,583	177	6,4
2023 Dez.31.0	5 46,8	+20 57	2,564	1,594	168	6,6
2025 Mai 2 5,6mag						
2025 Mär.13.0	15 13,0	- 7 12	2,213	1,499	124	6,7
2025 Mär.23.0	15 14,7	- 6 44	2,205	1,400	133	6,4
2025 Apr. 2.0	15 13,1	- 6 08	2,198	1,315	143	6,2
2025 Apr.12.0	15 08,4	- 5 27	2,191	1,249	153	6,0
2025 Apr.22.0	15 01,0	- 4 47	2,185	1,204	163	5,7
2025 Mai 2.0	14 51,9	- 4 14	2,179	1,183	168	5,6
2025 Mai 12.0	14 42,2	- 3 55	2,174	1,185	164	5,7
2025 Mai 22.0	14 33,5	- 3 54	2,169	1,212	154	5,9
2025 Jun. 1.0	14 26,8	- 4 13	2,164	1,259	144	6,1
2025 Jun.11.0	14 22,9	- 4 51	2,160	1,325	134	6,3
2025 Jun.21.0	14 22,1	- 5 46	2,157	1,405	125	6,5

4 Literatur

1. Sternfreundeseminar 1982: Kleinplaneten
2. Jean Meeus: Astronomical Algorithms. Willmann-Bell, 1991.
3. "Guide" CD-ROM. Project Pluto.
4. Joachim Gürtler und Johann Dorschner: Das Sonnensystem. Johann Ambrosius Barth, Leipzig 1993.

Wolfgang Vollmann, Gerichtsgasse 20/23, A-1210 Wien

Referat: Kometen

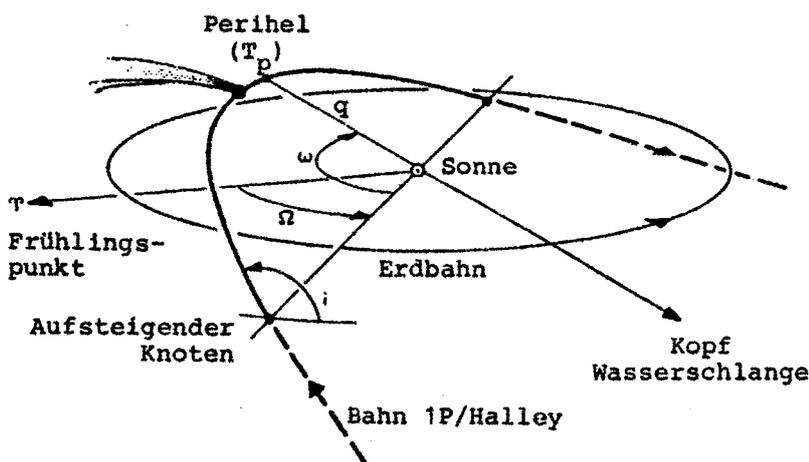
1. HELLE KOMETEN ZWISCHEN 1900 und 1996

Unter "hellen Kometen" sollen hier jene verstanden werden, die in scheinbaren Gesamthelligkeiten von $+3,5^{\text{mag}}$ oder heller beobachtet worden sind.

1.1. Raumbahnen

Die Himmelsmechanik stellt die Bewegung von Körpern im Raum durch das Wirken von Kräften dar, die zufolge ihrer Anziehungsfähigkeiten (Massen) zwischen ihnen wirken.

Betrachten wir nur Sonne und Komet allein, so wird dessen Raumbahn durch eine Kegelschnittlinie dargestellt, die hinsichtlich ihrer Lage, Form und Größe unverändert bleibt. In Wirklichkeit treten jedoch Störungen durch die Planeten hinzu, die je nach deren Masse und Abstand vom Kometen dessen Bewegung beeinflussen. Wegen der Kleinheit der Planetenmassen und deren meist beträchtlichen Abständen bleiben diese Wirkungen in der Regel klein und die Störungssituation für einen bestimmten Termin - die Epoche - kann für ein bestimmtes Zeitintervall ohne merklichen Fehler als konstant angesehen und in die Bahnelemente einbezogen werden. Die Schnittgerade von Erd- und Kometenbahnebene schließt mit der Richtung zum Frühlingspunkt den Winkel Ω (heliozentr. Länge des aufsteigenden Knotens) ein; in Bewegungsrichtung wird in der Bahnebene der Winkel ω zwischen Knotenlinie und Richtung zum Perihel (Argument des Perihels) gezählt und i ist die Bahnneigung zur Erdbahnebene ($i > 90^\circ$ zeigt Bewegung entgegen dem Erdumlaufsinn an).



q bedeutet die Periheldistanz in AE und e die numerische Exzentrizität, welche die Bahnform angibt: $e = 0$ Kreis, $0 < e < 1$ Ellipsen, $e = 1$ Parabel, $e > 1$ Hyperbeln. T_p ist der Periheltermin und H_{10} gibt

1. Fortsetzung Referat: Kometen

die scheinbare Gesamthelligkeit in Größenklassen an, die der Komet im Abstand 1 AE von Erde und Sonne besitzt. Hier die Bahnelemente, die für die genannte Epoche gelten und die im ganzen freisichtigen Bereich um das genannte Perihel verwendet werden können. T_p ist in dynamischer Zeit DT angegeben und ω, Ω, i sind auf J 2000,0 bezogen; H_{10} vom Astronomischen Büro (Lit.1, 2).

T_p Epoche	ω q	Ω e	i H_{10}
C/1901 G1 = 1901 a = 1901 I VISCARA			
1901 04 24,7513	203,0522°	111,0333°	131,0770°
1901 04 28	0,244812 AE	1,000000	+3,6 ^{mag}
C/1903 M1 = 1903 c = 1903 IV BORRELLY			
1903 08 28,1087	127,2521°	294,9099°	85,0155°
1903 09 03	0,330182 AE	1,000406	+5,5 ^{mag}
C/1905 X1 = 1905 c = 1906 I GIACOBINI			
1906 01 22,8566	199,2180°	93,3702°	43,6521°
Fehlt	0,215900 AE	1,000000	+4,8 ^{mag}
C/1907 L2 = 1907 d = 1907 IV DANIEL			
1907 09 04,4617	294,4727°	144,2656°	8,9577°
1907 09 22	0,512173 AE	0,998794	+4,0 ^{mag}
C/1910 A1 = 1910 a = 1910 I JOHANNESBURGER KOMET			
1910 01 17,5882	320,9122°	90,0354°	138,7812°
1910 01 09	0,128975	0,999995	+5,2 ^{mag}
1P/1909 R1 = 1909 c = 1910 II HALLEY			
1910 04 20,1785	111,7371°	58,5629°	162,2186°
1910 05 09	0,587208 AE	0,967302	+4,6 ^{mag}
C/1911 S3 = 1911 g = 1911 IV BELJAWSKI			
1911 10 10,7638	71,7112°	89,8969°	96,4659°
1911 10 11	0,303424 AE	1,000147	+5,2 ^{mag}

2. Fortsetzung Referat: Kometen

T_p Epoche	ω q	Ω e	i H_{10}
C/1911 O1 = 1911 c = 1911 V BROOKS			
1911 10 28,2368	153,0045°	294,2071°	33,8095°
1911 10 11	0,489429 AE	0,997005	+5,5 ^{mag}
C/1914 S1 = 1914 e = 1914 IV CAMPBELL			
1914 08 05,4708	270,3467°	1,5829°	77,8360°
1914 08 16	0,712756 AE	0,998666	+5,6 ^{mag}
C/1913 Y1 = 1913 f = 1914 V DELAVAN			
1914 10 26,7664	97,4671°	60,3963°	68,0388°
1914 11 04	1,104459 AE	1,000155	+1,1 ^{mag}
D/1917 F1 = 1917 a = 1917 I MELLISH			
1917 04 11,1753	121,3190°	88,6683°	32,6828°
1917 04 15	0,190186 AE	0,993121	+7,4 ^{mag}
7P = 1927 c = 1927 VII PONS-WINNECKE			
1927 06 21,0654	170,3974°	99,1422°	18,9397°
1927 06 09	1,039235 AE	0,685685	+10,4 ^{mag}
C/1927 X1 = 1927 k = 1927 IX SKELLERUP-MARISTANY			
1927 12 18,1809	47,1588°	78,2436°	85,1126°
1927 12 26	0,176157 AE	0,99984	+5,0 ^{mag}
C/1931 P1 = 1931 c = 1931 IV RYVES			
1931 08 25,9125	168,1455°	102,2776°	169,2881°
1931 08 07	0,074924 AE	0,999326	+7,9 ^{mag}
C/1936 K1 = 1936 a = 1936 II PELTIER			
1936 07 08,9555	148,4754°	134,9408°	78,5447°
1936 07 11	1,099868 AE	0,991775	+5,3 ^{mag}
C/1939 H1 = 1939 d = 1939 III JURLOF-ACHMAROV-HASSEL			
1939 04 10,1688	89,2397°	312,2772°	138,1212°
1939 04 07	0,528266 AE	0,998477	+6,5 ^{mag}

3. Fortsetzung Referat: Kometen

T_p Epoche	ω q	Ω e	i H_{10}
C/1940 R2 = 1940 c = 1941 I CUNNINGHAM			
1941 01 16,2340	199,5690°	296,5905°	49,8942°
1941 01 06	0,367751 AE	1,000485	+7,6 ^{mag}
C/1941 B2 = 1941 c = 1941 IV DE KOCK - PARASKEVOPOULOS			
1941 01 27,6577	268,6997°	43,1069°	168,2039°
1941 02 15	0,790033 AE	0,999102	+5,9 ^{mag}
C/1947 X1A = 1947 n = 1047 XII SÜDKOMET			
1947 12 02,5848	196,1521°	337,3040°	138,5419°
1947 12 01	0,110032 AE	0,999548	+6,3 ^{mag}
C/1948 L1 = 1948 g = 1948 IV HONDA-BERNASCONI			
1948 05 15,9052	317,0555°	203,8209°	23,1489°
1948 05 09	0,207628 AE	0,999875	+6,9 ^{mag}
C/1948 V1 = 1948 l = 1948 XI FINSTERNISKOMET			
1948 10 27,4274	107,2521°	211,0395°	23,1170°
1948 10 16	0,135421 AE	0,999935	+4,5 ^{mag}
C/1956 R1 = 1956 h = 1957 III AREND-ROLAND			
1957 04 08,0324	308,7803°	215,8558°	119,9443°
1957 03 23	0,316035 AE	1,000168	+5,7 ^{mag}
C/1957 P1 = 1957 d = 1957 V MRKOS			
1957 08 01,4373	40,3197°	68,3242°	93,9411°
1957 07 21	0,354933 AE	0,999365	+3,9 ^{mag}
C/1961 O1 = 1961 d = 1961 V WILSON-HUBBARD			
1961 07 17,4953	270,7008°	298,9545°	24,2116°
1961 08 09	0,040199 AE	0,999962	+7,8 ^{mag}
C/1962 C1 = 1962 c = 1962 III SEKI-LINES			
1962 04 01,6629	11,4731°	304,6776°	65,0142°
1962 04 06	0,031397 AE	1,000003	+5,5 ^{mag}

4. Fortsetzung Referat: Kometen

T_p Epoche	ω q	Ω e	i H_{10}
C/1963 A1 = 1963 a = 1963 I IKEYA			
1963 03 21,4748	336,3018°	53,2187°	160,6487°
1963 04 01	0,632139 AE	0,993377	+5,5 ^{mag}
C/1964 N1 = 1964 f = 1964 VIII IKEYA			
1964 08 01,2111	290,7618°	269,9493°	171,9200°
1964 07 24	0,821752 AE	0,984643	+6,9 ^{mag}
C/1965 S1A = 1965 f = 1965 VIII IKEYA-SEKI			
1965 10 21,1837	69,0486°	346,9947°	141,8642°
1965 10 07	0,007786 AE	0,999915	+6,1 ^{mag}
C/1969 T1 = 1969 g = 1969 IX TAGO-SATO-KOSAKA			
1969 12 21,2677	267,8339°	101,6599°	75,8178°
1969 12 05	0,472638 AE	0,999920	+6,3 ^{mag}
C/1969 Y1 = 1969 i = 1970 II BENNETT			
1970 03 20,0446	354,1460°	224,6574°	90,0394°
1970 04 04	0,537606 AE	0,996193	+4,0 ^{mag}
C/1970 K1 = 1970 f = 1970 VI WHITE-ORTIZ-BOLELLI			
1970 05 14,4859	61,2903°	337,0147°	139,0714°
Fehlt	0,008879 AE	1,000000	+6,0 ^{mag}
C/1973 E1 = 1973 f = 1973 XII KOHOUTEK			
1973 12 28,4307	37,7976°	258,4895°	14,3043°
1973 12 24	0,142425 AE	1,000008	+5,0 ^{mag}
C/1975 V1A = 1975 n = 1976 VI WEST			
1976 02 25,2216	358,4270°	118,9240°	43,0664°
1976 03 03	0,196626 AE	0,999971	+5,0 ^{mag}
C/1983 H1 = 1983 d = 1983 VII IRAS-Araki-Alcock			
1983 05 21,2529	192,8494°	49,1023°	73,2534°
1983 05 26	0,991341 AE	0,990115	+8,4 ^{mag}

5. Fortsetzung Referat: Kometen

T_p Epoche	ω q	Ω e	i H_{10}
1P/1982 U1 = 1982 i = 1986 III HALLEY			
1986 02 09,4589	111,8657°	58,8601°	162,2422°
1986 02 19	0,587104 AE	0,967277	
Vor dem Perihel $H_{10} = +4,8^{\text{mag}}$, nach dem Perihel $H_{10} = +3,1^{\text{mag}}$.			
C/1989 W1 = 1989 a1 = 1989 XXII AARSETH-BREWINGTON			
1989 12 27,8885	205,2592°	345,9153°	88,3873°
1989 12 20	0,300688 AE	1,000082	+7,8 ^{mag}
C/1990 K1 = 1990 c = 1990 XX LEVY			
1990 10 24,6837	242,6656°	139,3647°	131,5829°
1990 11 05	0,938705 AE	1,000417	+4,6 ^{mag}
C/1996 B2 HYAKUTAKE			
1996 05 01,3965	130,2102°	188,0430°	124,9098°
1996 04 27	0,230035 AE	0,999662	+5,3 ^{mag}
C/1995 O1 HALE-BOPP			
1997 04 01,14561	130,59227°	282,47087°	89,42807°
1997 03 13	0,9140971 AE	0,9950784	-2,0 ^{mag}

Die Bahnen und Raumbewegung der Kometen samt genäherten Schweifrichtungen einschließlich Sonne und Planeten können mit URANIA-STAR (Lit.3) veranschaulicht werden.

1.2. Himmelsbahnen

Die Bewegung der Kometen am Himmel, wie sie ein irdischer Beobachter sieht, wird durch eine Ephemeride beschrieben, die nach den Anleitungen samt Beispielen in Lit.4 berechnet werden kann. Diese Mühe spart URANIASTAR und zeigt die Bahn, die scheinbare Bewegung samt genäherten Schweifrichtungen vor dem Sternenhintergrund für jeden Ort auf der Erdoberfläche.

Hier wird nun für jeden Kometen aus 1.1. in gedrängter Form eine phänomenologische Beschreibung des Erscheinungsverlaufs für das freie Auge gegeben. Sie soll im Überblick informieren und bietet

6. Fortsetzung Referat: Kometen

in Weiterführung der Darstellungsart aus Lit.5:

Beginn und Ende der Sichtbarkeitsperiode für das freie Auge:
Jahr und Monat für Erreichen der scheinbaren visuellen Gesamthelligkeit um $+5,4^{\text{mag}}$ nach **Beobachtungen** oder ihnen in diesem Bereich möglichst gut angepaßter Rechnung. Danach zugehöriges Sternbild.

Verlauf der Himmelsbahn: Angabe der Sternbilder, wie sie in zeitlicher Folge nach und nach vom Kometen durchlaufen werden. Ein mehrmals durchlaufenes Sternbild wird auch mehrmals genannt. Großschreibung **GERADE** bezeichnet das Perihelsternbild, Großschreibung **SCHRÄG** das Perigäumsternbild. Im Perihel ist der Komet meist am hellsten, im Perigäum meist am raschesten. Vor diesen beiden Sternbildsymbolen ist jeweils das zugehörige Datum mit Monat und Tag angegeben.

Erscheinungsbild: Größte **beobachtete** scheinbare visuelle Gesamthelligkeit, davor Datum mit Monat und Tag, danach zugehöriges Sternbildsymbol. * bezeichnet Kernhelligkeit, ph photographische Gesamthelligkeit. Größte **beobachtete** scheinbare Länge eines oder mehrerer Schweife. Anti bezeichnet Gegenschweif, ph zeigt photographische Schweiflänge. Davor Datum, danach zugehöriges Sternbildsymbol.

Die Angaben stammen aus Lit.2, 6, 7, 8, 9.

C/1901 G1 = 1901 a = 1901 I VISCARA

1901 03 Peg, 04 24 PSC, 04 30 CET, 05 02 $-1,5^{\text{mag}}$ * Cet, Eri, 05 06
10°, 30° Tau, 1901 05 Ori.

C/1903 M1 = 1903 c = 1903 IV BORRELLY

1903 07 Peg, Vul, 07 16 CYG, 07 18 $+3^{\text{mag}}$ Dra, 07 31 $17^{\circ\text{ph}}$ UMa,
LMi, 08 28 LEO, 1903 09 Sex.

C/1905 X1 = 1905 c = 1906 I GIACOBINI

1905 12 Her, 12 30 45' Her, 01 07 OPH, 01 14 $+0,7^{\text{mag}}$ Sct, Sgr,
01 22 CAP, PsA, 1906 02 Aqr.

C/1907 L2 = 1907 d = 1907 IV DANIEL

1907 07 Psc, Ari, 08 02 TAU, Ori, 08 15 8° Gem, 09 04 $+1,5^{\text{mag}}$
CNC, Leo, 1907 10 Vir.

7. Fortsetzung Referat: Kometen

C/1910 A1 = 1910 a = 1910 I JOHANNESBURGER KOMET
1909 12 Sgr, 01 17 -4^{mag} nahe Rand Sonne SGR, 01 18 CAP, 01 26
18° Aqr, 1910 02 Peg.

1P/1909 R1 = 1909 c = 1910 II HALLEY
1910 03 Psc, 04 20 PSC, 05 14 $-0,3^{\text{mag}}$ Psc, Ari, 05 20 150° TAU,
Ori, Gem, Cnc, Hya, 1910 06 Sex.

C/1911 S3 = 1911 g = 1911 IV BELJAWSKI
1911 09 Hya, Sex, 10 01 15° Leo, 10 07 VIR, 10 10 VIR, Boo, 10 15
 $+1,3^{\text{mag}}$ Vir, 1911 11 Lib.

C/1911 O1 = 1911 c = 1911 V BROOKS
1911 08 Cyg, 09 18 DRA, Boo, CVn, Com, 10 28 $+2^{\text{mag}}$ 30° VIR, Crv,
1911 11 Vir.

C/1914 S1 = 1914 e = 1914 IV CAMPBELL
1914 07 Hya, 08 05 PYX, Pup, Car, Pic, 09 18 $+3,5^{\text{mag}}$ Dor, Ret,
Hor, Eri, 09 23 PHE, Scl, PsA, 1914 10 Aqr.

C/1913 Y1 = 1913 f = 1914 V DELAVAN
1914 08 Aur, Lyn, 10 01 $+2,8^{\text{mag}}$, 5°, 10° UMA, 10 04 CVN, 10 26
BOO, Ser, 1915 01 Oph.

D/1917 F1 = 1917 a = 1917 I MELLISH
1917 03 Ari, 03 31 1° Ari, 04 02 $+3^{\text{mag}}$ Ari, 04 10 PSC, 04 11 PSC,
1917 04 Cet.

7P = 1927 c = 1927 VII PONS-WINNECKE
1927 06 Dra, Her, 06 21 LYR, Cyg, Vul, Del, 06 26 $+3,5^{\text{mag}}$ 1° EQU,
Aqr, 1927 07 PsA.

C/1927 X1 = 1927 k = 1927 IX SKJELLERUP-MARISTANY
1927 11 Cen, Cir, Nor, Ara, 12 12 SCO, Oph, 12 18 -6^{mag} 5° neben
Sonne SER, 12 31 40° Ser, 1928 01 Sgr.

C/1931 P1 = 1931 c = 1931 IV RYVES
1931 08 Gem, 08 20 $+2,5^{\text{mag}}$, 2° Cnc, 08 24 LEO, 08 25 LEO, 1931
09 Sex.

8. Fortsetzung Referat: Kometen

C/1936 K1 = 1936 a = 1936 II PELTIER

1936 07 Cas, 07 08 CAS, Lac, Peg, 08 04 +2^{mag} AQR, 08 06 6° Cap,
Mic, Ind, 1936 08 Pav.

C/1939 H1 = 1939 d = 1939 III JURLOF-ACHMAROV-HASSEL

1939 03 Peg, 04 10 PEG, 04 15 +3^{mag} And, 04 16 AND, 04 20 6°
Per, 1939 05 Aur.

C/1940 R2 = 1940 c = 1941 I CUNNINGHAM

1940 12 Vul, Sge, Aql, 01 02 20°ph Aql, 01 10 SGR, 01 16 SGR,
01 21 +3^{mag} Sgr, 1941 02 Tel.

C/1941 B2 = 1941 c = 1941 IV DE KOCK - PARASKEVOPOULOS

1941 01 Lup, Sco, Ara, Tel, 01 27 IND, 01 29 IND, 01 30 +2^{mag}
Gru, Phe, 02 02 20° Scl, 1941 02 Cet.

C/1947 X1A = 1947 n = 1947 XII SÜDKOMET

1947 11 Oph, 12 02 SCO, 12 07 SCO, 12 07 0^{mag} 30° Sco, 12 10 Teil-
lung in 2 Sgr, 1947 12 Mic.

C/1948 L1 = 1948 g = 1948 IV HONDA-BERNASCONI

1948 04 Ari, 05 15 TAU, 06 03 +3,5^{mag} 2° Per, 06 14 CAS, 1948 06
Cas.

C/1948 V1 = 1948 l = 1948 XI FINSTERNISKOMET

1948 10 Vir, 10 27 LIB, 11 01 -3^{mag} 2° neben verfinsteter Sonne
entdeckt, 11 05 20° Vir, 11 24 HYA, Ant, 1948 12 Pyx.

C/1956 R1 = 1956 h = 1957 III AREND-ROLAND

1957 03 Cet, 04 08 CET, Psc, 04 20 TRI, 04 21 +1,5^{mag} Tri, 04 23
30°, Anti 15° And, Per, 1957 05 Cam.

C/1957 P1 = 1957 d = 1957 V MRKOS

1957 06 Mon, Ori, 07 29 +1,0^{mag} Gem, 08 01 GEM, Cnc, Lyn, 08 13
+1,0^{mag}, 9°, 13° LMI, UMa, Com, 1957 09 Boo.

C/1961 O1 = 1961 d = 1961 V WILSON-HUBBARD

1961 07 Aur, 07 17 GEM, 07 23 +3,0^{mag} 15° Gem, 08 07 AUR, 1961
08 Aur.

9. Fortsetzung Referat: Kometen

C/1962 C1 = 1962 c = 1962 III SEKI-LINES

1962 02 Cae, 02 27 ERI, For, Eri, Cet, 04 01 PSC, 04 03 $-2,5^{\text{mag}}$
Psc, 04 07 13° Ari, 1962 04 Tau.

C/1963 A1 = 1963 a = 1963 I IKEYA

1963 02 Cen, Mus, Cha, Men, 02 15 HYI, Hor, Eri, For, 03 02 $+3^{\text{mag}}$
Cet, 03 17 19° ph Psc, 03 21 PSC, 1963 04 Psc.

C/1964 N1 = 1964 f = 1964 VIII IKEYA

1964 07 Ori, 08 01 ORI, 08 12 HYA, 08 14 $+3,2^{\text{mag}}$ Crt, 08 15 4°
Crt, Crv, 1964 08 Vir.

C/1965 S1A = 1965 f = 1965 VIII IKEYA-SEKI

1965 10 Hya, Crt, 10 17 CRV, 10 21 -10^{mag} 2° neben Sonne VIR,
10 31 60° Crv, 11 04 Teilung in 2 Crv, 1965 11 Crt.

C/1969 T1 = 1969 g = 1969 IX TAGO-SATO-KOSAKA

1969 12 Sco, CrA, 12 21 $+3^{\text{mag}}$ TEL, Ind, 1970 01 11 15° Gru, Scl,
01 20 CET, Psc, 1970 02 Ari.

C/1969 Y1 = 1969 i = 1970 II BENNETT

1970 02 Tuc, Gru, PsA, 03 19 $+0,5^{\text{mag}}$ Aqr, 03 20 AQR, 03 23 12°
Aqr, 03 26 PEG, Lac, And, 1970 05 Cas.

C/1970 K1 = 1970 f = 1970 VI WHITE-ORTIZ-BOLELLI

1970 04 Tau, 05 14 TAU, 05 15 TAU, 05 18 $+1,0^{\text{mag}}$ Tau, 05 22 10°
Ori, 1970 06 Ori.

C/1973 E1 = 1973 f = 1973 XII KOHOUTEK

1973 11 Vir, Lib, 12 18 18° Sco, Oph, 12 28 -3^{mag} SGR, Cap, 01 15
AQR, 1974 01 Psc.

C/1975 V1A = 1975 n = 1976 VI WEST

1976 02 Psc, 02 25 AQR, 02 25 -3^{mag} Aqr, 02 29 AQR, 03 05 Teilung
in 2 Peg, 03 08 30° 3fach Peg, 03 11 Teilung in 4 Peg, Equ, 1976
04 Del.

C/1983 H1 = 1983 d = 1983 VII IRAS-ARAKI-ALCOCK

1983 05 Dra, UMi, 05 11 UMA, 05 12 $+1,7^{\text{mag}}$ 3° rund Cnc, Hya, 1983
05 21 PUP.

10. Fortsetzung Referat: Kometen

1P/1982 U1 = 1982 i = 1986 III HALLEY

1985 11 Psc, Peg, Psc, 02 09 AQR, Cap, Sgr, CrA, Sco, Nor, 04 10
LUP, 04 15 +2,4^{mag} 10° Cen, Hya, 1986 05 Crt.

C/1989 W1 = 1989 a1 = 1989 XXII AARSETH-BREWINGTON

1989 12 Her, 12 18 4° Oph, 12 26 OPH, 12 27 +2,3^{mag} OPH, 1990 01
Sgr.

C/1990 K1 = 1990 c = 1990 XX LEVY

1990 08 Peg, Equ, Del, 08 23 +3,4^{mag} Aql, 08 24 AQL, 08 25 4°
Aql, 08 26 AQL, Sgr, Sct, Sgr, Oph, Sco, 1990 09 Lup.

C/1996 B2 HYAKUTAKE

1996 03 Lib, Vir, 03 24 -0,5^{mag} Boo, 03 25 DRA, UMa, Dra, UMi,
03 26 100° Cam, UMi, Cep, Cam, Cep, Cam, Cas, Cam, Per, Tri, 05 01
ARI, Cet, Eri, 1996 06 For.

C/1995 O1 HALE-BOPP

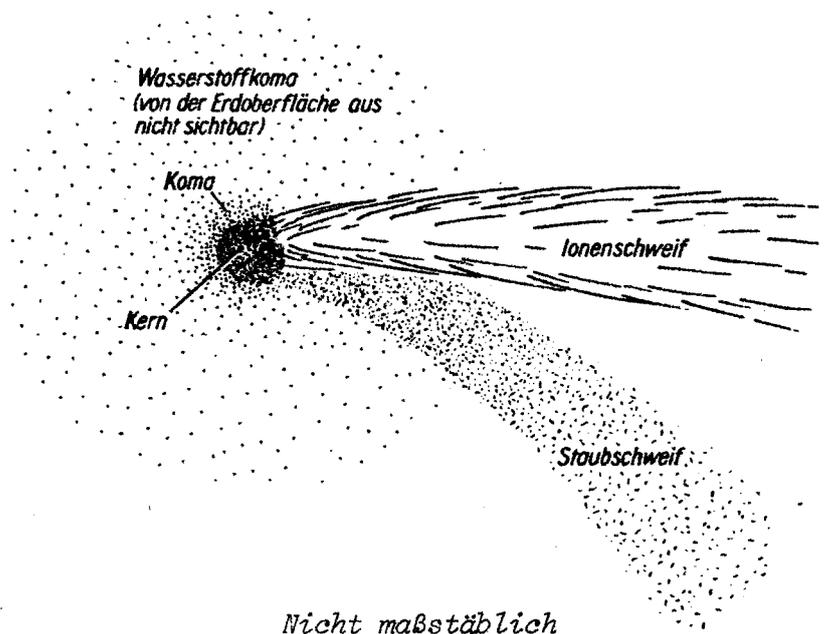
1996 08 Oph, Ser, Oph, Ser, Aql, Sge, Vul, Cyg, Lac, 1997 03 22
AND, 03 30 voraussichtlich -2^{mag} And, 04 01 AND, Per, Tau, Ori,
Tau, Ori, Mon, CMa, Pup, 1997 10 Vel.

(Voraussehung nach gegenwärtig bestem Stand. Scheinbare Schweif-
längen zufolge ungünstiger Erdperspektive eher nicht groß).

2. NATUR DER KOMETEN

2.1. Erscheinungsbild

Kometen zeigen meist ein nebeliges, mehr oder weniger verdichtetes Fleckchen, den Kopf: Er besteht aus einem manchmal sichtbaren Kern und der ihn umgebenden Nebelhülle, der Koma. Weitere Entwicklung läßt einen oder zwei verschiedene



11. Fortsetzung Referat: Kometen

Schweife, den fast gradlinigen Ionenschweif (Typ I) und den mehr oder weniger gekrümmten Staubschweif (Typ II). Unsere Darstellung nach Zimmermann zeigt auch noch eine den Kopf umgebende Hülle aus neutralem Wasserstoff, die außerhalb der Erdatmosphäre beobachtet werden kann.

Schon mit Ferngläsern und transportablen Schmidtkameras oder bei hellen Kometen mit dem freien Auge - also mit eher kleinen Mitteln - lassen sich wertvolle Beobachtungen anstellen:

- * Scheinbare Gesamthelligkeit des Kopfes in Größenklassen m_1 ; sie kann visuell z.B. im Vergleich mit auf gleiche Größe unscharf eingestellten Sternen ähnlicher Farbe geschätzt werden. Übung und Erfahrung läßt diesen Wert auf $0,5^{\text{mag}}$ oder genauer gewinnen.
- * Scheinbare Kernhelligkeit in Größenklassen m_2 ; sie kann wie bei einem veränderlichen Stern, z.B. mit Hilfe der Stufenschätzmethode (siehe Referat "Mira, der wunderbare Stern im Walfisch"). Übung und Erfahrung läßt diesen Wert auf $0,1^{\text{mag}}$ genau gewinnen.
- * Scheinbarer Durchmesser der Koma samt deren Verdichtungsgrad.
- * Strukturen in der Koma - Hüllen, Strahlen.
- * Scheinbare Länge und Form des oder der Schweife sowie deren Richtung (Positionswinkel PW, gezählt von Nord über Ost, Süd, West).
- * Strukturen im Schweif - Strahlen, Verdichtungen, Abrisse.

2.2. Visuelle Beobachtungsberichte

Als Beispiel seien visuelle Beobachtungen des Kometen C/1996 B2 HYAKUTAKE vorgestellt, die Wolfgang Vollmann in Wien und Niederösterreich vom 19. März bis 21. April 1996 angestellt hat:

1996 Mar. 19, 22h45-20.0h30 MEZ, Wien 21: der Komet ist deutlich freisichtig als nebeliger kleiner Fleck. $m_1=2,2^{\text{mag}}$ (heller als α Ser und β Lib). Koma und Schweif sind am besten im Fernglas (8x30) zu sehen: Komadurchmesser 22', stark zentral verdichtet zu sternförmigem Kern. Durch lichtverschmutzten Himmel (Wien-Flonidsdorf; freisichtige Grenzgröße $4,5^{\text{mag}}$ im Zenit) sind nur $1-2^\circ$ Schweif als blasser dünner Strahl nach PW 240° zu sehen. Im 13/104cm Refraktor bei 26 und 70x ist der Komet deutlich grünlich, die äußere Koma ein wenig bläulich gefärbt. Das Fernrohr zeigt den sternförmigen Kern mit $m_2=8,3^{\text{mag}}$.

12. Fortsetzung Referat: Kometen

1996 Mar. 20, 23h10-23h40 MEZ, Wien 21: Komet ist freisichtig mit $m_1=2,1$ mag. Die Koma hat 35' Durchmesser und ist stark zentral verdichtet (8x30). Schweif $1-2^\circ$ nach PW 270° (wieder mit der Andeutung, daß bei besserem Himmel mehr zu sehen ist). Im Fernrohr fällt wieder die Farbe auf: innere Koma grünlich, in den hellsten Partien ein wenig gelblich, äußere Koma eher bläulich. $m_2=7,6$ mag.

1996 Mar. 21, 23h15-22.0h15 MEZ: nach Aufklaren unter etwas besserem Himmel am Bisamberg (freisichtige Grenzgröße im Zenit 5,0mag; zusammen mit G. Seitinger) ist der Komet deutlich heller als der Polarstern und η UMa: $m_1=1,5$ mag. Koma ist mit freiem Auge und 8x30 Fernglas etwa 45' im Durchmesser, stark zentral verdichtet mit sternförmigem Kern. Schweif $1-2^\circ$ in PW 270° , blass sichtbar.

Im 13/104cm Refraktor bei Vergrößerung 140x ist der Kern nicht ganz sternförmig, sondern ein winziges Scheibchen (wenige Bogensekunden Durchmesser). $m_2=8,3$ mag. Ein etwa $60''$ langer heller dünner Strahl ist ausgehend vom Kern genau in Schweifrichtung (PW 270°) zu sehen. Im Fernrohr zeigt der Komet wieder deutlich grünliche Farbe, in der innersten Koma etwas gelber. Die Bewegung des Kometen unter den Sternen war selbst innerhalb einer Minute deutlich im Fernrohr wahrnehmbar; nach fünf Minuten Beobachtung war die Bewegung des Kometen nach Norden auffallend.

1996 Mar. 25, 23h00 - 26., 0h30 MEZ, nahe Heiligenkreuz/NÖ; zusammen mit Thomas Krückel: Der Komet ist mit freiem Auge sehr eindrucksvoll. Mit freiem Auge hat die Koma $1,5^\circ$ im Durchmesser und ist deutlich zentral verdichtet. Der Schweif ist dünn und leicht bis Zeta UMa, blickweise nahezu bis Alpha CVn zu sehen: Länge 30° in PW 210° . Mit freiem Auge erscheint der Komet kaum schwächer als Arktur (beobachtet ohne Brille; auch die Sterne sehen dann wie Kometen aus!): $m_1 = +0,3$ mag.

Im 13/104cm Apochromaten ist bei 26x die Koma grünlich, in der Mitte etwas gelb; stark zentral verdichtet, sternförmiger Kern. Bereits bei dieser Vergrößerung ist ein dünner heller Strahl etwa $20'$ lang auffallend, der vom Kern in Schweifrichtung weist (PW 210°). Am besten sichtbar sind die Details bei Vgr. 260x: der Strahl ist auffallend. Auf der Sonnenseite des Kometen ist ein heller Fächer sichtbar, etwa 120° auffächernd am Kern und 2-3' vom Kern weg zu sehen. Sehr auffallend ist wieder die schnelle Bewegung des Kometen: innerhalb fünf Minuten wandert der Komet aus dem Gesichtsfeld des 260x Okulars ($10'$) heraus!

1996 Mar. 27, 21h00 - 21h50 MEZ, Wien 21: mit freiem Auge Koma 30' Durchmesser, zentral verdichtet. Schweif 8° nach PW 110° . $m_1 = +1,5$ mag.)

Im Fernrohr sternförmiger Kern sichtbar. In Schweifrichtung ist wieder der Strahl, etwa $10'$ lang zu sehen; sonnenseitig ist wieder der helle Fächer sichtbar.

1996 Mar. 28, 20h00 - 23h00 MEZ, Wien Urania-Sternwarte, zusammen mit 221 (!)

Besuchern. Der Komet ist selbst in der Stadt gut mit freiem Auge zu sehen: ein Nebelwölkchen mit 30' Durchmesser. Von den Besuchern bis etwa 12 Jahre sahen alle den Schweif; von den Erwachsenen nur etwa die Hälfte: etwa 5° lang. $m_1 = +1,5$ mag.

1996 Mar. 30, 21h15 - 21h45 MEZ, Wien 21. $m_1 = +1,5$ mag freisichtig. Koma 30' Durchmesser, zentral verdichtet. Schweif 6° lang nach PW 50° . Im Fernglas 8x30 ist deutlich die zentrale Verdichtung fast sternförmig sichtbar.

13. Fortsetzung Referat: Kometen

1996 Mar. 31, 20h00 - 20h20 MEZ, Wien 21. $m_1 = +2,0\text{mag}$. Koma 25' Durchmesser, zentral verdichtet. Schweif $3,5^\circ$ in PW 45° . Im Fernrohr zeigt der Komet einen sternförmigen Kern. Die Koma hat sonnenseitig eine etwa parabolische "Bugwelle".

1996 Apr. 5, 19h30 - 20h20 MEZ, Payerbach/NÖ. Der Komet ist vor Mondaufgang mit freiem Auge prächtig sichtbar: $m_1 = +2,5\text{mag}$, Schweif 6° in PW 38° , Koma 16' Durchmesser quer (90° bzw. 270° von der Richtung zur Sonne) zum Radiusvektor. Im 20x80 Fernglas ist der Komet etwas gelblich gefärbt.

1996 Apr. 6, 20h05 - 21h25 MEZ, Payerbach/NÖ. $m_1 = +2,5\text{mag}$, Schweif 6° in PW 43° , Koma 15' Durchmesser quer zum Radiusvektor. Im Fernglas 20x80 zeigt der Komet eine stark verdichtete Koma mit sternförmigem Kern, $m_2 = +7,8\text{mag}$. Der Schweif ist im Fernglas strahlig sichtbar und zeigt zwei 35' lange Strahlen mit etwa 35° Öffnungswinkel am Kern sowie zwei 70' lange Strahlen mit etwa 20° Öffnungswinkel.

1996 Apr. 7, 20h25 - 21h45 MEZ, Payerbach/NÖ, sehr klarer Himmel. $m_1 = +2,6\text{mag}$, Schweif 10° in PW 46° mit freiem Auge sichtbar. Koma quer zum Radiusvektor 17' Durchmesser. Im Fernglas 20x80 ist die Koma wieder deutlich zentral verdichtet mit sternförmigem Kern, $m_2 = +8,0\text{mag}$. Koma ist etwas türkis gefärbt; der hellere Teil nahe dem Kern erscheint eher gelblich. Der Schweif erscheint wieder deutlich mit Strahlen 25' sowie 50' Länge (20x80).

Nach dem Untergang des Kometenkopfs hinter einem Berg ist noch für eine Viertelstunde der Schweif deutlich im Fernglas zu sehen!

1996 Apr. 9, 19h50 - 20h45 MEZ, Wien 21. $m_1 = +3,1\text{mag}$. Koma 8' Durchmesser, sternförmige zentrale Verdichtung. Schweif $2,5^\circ$ in PW 49° (freisichtig und Fernglas 8x30).

1996 Apr. 10, 20h25 MEZ, Wien 21. $m_1 = +2,9\text{mag}$. Bei dunstigem Himmel erscheint der Komet mit Koma 5' Durchmesser, zentral verdichtet und ohne Schweif (Fernglas 8x30).

1996 Apr. 13, 20h10 MEZ, Payerbach/NÖ, durch Wolkenlücke: $m_1 = +2,5\text{mag}$. Im Fernglas 10x50 Koma 10' Durchmesser, stark zentral verdichtet. Schweif auffallend, mehr als 3° lang in PW 40° .

1996 Apr. 16, 19h45 - 20h20 MEZ, Wien 21: blickweise bereits in der Dämmerung freisichtig, $m_1 = +2,1\text{mag}$. Im Fernglas 8x30 ist die Koma 6' im Durchmesser, stark zentral verdichtet zu sehen und überdies der Schweif 3° lang in PW 40° . Im Fernrohr ist auf der Westseite die Koma etwas bogenförmig aufgeheilt.

1996 Apr. 17, 19h35 - 20h30 MEZ, Wien 21: $m_1 = +2,0\text{mag}$. Im Fernglas sternförmiger heller Kern, Schweif 5° in PW 40° . Im Fernrohr Koma 6-7' Durchmesser quer zu Radiusvektor. Kometenkern ist weiß/gelb, Koma und Schweif eher bläulich; Farbe auffallend im Vergleich mit dem nahe stehenden Stern 17 Per, Spektraltyp K5.. Im Fernrohr Andeutung eines Strahls in Schweifrichtung, ca. 5' lang.

1996 Apr. 18, 19h45 - 20h15 MEZ, Wien 21: $m_1 = +1,6\text{mag}$. Im 8x30 heller nicht ganz sternförmiger Kern, Koma nur 2-3' Durchmesser, Schweif 5° in PW 40° .

14. Fortsetzung Referat: Kometen

1996 Apr. 19, 19h45-20h15 MEZ, Wien Urania-Sternwarte: Im Fernglas 15x60 fast sternförmiger Kern, Schweif ca. 2° sichtbar.

1996 Apr. 21, 19h55 - 20h25 MEZ, Wien 21: m1 etwa +2,0mag, etwas schwächer als Merkur (Extinktionsunterschied ca. 1,2 mag berücksichtigt). Im 8x30 heller sternförmiger Kern, kaum etwas von der Koma sichtbar, Schweif bis 2° in den besten Momenten sichtbar. Im Fernrohr ist der Kern nicht ganz sternförmig und etwa 1-2' Koma sichtbar.

2.3. Photographische Beobachtungsberichte

Als Beispiele seien Auswertungen von Aufnahmen und visuelle Beobachtungen vorgestellt, die Michael Jäger an den Kometen C/1988 A1 LILLER, C/1989 W1 AARSETH-BREWINGTON, C/1990 K1 LEVY und 122P DE VICO gewonnen hat.

C/1988 A1 = 1988a = 1988 V Liller

Datum	Zeit UT	Film	m _r	Koma	Schw.	PW	Typ	Bemerkung
1988.02.16	17.50-18.04	Ektah	8.2	6'	0°15'	80°	I ?	lichtschwacher Schweif, 3' helle innere Koma
1988.02.16	18.11-18.14	TPh						
1988.03.17	18.50-18.52	TPh	6.8	3'	0°40'	27°	I	Komet tief am Horizont
1988.03.19	18.29-18.42	Ektah	6.7	4'	0°25'	30°	I	Komet tief
					0°07'	130°	II	
1988.04.10	19.14-19.17	TPh	5.7	8'	3°45'	355°	I	gerader dünner Gasschweif
					0°40'	359°	II	heller Staubschweif
1988.04.10	19.22-19.25	TPh						
1988.04.10	19.27-19.30	TPh						
1988.04.10	19.34-19.42	Ektah						
1988.04.11	02.08-02.22	Ektah	5.7	8'	>4°	356°	I	heller Gasschweif, dünner Strahl 25'
					0°45'	0°	II	
1988.04.11	02.27-02.33	TPh						
1988.04.11	02.37-02.40	TPh						
1988.04.11	20.22-20.49	Ekta	5.7	9'	4°	356°	I	Gasschweif diffuser
					0°45'	359°	II	
1988.04.11	20.55-20.58	TPh						
1988.04.11	21.01-21.04	TPh						
1988.04.11	21.09-21.12	TPh						
1988.04.14	01.37-01.59	Ekta	5.5	14'	3°	354°	I	heller dünner Gasstrahl in hellem Staubschweif
					0°50'	358°	II	
1988.04.14	02.05-02.16	Ektah						
1988.04.15	01.05-01.20	Ektah	5.5	14'	5°	355°	I	Gasstrahl schwächer als Vortag
					0°50'	357	II	
1988.04.15	01.27-01.31	TPh						
1988.04.15	01.34-01.38	TPh						
1988.04.15	01.41-01.45	TPh						
1988.04.15	01.59-02.15	Ektah						
1988.04.15	02.20-02.31	Ektah						
1988.04.16	01.30-01.50	Ektah	5.5	14'	5°	354°	I	heller diffuser Gasschweif
					1°	355°	II	heller Staubschweif
1988.04.16	02.00-02.03	TPh						
1988.04.16	02.07-02.10	TPh						
1988.04.16	02.27-02.36	Ektah						
1988.04.20	00.49-01.05	Ektah	5.4	10'	3°30'	354°	I	Gasschweifaktivität zurückgegangen
					1°30'	354°	II	
					0°15'	173°	II	Gegenschweif, diffus und schwach
1988.04.20	01.14-01.18	TPh						
1988.04.20	01.24-01.28	TPh						
1988.04.20	01.32-01.36	TPh						
1988.04.20	01.41-01.47	TPh						
1988.04.25	00.03-00.23	Ektah	5.5	16'	4°30'	355°	I	plus Magentafilter
					1°30'	355°	II	plus Magentafilter, dünner Schweifansatz, sonst diffuser Gasschweif
1988.04.25	01.10-01.14	TPh						
1988.04.25	01.19-01.23	TPh						
1988.04.25	01.28-01.53	Ektah						
1988.05.24	00.43-00.47	TPh	6.7	14'	1°50'	90°	I	dünner, schwacher Gasschweif
					1°20'	70°	II	hellerer, gekrümmter Staubschweif
1988.05.24	00.50-00.55	TPh						Koma zunehmend diffuser
1988.05.24	00.59-01.14	Ekta						

15. Fortsetzung Referat: Kometen

C/1989 W1 = 1989a1 = 1989 XXII Aarseth-Brewington

Datum	Zeit UT	Film	m ₁	Koma	Schw.	PW	Typ	Bemerkung
1989.11.20	16.45-16.50	TPh	8.5	1.5'	1'	16°	I	dünner Schweif
1989.11.21	04.29-04.37	Ektah	8.	2-3'				
1989.11.26	04.29-04.34	TPh	7.5	3'	2'45"	9°	I	dünner Gasschweif 1° auffallend
1989.11.29	03.58-04.04	infoc	7.3					Streulicht störte
1989.11.29	04.08-04.11	TPh						Komet tief
1989.11.29	16.35-16.50	Ektah	7.3	4x3'	2'30"	0°	I	dünner gerader Gasschweif
1989.11.29	16.54-16.59	TPh						
1989.12.07	04.48-04.51	TPh	6.2	4'	>1'30"			Wolken störten, Komet tief
1989.12.07	04.57-04.58	TPh						
1989.12.08	04.36-04.40	TPh	6.0	5'	5°	351°	I	heller Gasschweif, heller Knoten nach 25'
					0'20"	356°	I	Gasstrahl
					0'45"	339°	I	Gasstrahl
1989.12.08	04.43-04.47	TPh						
1989.12.08	04.58-05.07	Ektah						
1989.12.09	04.42-04.47	TPh	5.8	7'	5°	347°	I	Hauptschweif nach 1° geteilt, beide Strahlen gerade, kaum gestört
					3°	345°	I	
					0'50"	355°	I	dünner Ansatz von Koma, 20' sehr hell
					0'15"	320°	II	kurzer Staubschweif, nur im Ansatz hell
1989.12.09	04.50-04.54	TPh						
1989.12.09	04.58-05.05	Ektah						
1989.12.18	04.58-05.03	Ektah	4.3	8'	>5°	324°	I	5 Strahlen aufgefächert
					1'45"	315°	I	Nebenschweif, drei Strahlen, schwächer als Hauptschweif
1989.12.18	05.08-05.11	Ektah						Komet tief, aber freisichtig, Elongation zur Sonne 25°
1989.12.20	05.02-05.06	Ektah	3.8	6.5'	>4'30"	314°	I	8 Strahlen, aufgefächerter Gasschweif, Elongation zur Sonne 22.5°
1989.12.20	05.12-05.14	Ektah						

C/1990 K1 = 1990c = 1990 XX Levy

Datum	Zeit UT	Film	m ₁	Koma	Schw.	PW	Typ	Bemerkung
1990.05.24	01.01-01.03	TPh	10.5	2'				
1990.06.21	23.20-23.24	TPh	8.5	3.5'	0'15"	254°	II	diffuser, schwacher Schweif, kondensierte Koma
1990.07.02	23.45-23.49	TPh	8.0	4.5'	0'15"	253°	II	schwacher Schweif
1990.07.12	21.14-21.22	Ektah	7.5	5'	0'20"	253°	II	Mondlicht störte
1990.07.15	21.20-21.24	TPh	7.2	8'	1'15"	252°	I + II	diffuser Schweif
1990.07.27	01.10-01.16	TPh	6.2	10'	1'40"	230°	I + II	diffuser Schweif, zarter Strahl angedeutet
1990.07.27	01.21-01.27	TPh						
1990.07.28	23.55-00.01	TPh	6.0	16'	2'15"	229°	I + II	20' Schweif in PW 217° Typ I
1990.08.03	00.28-00.34	TPh	5.5	20'	1'45"	220°	I	zwei helle Strahlen je 1° in PW 225° und 216°, 0.5° in PW 230° Typ II
1990.08.03	00.39-00.43	TPh						
1990.08.18	20.25-20.31	TPh	4.2	35'	>2°	169°	I	stark aufgefächerter Gasschweif
					0'50"	153°	I	dicker Gasstrahl
					0'35"	46°	II	
					0'40"	90°	II	Staubfächer
1990.08.18	21.25-21.31	TPh						
1990.08.18	22.25-22.31	TPh						
1990.08.19	19.49-19.55	TPh	4.1	40'	3°	152°	I	dicker Gasschweif, strukturlos
					0'40"	95°	II	Staubfächer
					0'37"	45°	II	diffuser Staubschweif
1990.08.19	20.30-20.37	TPh						
1990.08.19	20.40-20.46	TPh						
1990.08.25	21.30-21.37	TPh	3.9	45'	>4°		I	Gasschweif, Fächer von PW 83 bis 97°
					2'30"		II	Staubfächer, von PW 83 bis 97°
1990.08.25	21.43-21.49	TPh						
1991.02.17	22.00-22.08	TPh	7.5	16x14'	1'35"	156°	II	diffuser, relativ dünner Schweif

16. Fortsetzung Referat: Kometen

P/1995 S1 = P/1846 D1 = 122P de Vico

Datum	Zeit UT	Film	m ₁	Koma	Schw.	PW	Typ	Bemerkung
1995.09.19	03.20-03.27	Kodal	6	5'	0°50'	244°		mit 8 Zoll S.C., Komet tief, Cirrenbewicklung, Dämmerung und Mondlicht störten
1995.09.24	02.59-03.04	TP	5.6	6'	4°	270°		visuell, stark verdichtete Koma, Schweif fotografisch schwach
1995.09.24	03.08-03.13	TP						
1995.09.25	03.06-03.15	TP	5.5	6'	6°	271°		Schweif heller, Strahlen und Knoten erstmals fotografisch sichtbar
1995.09.27	02.50-02.56	TP	5.3	10'	>6° 1°30'	276° 281°		Komet freisichtig, Schweif leicht geschwungen und geteilt
1995.09.27	03.31-03.39	Kodal						Dämmerungsaufnahme
1995.09.29	03.20-03.25	TP	5.2	11'	>4° 1°50'	275° 281°		geteilter strukturierter Schweif durch Wolken
1995.10.02	02.59-03.05	TP	5.0	12'	>6° 4° 1°45'	282° 288° 279°		Hauptschweif nach 3,5° geteilt in PW 282 und PW 285°, hell und strukturiert heller Nebenschweif, gerade heller Nebenschweif, gerade, noch vier Strahlen bis 4° Länge, PW 281-285°
1995.10.02	03.10-03.17	TP						
1995.10.04	02.51-02.56	TP	4.9	12'	8° 4°	287°		Hauptschweif geteilt in PW 283 und 287°, nach 2°45' heller Knick noch 8 Strahlen 1,5 bis 4° Länge von PW 288-287° heller Knick heller Knick
1995.10.04	03.03-03.11	TP						
1995.10.04	03.16-03.25	TP						
1995.10.05	03.03-03.09	TP	4.9	12'	>7°	291°		Hauptschweif hinten geteilt PW 290-291°, 3 helle Wellen nach 2°, 11 Strahlen von 2 bis 7 Grad Länge PW 285-295°, Knoten in 4° und 5°45' Entfernung
1995.10.05	03.14-03.23	TP						
1995.10.05	03.35-03.49	Kodal						
1995.10.07	03.38-03.55	Kodal	4.9	10'	5°	303°		Dämmerungsaufnahme Dämmerung, Mondlicht, Wolken, nach 3°50' diffuser Knick, deutlicher Rückgang der Nebenschweife, 4 Strahlen 40' bis 2° von PW 286-306°
1995.10.12	03.10-03.19	Kodal	4.9	12'	8° 1°10'	314° 320°		trotz Mondlicht, Schweif im 20x70 sichtbar, Komet indirekt freisichtig Nebenschweif
1995.10.12	03.23-03.23	Kodal						
1995.10.12	03.35-03.43	Kodal						
1995.10.15	03.19-03.34	Kodal	5.2	12'	6°30' 2°10'	323° 328°		5 Strahlen 10-25', PW 313-344°, heller Hauptschweif, im 20x70 visuell schwach Nebenschweif
1995.10.15	03.39-03.52	Kodal						
1995.10.18	03.08-03.22	Ekta	5.4	14'	1°45' >4° 4° 3°	330° 332° 334° 335°		schwacher Nebenschweif Hauptschweif etwas schwächer als am 15.10., diffuser Knoten nach 1,5° Nebenschweif Nebenschweif
1995.10.18	03.26-03.43	Ekta						
1995.10.18	03.48-03.58	Ekta						
1995.10.22	03.43-03.52	TP	5.6	11'	>4°30'	339°		Dämmerungsaufnahme mit 10 Zoll S.C., diffuse Verdichtung nach 1°20'
1995.10.25	03.42-04.01	Ekta	5.9	9'	5°	347°		mit 8 Zoll S.C., Schweifhelligkeit läßt weiter nach

Reproduktionen der vier hier beschriebenen Kometen können für die Seminarteilnehmer beigelegt werden. Diese und die Daten sind der Veröffentlichung Lit.9 entnommen.

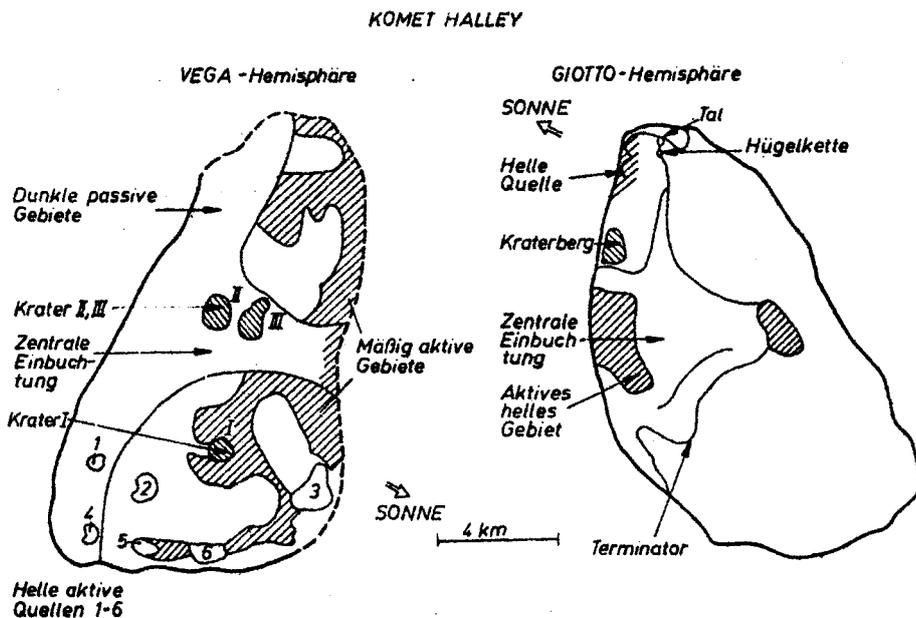
Sie wurden meist im weiteren niederösterreichischen Umfeld Wiens hauptsächlich mit einer Schmidtkamera 20/30cm, F/1,5 und gelegentlich auch mit einem Starfire Refraktor 17,5/158cm, F/9 oder mit einer Schmidtkamera 25/45cm, F/1,8 auf hypersensibilisiertem Filmmaterial gewonnen. Die Helligkeiten wurden bis +9,0^{mag} visuell mit Fernglas, darunter aus den Aufnahmen ermittelt.

17. Fortsetzung Referat: Kometen

2.4. Physikalische Vorgänge

Alle an Kometen beobachteten Prozesse und Erscheinungen gehen von seinem Kern aus, der neben gravitationellen Wirkungen vor allem der Strahlung der Sonne und den von der Sonne ausgehenden Partikelströmen des "Sonnenwindes" ausgesetzt ist.

Das auf die Zeit um 1949 zurückgehende Kernmodell von F.L. Whipple beschreibt diesen als festen Körper, der aus locker gepackten gefrorenen Gasen mit Staubbeimischungen besteht. Es wurde in seinen Hauptpunkten auch von den Kometenmissionen 1986 bestätigt. Sie ergaben folgendes Bild vom Kern des Kometen 1P/Halley:

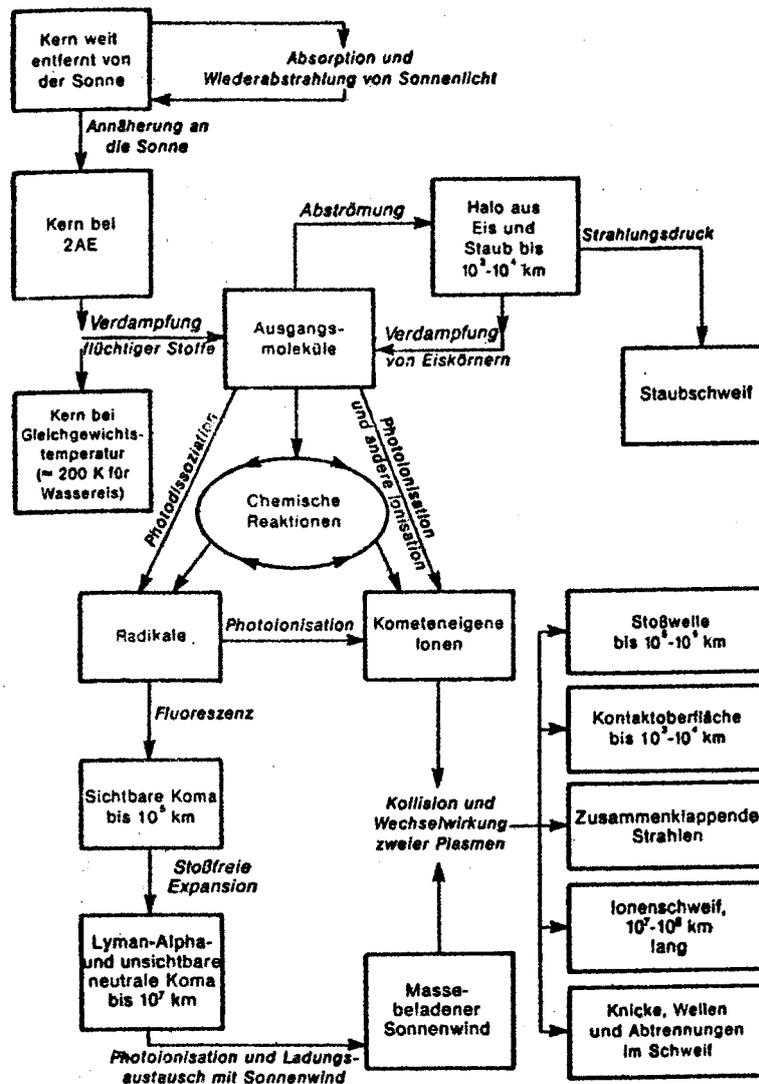


Diese aus Lit.11 entnommenen Darstellungen werden dort wie folgt ergänzt:

- * Aktivitätsphänomene treten nur auf der kometaren Tagseite auf.
- * Schneller Anstieg der Aktivität im Gas-Staub-Ausstoß in weniger als einer Stunde.
- * Einsetzen der Aktivität bereits wenige Stunden nach Sonnenaufgang (und nicht erst bei höheren "Mittags-Temperaturen").
- * Dauer der Aktivität beträgt mehrere Stunden und ist kurzzeitig veränderlich.
- * Quellen der Aktivität sind "Aktivitätszentren" mit relativ geringen Ausdehnungen bis zu einigen km^2 . Der größte Teil der Kometenoberfläche ist nicht aktiv.
- * Die Aktivitätszentren können nach ihrem Erlöschen bei erneuter

19. Fortsetzung Referat: Kometen

Prozesse, die für Kometen von Bedeutung sind (Lit.10):



LITERATUR

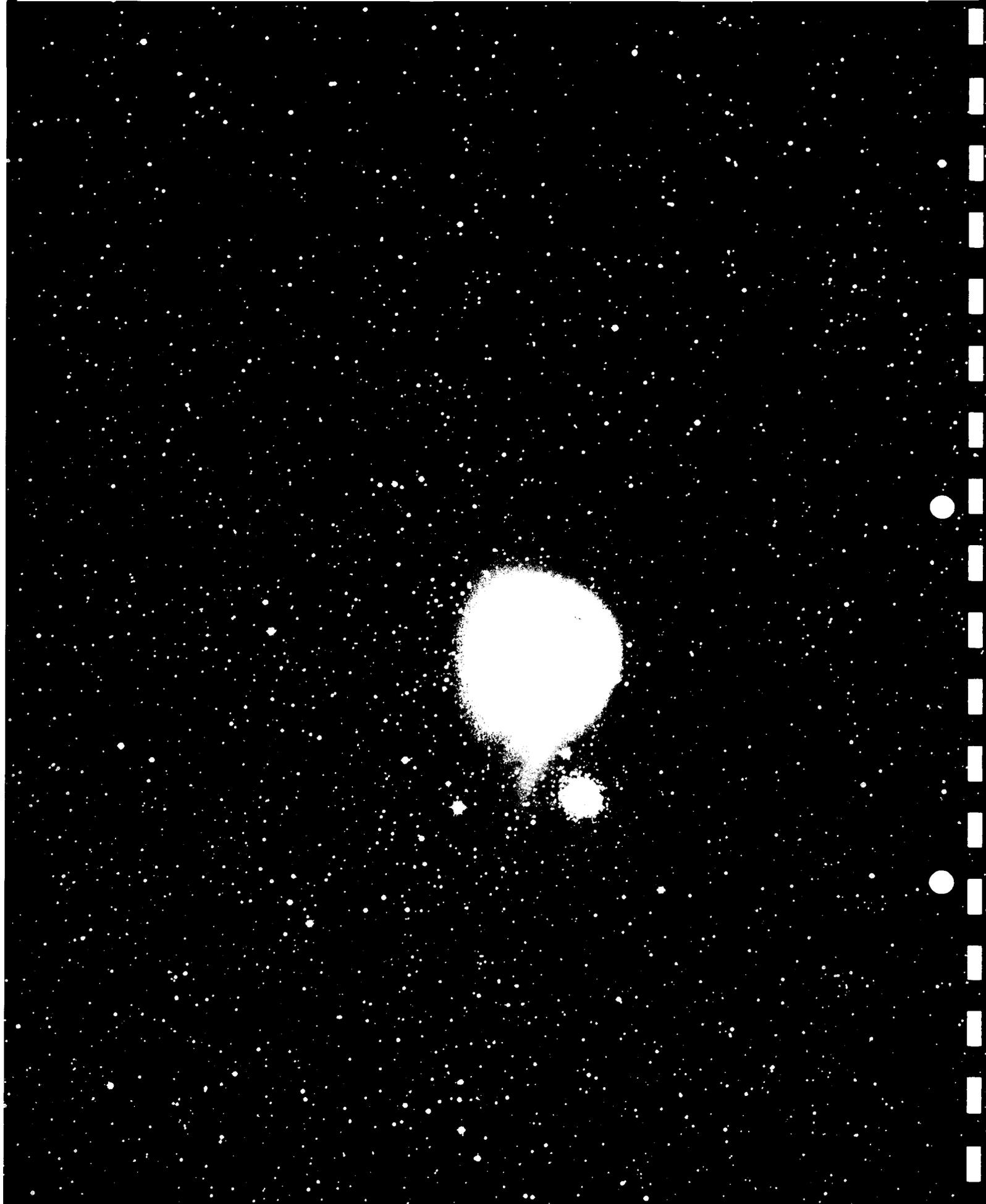
- 1 B.Marsden, G.V.Williams, Catalogue of Cometary Orbits 1995, Central Bureau for Astronomical Telegrams, Cambridge, Mass. 1994.
- 2 Circulars, IAU, Central Bureau for Astronomical Telegrams, Cambridge, Mass.
- 3 M.Pietschnig, W.Vollmann, URANI STAR 1.1, Wien 1995.
- 4 Seminarpapiere 1992/1993, Moderne Astronomische Phänomenologie, Wien 1993.
- 5 H.Mucke, Astronomische Kurzkalendar 1900-2000. Astronom.Büro, Wien 1989.
- 6 J.Holetschek, Untersuchungen über Größe und Helligkeit der Kometen und ihrer Schweife. Denkschriften Öst.Akad.Wiss., Bd.63-94, Wien 1896-1917.
- 7 G.W.Kronk, Comets, A Descriptive Catalog. Enslow, Aldershot UK, 1984.
- 8 S.K.Vsekhsvyatskii, Physical Characteristics of Comets. Jerusalem 1964.
- 9 M.Jäger, Kometenbeobachtungen 1982-1995. Öst.Astron.Verein, Wien 1995.
- 10 J.K.Beatty, B.O'Leary, A.Chaikin, Die Sonne und ihre Planeten. Weinheim 1983.
- 11 D.Möhlmann, K.Sauer, R.Wäsch, Kometen, 2.Aufl., Berlin 1990.

ÖSTERREICHISCHER ASTRONOMISCHER VEREIN

Kometenbeobachtungen

1982 bis 1995

Michael Jäger



KOMET C/1990 K1 LEVY, 1990 08 18,
20^h25–20^h31 UT (Norden oben).

Vorderseite: KOMET 122P DE VICO,
1995 10 05, 3^h14–3^h23 UT (Norden oben).

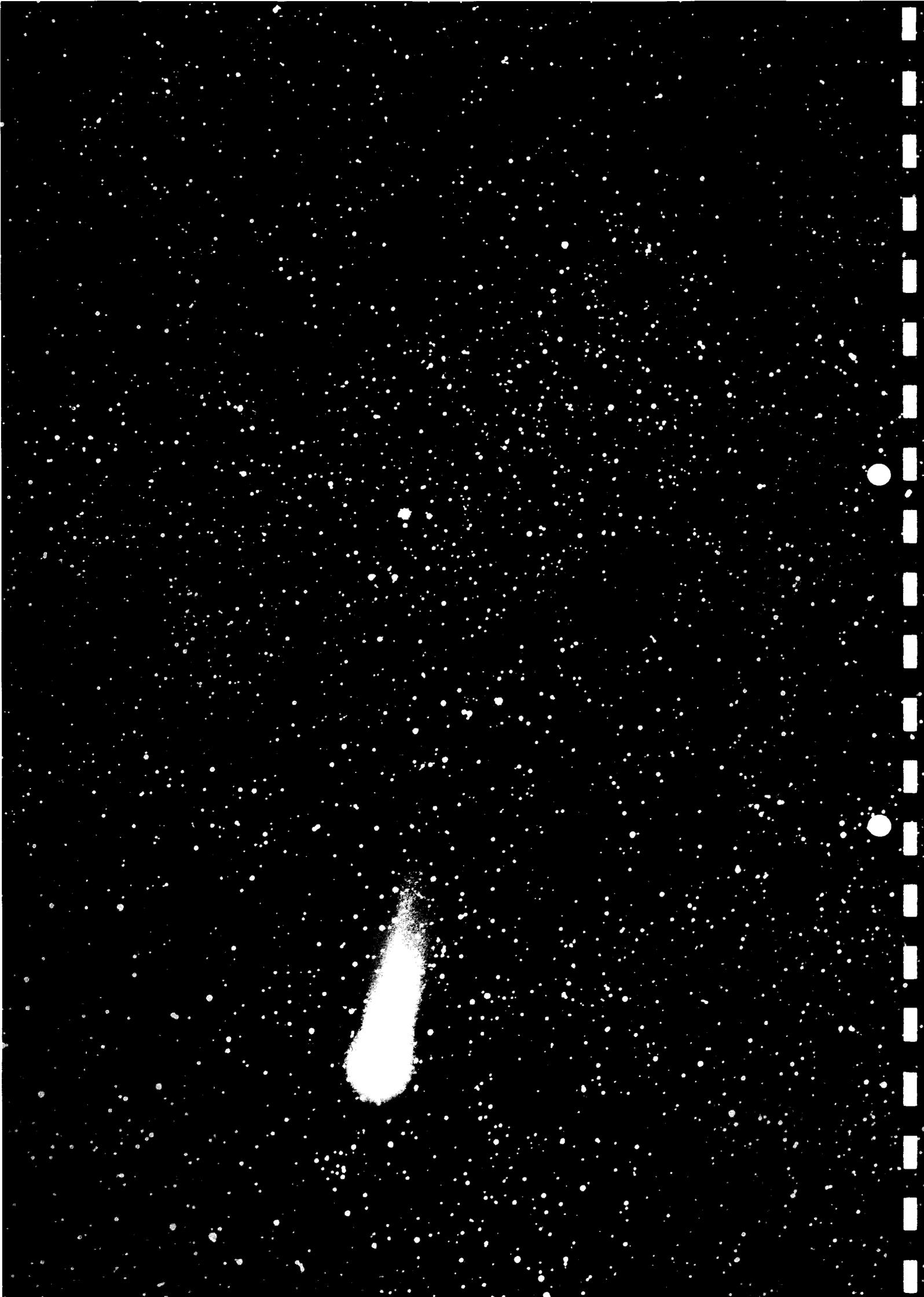
Beide Aufnahmen: Schmidtkamera 20/30 cm, TPh.



KOMET C/1989 W1 AARSETH-BREWINGTON,
1989 12 20, 5^h02–5^h06 UT (Norden links).

Umseits: KOMET C/1988 A1 LILLER,
1988 04 25, 1^h28–1^h53 UT (Norden oben).

Beide Aufnahmen: Schmidtamera 20/30 cm, Ektah.



Referat: Die Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Die Keplerschen Gesetze

Die beiden ersten von Johannes Kepler entdeckten Gesetze der Planetenbewegung sind in seiner "Astronomia nova", die 1609 erschienen ist, enthalten. Zehn Jahre später, während seines Linzer Aufenthaltes, veröffentlichte Kepler ein neues Werk, "Harmonices mundi", in dem er das dritte Gesetz, das eine Beziehung zwischen Sonnenentfernung und Umlaufzeit herstellt, formuliert hat.

Diese drei Gesetze, welche die Grundpfeiler der Himmelsmechanik bilden, lauten:

1. Die Planeten beschreiben ebene, geschlossene Bahnen um die Sonne. Diese Bahnen haben die Gestalt von Ellipsen, in deren einem Brennpunkt die Sonne steht.
Erweiterte Form: Der Planet oder Komet bewegt sich in einem Kegelschnitt, von dem ein Brennpunkt mit dem Sonnenort zusammenfällt.
2. Der Fahrstrahl (Radiusvektor) Sonne - Planet bzw. Komet überstreicht in gleichen Zeiten gleiche Flächen.
3. Das Verhältnis zwischen den dritten Potenzen (Kuben) der großen Halbachsen und den Quadraten der Umlaufzeiten ist für alle Planeten dasselbe

Die Bahnelemente einer parabolischen Kometenbahn.

Folgende Bestimmungsgrößen legen eine parabolische Bahn im Raum in Bezug auf die Ebene der Ekliptik fest:

1. i der Neigungswinkel der Bahnebene zur Ekliptikebene. i liegt zwischen 0° und 180° .
Bewegt sich der Komet rechtläufig, so ist $i < 90^\circ$, bei rückläufiger Bewegung ist $i > 90^\circ$.
2. Ω die Länge des aufsteigenden Knotens, auf der Ekliptik vom Frühlingspunkt aus gezählt.
3. q die Periheldistanz, der kürzeste Abstand der Bahn von der Sonne.
4. ω der Winkelabstand des Perihels vom aufsteigenden Knoten.
5. T die Perihelzeit, der Zeitpunkt, zu dem der Komet auf seiner Bahn um die Sonne durch das Perihel geht.

Die Bahnneigung und die Länge des aufsteigenden Knotens bestimmen die Lage der Kometenbahnebene zum Koordinatensystem der Ekliptik. Der Abstand des Perihels vom aufsteigenden Knoten legt die Orientierung der Bahn in der Bahnebene fest

Die Methoden der Bahnbestimmung

Drei Beobachtungen des Kometen liefern drei Richtungslinien von drei verschiedenen Stellen der Erdbahn. Eine durch die Sonne gelegte, beliebige Ebene trifft diese Geraden in drei Punkten, durch die im allgemeinen nur ein Kegelschnitt, mit der Sonne in einem Brennpunkt, gelegt werden kann und dessen Elemente also völlig bestimmt sind. Wenn die mit diesen Elementen aufgrund der Keplerschen Gesetze berechneten Zwischenzeiten mit den Zeitdifferenzen zwischen den Beobach-

1. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

tungen übereinstimmen, hat man jene von den unendlich vielen Ebenen durch die Sonne gefunden, welche allen Bedingungen des Problems genügt.

Bei den direkten Methoden werden alle Unbekannten durch eine ausgedrückt und diese durch Auflösung einer Endgleichung bestimmt. Als Beispiel sei hier die Methode von Laplace (1749 - 1827) erwähnt, die eine Gleichung achten Grades in r (heliocentrische Distanz) liefert, die durch Versuche aufzulösen ist.

In der Praxis bedient man sich der indirekten Methoden, die vom Näherungswert einer Unbekannten ausgehen, durch Iteration ihren genauen Wert ermitteln, damit die Möglichkeit geben, die anderen Unbekannten zu bestimmen und schließlich zur Ableitung der Bahnelemente führen.

Einen besonderen Platz unter diesen indirekten Arten der Bahnbestimmung nimmt die Methode von Olbers (1758 - 1840) ein. Hier wird mit einem Näherungswert der geozentrischen Entfernung des Kometen für den ersten Beobachtungstermin die Hypothesenrechnung eingeleitet (Lit. 1).

Eine etwas andere Form des Iterationsverfahrens ist von Encke (1791 - 1865) im Berliner Jahrbuch für 1833 angegeben und später auch von Oppolzer (1841 - 1886) empfohlen worden (Lit. 2).

Als zu variierende Unbekannte wird hier die Summe aus der ersten und dritten heliocentrischen Distanz eingeführt. Diese Methode ist in etwas abgewandelter Form in Lit. 3 zu finden und soll auch die Grundlage für unser Formelsystem bilden.

Die Beziehung zwischen der ersten und dritten geozentrischen Distanz.

In Abb. 1 seien E_1, E_2 und E_3 die Erdörter und K_1, K_2 und K_3 die Örter des Kometen zu den drei Beobachtungszeitpunkten t_1, t_2 und t_3 . Es ist dann $SE_1 = R_1, SE_2 = R_2, SE_3 = R_3, SK_1 = r_1, SK_2 = r_2, SK_3 = r_3, E_1K_1 = g_1, E_2K_2 = g_2, E_3K_3 = g_3$ und die Sehnen $E_1E_3 = G, K_1K_3 = s$.

Das zweite Keplersche Gesetz läßt sich nun so formulieren :

$$\text{Sektor } SK_1K_2 / \text{Sektor } SK_2K_3 = (t_2 - t_1) / (t_3 - t_2) = \text{Sektor } SE_1E_2 / \text{Sektor } SE_2E_3.$$

Die Dreiecke SK_1K_2 und SK_2K_3 haben die gleiche Basis SK_2 . Die Flächeninhalte verhalten sich daher wie die Strecken UK_1 / UK_3 . Vernachlässigt man die kleinen Segmente K_1K_2 und K_2K_3 , was bei nicht zu großen Zwischenzeiten erlaubt sei, so gilt die Beziehung

Dreieck $SK_1K_2 /$ Dreieck $SK_2K_3 = UK_1 / UK_3 = (t_2 - t_1) / (t_3 - t_2)$, d.h. der mittlere Radiusvektor r_2 schneidet die Sehne s zwischen den äußeren Kometenörtern im Verhältnis der Zwischenzeiten. Analog gilt für die Erdbahn: $TE_1 / TE_3 = (t_2 - t_1) / (t_3 - t_2)$.

Legt man in einem geozentrischen Koordinatensystem eine Ebene durch Koordinatenursprung, zweiten Sonnenort und zweiten Gestirnsort und bildet ein ebenes Dreieck aus den beiden äußeren Vektoren der geozentrischen Distanzen und ihrer Verbindungsstrecke, so wird dieses Dreieck, wie sich leicht beweisen läßt, durch die Schnittlinie mit der zuvor genannten Ebene ebenfalls im Verhältnis der Zwischenzeiten geteilt. Bezeichnet man die beiden Winkel beim Koordi-

2. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

natenursprung mit α bzw. β und die gegenüberliegenden Abschnitte der Verbindungsstrecke mit a bzw. b , so gelten für diese beiden Teildreiecke aufgrund des Sinus-Satzes der ebenen Trigonometrie folgende Beziehungen (Abb. 2): $g_3 / g_1 = (\sin \alpha / \sin \beta) * (b / a)$.

Dieser letzte Faktor, das Verhältnis der Streckenabschnitte ist aber dem Verhältnis der Zwischenzeiten gleichzusetzen: $g_3 / g_1 = (t_3 - t_2) * \sin \alpha / (t_2 - t_1) * \sin \beta = M$.

Aus rein trigonometrischen Beziehungen, auf die hier nicht näher eingegangen werden soll, ergibt sich schließlich (siehe "Feste Größen" in der Formelzusammenstellung):

$$\sin \alpha = -(A * a_1 - B * b_1 + C * c_1) \text{ und } \sin \beta = (A * a_3 - B * b_3 + C * c_3).$$

Die Bestimmung der Sehne s mit Hilfe der Bewegungsgesetze.

In einer Parabel mit dem Bahnparameter $p = 2 * q$ ist der Flächeninhalt eines Parabelsektors, der seinen Ursprung im Brennpunkt hat und von den Seiten r_1 und r_3 begrenzt ist, die durch die Sehne s verbunden sind, $F = 1/6 * (q/2)^{1/2} * ((r_1 + r_3 + s)^{3/2} - (r_1 + r_3 - s)^{3/2})$.

(Das Minus-Vorzeichen vor dem letzten Glied dieser Gleichung bedingt, daß der Winkel am Brennpunkt zwischen den Seiten des Sektors kleiner als 180° sein muß, was in der Praxis fast ausschließlich der Fall ist.)

Nach dem zweiten Keplerschen Gesetz werden vom Radiusvektor in gleichen Zeiten gleiche Sektoren überstrichen, oder in anderer Formulierung, die vom Radiusvektor überstrichenen Sektoren verhalten sich wie die dazugehörigen Zwischenzeiten:

$$F_2 / F_1 = (t_3 - t_2) / (t_2 - t_1) \text{ bzw. } F_2 / (t_3 - t_2) = F_1 / (t_2 - t_1).$$

Der absolute Wert des Verhältnisses Sektor zur Zwischenzeit, die Flächengeschwindigkeit ist für eine bestimmte Bahn abhängig von der Masse des Zentralkörpers (Sonne), der Masse des umlaufenden Körpers (Komet) und von der Bahnform. Wird die Kometenmasse vernachlässigt und die Sonnenmasse = 1 gesetzt, so vereinfacht sich dieser Wert auf $1/2 * k * p^{1/2}$.

Darin bedeuten $k = 0,017\ 202\ 098\ 95$ die Gaußsche Gravitationskonstante im Sonnensystem und p den Bahnparameter. In der Parabel wird daher die Flächengeschwindigkeit $k * (q/2)^{1/2}$. Überstreicht der Radiusvektor in der Zeit $t_3 - t_1$ den Sektor F , so ist also

$$F / (t_3 - t_1) = k * (q/2)^{1/2} \text{ oder } F = k * (q/2)^{1/2} * (t_3 - t_1).$$

Wird der schon weiter oben angegebene Ausdruck für den Parabelsektor F in die letzte Gleichung eingesetzt, so ergibt sich schließlich

$$6 * k * (t_3 - t_1) = (r_1 + r_3 + s)^{3/2} - (r_1 + r_3 - s)^{3/2}$$

(Für das Vorzeichen vor dem letzten Glied auf der rechten Seite dieser Gleichung gilt dieselbe Einschränkung wie bei der Formel für den Parabelsektor.)

Die Periheldistanz q ist in dieser Gleichung nicht mehr enthalten und es ist eine Beziehung

3. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

zwischen der Summe der Radienvektoren, der Sehne und der Zwischenzeit entstanden. Diese Gleichung wurde zuerst von Euler (1707 - 1783) aufgefunden, aber nicht benutzt. Später hat Lambert (1728 - 1777) sie selbständig entwickelt und ihre Bedeutung für die Bestimmung einer parabolischen Bahn gezeigt (Lit. 4). Für die praktische Rechnung ist diese Gleichung wenig geeignet. Encke hat daher durch Einführung von Hilfsgrößen eine Umformung vorgenommen:

$\eta = 2 * k * (t_3 - t_1) / (r_1 + r_3)^{3/2}$; $\Theta = \arcsin(3 * \eta / (8)^{1/2})$; damit kann der "dynamische" Wert für die Sehne bestimmt werden aus

$$s_d = (r_1 + r_3) * (8)^{1/2} * \sin(\Theta / 3) * (\cos(2 * \Theta / 3))^{1/2}$$

Formel-Zusammenstellung

Beobachtungsdaten.

t_i Beobachtungstermin

rb_i Rektaszension $i = 1, 2, 3$

db_i Deklination

X_i, Y_i, Z_i Rechtwinkelige, äquatorale Sonnenkoordinaten, mit einem entsprechenden Programm berechnet oder aus einem Jahrbuch interpoliert.

Alle Positionen müssen auf das gleiche mittlere Äquinoktium bezogen sein.

Feste Größen.

$$a_i = \cos db_i * \cos rb_i; \quad b_i = \cos db_i * \sin rb_i; \quad c_i = \sin db_i; \quad R_i^2 = X_i^2 + Y_i^2 + Z_i^2$$

$$A = c_2 * Y_2 - b_2 * Z_2; \quad B = c_2 * X_2 - a_2 * Z_2; \quad C = b_2 * X_2 - a_2 * Y_2$$

$$G^2 = (X_3 - X_1)^2 + (Y_3 - Y_1)^2 + (Z_3 - Z_1)^2$$

$$f_1 = -(a_1 * X_1 + b_1 * Y_1 + c_1 * Z_1); \quad f_3 = -(a_3 * X_3 + b_3 * Y_3 + c_3 * Z_3)$$

$$l_1^2 = R_1^2 - f_1^2; \quad l_3^2 = R_3^2 - f_3^2$$

$$N_1 = -(A * a_1 - B * b_1 + C * c_1); \quad N_3 = A * a_3 - B * b_3 + C * c_3$$

$$M = (t_3 - t_2) * N_1 / ((t_2 - t_1) * N_3)$$

Bedingt feste Größen.

Die Zwischenzeiten $t_3 - t_2$ und $t_2 - t_1$ sollten, wenn möglich, einander nahe gleich sein. Wenn das nicht der Fall ist, wird es angebracht sein, nach Durchrechnen des ersten Iterationsschritts den Wert für M zu verbessern (s. unter "Verbesserung von M").

Mit diesem korrigierten M sind die folgenden Größen noch einmal zu rechnen.

$$h_1 = M * a_3 - a_1; \quad h_2 = M * b_3 - b_1; \quad h_3 = M * c_3 - c_1; \quad h^2 = h_1^2 + h_2^2 + h_3^2$$

$$f = ((X_1 - X_3) * h_1 + (Y_1 - Y_3) * h_2 + (Z_1 - Z_3) * h_3) / h^2$$

4. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Den Zusammenhang zwischen diesen Hilfsgrößen, der geozentrischen Distanz g_1 und der Sehne zwischen dem ersten und dritten Kometenort veranschaulicht Abbildung 3. Danach ist auch die Streckensumme $a + b$ aus Abb. 2 gleichzusetzen dem Produkt $g_1 \cdot h$, in der Abbildung der Abstand $K_3(K'_3) - K'_1$. Nach dem Kosinussatz der ebenen Trigonometrie ist $(g_1 \cdot h)^2 = g_1^2 + (M \cdot g_1)^2 - 2 \cdot M \cdot g_1^2 \cdot \cos(\alpha + \beta)$. Aus den Beobachtungsdaten ergibt sich für $\cos(\alpha + \beta) = a_1 \cdot a_3 + b_1 \cdot b_3 + c_1 \cdot c_3$. Wenn noch durch g_1^2 gekürzt wird, kann die Hilfsgröße h kontrolliert werden mit $h = (1 + M^2 - 2 \cdot M \cdot (a_1 \cdot a_3 + b_1 \cdot b_3 + c_1 \cdot c_3))^{1/2}$.

Iterationsverfahren.

$$\eta = 2 \cdot k \cdot (t_3 - t_1) / (r_1 + r_3)^{3/2}; \quad \Theta = \arcsin(3 \cdot \eta / (8)^{1/2})$$

Da die Erfahrung gezeigt hat, daß bei Neuentdeckungen von Kometen in der Regel $r_1 + r_3$ zwischen 1 und 3 liegt, wird mit $r_1 + r_3 = 2$ das Verfahren gestartet.

$$s_d = (r_1 + r_3) \cdot (8)^{1/2} \cdot \sin(\Theta/3) \cdot (\cos(2 \cdot \Theta/3))^{1/2}$$

Die geozentrische Distanz des Kometen für t_1 ist $g_1 = ((s_d^2 - G^2) / h^2 + f^2)^{1/2} - f$

Die heliozentrischen Distanzen für t_1 und t_3 sind

$$r_1 = ((g_1 + f_1)^2 + l_1^2)^{1/2}; \quad r_3 = ((M \cdot g_1 + f_3)^2 + l_3^2)^{1/2}$$

Achtung: f_1 und f_3 nicht mit f verwechseln!

Der Zusammenhang zwischen den Hilfsgrößen f_i , l_i und g_i , r_i geht aus Abbildung 4 hervor. Mit r_1 und r_3 aus den beiden letzten Gleichungen kann nach dem ersten Iterationsschritt die Größe M verbessert werden (s. unter "Verbesserung von M "), die Größen h_1 , h_2 , h_3 , h und f neu bestimmt und mit der aus den resultierenden r_1 und r_3 gebildeten Summe der zweite Iterationsschritt eingeleitet werden. Das Iterationsverfahren ist abgeschlossen, wenn r_1 und r_3 aus den letzten beiden Schritten auf etwa 6 bis 7 Stellen übereinstimmen.

Wegen der willkürlichen Wahl der Startgröße $r_1 + r_3 = 2$ kann die Anzahl der notwendigen Iterationsschritte in manchen Fällen größer sein als das erwünscht ist. Die Konvergenz des Verfahrens läßt sich jedoch nach drei Iterationsschritten auf folgende Weise beschleunigen.

Die Summen $r_1 + r_3$ als Ergebnis aus den beiden letzten Gleichungen der Näherungsformeln seien für die drei Schritte mit s_1 , s_2 und s_3 bezeichnet. Man bilde die Differenzen

$$a = s_2 - s_1, \quad b = s_3 - s_2 \quad \text{und} \quad c = b - a.$$

Dann erhält man mit $s_1 - a^2/c$ einen verbesserten Wert, mit dem man anstelle von s_3 den vierten Iterationsschritt rechnet.

Dieses Vorgehen läßt sich auch stets auf weitere drei aufeinander folgende $(r_1 + r_3)$ -Werte anwenden.

Verbesserung von M .

$$C_2 = ((Y_1 \cdot Z_2 - Y_2 \cdot Z_1) \cdot a_2 + (X_2 \cdot Z_1 - X_1 \cdot Z_2) \cdot b_2 + (X_1 \cdot Y_2 - X_2 \cdot Y_1) \cdot c_2) / N_3$$

$$t_{32} = t_3 - t_2; \quad t_{21} = t_2 - t_1; \quad t_{31} = t_3 - t_1$$

$$r_2 = (t_{32} \cdot r_1 + t_{21} \cdot r_3) / t_{31}$$

$$M_v = k^2 / 6 \cdot (t_{32} / t_{21}) \cdot (t_{32}^2 - t_{21}^2) \cdot (1/r_2^3 - 1/R_2^3) \cdot C_2$$

Der verbesserte Wert von M ist dann $M_{\text{verb}} = M + M_v / g_1$

5. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Ableitung der Bahnelemente

$$g_3 = M * g_1$$

$$x_i = a_i * g_i - X_i; \quad y_i = b_i * g_i - Y_i; \quad z_i = c_i * g_i - Z_i; \quad r_i^2 = x_i^2 + y_i^2 + z_i^2; \quad i = 1, 3$$

Kontrolle: Die Werte r_i müssen mit denen des letzten Iterationsschrittes im Rahmen der Rechengenauigkeit übereinstimmen.

$$S = (x_1 * x_3 + y_1 * y_3 + z_1 * z_3) / r_1^2$$

$$x_0 = x_3 - S * x_1; \quad y_0 = y_3 - S * y_1; \quad z_0 = z_3 - S * z_1; \quad r_0^2 = x_0^2 + y_0^2 + z_0^2$$

$$v_3 - v_1 = \arctan(r_0 / (S * r_1))$$

$$H_1 = 1 / r_1^{1/2}; \quad H_3 = 1 / r_3^{1/2}; \quad H_2 = H_1 * \cos((v_3 - v_1) / 2)$$

$$S_1 = (H_2 - H_3) / \sin((v_3 - v_1) / 2); \quad v_1 = 2 * \arctan(S_1 / H_1)$$

$$q = r_1 * \cos^2(v_1 / 2) \quad \underline{q \text{ ist die Periheldistanz}}$$

$$MP = 2^{1/2} / k * (\tan(v_1 / 2) + (\tan^3(v_1 / 2)) / 3)$$

$$T = t_1 - MP * q^{3/2} \quad \underline{T \text{ ist der Periheltermin}}$$

Wenn in der Gleichung für MP anstelle von v_1 v_3 und in der Gleichung für T statt t_1 t_3 genommen wird, kann damit der Periheltermin kontrolliert werden.

$$P_x = (x_1 / r_1) * \cos v_1 - (x_0 / r_0) * \sin v_1$$

$$P_y = (y_1 / r_1) * \cos v_1 - (y_0 / r_0) * \sin v_1 \quad \text{Kontrolle: } P_x^2 + P_y^2 + P_z^2 = 1$$

$$P_z = (z_1 / r_1) * \cos v_1 - (z_0 / r_0) * \sin v_1$$

$$Q_x = (x_1 / r_1) * \sin v_1 + (x_0 / r_0) * \cos v_1$$

$$Q_y = (y_1 / r_1) * \sin v_1 + (y_0 / r_0) * \cos v_1 \quad \text{Kontrolle: } Q_x^2 + Q_y^2 + Q_z^2 = 1$$

$$Q_z = (z_1 / r_1) * \sin v_1 + (z_0 / r_0) * \cos v_1$$

$$H_x = P_x * Q_y - P_y * Q_x; \quad H_y = P_y * Q_z - P_z * Q_y; \quad H_z = P_z * Q_x - P_x * Q_z$$

$$\cos i = H_x * \cos \varepsilon - H_z * \sin \varepsilon$$

(ε ist die Schiefe der Ekliptik, bezogen auf das mittlere Äquinoktium der Beobachtungsdaten)

i ist die Bahnneigung

$$\sin \Omega = H_y / \sin i; \quad \cos \Omega = -(H_x * \sin \varepsilon + H_z * \cos \varepsilon) / \sin i$$

Ω ist die Länge des aufsteigenden Knotens

$$\sin \omega = -(Q_x * \cos \Omega + Q_y * \sin \Omega * \cos \varepsilon + Q_z * \sin \Omega * \sin \varepsilon)$$

$$\cos \omega = P_x * \cos \Omega + P_y * \sin \Omega * \cos \varepsilon + P_z * \sin \Omega * \sin \varepsilon$$

ω ist das Argument des Perihels

6. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

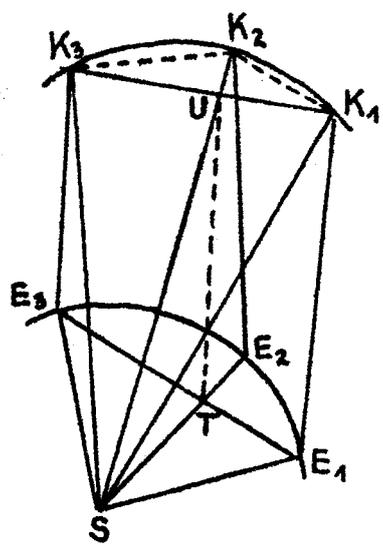
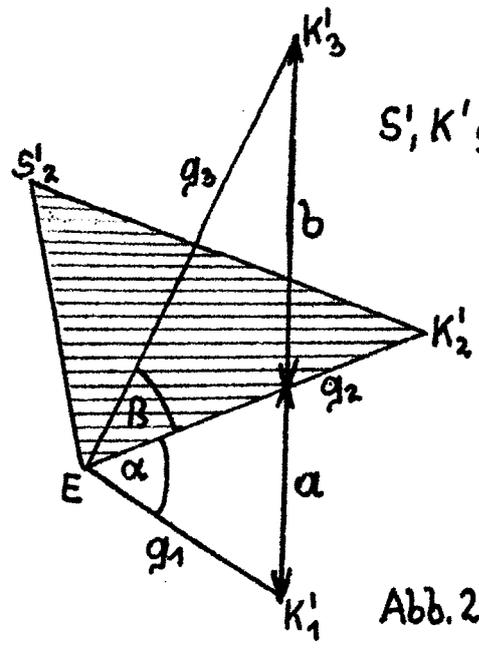


Abb. 1



S', K' geoz. Posit.

Abb. 2

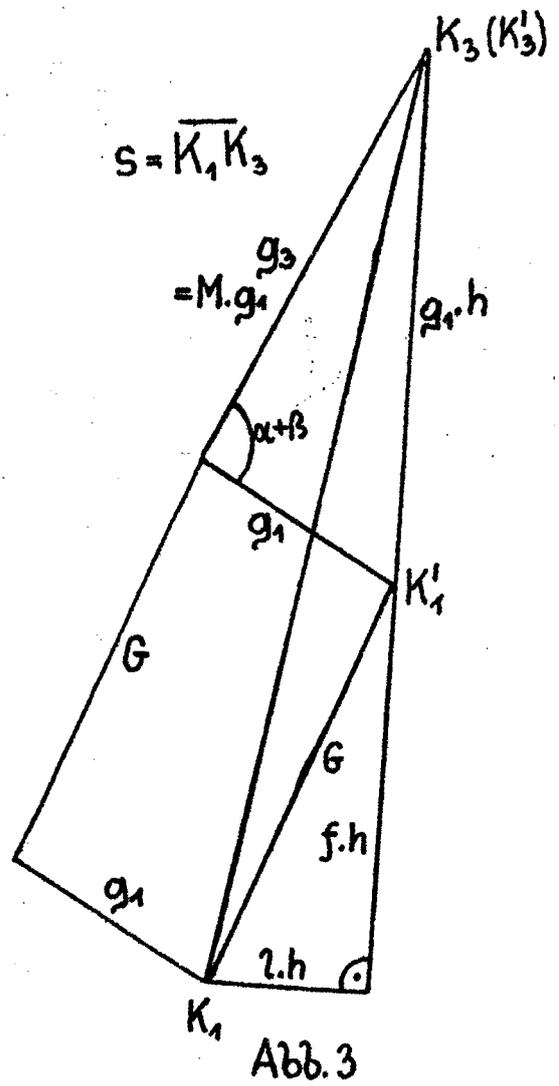


Abb. 3

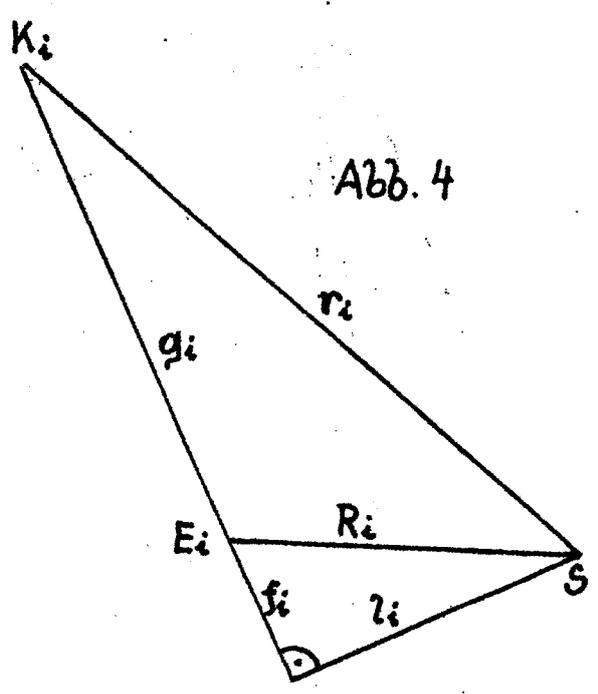
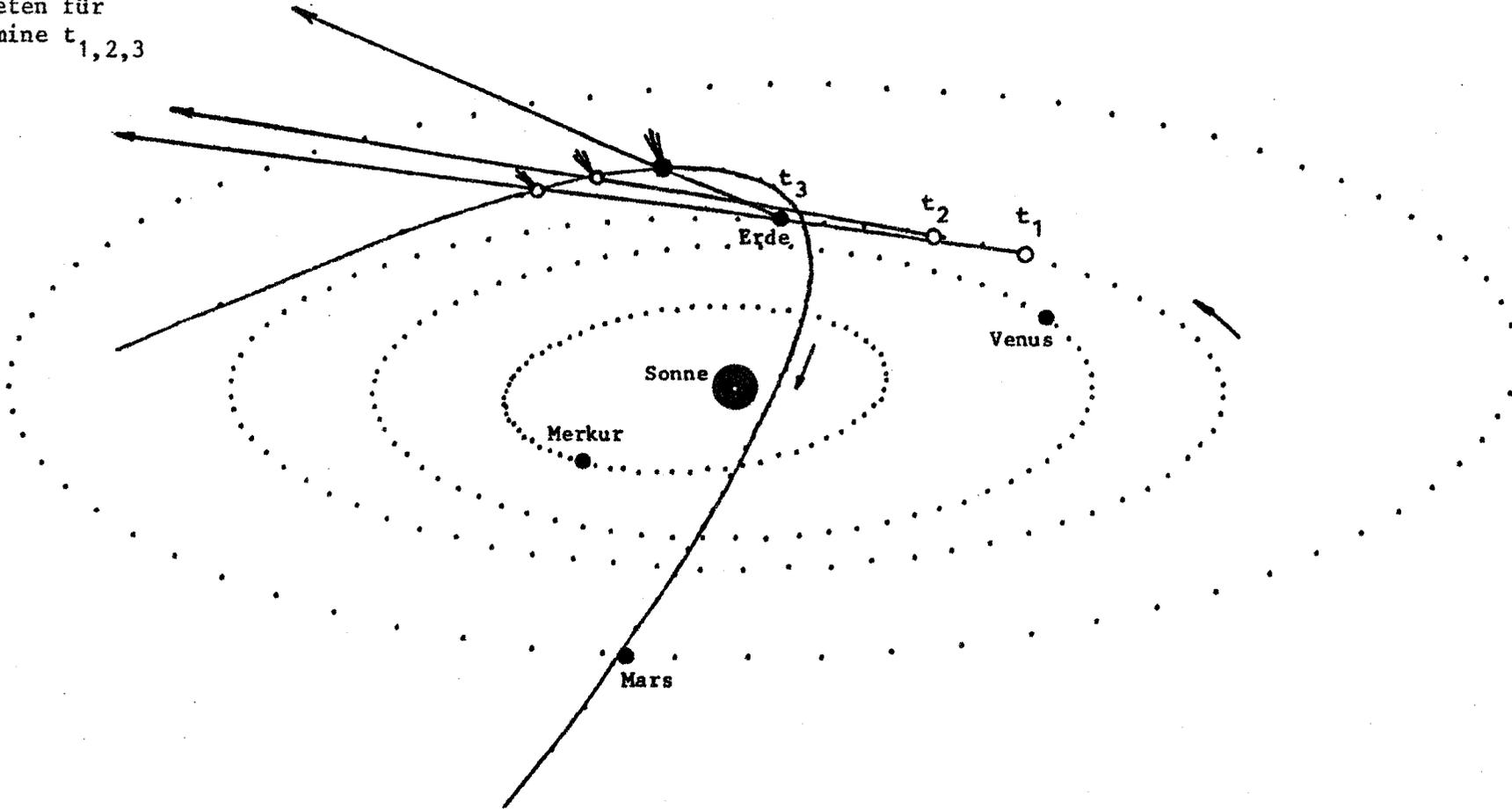


Abb. 4

Komet 1996 B2 Hyakutake

Sehlinien zum
Kometen für
Termine $t_{1,2,3}$



7. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

PRIVATSTERNWARTE DAVIDSCHLAG OÖ (UT; Rekt, Dekl 2000,0; $\Delta T = +62^s = +0,00072^d$, DT = UT + ΔT):

t_1 : 1996 02 08,19454 UT = 1996 02 08,19526 DT; Rekt = $14^h 37^m 50,83^s = 14,6307861^h$; Dekl = $-24^\circ 53' 47,3'' = -24,8964722^\circ$

t_2 : 1996 02 25,08750 UT = 1996 02 25,08822 DT; Rekt = $14 49 04,71 = 14,8179750$; Dekl = $-23 41 29,3 = -23,6914722$

t_3 : 1996 03 15,11682 UT = 1996 03 15,11754 DT; Rekt = $14 55 21,80 = 14,9227222$; Dekl = $-13 37 19,8 = -13,6221667$

Daten aus "Der Sternbote", Heft 3/1996, p.54 und 4/1996, p.80.

Graphikgrundlage: Uraniastar

8. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

EISNER-STERNWARTE GMUNDEN KALVARIENBERG

DOS-Programm: PARABAHN.BAS / Autor:K.Silber
Bestimmung einer parabolischen Bahn

[A] Objekt	c/1996 B2 HYAKUTAKE
[B] Elem. Äqu. (J)	2000
[C] Beob. Äqu. (J)	2000
[D] t1 (JMT.t) DT	19960208.19526
[E] Rekt. (H.h)	14.6307861
[F] Dekl. (G.g)	-24.8964722
[G] t2 (JMT.t) DT	19960225.08822
[H] Rekt. (H.h)	14.8179750
[I] Dekl. (G.g)	-23.6914722
[J] t3 (JMT.t) DT	19960315.11754
[K] Rekt. (H.h)	14.9227222
[L] Dekl. (G.g)	-13.6221667

Eingabe oder Korrektur mit [A...L]
Weiter mit [LEERTASTE] / Programm beenden mit [ESC]

Iterationsverfahren mit 10 Iterationsschritten (IS)

	r(1)+r(3)	ist die Iterations-Größe
	2	damit wird die Iteration eingeleitet
1.IS	3.4062464	nächster Schritt mit verbessertem M
2.IS	3.1035975	
3.IS	3.1497513	weiter mit verbessertem r(1)+r(3)
4.IS	3.1432543	
5.IS	3.1433169	
6.IS	3.1433069	weiter mit verbessertem r(1)+r(3)
7.IS	3.1433083	
8.IS	3.1433083	
9.IS	3.1433083	weiter mit verbessertem r(1)+r(3)
10.IS	3.1433083	

Das Verfahren konvergiert. Mit [2] zu den Bahnelementen

Zurück zur Eingabe [1]
Bahnelemente [2]

9. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Objekt: C/1996 B2 HYAKUTAKE

Parabolische Bahn / Bahnelemente:

T (DT): 1996-05-01.4228 = JDE 2450204.9228

Perihelargument(Grad): 130.1636 (2000)
Knotenlänge (Grad): 188.0634 (2000)
Bahnneigung (Grad): 124.8628 (2000)
Periheldistanz (A.E.): 0.230355

Zurück zur Eingabe [1]
Nachrechnung der 2. Beobachtung [2]
Programm beenden [ESC]

Objekt: C/1996 B2 HYAKUTAKE

Nachrechnung der zweiten Beobachtung (t2)

	Beobachtung	Rechnung
Rekt.(H.h):	14.8179750	14.8179566
Dekl.(G.g):	-23.6914722	-23.6890006

B-R (Grad): $\cos(D)*dR = 0.00025$
 $dD = -0.00247$

Zurück zur Eingabe [1]
Berechnung einer Ephemeride [2]
Programm beenden [ESC]

10. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Objekt: C/1996 B2 HYAKUTAKE

Berechnung einer Ephemeride

Zeitpunkt (JMT.t) DT : 19960301.0

Äquinoktium: 2000

Rektaszension: 14 h 51.6 m

Deklination : -22°43'

Entf.v.d.Erde (AE): 0.819

Entf.v.d.Sonne (AE): 1.516

Zurück zur Eingabe [1]

Berechnung einer Ephemeride [2]

Programm beenden [ESC]

Objekt: C/1996 B2 HYAKUTAKE

Berechnung einer Ephemeride

Zeitpunkt (JMT.t) DT : 19960426.0

Äquinoktium: 2000

Rektaszension: 2 h 39.4 m

Deklination : +29° 5'

Entf.v.d.Erde (AE): 1.050

Entf.v.d.Sonne (AE): 0.298

Zurück zur Eingabe [1]

Berechnung einer Ephemeride [2]

Programm beenden [ESC]

11. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Nachrechnung der mittleren Beobachtung / Ephemeride

$$AP = 3 * k / 8^{1/2} * (t - T) / q^{3/2}$$

$$\tan(v/2) = ((AP^2 + 1)^{1/2} + AP)^{1/3} - ((AP^2 + 1)^{1/2} - AP)^{1/3}$$

$$r = q * (1 + \tan^2(v/2))$$

$$g * \cos de * \cos re = P_x * q * (1 - \tan^2(v/2)) + 2 * Q_x * q * \tan(v/2) + X$$

$$g * \cos de * \sin re = P_y * q * (1 - \tan^2(v/2)) + 2 * Q_y * q * \tan(v/2) + Y$$

$$g * \sin de = P_z * q * (1 - \tan^2(v/2)) + 2 * Q_z * q * \tan(v/2) + Z$$

r ist die heliozentrische Distanz

g ist die geozentrische Distanz,

de ist die Deklination,

re ist die Rektaszension und

X, Y, Z sind die rechtwinkligen äquatorealen Sonnenkoordinaten für den gewählten Ephemeriden-Termin t.

Eine Kontrolle der Bahnbestimmung kann durch die Nachrechnung der mittleren Beobachtung erfolgen. Dazu wird t_2 in der Gleichung für AP eingesetzt und mit X_2, Y_2, Z_2 Rektaszension und Deklination berechnet. Die Aufgabe der Bahnbestimmung ist gelöst, wenn innerhalb der Grenzen der Unsicherheit der Rechnung Übereinstimmung zwischen dem berechneten und dem beobachteten mittleren Ort besteht.

Eine ungenügende Darstellung der mittleren Beobachtung kann, von Rechenfehlern abgesehen, auf ungenaue Beobachtungen, fehlerhafte Sonnenkoordinaten oder auf die Möglichkeit, daß sich durch die drei Örter keine Parabel legen läßt, zurückzuführen sein.

Kurzer historischer Rückblick.

Die erste Methode zur Bestimmung der Bahnkurve (Bewegung eines Kometen in einer Parabel) aus drei Beobachtungen wurde von Newton (1643 - 1727) aufgestellt. Die Lösung hängt von einem grafischen Verfahren ab, welches auf dem Wege sukzessiver Annäherungen zu den Elementen führt. Eine von den frühesten Anwendungen der Methode wurde von Halley (1656 - 1742) auf den Kometen gemacht, welcher seitdem seinen Namen trägt. Newton scheint das Problem der Bahnbestimmung Mühe bereitet zu haben, wenn er sagt: "Da es ein sehr schwieriges Problem ist, so versuchte ich viele Methoden, um es zu lösen."

Die erste vollständige Lösung, welche kein grafisches Verfahren benutzte, wurde von Euler in seiner "Theoria motuum planetarum et cometarum 1744" (deutsch von Paccassi 1781) gegeben: er wählt als Unbekannte die Entfernung des Kometen von der Erde zur Zeit der mittleren Beobachtung, bestimmt dadurch Lage und Länge der Sehne zwischen der ersten und dritten Beobachtung und daraus dann die Elemente; mit diesen wird der Ort für die Zeit einer vierten entfernteren Beobachtung berechnet, mit den Beobachtungsdaten verglichen und damit durch allmähliche Annäherung die Unbekannte selbst bestimmt. Er übersieht also vollständig das machtvolle Mittel, das ihm sein schon 1743 bekannter Satz geboten hätte, die Sehne mit der Zeit zu vergleichen und verunstaltet seine Lösung durch Heranziehung von mehr Beobachtungen, als unbedingt nötig sind. Die von ihm im Werke selbst mitgeteilten Bahnrechnungen haben ihn wohl auch von der erheblichen

12. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Rechenarbeit, die seine Methode verlangt, überzeugt und er ist auf sie niemals zurückgekommen. Einen wirklichen Schritt vorwärts machen nach Newton erst wieder die Arbeiten von Lambert 1761 und 1771. Bis zu dieser Zeit beruhten die Methoden zum größten Teil auf der einen oder der anderen von zwei Annahmen, welche nur annähernd richtig sind, nämlich, daß der beobachtete Körper in der Zeit zwischen dem ersten und dem dritten Beobachtungstermin eine gerade Linie mit gleichförmiger Geschwindigkeit beschreibt, oder daß der Leitstrahl für den Zeitpunkt der zweiten Beobachtung die Sehne, welche die Endlagen verbindet, in Abschnitte teilt, die den Intervallen zwischen den Beobachtungen proportional sind. Bei dem Versuch, die zweite von diesen Annahmen zu verbessern, entdeckte Lambert eine Relation zwischen den Leitstrahlen, der Sehne und dem Zeitintervall. Später machte er die Bestimmung abhängig von der Krümmung der scheinbaren Bahn, welche in enger Beziehung zur mittleren geozentrischen Distanz steht und in dieser Richtung näherte er sich den besten modernen Methoden. Er ist auch der erste, der andere als parabolische Bahnen in Betracht zog und dadurch den Weg bahnte für das erst später mit Erfolg in Angriff genommene Planetenproblem. Lambert selbst hat die vollen Früchte seiner erfolgreichen Bemühungen nicht geerntet; ihm fehlte der Sinn für die analytische Behandlung des Problems, die doch allein zu exakten Resultaten führen kann; gerade am entscheidenden Punkt kehrt er, seiner Vorliebe für die Geometrie folgend, wieder zur Konstruktion zurück und beraubt sich dadurch um den vollen Erfolg, den erst Olbers davontrug.

Die von Lambert gegebene Anregung fiel aber auf fruchtbaren Boden und führte das Problem schnell der Lösung entgegen. Im Jahre 1777 stellte die Berliner Akademie, in deren Geschichte das Bahnbestimmungsproblem überhaupt eine bedeutungsvolle Rolle spielt, wohl auf Veranlassung von Lambert und Lagrange (1736 - 1813) als Preisarbeit das Kometenproblem auf. Die eingelaufenen Arbeiten fanden zwar den Beifall der Akademie, können aber noch nicht als Fortschritt bezeichnet werden, da sie nur in unwesentlichen Punkten über Lambert hinausgehen. Der Hauptgewinn des Preisausschreibens war jedenfalls, daß sich Lagrange mit dem Problem zu beschäftigen anfang. Er entwickelt aus der Bedingung, daß die drei Örter in einer durch die Sonne gehenden Ebene liegen, die Ausdrücke der geozentrischen Distanzen durch die Dreiecksflächen und ersetzt diese unter Benutzung des Euler-Lambertschen Satzes durch die Zwischenzeiten und die Summe der Radienvektoren. Diese Werte der geozentrischen Distanzen werden schließlich in aus der Betrachtung der Dreiecke Sonne-Erde-Komet hervorgehenden Formeln eingetragen, wodurch drei Gleichungen mit den drei Radienvektoren als Unbekannten entstehen. Für die Auflösung dieser äußerst komplizierten Gleichungen gibt Lagrange ein für die praktische Rechnung kaum durchführbares Verfahren an. Die Methoden von Lagrange sind trotzdem epochemachend in der Geschichte des Problems, denn dasselbe erfährt hier zum ersten Male eine elegante analytische Behandlung und scharfe Formulierung.

Laplace veröffentlichte 1779/80 eine ganz neue Methode, die mit den früheren kaum einen Zusammenhang hat: er ermittelt aus allen vorhandenen Beobachtungen Werte der ersten und zweiten Differentialquotienten der Koordinaten und zeigt, wie durch sie die Elemente dargestellt werden können.

Das Ende des achtzehnten Jahrhunderts brachte noch die vollständige, in mathematischer wie praktischer Hinsicht befriedigende Lösung des Kometenproblems. Olbers unterwarf in seiner klassischen "Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode, die Bahn eines Kometen zu berechnen, Weimar 1797" die Arbeiten seiner Vorgänger einer scharfsinnigen Kritik und faßte in geschickter und selbständiger Weise die brauchbaren Resultate zu einer Methode zusammen, die bis heute ohne wesentliche Änderung im Gebrauch ist.

13. Fortsetzung Referat: Bestimmung einer parabolischen Kometenbahn

Die Entdeckung der Ceres 1801 und ihr Verlust nach einer kurzen Beobachtungszeit lenkte die Aufmerksamkeit eines jungen deutschen Mathematikers, Gauß (1777 - 1855), auf das Problem der Bestimmung der Bahnelemente eines Himmelskörpers auf Grund von Beobachtungen von der Erde aus. Das Problem wurde schnell gelöst und eine Anwendung der Methode führte zur Wiederentdeckung der Ceres. Gauß bearbeitete und vollendete sein Werk und brachte es 1809 in seiner "Theoria motus corporum coelestium" heraus. Dieses Werk, geschrieben von einem Mann, der ein Meister der Mathematik und zugleich ein äußerst gewandter Rechner war, enthält so viele wertvolle Ideen und ist so erschöpfend, daß es eine klassische Abhandlung über den Gegenstand bis auf den heutigen Tag darstellt. (Zitiert nach Lit. 2 und Lit. 5).

In Lit. 6 sind in den Kurzbeschreibungen der Kometen auch interessante Details über erste Versuche, eine Bahn zu bestimmen, zu finden. Auf den Halleyschen Kometen, der im Frühherbst 1607 zu sehen war, wendet Kepler (1571 - 1630) seine Hypothese der geradlinigen Kometenbahnen an und kann so die Beobachtungen auf knapp 2° genau darstellen.

Der Komet Kirch, der vom 14. November 1680 bis zum 19. März 1681 beobachtet werden konnte, war der erste Komet, dessen Bahn aus Beobachtungen als Parabel mit der Sonne im Brennpunkt erkannt wurde.

Literatur.

1. Wilhelm Olbers: Abhandlung über die leichteste und bequemste Methode die Bahn eines Cometen zu berechnen. Von Neuem herausgegeben von J.F.Encke. Weimar 1847.
2. Julius Bauschinger: Die Bahnbestimmung der Himmelskörper. 2.Auflage. Leipzig 1928.
3. Wolfgang Wepner: Mathematisches Hilfsbuch für Studierende und Freunde der Astronomie. Treugesell-Verlag Dr.Vehrenberg KG., Düsseldorf. ISBN 3-87974-911-9.
4. J.H.Lambert's Abhandlungen zur Bahnbestimmung der Cometen. Ostwald's Klassiker der exakten Wissenschaften Nr.133. Leipzig 1902.
5. F.R. Moulton / W. Fender: Einführung in die Himmelsmechanik. 2.Auflage. Leipzig 1927
6. Hermann Mucke: Helle Kometen - 86 bis + 1950. Ephemeriden und Kurzbeschreibungen. 2.Auflage. Astronomisches Büro Wien 1976
7. Jean Meeus: Astronomical Formulae for Calculators. Second Edition. Richmond 1982.
8. Oliver Montenbruck: Grundlagen der Epemeridenrechnung. SuW Taschenbücher 10. München 1984.

Karl Silber, Cumberlandpark 16, A-4810 Grmunden

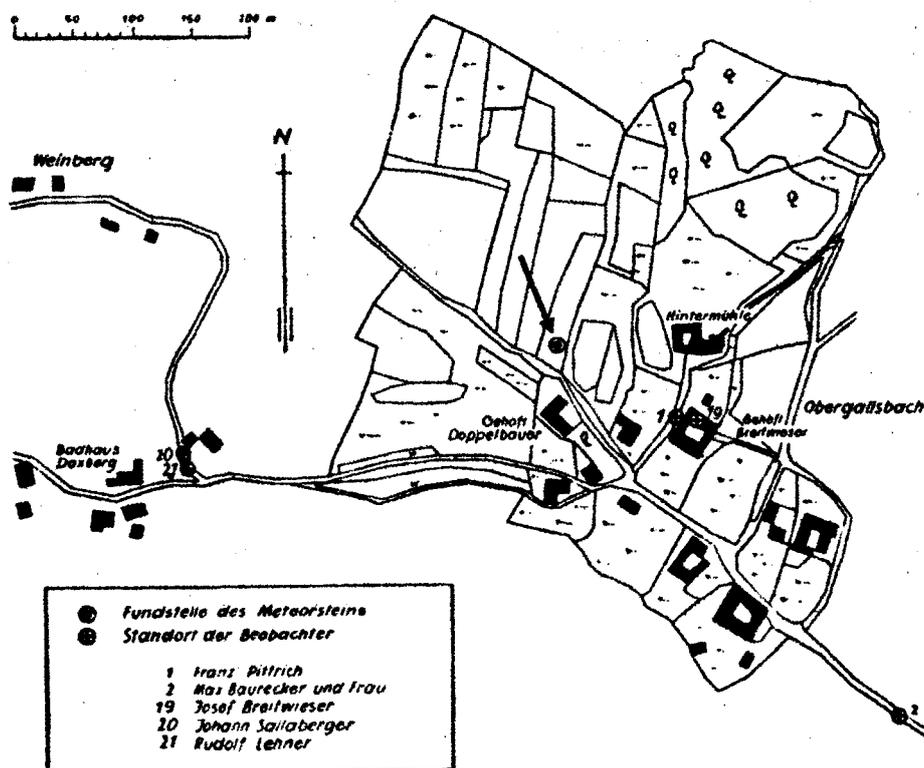
Gastvortrag: **Der Meteoritenfall von Prambachkirchen**

1 Der letzte beobachtete Meteoritenfall in Österreich

Es war der 5. November 1932, als sich in der Ortschaft Obergallsbach, zur Gemeinde Prambachkirchen gehörend, folgende Ereignisse zugetragen haben (zitiert nach [1]):

"Im Tal lag dichter, herbstlicher Bodennebel. Der landwirtschaftliche Arbeiter Franz Pittrich ging auf seinem Weg zur Hintermühle eben am Gehöft Breitwieser entlang, als es plötzlich um ihn taghell wurde. Pittrich blieb wie gebannt stehen. Er konnte im Nebel die Quelle des scheinwerferartigen Lichtes nicht entdecken; die unvermittelte, durchdringende Helligkeit war ihm unerklärlich. Nach einigen Sekunden verschwand die Lichterscheinung. Pittrich setzte nachdenklich seinen Weg fort, bog um die Ecke des Gehöftes und sprach mit Josef Breitwieser, der durch das Licht aufgeschreckt ans Fenster geeilt war, über die seltsame Erscheinung. Kaum hatten sie die ersten Worte gewechselt, so hörten sie einen Doppelknall wie von fernen Büchenschüssen. Sie horchten auf. Einige Worte hatten sie nur über die neue eigenartige Wahrnehmung gesprochen, da erhob sich ein ganz ungewöhnlicher Lärm. Ein gurgelndes, sausendes Geräusch verstärkte sich immer mehr, wie wenn ein Flugzeug aus nächster Nähe auf sie zukommen würde. Pittrich duckte sich unwillkürlich neben dem Fenster, Breitwieser lief aus der Stube zur Haustüre - plötzlich, wie begonnen, endete das Geräusch mit einem dumpfen Aufschlag.

Max Baurecker, Besitzer der Hintermühle, hatte mit seiner Frau, allerdings aus etwas größerer Entfernung, ebenfalls die Erscheinung beobachtet. Er traf Pittrich und Breitwieser noch vor dem Hause an.



Der Fundort des Meteoriten [1]

1. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

Sie besprachen das Erlebnis und kamen zur Ansicht, daß es sich um einen Meteoritenfall handeln müsse und der Meteorit nicht weit von ihnen niedergefallen sei. Noch nachts machte sich Pittrich mit einer Laterne auf die Suche; allerdings vergebens. Am nächsten Tag gingen Pittrich, Breitwieser, Anton Doppelbauer und dessen Sohn daran, das Gelände planmäßig abzusuchen. [...] Sie begannen die Felder westlich der Ortschaft in Schwarmlinie zu durchstreifen; da bemerkte Doppelbauer d. Ä. auf seinem mit Wintersaat frisch bestellten Feld eine Vertiefung im Boden, die vom Felddrain aus wie eine 'Hasensaß' aussah. Er trat näher und fand den Meteorit. [...] Breitwieser bestimmte noch am selben Abend das genaue Gewicht und versuchte durch Wasserverdrängung das Raumbgewicht und hieraus den Anteil an Metall und Steinmaterial im Meteorit zu berechnen, was ihm mit einiger Annäherung auch gelang. Es sei dies ausdrücklich anerkennend vermerkt; es spricht für das Verständnis, das die Finder dem seltenen Naturereignis entgegenbrachten und bekräftigt die Zuverlässigkeit ihrer sonstigen Beobachtungen und Mitteilungen."

Bei dem geschilderten Ereignis, welches nun immerhin schon beinahe 64 Jahre zurückliegt, handelt es sich um den bislang letzten in Österreich beobachteten Meteoritenfall.

Freilich wurden in der Zwischenzeit über Österreich mehrere spektakuläre Feuerkugeln beobachtet. Aus den photographischen Beobachtungen des "European Network" - einem Netz von All-Sky-Kameras zur Beobachtung heller Boliden in Österreich, Deutschland, der Schweiz und Belgien, welches seit 1995 von der Deutschen Forschungsanstalt für Luft- und Raumfahrt (DLR) getragen wird [2] - konnte auch abgeleitet werden, daß einige davon zu Meteoritenfällen in Österreich geführt haben müssen. Zuletzt fiel beispielsweise am frühen Morgen des 9. März 1992 ein vermutlich rund 10 kg schwerer Meteorit nahe dem Neuberg bei Mürz in der Steiermark (zitiert nach [3]):

"Obwohl die Anzahl der mit den Kamerastationen des European Network erfaßten "meteorite dropper" mit nennenswerter Restmasse im Laufe der letzten Dekaden nicht sehr hoch war, wurden dennoch gerade im Gebiet um den Neuberg/Mürz innerhalb eines Zeitraums von weniger als 10 Jahren schon dreimal solche seltenen Ereignisse registriert!"

Allerdings konnte - trotz teils gezielter Suche - in keinem Fall ein Meteorit geborgen werden.

Dagegen wurde nach 1932 ein Meteorit in Österreich gefunden (1977 in Ybbsitz, NÖ), dessen Fall allerdings nicht beobachtet werden konnte.

Eine kurze Zusammenstellung aller aus Österreich bekannt gewordenen Meteoritenfälle und -funde findet sich in Abschnitt 4.

2 Phänomene eines Meteoritenfalls

Im folgenden Abschnitt sollen, hauptsächlich anhand von Zitaten aus [1], am Beispiel des Meteoritenfalls von Prambachkirchen die bei einem derartigen Ereignis auftretenden Phänomene beschrieben, und anschließend erklärt werden. Ganz alleine der Akribie von Josef Schadler und Justus Rosenhagen, die in ihrem Werk [1] die Berichte von insgesamt 96 Augenzeugen detailliert wiedergeben, ist es zu verdanken, daß der Meteoritenfall von Prambachkirchen noch heute derartig lebendig nachempfunden werden kann.

Neben dem Namen werden in der Folge auch der Beobachtungsort und der Beruf des Beobachters, wie in [1] angegeben, genannt. Damit

2. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

soll unterstrichen werden, daß man bei der Auswertung von Beobachtungsberichten, anders als bei den meisten anderen astronomischen Beobachtungen, hauptsächlich auf Aussagen von zufälligen Augenzeugen angewiesen ist.

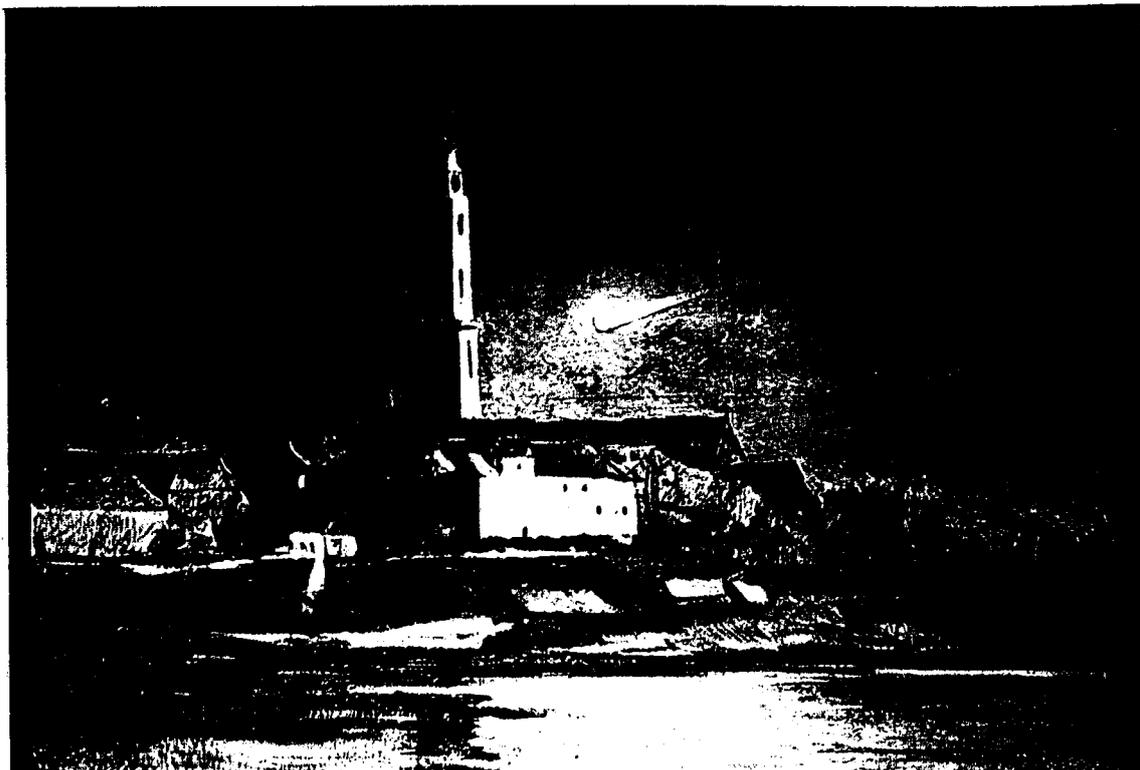
2.1 Leuchterscheinung

Meteorerscheinungen, die eine Helligkeit von -4^{mag} oder mehr erreichen, werden auch als *Feuerkugeln* oder *Boliden* bezeichnet. Nach oben hin gibt es kaum eine Grenze, und so können sich Feuerkugeln durchaus auch am Taghimmel als spektakuläre Erscheinungen abzeichnen. Helle Meteore sind allerdings selten: Auf etwa 400 sichtbare Meteore kommt nur eine Feuerkugel der Helligkeit -4^{mag} , und eine Feuerkugel von Vollmondhelligkeit (-12^{mag}) tritt gar nur in jedem 80 000 Fall ein! [4]

Im vorliegenden Fall sind zahlreiche Berichte überliefert, die einen Eindruck von der enormen Helligkeit der Feuerkugel, welche bis in den Raum von Stuttgart beobachtet wurde, geben. So befanden sich zum Zeitpunkt des Aufleuchtens ein elfjähriger Knabe und dessen Vater im südböhmischen Dorf Hirtberg bei Oberplan eben auf dem Weg von der Bahnstation nach Hause. Erschreckt von der plötzlichen Aufhellung suchten die beiden, schon das Ende der Welt ahnend, im Straßengraben Schutz. (Der damals elfjährige Knabe war im Übrigen der Vater des Referenten!)

In [1] wird die Helligkeit des Boliden häufig auch mit der eines Autoscheinwerfers verglichen, wie etwa in folgenden Augenzeugenberichten:

Karl Andorfer, Bäckermeister, Seewalchen, O.Ö.: "Durch plötzliche, scheinwerferartige Aufhellung erschreckt, springt der Beobachter gegen rechten Straßenrand, da er einen Kraftwagen vermutet, der sich von rückwärts nähert."



Die Feuerkugel über Braunau am Inn, beobachtet von Martin Seitz, Lokomotivführer, in Simbach, Bayern. (Nach einem Ölbild von Prof. Anton Lutz)

3. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

Alois Schönhofer, Landwirt, Heimhart, Bayern: "Es war ihnen, als ob sie von dem Licht eines ungeblendeten Autoscheinwerfers beleuchtet würden. Die Helligkeit übertraf die des Vollmondes bei weitem."

Gelegentlich finden sich in [1] weitere Vergleiche mit der Helligkeit des Mondes oder gar der Sonne:

Johann Gamsjäger, Wachmann, Gosau, O.Ö.: "Es machte mir den Eindruck, als ob ein strahlender Mond nach NO niederginge."

Michl Götzenbrugger, Arbeiter, St. Lorenz, Stmk.: "Die Helligkeit glich ungefähr dem Schein des Halbmondes (am 5.11.32 war gerade Halbmond)."

Stephan Grillinger, Oberlehrer, Krokushütten, Böhmen: "Plötzlich erblickte ich vor mir die scharf abgegrenzten Schatten der Äste des unmittelbar hinter mir im Hausgarten stehenden, schon entlaubten Fliederbaumes, fast wie bei Sonnenschein. Der Mond leuchtete nur wenig."

Einen weiteren Eindruck von der Helligkeit vermittelt folgender Bericht aus [1]:

Leopold Meindlhumer, Landwirt, Gmeinholz/Stroheim, O.Ö.: "Beob. befanden sich 5-6km nordwestlich der Fundstelle. Sie bemerkten plötzlich Erhellung, die so stark war, daß man trotz des Nebels hätte lesen können."

Die Mehrzahl der Beobachter beschreibt die Form des Boliden als kugelförmig oder oval, während die Beschreibungen der Farbe der Feuerkugel stärker variieren. Häufig wird auch ein "Schweif" erwähnt, der von der Feuerkugel nachgezogen wird. Eine Auswahl von Berichten aus [1] soll einen Eindruck von den Wahrnehmungen geben:

Johann Neundlinger, Hilfsarbeiter, Steinhaus/Wels, O.Ö.: "Beob. sah eine Feuerkugel von Vollmondgröße in rötlichem Licht mit rötlichem, lange nachleuchtenden Schweif [...] niedergleiten."

Karl Stratberger, Gend.-Inspektor, Eberstälzell, O.Ö.: "Beob. [...] bemerkte die Feuerkugel im NO in bläulich-grünem Lichte mit langem leuchtenden Streifen. Ein kurzes Stück wurde sie unsichtbar und kam dann in rotem Lichte wieder hervor."

Josef Marx, Jäger, Waldkirchen bei Passau, Bayern: "Erst hatte [der Meteor] die Form einer Kegelkugel und nahm nach halber Bahn, die ich beobachten konnte, die Gestalt eines Dreieckes an. Sie hinterließ Strahlen, die an den Schweif eines Kometen erinnerten."

Alois Pils, Lehrer, Ried im Innkreis, O.Ö.: "Die Farbe war hell weißlich und bläulich, die Form birnenähnlich, in der Größe des Vollmondes. Das Meteor hinterließ einen langen, nachglühenden Streifen. [...] Ob mehrmaliges Aufleuchten vorhanden war, ist mir weniger in Erinnerung und in meinem Tagebuch nicht verzeichnet, wohl aber das Eine, daß sich von dieser Feuermasse ein Teil ebenfalls loslöste und vergaste."

Unter den in [1] aufgelisteten Augenzeugenberichten finden sich weitere Beschreibungen dieser offensichtlichen Abspaltung und eines Fragmentes:

Mitzi Nowotny, Weyregg am Attersee, O.Ö.: "Während der Bewegung der Feuerkugel [...] teilte sich die Lichtscheibe in zwei Teile, von denen der vordere weißlich und der rückwärtige rötlich strahlte; ihm folgte ein raketenartiger Schweif. Größe der Lichtscheiben zwischen halber und ganzer Vollmondgröße. Beim Verschwinden betrug der Abstand der beiden Lichtscheiben etwa ihren Durchmesser."

4. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

Johann Reich, Frankenburg, O.Ö.: "Beob [...] sieht bläulich strahlende Feuerkugel in Biskuitform herabkommen. Während des Falls teilte sie sich; der gegenseitige Abstand war beim Verschwinden hinter dem Kamm des Hofberges größer als der etwa gleich große Durchmesser der beiden Lichtscheiben. Die vordere war heller und weißlich, die nachfolgende dunkler und rötlich."



Teilung des Meteors nach den Skizzen der Beobachter M. Nowotny (links) und J. Reich (rechts). [1]

Erklärung der Leuchterscheinung:

Dringt ein Meteorid mit einer kosmischen Geschwindigkeit zwischen 11km/s und 72 km/s in die unteren Schichten der Erdatmosphäre vor, treffen Luftteilchen auf die Stirnfläche des Meteoriden und Erhitzen diesen. Weiters wird die Luft vor dem eindringenden Körper stark komprimiert und dabei ebenfalls erhitzt. Beinahe 99% der Bewegungsenergie des Meteoriden wird so in Wärme umgewandelt. Die Aufheizung wird schließlich so stark, daß an der Oberfläche des Meteoriden Material zu verdampfen beginnt. Beim Verdampfen losgelöste Moleküle des Meteoriden kollidieren mit den Molekülen der Erdatmosphäre, wobei es zur Stoßanregung, und anschließend zur Emission von Licht durch die angeregten Teilchen kommt. Durch weite Stöße erreicht die leuchtende Gashölle, die den Meteoriten umgibt und auch als Koma bezeichnet wird, einen Durchmesser von mehreren hundert Metern. Etwa 1% der kinetischen Energie des Meteoriden wird bei der Stoßanregung verbraucht. [4][5][6]

Aufgrund der raschen Bewegung des Meteoriden hinterläßt dieser einen Schlauch aufgeheizter, ionisierter Luft. Diese Ionisation bleibt einige zehntel Sekunden bis zu mehreren Sekunden aufrecht. Wenn sich die freien Elektronen wieder mit den Ionen verbinden, wird wiederum Licht emittiert. Dieses Rekombinationsleuchten verursacht den "Schweif" oder die Nachleuchtspur des Meteors. Weniger als 1% der Bewegungsenergie des Meteoriden wird durch Ionisation abgebaut. [4][5][6]

Wird das von einem Meteor ausgesandte Licht in sein Spektrum zerlegt, dominiert neben den Linien des atmosphärischen Stickstoffes (N_2 , bei 391nm und 428nm im violetten bzw. blauen Spektralbereich) vor allem der atmosphärische Sauerstoff (O, bei 558nm im grünen und bei 630nm im roten Bereich), gegenüber denen die Emissionen von meteoritischem Material (Eisen, Nickel, Silizium, Calcium etc.) im Hintergrund stehen. Die Dominanz von Sauerstoff-Emissionen erklärt auch die häufige Wahrnehmung von rotem oder grünem Licht, während weißer Farbeindruck wohl auf Überstrahlung des Auges zurückzuführen ist. [4][6]

Die enorme mechanische Beanspruchung, der ein Meteorid während seines Eintrittes in die Erdatmosphäre ausgesetzt ist, führen häufig zum Abbrechen von Fragmenten, wie dies ja auch im Fall des Meteoriten von Prambachkirchen beobachtet worden ist. Im Extremfall zerplatzt der Meteorid in hunderte oder tausende Bruchstücke. Ge-

5. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

schiebt das in einer frühen Phase, bevor eine nennenswerte Abbremsung des Meteoriden eingesetzt hat, kann dies zur vollständigen Aufreibung der Fragmente führen, wie etwa im Fall des Tunguska-Ereignisses [7]. Geschieht es aber zu einem späteren Zeitpunkt, nachdem der Meteorid schon merklich abgebremst wurde, fällt jedes des Bruchstücke für sich als Meteorit zur Erde, und es kommt zu einem Meteoritenschauer, wie zuletzt am 14. August 1992 in Mbale, Uganda [8].

Eine ausführliche Beschreibung der physikalischen Vorgänge bei Meteorerscheinungen findet sich in den Skripten zum Sternfreundeseminar 1986 [9].

2.2 Schallerscheinungen

Nur die größten, spektakulärsten Meteorerscheinungen werden auch von Schallwahrnehmungen begleitet. Solche Wahrnehmungen konzentrieren sich um den Ort des Meteoritenfalls - im vorliegenden Fall stammen alle derartigen Berichte aus einem Umkreis von 35km um den Ort des Meteoritenfalls [1]:

Max Baurecker, Müllermeister, Obergallsbach bei Prambachkirchen, o.Ö.: "... plötzlich erhellte sich das Firmament mit einem weißen Lichtschein. Quelle und Richtung des Lichtscheins war infolge des dichten Nebels nicht erkennbar. Ungefähr 25-30 Sekunden darauf folgte ein mittelstarker, nicht besonders heller Knall, kurz darauf ein schwächerer; beide hörten meine Frau und ich aus südöstlicher Richtung. Nachdem wir wieder 20-30 Schritte gegangen waren, fing hoch oben in der Luft in nordwestlicher Richtung ein Surren, wie von einem Flugzeug an, welches immer stärker und stärker werdend in den Gurgelton einer Schrapnellhülse überging und mit einem Aufschlag in geringer Entfernung vor uns endete."

Franz Pittrich, landw. Arbeiter, Obergallsbach bei Prambachkirchen, o.Ö.: "Beob. befand sich von allen Zeugen des Meteoritenfalls dem Absturzort am nächsten (130 m). [...] Die Nachmessung [...] ergab, vom Ende der Leuchterscheinung gemessen, folgende Werte: Doppelknall nach 25-30 Sekunden, Fallgeräusch nach 6-8 Sekunden, welches mit einem deutlichen, dumpfen Aufschlag endete. Die erste Detonation war stärker, wie von einem Büchenschuß aus 1-2 km Entfernung, die zweite schwächer nach Art eines Echos."

Mit zunehmender Entfernung zum Ort des Meteoritenfalls gingen die Schallwahrnehmungen, welche von den Zeugen nahe Prambachkirchen als Doppelknall beschrieben wurden, in eine Art Donnerrollen über (zitiert nach [1]):

Johann Hauer, Landwirt, Spielleiten bei Pfarrkirchen im Mühlkreis, o.Ö.: "Beob. setzten ihren Weg fort und hörten nach 90-100 Sekunden ein Rollen, das in Stärke stark schwankte und stoßweise zu- und abnahm. Das Rollen erschien dumpf, nicht hell, verstärkte sich zu mehreren Knallen und endete langsam abnehmend. Dauer etwa 60-70 Sekunden."

Erklärung der Schallwahrnehmungen:

Schon die Zeugen vergleichen die Schallwahrnehmungen immer wieder mit Schüssen, und tatsächlich sind bei fallenden Meteoriten dieselben Ursachen maßgebend wie für die Schallerscheinungen bei schnell fliegenden Geschossen: Von der Frontfläche des Körpers geht die sogenannte *Kopfwelle* aus, die den donnerartigen Schlag ("*Überschallknall*") erzeugt [5]. Der im vorliegenden Fall häufig beschriebene Doppelknall dürfte von der Teilung des Meteoriden in der Endphase herrühren, wobei dann jedes Stück seine eigene Kopfwelle erzeugt.

6. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

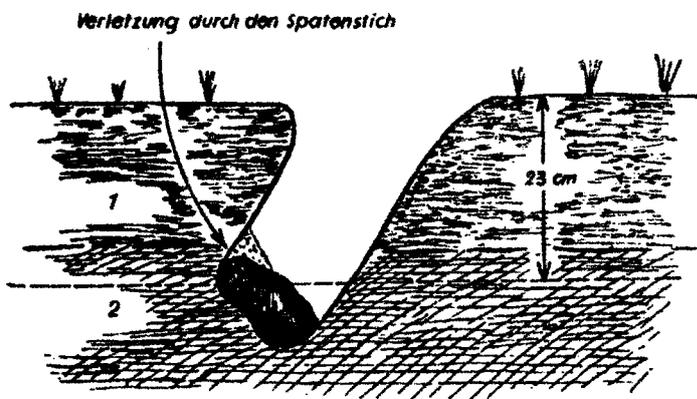
Das in größerer Entfernung wahrgenommene "Donnergrollen" entsteht, ähnlich wie bei einem Gewitter, durch vielfache Reflexion der Schallwellen an Wolken und an der Erdoberfläche. [4][5]

Bei dem Sausen und Surren, welches nur von Zeugen in unmittelbarer Nähe zum Fundort des Meteoriten wahrgenommen wurde, handelt es sich um die Fallgeräusche des Meteoriten, der, vom Luftwiderstand seiner kosmischen Geschwindigkeit beraubt, im freien Fall zur Erde fällt. Es sei an dieser Stelle angemerkt, daß dieser Dunkelflug die Meteorphase an Dauer bei weitem übertrifft. Eine numerische Simulation, basierend auf dem in [10] und den in Abschnitt 3 hergeleiteten Bahnelementen, ergibt für den vorliegenden Fall eine Meteorphase von knapp einer Minute Dauer, die von einem rund fünfminütigen Dunkelflug des Meteorsteines abgelöst wird!

Zu den Schallphänomenen ist schließlich noch jener dumpfe Schlag zu zählen, der beim Auftreffen des Meteoriten auf den Erdboden hervorgerufen wurde.

2.3 Wirkung des Meteoritenaufschlages

Kleine Meteoriten, die von der Erdatmosphäre abgebremst, schließlich nur noch im freien Fall niedergehen, verursachen gewöhnlich keinen nennenswerten Schaden durch ihren Aufschlag. So auch im Fall des Prambachkirchner Meteoriten, der aus einem rund 23 cm tiefen Einschußkanal geborgen wurde.

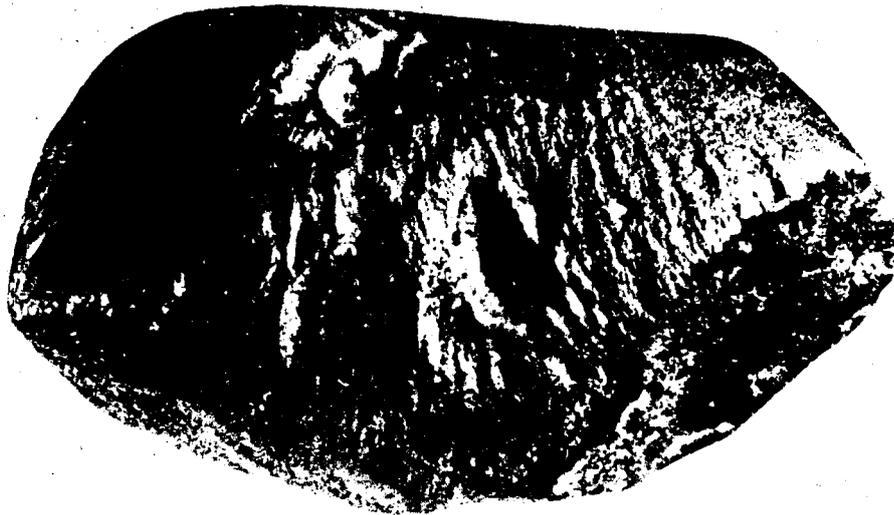


Einschußkanal und Lage des Meteoriten im Boden. 1=Lockere Oberkrume, 2=dichter Lehm. [1]

Ein derartiger Auswurf von Erdmaterial darf aber nicht mit einem Meteoritenkrater verglichen werden, der bei der explosionsartigen Verdampfung eines mit kosmischer Geschwindigkeit auf die Erde treffenden Meteoriten entsteht.

Bei dem aus dem Einschußkanal geborgenen Meteoriten mit einer Masse von 2125g handelt es sich um einen Steinmeteoriten mit außergewöhnlich gut ausgeprägter Orientierung; Brust- und Rückseite können leicht unterschieden werden. Deutlich erkennbar ist auch eine Bruchfläche, die mit einer sekundären Schmelzkruste überzogen ist. Hier ist wohl jenes Fragment abgebrochen, dessen Abtrennung von mehreren Augenzeugen beobachtet worden ist.

Der Steinmeteorit wird heute den gewöhnlichen Chondriten (Olivin-Bronzit-Chondrit, L6) zugerechnet [11].



Der Prambachkirchner Meteorit nach einer Aufnahme von Dr. K. Demmelbauer [1]

2.4 Weitere Phänomene

Beim Auftreten von hellen Feuerkugeln und Meteoritenfällen werden gelegentlich einige weitere Phänomene wahrgenommen, von denen allerdings im vorliegenden Fall keine Augenzeugenberichte vorliegen.

Zu erwähnen wäre zunächst die *Rauchspur*, die gelegentlich von spektakulären Meteoren zurückgelassen wird. Sie besteht aus kleinsten Schmelztröpfchen, die sich beim Durchflug des Meteoriden von dessen Oberfläche abgelöst haben, und ist daher nicht mit der bereits beschriebenen Nachleuchtspur zu verwechseln. Eine derartige Rauchspur kann unter günstigen Umständen noch viele Minuten nach der Meteorerscheinung sichtbar sein, wird aber im Laufe der Zeit durch Winde deformiert. [4]

Zu den ungewöhnlichsten Wahrnehmungen im Zusammenhang mit großen Meteoren zählen scheinbar akustische Wahrnehmungen von zischenden oder knackenden Geräuschen, die in seltenen Fällen *gleichzeitig* mit der optischen Wahrnehmung der Feuerkugel erfolgten. Allerdings kann es sich dabei um kein konventionelles Schallphänomen handeln, da dieses ja aufgrund der Schalllaufzeit zeitversetzt auftreten müßte. Erst kürzlich konnte dieses Phänomen geklärt werden [12]: Vom Plasma in der Nachleuchtspur von Meteoren wird ELF/VLF-Radiostrahlung (Extra Low Frequency/Very Low Frequency; 1 bis 10 kHz) ausgesandt. Bei großen Boliden kann dabei eine "Sendeleistung" von mehreren Kilowatt erreicht werden. Geeignete "Empfänger" können diese Radiostrahlung direkt in Schall verwandeln. Nur in den seltenen Fällen, in denen sich der Beobachter einer hellen Feuerkugel in der Nähe eines derartigen "Empfängers" befindet, kommt es also zu derartigen *elektrophonen Wahrnehmungen*.

3 Bestimmung der Bahn des Meteors

Eine gewisse Berühmtheit erlangte der Fall des Prambachkirchner Meteoriten, da Schädler und Rosenhagen in [1] aus den Augenzeugenberichten eine recht ungewöhnliche atmosphärische Bahn des Meteors rekonstruierten: Ihrer Auswertung zufolge durchlief die Hauptmasse des Meteoriten nach der Ablösung eines Fragmentes einen Kreisbogen

8. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

von rund 10km Radius, und änderte dabei seine Flugrichtung um rund 240° ! Auf diese ungewöhnliche Bahn wird auch in neuerer Literatur (etwa in [5], p.9, [13], p.43 und [14], p.12) gelegentlich verwiesen.

Durch Zufall konnte der Referent das "Jahrbuch des oberösterreichischen Musealvereins 1935" [1] günstig auf einem Flohmarkt erwerben. Beim Durchblättern des Berichts über den Meteoritenfall von Prambachkirchen fiel dabei weiters auch die ungewöhnliche kosmische Bahn auf, die für den Meteoriden bestimmt wurde: Eine Hyperbel mit der numerischen Exzentrizität von $e=5.04$! Die Autoren vermerken zu dieser Bahn, die aus heutiger Sicht so unplausibel erscheint (zitiert aus [1]):

"Auch die kosmische Bahn welche [...] hyperbolisch und fast in der Ebene der Ekliptik verläuft, bietet wenig Auffälliges."

Diese Bemerkung ist freilich im historischen Kontext zu sehen: Zehn Jahre zuvor hatte der deutsche Astronom Cuno Hoffmeister die Bahnelemente von 611 hellen Meteoren veröffentlicht, wovon 79% hyperbolisch waren [15], und noch 1937 hielt Hoffmeister die interstellare Herkunft der Mehrzahl der Meteorite für ein gesichertes Faktum [16].

Heute liegen zahlreiche fotografische Bahnbestimmungen heller Meteore vor, und keine davon deutet auf eine Herkunft von Meteoriden aus dem interstellaren Raum, oder auf das Auftreten merklicher Bahnkrümmungen hin. Vielmehr kann geschlossen werden, daß zufällige Augenzeugen die Geschwindigkeit von Meteoren über- bzw. deren Leuchtdauer unterschätzen, und die Beschreibungen der Bahn eines Meteors von zufälligen Augenzeugen oft mit großen Fehlern behaftet sind. So kann meist nur ein geringer Anteil der gesammelten Berichte zur Bahnbestimmung herangezogen werden.

Der Referent entschloß sich jedenfalls, eine geradlinige Bewegung anzunehmen, eine Bahnbestimmung zu versuchen, und zu sehen, ob sich dadurch unüberwindliche Widersprüche ergeben würden.

3.1 Die atmosphärische Bahn

Zunächst wurde aus Angaben von acht Beobachtern, die den Meteor offensichtlich bis zum Erlöschen verfolgen konnten, die Höhe des Verlöschens zu $18 \text{ km} \pm 12 \text{ km}$ über dem Ort $(\lambda, \phi) = (13.75^\circ \text{ E}, 48.24^\circ \text{ N})$ bestimmt. Dieser Punkt liegt 16km west-südwestlich der Einschlagstelle. Dieser ist zwar deutlich höher als die ursprünglich ermittelte Endhöhe von 6km [1], stimmt aber gut mit den für andere Meteoriten ermittelten Werten [17] überein.

Die Bestimmung des Radianten erfolgte auf Basis der von Bauschinger [18] gegebenen Methode. Die Beobachtungen wurden aber zusätzlich nach der Länge des beobachteten Bahnbogens gewichtet.

Zunächst wurde unter Verwendung von zwölf Beobachtungen ein näherer Radiationspunkt zu $(\alpha, \delta) = (332^\circ, -29^\circ)$ bestimmt. Eine neuerliche Rechnung unter Verwendung von fünf Beobachtungen, die bei der ersten Positionsbestimmung die kleinsten Restfehler zeigten, lieferte dann den verbesserten Wert von $(\alpha, \delta) = (340^\circ, -24^\circ)$ bzw. $(A, h) = (211^\circ, +12^\circ)$. Der mittlere Restfehler der Beobachtungen liegt bei rund 5° . Die Unsicherheit der Radiantenposition kann aus dem Vergleich der beiden ermittelten Koordinatenpaare zu 8° in Rektaszension und 5° in Deklination abgeschätzt werden.

9. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Frambachkirchen

Der Radiant liegt an der Sphäre 14° von der ursprünglich von Schädler und Rosenhagen [1] bestimmten Position $(\alpha, \delta) = (329^\circ, -15^\circ)$ entfernt. Beide Orte liegen im Sternbild des Wassermanns.

Gemäß der so bestimmten atmosphärischen Bahn näherte sich der Meteorid auf einer sehr flachen Bahn (Zenitwinkel $z_p = 78^\circ$) aus Südwesten kommend der Einschlagstelle. Die erste Sichtung erfolgte, als sich der Meteor in einer Höhe von 63 km über dem Ort $(\lambda, \phi) = (12.52^\circ \text{ E}, 46.64^\circ \text{ N})$, also über den Karnischen Alpen in der Grenzregion Österreich-Italien, befand. Das beobachtete Bahnstück hat somit eine Länge von 227 km. Weitere frühe Wahrnehmungen durch zwei unabhängige Beobachter sind in rund 52 km Höhe über der Sonnblick-Region in den Hohen Tauern zu verzeichnen.

3.2 Die kosmische Bahn

Aus der atmosphärischen Bahn eines Meteors kann auf seine kosmische Bahn geschlossen werden, wenn seine Geschwindigkeit beim Eintritt in die Erdatmosphäre (v^∞) bekannt ist. Leider war es nicht möglich, direkt aus den Augenzeugenberichten einen brauchbaren Wert für die Eintrittsgeschwindigkeit v^∞ des Meteors zu ermitteln. In [17] werden allerdings einige Relationen von v^∞ zu anderen Parametern aufgezeigt, die zumindest eine Abschätzung der Eintrittsgeschwindigkeit ermöglichen.

Eine gute Korrelation besteht nach [17] zwischen der Eintrittsgeschwindigkeit v^∞ und der beobachteten Anfangshöhe H_B . Allerdings basiert die Untersuchung in [17] auf fotografischen Beobachtungen des kanadischen "Meteorite Observation and Recovery Project" (MORP), während im vorliegenden Fall ausschließlich visuelle Beobachtungen vorliegen. Geht man aber davon aus, daß die Helligkeit eines Meteors, der sich auf den nur mäßig lichtempfindlichen fotografischen MORP-Systemen abzeichnet auch ausreicht, um die Aufmerksamkeit zufälliger Augenzeugen auf sich zu ziehen, läßt sich aus der Anfangshöhe $H_B = 63 \text{ km}$ eine vergleichsweise geringe Eintrittsgeschwindigkeit v^∞ um 12 km/s ableiten.

Aus der fotografischen Beobachtung von "Meteorite-droppers" werden in [17] und [19] Medianwerte der großen Bahnhalbachsen zu $a = 2.0 \text{ A.E.}$ bzw. $a = 1.93 \text{ A.E.}$ abgeleitet. Im vorliegenden Fall würden Eintrittsgeschwindigkeiten von $13.3 \pm 0.1 \text{ km/s}$ einer großen Bahnhalbachse in diesem Bereich ergeben.

Nimmt man nun die Eintrittsgeschwindigkeit nun zu $v^\infty = 13.0 \pm 1.0 \text{ km/s}$ an, ergeben sich nach [18] die hier aufgelisteten Bahnelemente:

Große Bahnhalbachse a :	$1.80 \pm 0.70 \text{ AE}$
Numerische Exzentrizität e :	0.45 ± 0.19
Periheldistanz q :	$0.991 \pm 0.003 \text{ AE}$
Perihelargument ω :	$1^\circ \pm 5^\circ$
Länge des aufst. Knotens Ω :	$44.190^\circ \pm 0.001^\circ$
Bahnneigung i :	$6^\circ \pm 1^\circ$

In untenstehender Tabelle werden die neu abgeleiteten Bahnelemente mit den von Schädler und Rosenhagen [1] ermittelten Werten verglichen. Abgesehen von der Bahnform, die, wie bereits angesprochen, nach [1] ausgeprägt hyperbolisch ist, sind sich die Bahnelemente recht ähnlich.

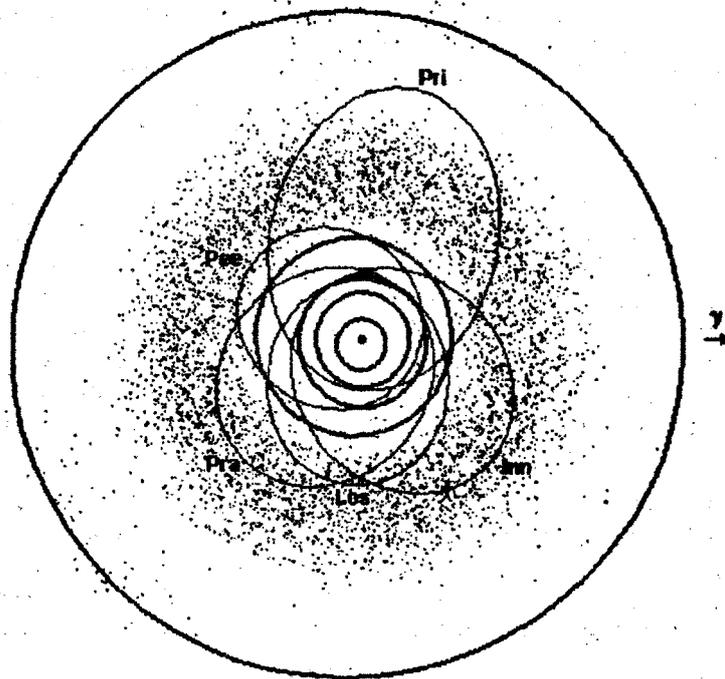
10. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

(J 2000.0)	q	e	i	ω	Ω
Schadler und Rosenhagen [1]	1.00	5.04	1°	7°	44°
Raab [20]	0.99	0.45	6°	1°	44°

Das Aphel der neu ermittelten Bahn liegt inmitten des Asteroidengürtels, bei einer heliozentrischen Distanz von rund 2.6 AE. Die Kollision mit der Erde erfolgte im aufsteigenden Knoten, welcher praktisch mit dem Perihel der Bahn des Meteoriten zusammenfällt.

Interessenten finden einen etwas detaillierteren Bericht zur Bahnbestimmung des Prambachkirchner Meteoriten in [20].

Die untenstehende Abbildung zeigt die für den Meteoriten von Prambachkirchen errechnete Bahn im Vergleich zu jenen der Meteorite von Lost City, Pribram, Innisfree und Peekskill, deren Umlaufbahnen aufgrund fotografischer Aufnahmen bzw. Videoaufzeichnungen exakt bestimmt werden konnte. Zur Orientierung sind auch die Bahnen der Planeten Merkur, Venus, Erde, Mars und Jupiter, sowie die Positionen von rund 5000 Asteroiden verzeichnet.



Die Bahn des Meteoriten von Prambachkirchen im Sonnensystem und im Vergleich zu anderen Meteoriten. Die Bahnen der Meteorite sind nahe ihren Aphelia folgendermaßen gekennzeichnet: Pri=Pribram, Los=Lost City, Inn=Innisfree, Pee=Peekskill, Pra=Prambachkirchen.

4 Meteoritenfälle und -funde in Österreich

Steiermark, August 1618:

E. F. Chladni berichtet in seinem historischen Werk "Die Feuer-Meteore" von einem Meteoritenschauer, bei dem Steine mit einem Gewicht von bis zu drei Zentnern gefallen sein sollen. Keiner dieser Steine blieb aber erhalten, und so muß dieser Fall als zweifelhaft gelten. [11]

Klagenfurt, 1849:

Zwei Steine mit 87g bzw. 36g Masse sollen sich in der Sammlung der Eötvös Lorand Universität in Budapest befinden. Angeblich sind diese Steine 1849 in Klagenfurt gefallen oder dort aufgefunden wurden. [11] Im Jahre 1992 waren diese Stücke in der genannten Sammlung allerdings nicht mehr auffindbar (M. Stangl; persönliche Mitteilung), und auch dieser Fall muß als zweifelhaft eingestuft werden.

Mauerkirchen (OÖ), 20. November 1768:

Am 20. November 1768 ereignete sich in Mauerkirchen, heute zu Oberösterreich, doch damals noch zu Bayern gehörend, ein Meteoritenfall, der in einem zeitgenössischen Bericht folgendermaßen beschrieben wird (zitiert nach [21]):

"Den 20.ten November dieses Jahres abends nach 4 Uhr bey einem gegen Occident merklich verfinsterten Himmel hörten zu Mauerkirchen verschiedene ehrliche Leut, welche darüber eidlich vernommen wurden, ein ungewöhnlich Brausen und gewaltig Krachen in der Luft gleich einem Donner und Schießen mit Stucken. Unter diesem Luftgümmel fiel ein Stein aus der Luft in des Georg Bart, Söldners, Feld herab."

König Ludwig I nahm den Stein als Kuriosum in seine Mineraliensammlung auf - sonst wäre ihm wohl das gleiche Schicksal widerfahren wie vielen anderen Meteoriten aus dieser Zeit, und man hätte ihn achtlos weggeworfen. Das größte erhaltene Stück von rund 7.5 kg Gewicht wird noch heute in der Mineralogischen Staatssammlung in München aufbewahrt. Im Naturhistorischen Museum in Wien findet sich eine Probe mit einem Gewicht von 590 g. Der Meteorit wird heute als gewöhnlicher Chondrit (Olivin-Hypersthen-Chondrit, L6) klassifiziert. [11]

Mühlau (Tirol), 1877:

Über die Geschichte dieses Chondriten, der um das Jahr 1877, wohl unmittelbar nach seinem Fall, gefunden wurde, ist nur sehr wenig bekannt. Angesichts seiner Masse von nur 4.3 g ist es verwunderlich, daß er überhaupt aufgefunden werden konnte. [11]

Minnichhof (Burgenland), 27. Mai 1905:

Am 27. Mai 1905 fiel am späten Vormittag im Dorf Minnichhof (Malomhaza) bei Ödenburg (Sopron) in Ungarn ein Chondrit, dessen Hauptmasse von 517 g im Naturhistorischen Museum von Budapest aufbewahrt wird [11]. Nach dem Etikett des 45 g schweren Teilstückes, welches im Naturhistorischen Museum Wien aufbewahrt wird, liegt der Ort des Meteoritenfalls heute aber auf österreichischem Territorium, offenbar unmittelbar an der Grenze zu Ungarn.

Lanzenkirchen (NÖ), 28. August 1925:

Nachdem am Abend des 28. August 1925 über Niederösterreich ein Feuerball beobachtet wurde, und heftige Detonationsgeräusche wahrgenommen wurden, konnte am darauffolgenden Tag in Lanzenkirchen ein Meteorit von 5 kg Gewicht geborgen werden. Rund fünf Wochen später wurde in Frohnsdorf, 2.5 km nordöstlich des ersten Fundortes, ein weiterer Meteorstein mit einer Masse von 2 kg aufgefunden. Die bei-

12. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen

den gewöhnlichen Chondrite (Olivin-Hypersthen-Chondrit, L4) werden heute in der Meteoritensammlung im Naturhistorischen Museum Wien aufbewahrt. [11]

Prambachkirchen (OÖ), 5. November 1932:

Die Hauptmasse Meteoriten, die nach der Entnahme eines Bohrkernes noch 1987 g wiegt [1], wird in Oberösterreichischen Landesmuseum in Linz aufbewahrt.

Ybbsitz (NÖ), 1977:

Dieser 15 kg schwere gewöhnliche Chondrit (Olivin-Bronzit-Chondrit, H4) wurde 1977 am Prochenberg bei Ybbsitz von einem Geologen als ungewöhnliches Stück aufgelesen, und 1980 schließlich als Meteorit erkannt. Die Hauptmasse des Meteoriteines ist im Meteoritensaal des Naturhistorischen Museums in Wien ausgestellt. [11]

5 Literatur

1. J. Schadler, J. Rosenhagen: "Der Meteoriteinfall von Prambachkirchen". In: Jahrbuch des oberösterreichischen Musealvereines, 86. Band, p. 99 ff. Linz, 1935.
2. D. Heinlein, G. Hauth, J. Oberst: "Finaler Ausbau des MPIK-Feuerkugelnetzes und Übernahme des Projektes durch die DLR". In: "Sternschnuppe", Jg. 7 [1995], Nr.1, p. 8 ff.
3. D. Heinlein, P. Spurný, G. Polnitzky: "Der 'Meteorite Dropper' Neuburg/Mürz". In: "Sternschnuppe", Jg. 6 [1994], Nr. 3, p. 57 ff.
4. K. Schlegel: "Vom Regenbogen zum Polarlicht. Leuchterscheinungen in der Atmosphäre." Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg 1995.
5. F. Heide: "Kleine Meteoritenkunde". Dritte, stark überarbeitete Auflage, bearbeitet von F. Wlotzka. Springer-Verlag, Berlin, 1988.
6. A. Weigert, H. Zimmermann: "abc-Lexikon Astronomie". Verlag Werner Dausien, Hanau/Main. Sechste Auflage, 1979.
7. C.F.Chyba, P.J.Thomas, K.J.Zahnle: "The 1908 Tunguska explosion: Atmospheric disruption of a stony asteroid". In: "Nature", Vol. 361, No. 7 [1993], p. 40 ff.
8. P. Jenniskens et al.: "The Mbale Meteorite shower". In: "Meteoritics", Vol. 29, No. 2 [1994], p. 246 ff.
9. H. Mucke: "Physikalische Vorgänge bei Meteorerscheinungen". In: Sternfreunde-Seminar 1986: "Die Meteore". Wien, 1986.
10. D. W. Olson: "Flight of a long-enduring Fireball". In: "Sky & Telescope", Vol. 81, No. 6 [1991], p. 640 ff.
11. A. L. Graham, A. W. R. Bevan, R. Hutchison: "Catalogue of Meteorites". University of Arizona Press, 1985
12. C. S. L. Keay: "Electroponic sounds from large meteor fireballs". In: "Meteoritics", Vol. 27, No. 2 [1992], p. 144 ff.
13. C. Hoffmeister: "G. von Niessel: Katalog der Bestimmungsgrößen für 611 Bahnen großer Meteore". In: "Denkschriften der Akademie der Wissenschaften", Vol. 100, Wien 1925.
14. J. G. Burke: "Cosmic Debris. Meteorites in History." University of California Press, Berkley, 1986.
15. R. W. Bühler: "Meteorite. Urmaterie aus dem Weltall". Birkhäuser Verlag, Basel, 1988.

13. Fortsetzung Gastvortrag: Der Meteoritenfall von Prambachkirchen
16. F. Heide, F. Wlotzka: "Meteorites. Messengers from Space".
Springer Verlag, Berlin, 1995.
17. I. Halliday, A. T. Blackwell, A. A. Griffin: "The typical meteorite event, based on photographic records of 44 fireballs".
In: "Meteoritics", Vol. 24, No. 2 [1989], p. 65 ff.
18. J. Bauschinger: "Die Bahnbestimmung der Himmelskörper".
2. Auflage, Leipzig, 1928
19. G. W. Wetherill, D. O. ReVelle: "Which fireballs are meteorites ?"
In: "Icarus", Vol. 48 [1981], p. 308 ff.
20. H. Raab: "Der Meteoritenfall von Prambachkirchen: Versuch eine neuen Bahnbestimmung".
In: "Sternschnuppe", Jg. 7 [1995], p. 94 ff und Jg. 8 [1996] p. 14 ff
21. N.N.: "Der Stein, der aus der Luft in des Söldner Feld herabfiel".
In: "Münchner Merkur" vom 18. März 1986

Dipl.Ing.Herbert Raab, Karningstr.11/8, A-4060 Leonding

Referat: **TURIA-METEOR – 28. JULI 1936**

Ein Beispiel zur Meteorbahnberechnung

In den Papieren des Sternfreunde-Seminars 1986 "DIE METEORE" (Lit.1) ist der Fachbeitrag "Bahn und Leuchtmasse des Meteors vom 28.Juli 1936" (Lit.2) in Faksimile wiedergegeben.

Als Zahlenbeispiel zu meinem in diesem Seminar gehaltenen Referat "Die Berechnung der Meteorbahnen im Sonnensystem aus visuellen Beobachtungen" gebe ich hier die Berechnung dieses von O.Thomas behandelten und nach seinem Endpunkt über dem Turiawald im südlichen Kärnten so benannten "Turia-Meteors". Dabei verwendete ich die in (Lit.2) von O.Thomas aus den im Astronomischen Büro eingegangenen Beobachtungsberichten ermittelten Ausgangsdaten.

1. Ausgangsdaten

Beobachteter und nach der Methode der kleinsten Quadrate ausgeglichener Endpunkt:

Geographische Länge	=	14°07,5' Ost	±	11,0' m.F.
Geographische Breite	=	46°34,2' Nord	±	6,4' m.F.
Seehöhe	=	79,7 km	±	11,2 km m.F.

Beobachteter und nach der Methode der kleinsten Quadrate ausgeglichener Radiant:

Rektaszension α	=	18,9°	±	4,1° m.F.
Deklination δ	=	+60,1°	±	2,0° m.F.

Beobachteter Termin: 1936 07 28, 21^h16 MEZ

Atmosphärische Geschwindigkeit v_g = 47,2 km/s

2. Transformation der äquatorialen Koordinaten des Radianten in horizontale:

Nach Anleitung in den Seminarpapieren 1992/1993 "MODERNE ASTRONOMISCHE PHÄNOMENOLOGIE" (Lit.3) folgt mit Ortssternzeit 17^h37^m45^s für den Ort des Endpunktes

Zenitdistanz Z	=	60,814°	(Z = 90° - H)
Azimut NOSW A	=	31,314°	

3. Berücksichtigung der Erdanziehung (Zenitattraktion)

Die darauf korrigierte Geschwindigkeit v_g' ist kleiner als v_g , die Zenitdistanz Z' ist um ΔZ größer als Z:

1. Fortsetzung Referat: Turia-Meteor - 28. Juli 1936, Zahlenbeispiel

$$v_g' = \sqrt{v_g^2 - 2 g R} \qquad 2 g R = 125,0 \text{ km}^2/\text{s}^2$$

$$v_g' = 45,9 \text{ km/s, in Einheiten der mittleren Erdgeschwindigkeit } 29,59 \text{ km/s,}$$

$$v_g' = 1,551.$$

$$\tan \frac{\Delta Z}{2} = \frac{v_g - v_g'}{v_g + v_g'} \tan \frac{Z}{2}, \qquad (1.20)$$

$$\Delta Z = 0,939^\circ,$$

$$Z' = 61,753^\circ. \text{ Das Azimut } A \text{ des Radianten bleibt ungeändert.}$$

4. Rücktransformation der horizontalen Koordinaten des Radianten in äquatoriale:

Nach Anleitung in den Seminarpapieren 1992/1993 "MODERNE ASTRONOMISCHE PHÄNOMENOLOGIE (Lit.3) folgt für Termin und Ort des Endpunktes

$$\begin{aligned} \text{Rektaszension } \alpha' &= 1^{\text{h}}20^{\text{m}}54^{\text{s}} = 20^\circ 14' \\ \text{Deklination } \delta' &= +59^\circ 26' 19'' \end{aligned}$$

5. Transformation der äquatorialen Koordinaten des Radianten in ekliptikale:

Wieder nach Anleitung (Lit.3), mit $\epsilon = 23^\circ 26,8'$

$$\begin{aligned} \text{Ekliptikale Länge } \lambda' &= 46,575^\circ = 46^\circ 34' \\ \text{Ekliptikale Breite } \beta' &= +46,069^\circ = +46^\circ 04' \end{aligned}$$

6. Sonnenort und Apex:

Aus einem Jahrbuch oder Programm erhält man die ekliptikale geozentrische Länge der Sonne λ_s für den Termin des Endpunktes

$$\lambda_s = 125,533^\circ \text{ sowie mit } e' = 0,01676 \text{ und der Jahrzahl } T = 1936$$

$$\Pi = 101,213^\circ + 0,0172^\circ (T - 1900) = 101,832^\circ \text{ und}$$

$$r = 1 + e' \cos(\lambda_s - \Pi) = 1,0153 \text{ AE} \qquad (2.1)$$

Bezeichnet λ_s' die ekliptikale Länge der Erdbahnnormalen

2. Fortsetzung Referat: Turia-Meteor - 28. Juli 1936, Zahlenbeispiel

$$\lambda_s' = \lambda_s + 0,96^\circ \sin(\lambda_s - \Pi) = 125,919^\circ \quad (2.2)$$

und die ekliptikale Länge des in der Ekliptik liegenden Apex (Zielpunkt der Erdbewegung) zum Termin des Endpunktes zu

$$\lambda_a' = \lambda_s' - 90^\circ = 35,919^\circ = 35^\circ 55' 08''$$

7. Wahrer Radiant und heliozentrische Geschwindigkeit:

Die ekliptikalischen Koordinaten λ, β des wahren Radianten und die heliozentrische Geschwindigkeit des Meteors v an dieser Stelle sind mit $\lambda', \beta', \lambda_s', \lambda_s, v_g'$ und der heliozentrischen Geschwindigkeit der Erde v_e im Abstand r von der Sonne

$$v_e = \sqrt{\frac{2}{r} - 1} \quad \text{verbunden durch die Beziehungen}$$

$$v \cos \beta \sin(\lambda_s' - \lambda) = v_g' \cos \beta' \sin(\lambda_s' - \lambda') - v_e$$

$$v \cos \beta \sin(\lambda_s' - \lambda) = v_g' \cos \beta' \cos(\lambda_s' - \lambda') \quad (2.3)$$

$$v \sin \beta \quad \quad \quad v_g' \sin \beta' \quad \quad \quad \text{woraus folgen}$$

$$(\lambda_s' - \lambda) = 20,070^\circ; \quad \lambda = 105,849^\circ; \quad \beta = 79,261^\circ; \quad v = 1,137$$

8. Elemente der heliozentrischen Meteorbahn:

Die große Bahnhalbachse a , die Bahnneigung i , der Winkel zwischen Bahntangente und Radiusvektor der Erdbahn im Knoten τ , der Halbparameter des Kegelschnitts p , die numerische Exzentrizität e , die Perihelidistanz q , die wahre Anomalie für den Radiusvektor w und die Umlaufszeit U ergeben sich aus:

$$a = r / (2 - r v^2) = 1,477 \text{ AE}; \quad \begin{array}{l} v^2 < 2/r \text{ für Ellipsen} \\ v^2 = 2/r \text{ für Parabel} \\ v^2 > 2/r \text{ für Hyperbeln} \end{array} \quad (2.4)$$

$$\sin i \sin \tau = \sin \beta'$$

$$\cos i \sin \tau = -\cos \beta' \sin(\lambda_s - \lambda') \quad (2.5)$$

$$\cos \tau = -\cos \beta' \cos(\lambda_s - \lambda')$$

3. Fortsetzung Referat: Turia-Meteor - 28. Juli 1936, Zahlenbeispiel

Aus der Formelgruppe (2.5) ergeben sich

$$i = 133,396^\circ = 133^\circ 24' \text{ (retrograd); } \tau = 97,636^\circ = 97^\circ 38',$$

$$p = r^2 v^2 \sin^2 \tau = 1,309 \text{ AE,}$$

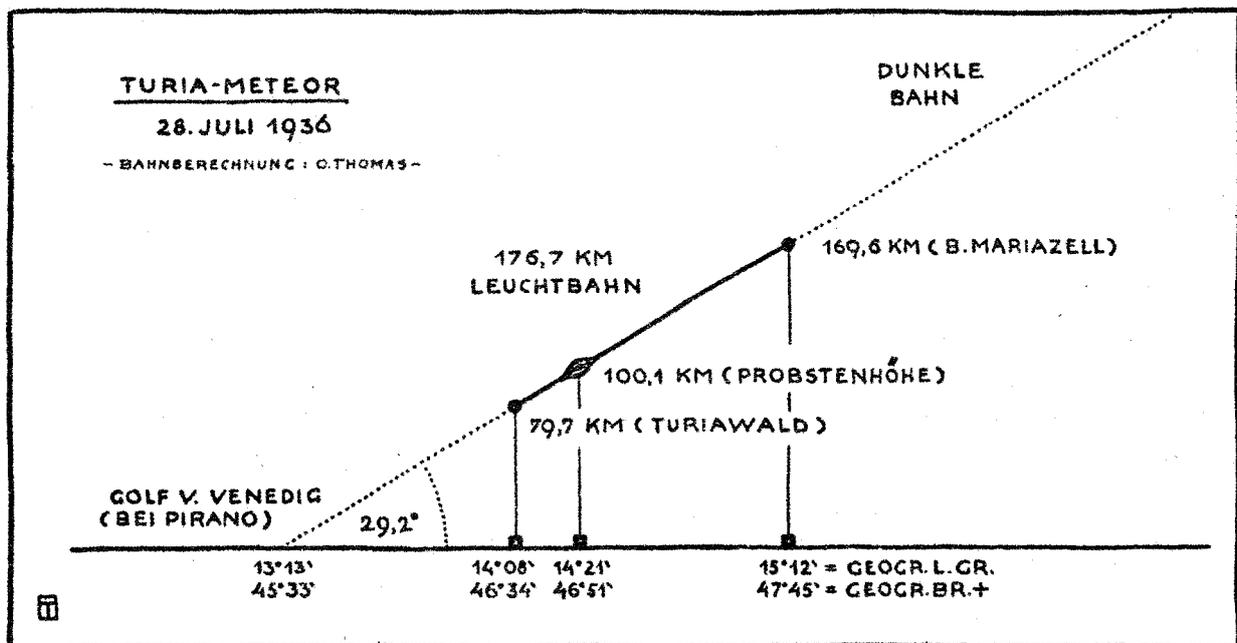
$$e = \sqrt{1 - \frac{p}{a}} = 0,337,$$

$$q = a(1 - e) = 0,979 \text{ AE,}$$

$$\cos w = -\left(\frac{1 - \frac{p}{r}}{e}\right); w = 329^\circ 08',$$

$$U = \sqrt{0,999\ 624\ a^3} = 1,795 \text{ Jahre,}$$

in guter Übereinstimmung mit den Ergebnissen aus (Lit.2).



Literatur:

- (1) Seminarpapiere 1986 "DIE METEORE". Astronomisches Büro, A-1238 Wien, für Österreichischen Astronomischen Verein, Wien 1986.
- (2) O. Thomas, Bahn und Leuchtmasse des Meteors vom 28. Juli 1936. AN 6310-11.
- (3) Seminarpapiere 1992/1993 "MODERNE ASTRONOMISCHE PHÄNOMENOLOGIE". Astronomisches Büro, A-1238 Wien, für Österreichischen Astronomischen Verein, Wien 1993.

Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

1 Mira, der erste entdeckte periodische Veränderliche Stern

Für die meisten Astronomen vor Beginn der Neuzeit bildete der Sternenhimmel eine unveränderliche Bühne, auf der die Planeten regelmäßig dahinzogen. Fallweise störte ein Komet oder ein neuer Stern das vorausberechenbare Gleichmaß. Die Fixsterne dienten lediglich der Orts- und Zeitbestimmung.

Noch Kopernikus schreibt (zitiert nach Lit.1):
Die höchste und erste aller Sphären ist die der Fixsterne, die sich selbst und alles enthält und daher unbeweglich ist, als der Ort des Weltalls, auf welchen die Bewegung und Stellung aller übrigen Gestirne bezogen wird.

Unbeachtet blieb, daß die Sterne sehr verschiedene Individuen unterschiedlichster Entfernung sind. Und unbeobachtet blieben die Helligkeitsveränderungen der Sterne. Schon mit freiem Auge zeigen einige Sterne einen merkbaren Lichtwechsel (siehe Lit.11). Bei keinem Stern ist dieser Lichtwechsel aber so auffallend wie bei Mira, dem wunderbaren Stern im Walfisch. Vor genau 400 Jahren wurde Mira, der erste "moderne" Veränderliche Stern, entdeckt.

Vor dem 16. Jahrhundert wurden vor allem in China, Japan und Korea, aber auch 1572 und 1604 in Europa Novae ("neue Sterne") und Supernovae beobachtet, die heute zu den Veränderlichen Sternen gezählt werden (1572: Supernova in der Kassiopeia; Tychos Supernova und 1604: Supernova im Schlangenträger; Keplers Supernova). Siehe Lit.12.

1.1 Die Entdeckung der Mira

Am Morgen des 13. August 1596 bemerkte David Fabricius (1564-1617), ein holländischer Pfarrer und Amateurastronom, während der Beobachtung des Jupiter einen ihm unbekanntem helleren Stern im Hals des Walfisches. Der Stern war heller zu sehen als α im Widder (der 2. Omag hell ist). Dieser Stern war auf keinem für Fabricius zugänglichen Sternatlas verzeichnet. Fabricius beobachtete den Stern neuerlich Anfang September und sah ihn Mitte Oktober für das freie Auge zu schwach werden und verschwinden.

Fabricius schrieb Kepler am 14. Jan. 1605 (zitiert nach Lit.1):
Als ich am 13. Aug. 1596 morgens Jupiter beobachtete, sah ich einen hellen Stern nach Süden zu, wenig heller als die Sterne 3. Größe im Kopf des Widders; er hatte eine rote Farbe... Am 21. August maß ich mit meinem Quadranten seinen Ort... Er war 2. Größe. Diese Beobachtungen sind sicher. Nach Michaelis verschwand er.

Fabricius nahm an, daß er eine Nova, ähnlich der von Tycho Brahe 1572 in der Kassiopeia beobachteten, gefunden hatte. Er versuchte nicht, den Stern nach dem Verschwinden wiederzusehen. Zufällig bemerkte Fabricius aber im Februar 1609 (Lit.3), daß der von ihm beobachtete Stern am Hals des Walfisches wieder zu sehen war.

1. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Am 27. Februar 1609 schrieb er Kepler (zitiert nach Lit.1):
Als ich am 5. Februar die künftige Zusammenkunft von Jupiter und Mars beobachtete, bemerkte ich im Walfisch einen ungewöhnlichen Stern, den ich sofort beobachtet habe. Als ich auf der Himmelskugel die Abstände auftrug, sah ich sie dort zusammentreffen, wo ich auf der Himmelskugel den Stern eingezeichnet hatte, den ich im August und September 1596 beobachtete, aber seitdem nicht mehr sah. Welcher merkwürdige Umstand! Ich rufe Gott zum Zeugen an, daß ich ihn zweimal zu verschiedenen Zeiten gesehen und beobachtet habe; der Umstand verdient Beachtung, daß Jupiter diesmal beinahe zum gleichen Ort gewandert war, als er sich 1596 befand. Wie wunderbar sind Gottes Werke! Lieber Kepler, Du siehst immerhin, daß meine Meinung über die neuen Sterne und Kometen richtig war, daß sie nicht neu entstünden, sondern wenigstens gelegentlich ihres Lichtes beraubt würden und trotzdem ihren Lauf vollenden. Wann es aber Gott beliebt würde, uns etwas außerhalb der Ordnung anzuzeigen, zündet er diese unsichtbaren Körper an, damit sie erscheinen und offenbar werden.

1.2 Frühere Beobachtungen der Mira

Hipparch (beobachtete 162 bis 126 v. Chr.; Geburts- und Todesjahr sind unbekannt) legte den ersten uns bekannten Sternkatalog an. Er verzeichnete die Sterne mit Angabe ihrer Größe (eigentlich Helligkeit) und ihrem Ort. Der nicht erhaltene Katalog wurde etwa 129 v. Chr. abgeschlossen. Ptolemaios teilte daraus in seinem Handbuch der Astronomie die Angaben für einige Sterne mit.

Plinius informiert uns über das Motiv, das Hipparch bewog, seinen Sternkatalog anzulegen (zitiert nach Lit.2):

"Hipparch hat einen neuen Stern und einen anderen zu seiner Zeit entstandenen Stern entdeckt und wurde durch dessen Bewegung, wodurch er zum Leuchten kam, zum Nachdenken veranlaßt, ob sich dies häufiger ereigne und ob auch die von uns für angeheftet gehaltenen Sterne sich bewegten, und deshalb begann er ein gottwidriges Werk, nämlich die Sterne und Sternbilder für die Nachkommen zu zählen und namentlich mit erdachten Geräten zur Bestimmung der Örter und Größen der einzelnen Sterne aufzuzeichnen. Dies tat er, damit leicht festgestellt werden könnte, nicht nur ob sie verschwänden und entstünden, sondern auch ob sie zu- und abnähmen, vielleicht daß sich unter seinen geistigen Erben jemand befände, der ihr Wachstum feststelle."

Diese Stelle hat sehr verschiedene Deutungen erfahren, unter anderem eine Nova (durch J. Herschel und Fotheringham) oder einen Kometen.

Ernst Zinner weist in Lit. 2 darauf hin, daß Hipparch für einen Kometen nie einen Sternkatalog angelegt hätte und vermutet, daß der eine der beiden von Hipparch "auf der Rückenflosse des Walfischs" eingezeichnete Stern mit der Rektaszension von $7,3^\circ$ Mira gewesen sein könnte (Rektaszension $8,0^\circ$ für 150 v. Chr.). Dieser Stern wurde von Ptolemaios in dessen Sternverzeichnis nicht erwähnt.

2. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Es scheint also möglich, daß Hipparch unter anderem von einem Maximum der Mira zur Erstellung seines Sternkatalogs angeregt wurde.

Es gibt auch Berichte von koreanischen und chinesischen Astronomen, daß sie am 28. Nov. 1592 einen "Gaststern" im Walfisch beobachteten, der 15 Monate sichtbar blieb. Das könnten zwei Maximumsbeobachtungen der Mira gewesen sein (Lit. 8).

Schließlich hat Johannes Bayer in seiner 1603 erschienenen "Uranometria" Mira eingezeichnet. Dieser erste moderne Sternatlas führte die noch heute gültige Bezeichnung der helleren Sterne mit griechischen Buchstaben ein. Er enthält Mira als Omikron Ceti mit vierter Größe. Bayer hat anscheinend nichts von der Veränderlichkeit gewußt.

1.3 Die weitere Geschichte der Beobachtung von Mira

Wilhelm Schickard sah Mira im Dez. 1630 und Okt. 1631. Mira ist auch in J. Schillers "Christlichem Sternatlas" von 1627 als Stern 5. Größe enthalten. Ende 1638 wurde Mira von Phocylides Holwarda und Bernhard Fullenius, zwei niederländischen Astronomen, wiederentdeckt.

Die ersten systematischen Beobachtungen Miras machte Johann Hevelius (eigentlich Hewelcke) ab 1659 in Danzig. Er erkannte den periodischen Lichtwechsel und verfasste die erste Beobachtungsgeschichte. Sein Bericht trägt den Titel "Historiola Mirae Stellae" ("Kurze Geschichte des wunderbaren Sterns"). Seither trägt Omikron Ceti auch den Namen "Mira" (die Wunderbare), obwohl auch schon Fabricius diesen Begriff verwendete.

Seither wurde Mira andauernd beobachtet. Das erste Minimum sah Schwed 1825.

Die Entdeckung der nächsten Mirasterne gelang 1670 Geminiano Montanari (der Entdecker des Algol) mit R Hydrae und 1686 Gottfried Kirch mit Chi (χ) Cygni. Seit dem 19. Jahrhundert wurden viele weitere Mirasterne entdeckt.

1.4 Die Entwicklung unserer Kenntnisse der Veränderlichen Sterne

Verglichen mit anderen Zweigen der Astronomie ist die Erforschung der Veränderlichen Sterne ein verhältnismäßig junges Gebiet. Die ersten wissenschaftlichen Arbeiten entstanden Mitte des 19. Jahrhunderts.

Heute sind mehr als 30.000 Veränderliche katalogisiert. Es sind darunter sehr unterschiedliche Objekte mit ganz anders geartetem Lichtwechsel vertreten (siehe Lit. 11). Veränderliche Sterne haben für die moderne Astrophysik große Bedeutung, da wir unsere

3. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Vorstellungen zur Entstehung, Entwicklung und Aufbau der Sterne an diesen Objekten überprüfen können.

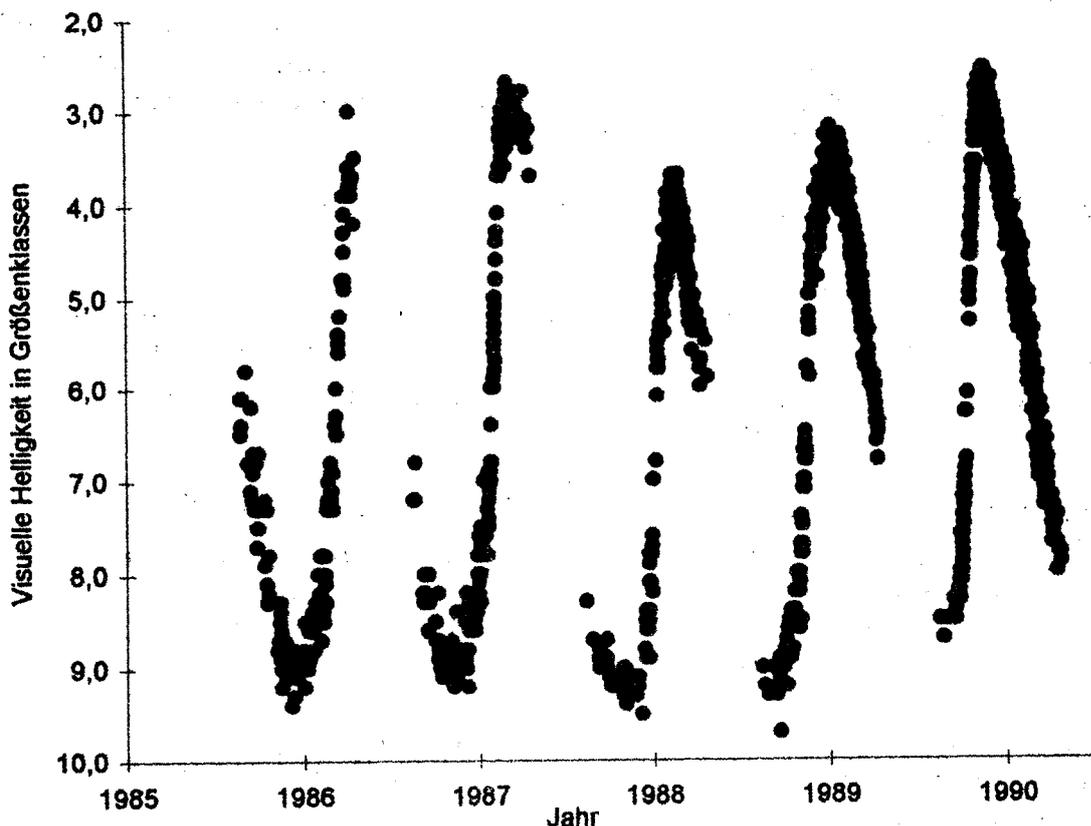
Da Mirasterne durch den großen Lichtwechsel leicht zu entdecken sind, kennen wir heute mehr als 6.000 Exemplare dieser Klasse von Veränderlichen.

2 Der Lichtwechsel von Mira

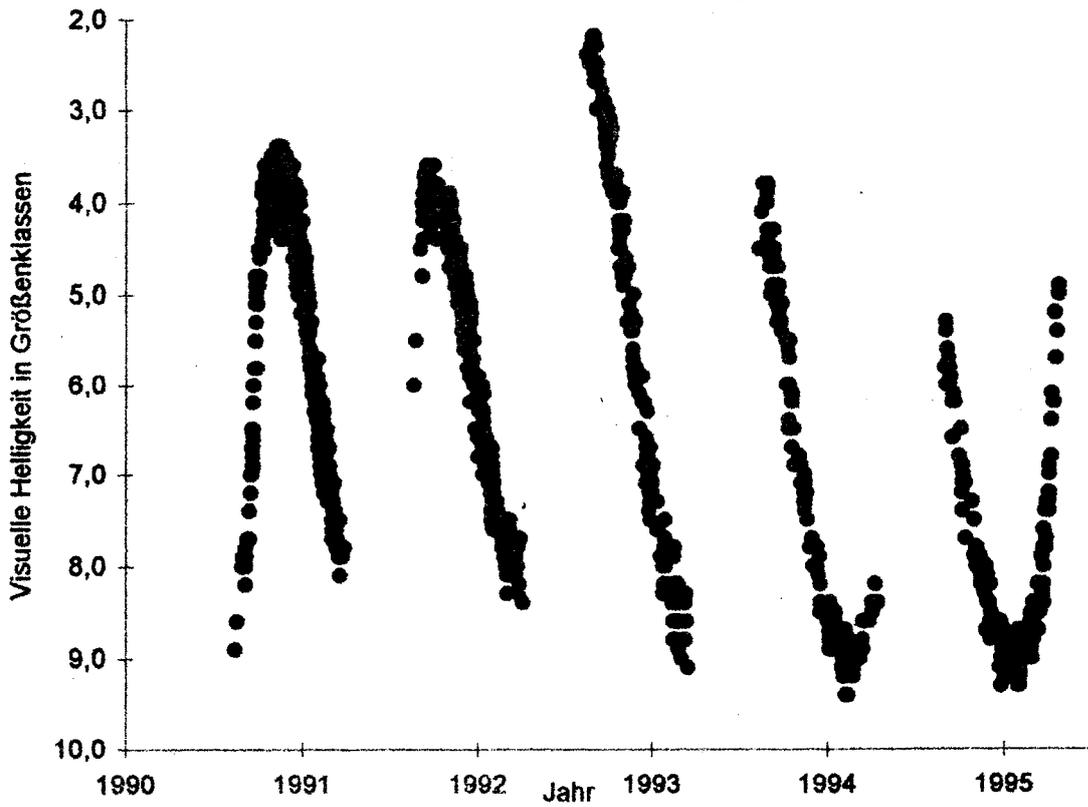
Seit Mitte des 17. Jahrhunderts wird Mira intensiv beobachtet und es ist kein Maximum unbeobachtet geblieben. Auch die Minima werden seit Beginn des 19. Jahrhunderts beobachtet. Seit hundert Jahren verfolgen vor allem Amateurastronomen diesen Stern und es liegt eine lückenlose Lichtkurve vor (abgesehen von der jährlichen Unterbrechung durch die Konjunktion mit der Sonne).

2.1 Lichtkurve 1985 bis 1995

Aus der Datenbank einer Sammelstelle für Amateurbeobachtungen Veränderlicher Sterne, der AFOEV (Lit.10) stammt folgende Lichtkurve. Sie stellt 3.000 Einzelschätzungen von 50 verschiedenen Beobachtern dar. Sehr schön sichtbar ist der Lichtwechsel mit 11 Monaten Periode und die größeren Unregelmäßigkeiten wie hellere bzw. schwächere Maxima. Die Lücken in der Lichtkurve entstehen durch die jährliche Unbeobachtbarkeit von Mira während der Konjunktion mit der Sonne.



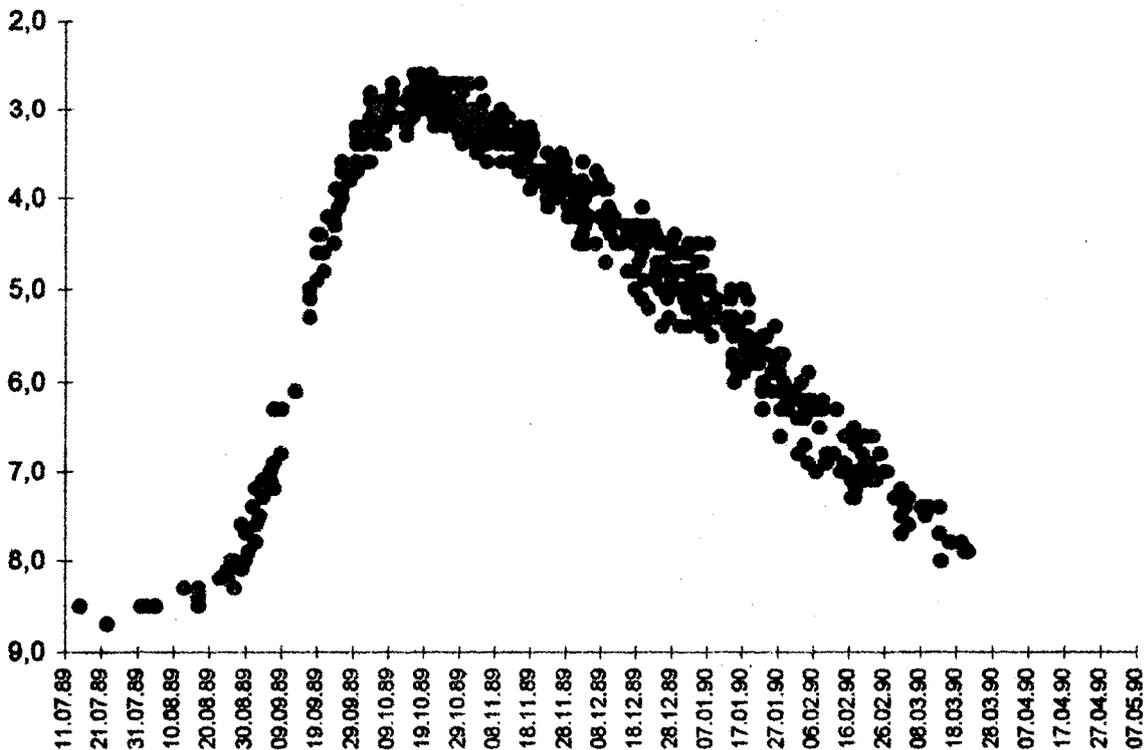
4. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch



2.2 Das Maximum der Lichtkurve

Die Helligkeit von Mira wechselt normalerweise zwischen 3,4 und 9,3mag; das sind aber nur Durchschnittswerte. In manchen Maxima erreicht Mira die 2.Größe, in anderen nur die 5.Größe. Die Minima schwanken nicht so stark um den Mittelwert.

Lichtkurve des Mira-Maximums im Okt.1989 (Datenbank der AFOEV):



5. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

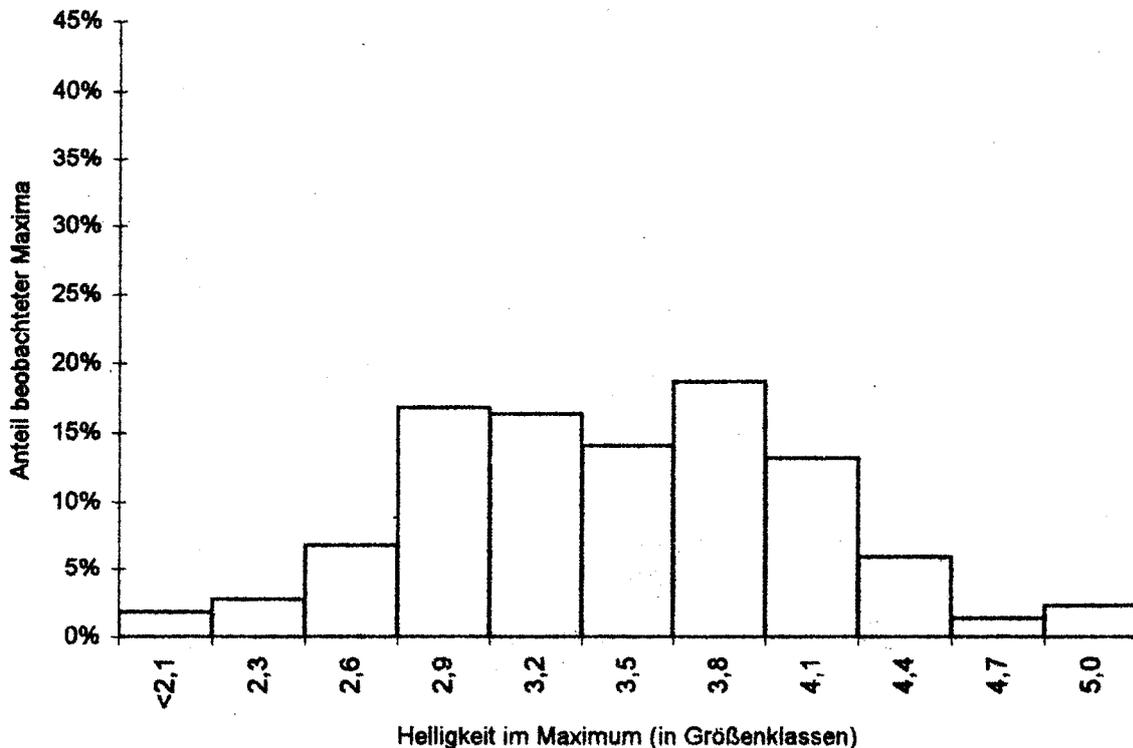
Das hellste bisher beobachtete Maximum sah William Herschel im November 1779. Er sah Mira "viel heller als α Arietis, fast in der Helligkeit des Aldebaran [0,9mag]". Mira blieb einen vollen Monat in dieser Helligkeit.

Auch der schwedische Astronom Wargentin (1751-1782) beobachtete dieses Maximum (zitiert nach Lit.4):
"Mira glich auch diesem Stern (Aldebaran), noch mehr aber dem Planeten Mars, wie ich ihn eben den Abend (30.Okt.1779) in rothstrahlendem Glanze sah".

Mars hatte an diesem Abend die visuelle Helligkeit +0,6mag. Es scheint also gesichert, daß Mira in diesem Maximum die 1.Größe erreichte.

Der Wiener Astronom Leander Fischer fand in einer sehr umfangreichen Auswertung der bis 1966 vorliegenden Beobachtungen (Lit.4) für die mittlere Maximalhelligkeit der Mira $3,5 \pm 0,6\text{mag}$. 80% der Maxima werden zwischen 2,8 und 4,2mag hell.

Verteilung der Helligkeiten der beobachteten Mira-Maxima bis 1966:



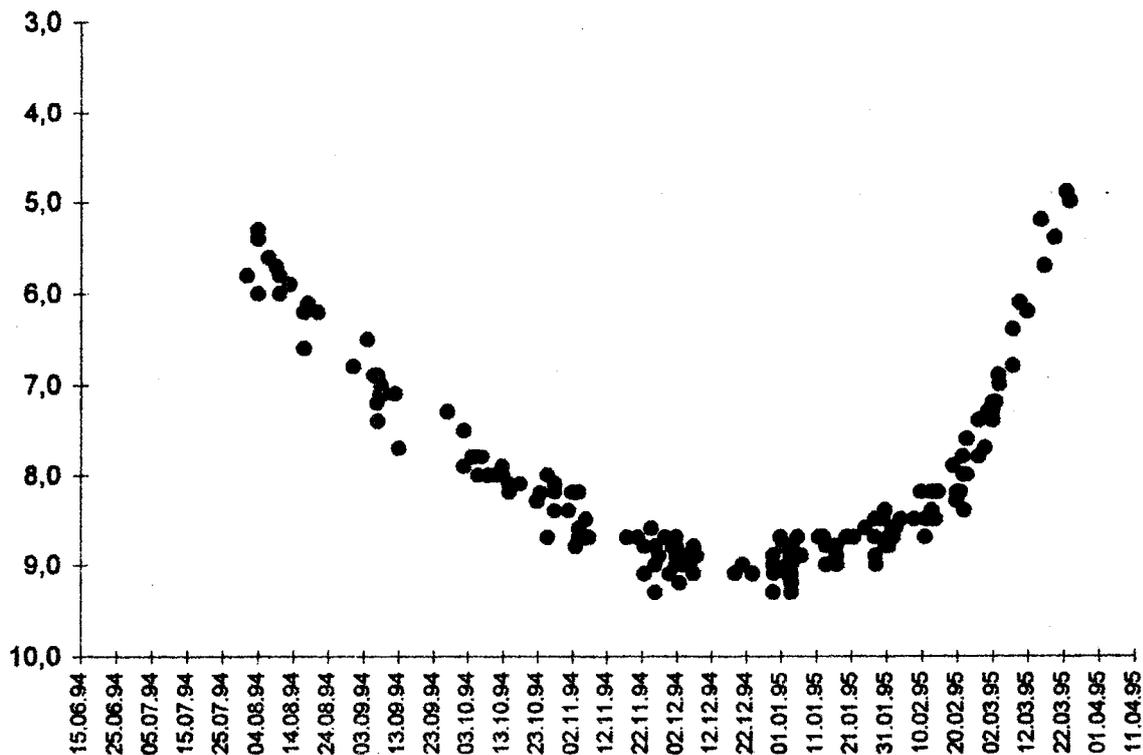
Die Dauer des größten Lichtes ist nach Fischer der Zeitraum, während dessen Mira die Maximalhelligkeit hat bzw. bis zu 0,4mag schwächer ist. Mira war für den Untersuchungszeitraum bis 1966 während 50 ± 12 Tagen im größten Licht.

2.3 Das Minimum der Lichtkurve

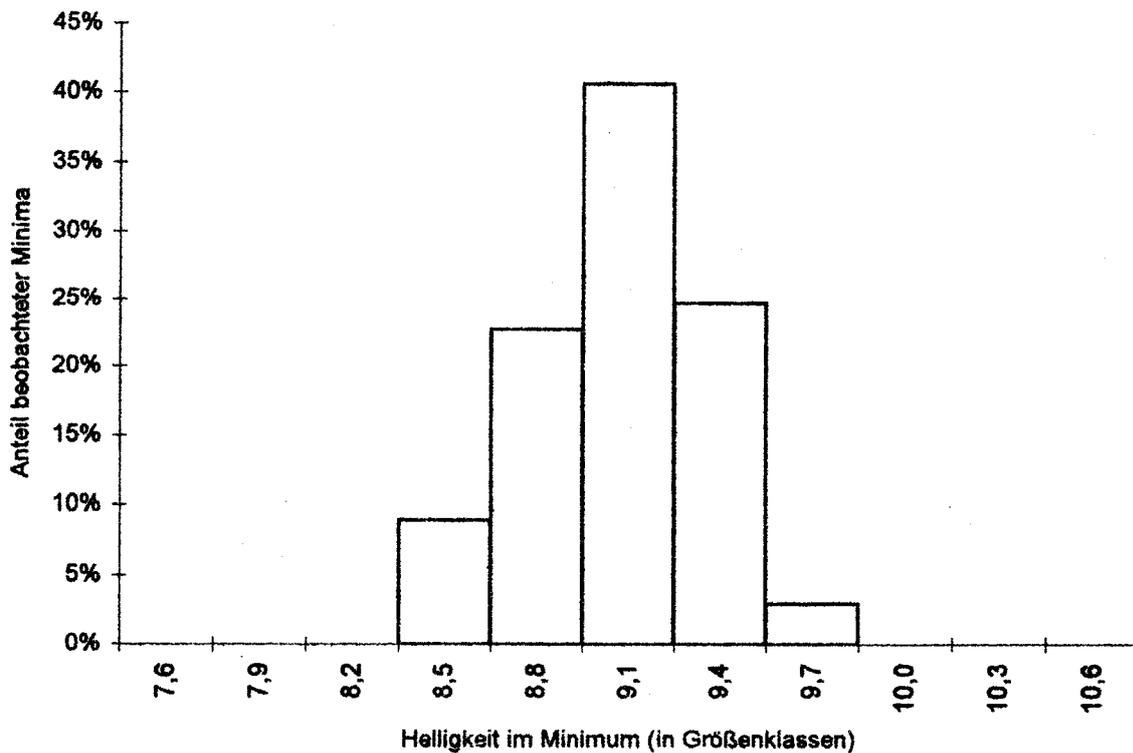
Die mittlere Helligkeit im Minimum fand Fischer zu $9,1 \pm 0,3\text{mag}$. Die hellsten Minima erreichten 8,4mag, die schwächsten nur 9,8mag. 80% der Minima waren zwischen 8,7 und 9,5mag hell.

6. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Lichtkurve des Mira-Minimums im Dez.1994 (Datenbank der AFOEV):



Verteilung der Helligkeiten der beobachteten Mira-Minima bis 1966:



7. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Die Dauer des kleinsten Lichts ist jener Zeitraum, in dem Mira die Minimalhelligkeit hat bzw. bis zu 0,4mag heller ist. Fischer findet für den Zeitraum bis 1966, daß Mira in jedem Minimum im Durchschnitt für 76 ± 12 Tage im kleinsten Licht war.

2.4 Form der Lichtkurve

Die Lichtkurve von Mira ist deutlich unsymmetrisch. Der Aufstieg vom Minimum zum Maximum dauert viel kürzer (vier Monate) als der Abstieg vom Maximum zum Minimum (sieben Monate).

Für den Zeitraum bis 1966 fand L.Fischer (Lit.4), daß der Aufstieg vom Minimum zum Maximum im Mittel $121,9 \pm 8,8$ Tage, der Abstieg vom Maximum zum Minimum $210,8 \pm 11,4$ Tage dauert.

Für den aufsteigenden Ast der Lichtkurve braucht Mira also nur 37% der Periode, für den absteigenden Ast 63% der Periode.

Daher ist ein merkbarer Lichtwechsel viel schneller im aufsteigenden Ast zu sehen: Fischer fand, daß Mira im Durchschnitt zwei Wochen ($13,5 \pm 2,3$ Tage) benötigt, um eine Größenklasse heller zu werden.

Beim Abstieg zum Minimum benötigt der Stern aber doppelt so lange ($29,7 \pm 3,9$ Tage), um eine Größenklasse schwächer zu werden.

Bei anderen Mirasternen hat die Lichtkurve oft auch eine ähnlich asymmetrische Form mit schnellerem Aufstieg und langsamerem Abstieg der Helligkeit. Es gibt aber auch Fälle mit symmetrischer Lichtkurve (z.B. R Bootis).

Mira zeigt nach den Untersuchungen Fischers auch eine Besonderheit, die in fast jedem Zyklus des Sterns wiederkehrt. Wenn der Stern nach dem Minimum zunächst langsam heller wird, setzt ab einer bestimmten Helligkeit ein rascher Anstieg zum Maximum ein (der "Eruptionspunkt"; damit ist das rasche Hellerwerden ab diesem Punkt der Lichtkurve gemeint).

Im Mittel beginnt Mira beim Erreichen einer Helligkeit von $7,7 \pm 0,6$ mag rasch heller zu werden. Nach einem Monat ist der Stern dann drei Größenklassen heller geworden (nach 31 ± 10 Tagen um $3,4 \pm 0,6$ mag; die Steilheit der Eruption beträgt $9,1 \pm 2,2$ Tage pro Größenklasse).

2.5 Periode und vorherberechnete Maxima und Minima

Die Periode des Lichtwechsels beträgt durchschnittlich 331,96 Tage (Lit.9). Mira erreicht also alle 11 Monate ein Maximum. Die Maxima folgen von Jahr zu Jahr mit einem Monat Verfrühung aufeinander. So erreicht Mira heuer ihr Maximum im März 1996, nächstes Jahr im Feb.1997, dann im Jan.1998 usw.

8. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Derzeit können die Maxima mit folgenden Lichtwechsel-Elementen vorher berechnet werden (Lit.9):

$$\text{Max} = \text{JD } 2444839 + n \cdot 331,96d \quad (1)$$

(Max = Termin Maximum, n = ganze Zahl)

Die Maxima der nächsten Jahre sind daher sehr günstig am Abendhimmel beobachtbar: 1996 Mar.7, 1997 Feb.2, 1997 Dez.31, 1998 Nov.28, 1999 Okt.26.

Die nächsten Minima können berechnet werden aus:

$$\text{Min} = \text{JD } 2446723 + n \cdot 331,96d \quad (2)$$

(Min = Termin Minimum, z = ganze Zahl)

Diese Elemente des Minimums habe ich aus den Beobachtungen 1986-94 abgeleitet.

Die Minima der nächsten Jahre sind also eher für Beobachter, die auch um Mitternacht bzw. am Morgenhimmel aktiv sind: 1996 Okt.18, 1997 Sep.15, 1998 Aug.12, 1999 Jul.10.

Die in den Formeln (1) bzw. (2) angegebenen Lichtwechsel-Elemente werden jedoch nur maximal zehn Jahre die Maxima bzw. Minima gut vorhersagen. Durch zufällige "Ungenauigkeiten" im Lichtwechsel müssen dann neue Elemente bestimmt werden ("instantane Elemente", die nur für einen bestimmten Zeitraum gültig sind).

Alle Versuche, für längere Zeiträume Elemente anzupassen, sind gescheitert. Mira zeigt wirklich zufällige Änderungen in der Länge der einzelnen Perioden.

Leander Fischer fand aus den Beobachtungen bis 1966 die mittlere Periode zwischen zwei Maxima zu $332,17 \pm 10,18$ Tagen, zwischen zwei Minima zu $332,68 \pm 11,15$ Tagen. Als Extremwerte kommen sehr selten auch Perioden um 293d bzw. 370d vor. 80% aller beobachteten Perioden lagen aber zwischen 316 und 347 Tagen. Die unterschiedlichen Periodenlängen scheinen fast völlig regellos aufeinander zu folgen.

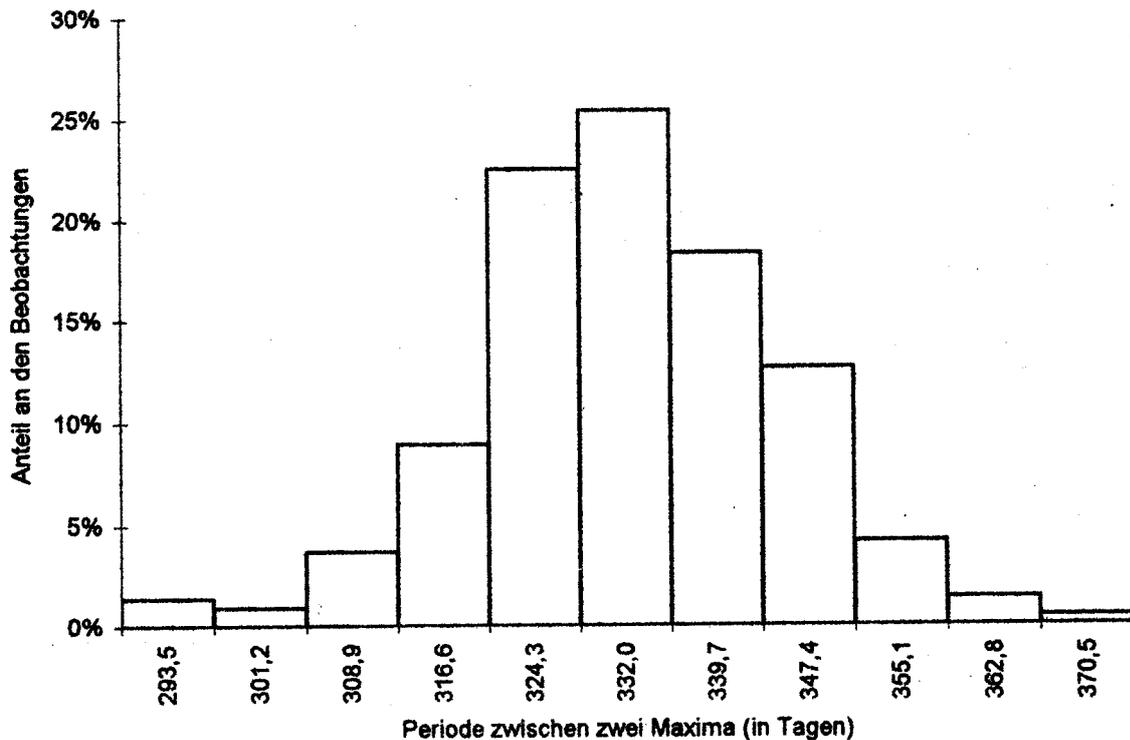
Mira hält sich allerdings nicht sehr genau an die vorherberechneten Termine der Maxima bzw. Minima. Fischer findet Abweichungen von bis zu 30 oder 40 Tagen vom vorherberechneten Zeitpunkt. Allerdings weist er nach, daß die Periodenlänge konstant ist und die Abweichungen der einzelnen Perioden durch zufällige "Fehler", die der Stern macht, bedingt sind.

Die Punktlichkeit wird auch als O - C (Observed minus Calculated) bzw. B - R (Beobachtung minus Rechnung) bezeichnet.

Es bleibt daher immer spannend, Mira zu beobachten, da sich die Termine der Maxima bzw. Minima nur für wenige Jahre einigermaßen gut vorhersagen lassen.

9. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Verteilung der beobachteten Periodenlänge zwischen zwei Maxima:



3 Beobachtung von Mira und anderen hellen Mirasternen

Mira ist im Maximum mit freiem Auge für etwa ein bis fünf Monate sichtbar. Der gesamte Lichtwechsel ist mit einem Fernglas (z.B. 10x50) oder kleinem Fernrohr beobachtbar. Es ist auch nicht schwierig, die Helligkeit dieses Sterns auf eine Zehntel Größenklasse einzuschätzen, indem man ihn mit umliegenden Sternen bekannter Helligkeit vergleicht. Die Beobachtungsmethode wird mit Karten in diesem Abschnitt vorgestellt.

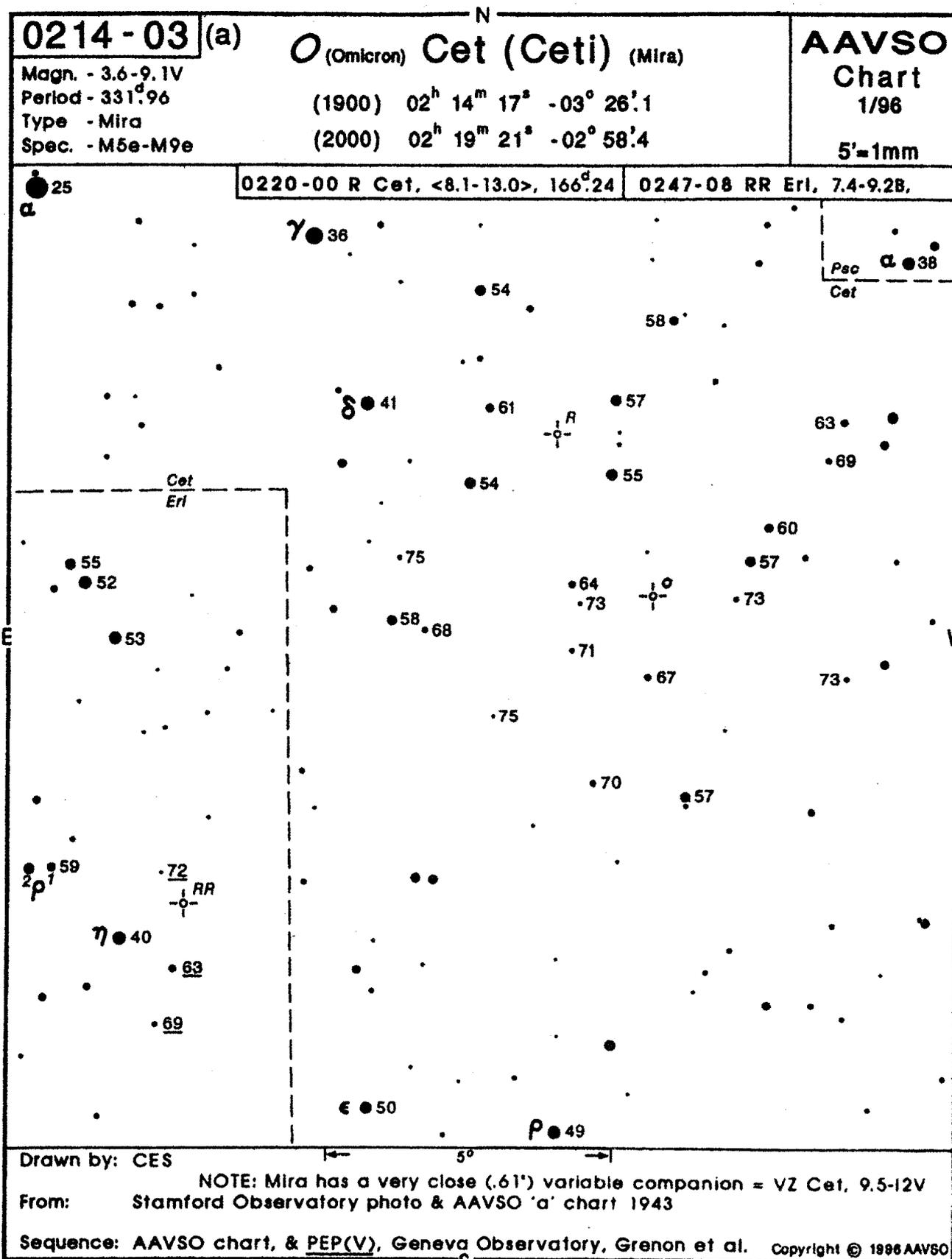
3.1 Beobachtung von Mira

Mira ist nicht weit vom Kopf des Walfischs in einer sternarmen Gegend am Ort $2^{\text{h}}16,8^{\text{m}} -3^{\circ}12'$ (1950.0) bzw. $2^{\text{h}}19,3^{\text{m}} -2^{\circ}59'$ (2000.0) sichtbar. Sie ist weit von der Ebene der Milchstrasse entfernt (galaktische Breite -58°), aber nur 16° südlich der Ekliptik.

In Europa ist Mira etwa von Mitte Juni (Erscheinen am Morgenhimmel) bis Mitte März (Verschwinden vom Abendhimmel) sichtbar. Von Mitte März bis Mitte Juni steht Mira unbeobachtbar mit der Sonne am Taghimmel. Die Lichtkurven weisen daher für diese drei Monate jeweils Lücken auf. Mira steht derzeit jedes Jahr um den 30. Okt. in Opposition zur Sonne, um den 27. Apr. in Konjunktion.

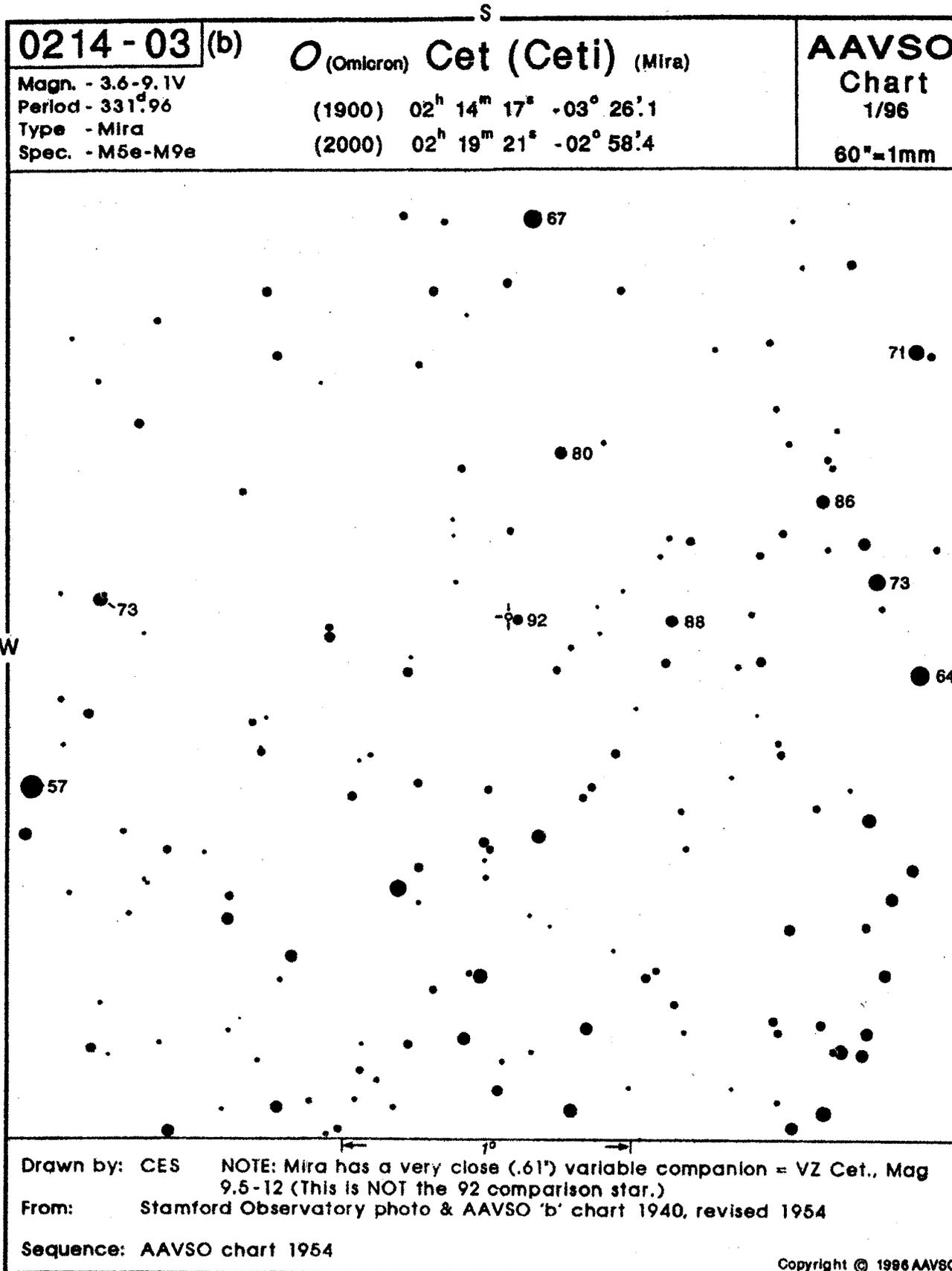
3.2 Vergleichssterne für Mira

Vergleichssterne der AAVSO (Lit.14) mit Sternen bis 7,5mag, geeignet für freies Auge und Fernglas (Norden oben). Die Zahlen neben den Sternen bedeuten die Helligkeit ohne Dezimalpunkt.



11. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Vergleichssternkarte der AAVSO mit Sternen bis 11mag, geeignet für ein kleines Fernrohr (Süden oben). Bei Verwendung eines Fernglas muß die Karte auf den Kopf gestellt werden.



3.3 Helligkeitsschätzung von Mira

Mit Hilfe der Vergleichssterne lassen sich leicht Helligkeitsschätzungen von Mira gewinnen. Mit ein wenig Übung kann man die Helligkeit des Sterns auf etwa eine Zehntel Größenklasse genau abschätzen.

Für die einfachste Methode suchen Sie Mira z.B. in einem Fernglas auf. Danach versuchen Sie einen Stern mit auf der Karte eingetragener Helligkeit zu finden, der ein wenig heller, und einen der ein wenig schwächer als Mira ist. Nehmen wir an, der Stern 57 (5,7mag) $1\frac{1}{2}^\circ$ westlich Miras ist ein wenig heller und der Stern 64 (6,4mag) $1\frac{1}{4}^\circ$ östlich ist ein wenig schwächer.

Nun versuchen Sie abzuschätzen, ob Mira genau in der Mitte der Helligkeit beider Sterne liegt oder näher an dem einen oder dem anderen Stern. Wenn Mira in der Helligkeit genau zwischen den beiden Sternen erscheint, notieren Sie als Ergebnis 6,1mag. Wenn Mira etwas heller als die Mitte der Helligkeitsdifferenz ist, ergibt sich 6,0 oder sogar 5,9mag. Wenn Mira kaum schwächer als der Stern 57 ist, notieren Sie 5,8mag.

Sie können auch eine Skala benutzen wie "wenn der hellere Stern die "Helligkeit" 0 hat und der schwächere 10, dann ordne ich Mira etwa als 3 oder 4 auf dieser Skala ein". Eine solche Schätzung läßt sich leicht in Größenklassen umrechnen: 0 = 5,7mag, 10 = 6,4mag, 3 entspricht daher 5,91mag, 4 entspricht daher 5,98. Die Auswertung der Schätzung ergibt daher 5,9mag gerundet.

Die oben beschriebene Methode ist als "AAVSO-Methode" bekannt. Amateurastronomen auf der ganzen Welt haben bisher mehr als acht Millionen Helligkeitsschätzungen mit dieser Methode gemacht und damit einen wichtigen Beitrag zur Langzeitüberwachung der Veränderlichen Sterne geleistet.

Sie werden allerdings kaum genauer als auf 0,1mag schätzen können und öfter auch einen Fehler von 0,2 oder 0,3mag machen. Damit läßt sich aber die Lichtkurve ziemlich gut gewinnen (siehe Beispiel-Lichtkurven).

Eine etwas genauere Methode der Helligkeitsschätzung, die Argelander'sche Stufenschätzmethode ist im Sternfreundeseminar in Lit.13 beschrieben.

3.4 Farbe der Mira

Bereits mit einem Fernglas oder kleinem Fernrohr fällt die orange bis rötliche Färbung von Mira auf. Die Farbe scheint sich auch beim Abstieg zum Minimum zu verstärken. Größere Fernrohre zeigen den Stern dann ziemlich rot gefärbt.

3.5 Weitere helle Mirasterne

Neben Mira lassen sich noch zwei andere Mirasterne mit freiem Auge beobachten: Chi (χ) Cygni und R Hydrae.

Bei Verwendung eines Fernglases steigt die Anzahl der im Maximum erreichbaren Mirasterne schon auf mehrere Dutzend. Mit einem Amateurfernrohr wie z.B. einem 15cm Spiegelteleskop lassen sich bereits hunderte Mirasterne im Maximum und viele auch im Minimum beobachten.

Die vorausberechneten Maxima der im folgenden aufgelisteten Mirasterne finden Sie alljährlich im Österreichischen Himmelskalender. Alle Sterne können gut mit einem kleinen Fernglas beobachtet werden. Vergleichssternkarten sind im Sternfreunde-seminar 1987 abgedruckt.

Name	Rekt 2000.0	Dekl 2000.0	Mittlere Amplitude	Maximum 1996	Periode Tage
Omikron Cet	2 ^h 19,3 ^m	- 2°59'	3,4 - 9,1	Mar.11	332,0
R Tri	2 ^h 37,0 ^m	+34°16'	6,2 -11,7	Aug. 4	266,5
U Ori	5 ^h 55,8 ^m	+20°10'	6,3 -12,0	Nov.22	372,4
R Leo	9 ^h 47,6 ^m	+11°26'	5,8 -10,0	Feb. 3	312,4
R Hya	13 ^h 29,7 ^m	-23°17'	4,5 - 9,5	Apr.11	389,6
R Aql	19 ^h 06,4 ^m	+ 8°14'	6,1 -11,5	Apr.20	284,2
Chi Cyg	19 ^h 50,6 ^m	+32°55'	5,2 -13,4	Aug.21	406,9
T Cep	21 ^h 09,5 ^m	+68°29'	6,0 -10,3	Feb.14	388,1

4 Was sind Mirasterne?

Heute sind mehr als 6.000 Mirasterne bekannt, da sie durch ihren großen Lichtwechsel relativ leicht zu entdecken sind.

4.1 Hauptmerkmale der Mirasterne

Die große Lichtwechselamplitude, im Durchschnitt 5 Größenklassen (Faktor 100 in der visuellen Helligkeit). Manche Sterne haben auch größere Amplituden, z.B. Chi Cygni mehr als 10 Größenklassen (ein Faktor 10.000 in der visuellen Helligkeit!). Sterne, die den Mirasternen ähneln, aber weniger als zwei Größenklassen in der Helligkeit schwanken, werden als Halbbregelmäßige (Typ SRA) bezeichnet.

Die Perioden der Mirasterne betragen zwischen 90 und 1400 Tagen, wobei Werte zwischen 200 und 400 Tagen am häufigsten vorkommen.

Die Änderung der Helligkeit wiederholt sich in jedem Zyklus unregelmäßig. Sehr häufig werden große Änderungen in Periode und Helligkeit von einem Zyklus zum nächsten beobachtet. So verkürzte sich die Periode von R Hydrae von 1903 bis 1962 von 405 auf 386 Tage. Die Maximalhelligkeit der Mira schwankt zwischen 2. und 5.Größe.

14. Fortsetzung Referat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Mirasterne sind rote Riesen. Ihre visuelle absolute Helligkeit im Maximum ist um 0 bis -3mag. Mehr als 90% der Mirasterne haben den Spektraltyp M, der Rest verteilt sich auf N, S und R. Viele Mirasterne zeigen auch Emissionen von Wasserstoff im Spektrum (Spektraltyp Me).

4.2 Zustandsgrößen der Mira

Die Entfernung von Mira ist auch heute noch nur ungenau bekannt, da die Parallaxe nur 0,01 bis 0,02 Bogensekunden beträgt. Das ist etwa die Größe eines Menschen, gesehen aus einer Entfernung von 36.000 Kilometern (die Höhe der geostationären Satelliten)!

Die Fehler in den Messungen haben daher großen Einfluß auf das Ergebnis. Unterschiedliche Kataloge der letzten zehn Jahre geben daher Entfernungen zwischen 150 und 400 Lichtjahren an. Ein möglicher Mittelwert sind 250 Lichtjahre, die im Hipparcos Input Catalogue von 1992 angegeben werden.

Wenn Mira in dieser Entfernung steht, erreicht sie in einem typischen Minimum (9,1mag) gerade die absolute visuelle Helligkeit der Sonne: Mira +4,7mag, Sonne +4,8mag. Im durchschnittlichen Maximum (3,4mag) ist Mira aber 190mal heller und erreicht eine absolute visuelle Helligkeit von -1,0mag.

Mira ist einer der größten Sterne, deren Durchmesser direkt mit einem Interferometer gemessen wurde. Es wurden scheinbare Durchmesser zwischen 0,03 und 0,07 Bogensekunden veröffentlicht. Der Durchmesser scheint von der Phase in der Lichtkurve (Maximum oder Minimum) und von der Wellenlänge des Lichts, in dem gemessen wird, abzuhängen. Läßt man 0,05" als scheinbaren Durchmesser gelten, erhält man mit der Entfernung von 250 Lichtjahren ($2,4 \times 10^{15}$ km) den absoluten Durchmesser von 580 Millionen Kilometern - mehr als 400mal größer als die Sonne! Wenn also Mira an die Stelle der Sonne gesetzt wird, füllt sie das innere Planetensystem fast bis zur Bahn des Mars aus! Natürlich ist der absolute Durchmesser wegen der Unsicherheit in der Entfernung und auch im scheinbaren Durchmesser um einen Faktor 2 oder 3 unsicher.

Mira ist zwar ungeheuer groß, hat aber nur ein oder zwei Sonnenmassen. Der Stern hat daher sehr geringe Dichte, nur etwa 3×10^{-8} g/cm³ (die Sonne 1,4 g/cm³). Das entspricht der Dichte der Erdlufthülle in etwa 80 Kilometer Höhe, ähnelt also eher einem technischen Vakuum!

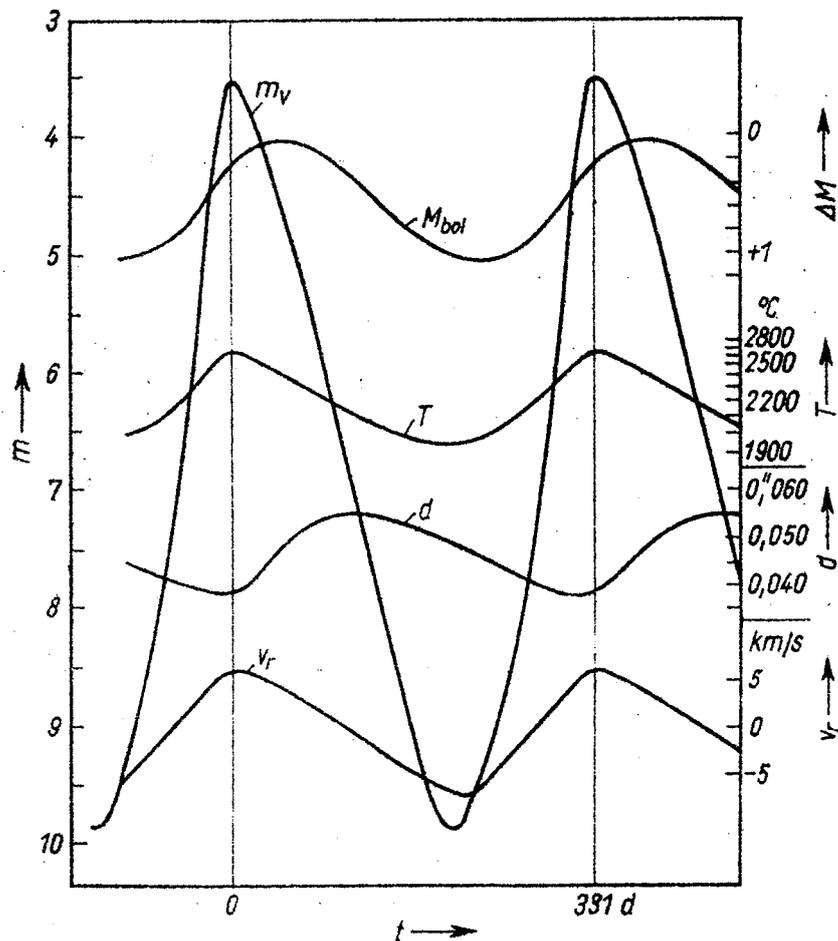
Mira ist auch im Maximum ein sehr kühler Stern und zeigt im Spektrum mehrere helle Linien von Wasserstoff. Sie entstehen in der aufgeblähten Atmosphäre des Sterns. Im Maximum ist die Spektralklasse M6 und der Stern an der Oberfläche nur 2500 K heiß. Im Spektrum sind auch dunkle Banden von Titanoxid sichtbar. Diese Einzelheiten können schon mit einem visuellen Spektroskop hinter einem Amateurfernrohr gesehen werden.

15. Fortsetzung Réferat: Mira, der wunderbare Stern im Walfisch

Wenn Mira schwächer wird, wird sie röter und die Oberflächentemperatur sinkt auf nur 1900 K (1630°C; bei 1535°C schmilzt Eisen). Die Spektralklasse ändert sich im Minimum auf M9.

Der großen visuellen Lichtänderung (ein Faktor 200 zwischen Minimum und Maximum) steht eine nur kleine Leuchtkraftänderung um einen Faktor 2,5 zwischen Maximum und Minimum gegenüber. Schon im Maximum strahlt Mira als kühler Stern die meiste Energie im infraroten Licht und nur wenig im visuellen Bereich ab. Im Minimum ist Mira noch kühler und strahlt daher fast nur noch im Infraroten. Daher ist die visuelle Helligkeit im Minimum viel geringer. Beim Wiederanstieg zum Maximum steigt die Temperatur und mehr Strahlungsenergie wird als sichtbares Licht abgestrahlt. Die bolometrische Helligkeit, die die Strahlungsmenge des Sterns über alle Wellenlängen hinweg angibt, schwankt bei Mira also nur um eine Größenklasse.

Zeitlicher Verlauf von Helligkeit (m_v = scheinbare visuelle Helligkeit, M_{bol} = absolute bolometrische Gesamthelligkeit), Temperatur (T), Durchmesser (d) und Radialgeschwindigkeit (v_r) von Mira Ceti (aus Lit.17):



4.3 Warum ändert Mira ihre Helligkeit?

Alle physikalischen Zustandsgrößen deuten auf eine regelmäßige Veränderung, die durch ein Pulsieren des Sterns oder zumindest der äußeren Schichten erklärt werden kann. Im Spektrum werden auch die Auswirkungen von Schockwellen ähnlich einem Überschallknall beobachtet, die beim Entwickeln jeder Schwingung in der dünnen Atmosphäre nach oben wandern.

Mira verliert dadurch auch große Mengen an Materie (bis zu 10^{-6} Sonnenmassen pro Jahr). Der Stern kann diesen Masseverlust daher nur relativ kurze Zeit erleiden. Im infraroten Licht wird Mira von einer Hülle aus Gas und kühlerem Staub umgeben.

Ein weiterer Faktor, der zur Helligkeitsänderung beiträgt, dürfte die Bildung von dunkleren Teilen der Atmosphäre bei niedrigeren Temperaturen sein ("Rauch" und "Ruß").

Die Ursachen des Lichtwechsels sind allerdings noch nicht vollständig aufgeklärt.

4.4 Entwicklungszustand der Mira

Mira ist ein Stern von etwa einer Sonnenmasse. Sie hat den größten Teil ihres Lebens von etwa 10 Milliarden Jahren im ruhigen und stabilen Zustand des Wasserstoffbrennens verbracht. Jetzt - in bereits hohem Alter - ist der Wasserstoff im Kern bereits verbraucht. Um den inaktiven "Asche"-Kern aus Helium brennt in einer dünnen Schale der restliche Wasserstoff. Dadurch blähen sich die äußeren Schichten des Sterns auf - ein roter Riese entsteht.

Der Heliumkern ist nun groß und heiß genug, um die Verschmelzung zu Kohlenstoff und Sauerstoff zu erlauben. Auch das Helium ist im Kern schnell verbraucht und der Sternkern besteht nun aus mehreren Schalen wie eine Zwiebel: um einen Kohlenstoff/Sauerstoffkern brennt Helium und Wasserstoff in mehreren Schalen.

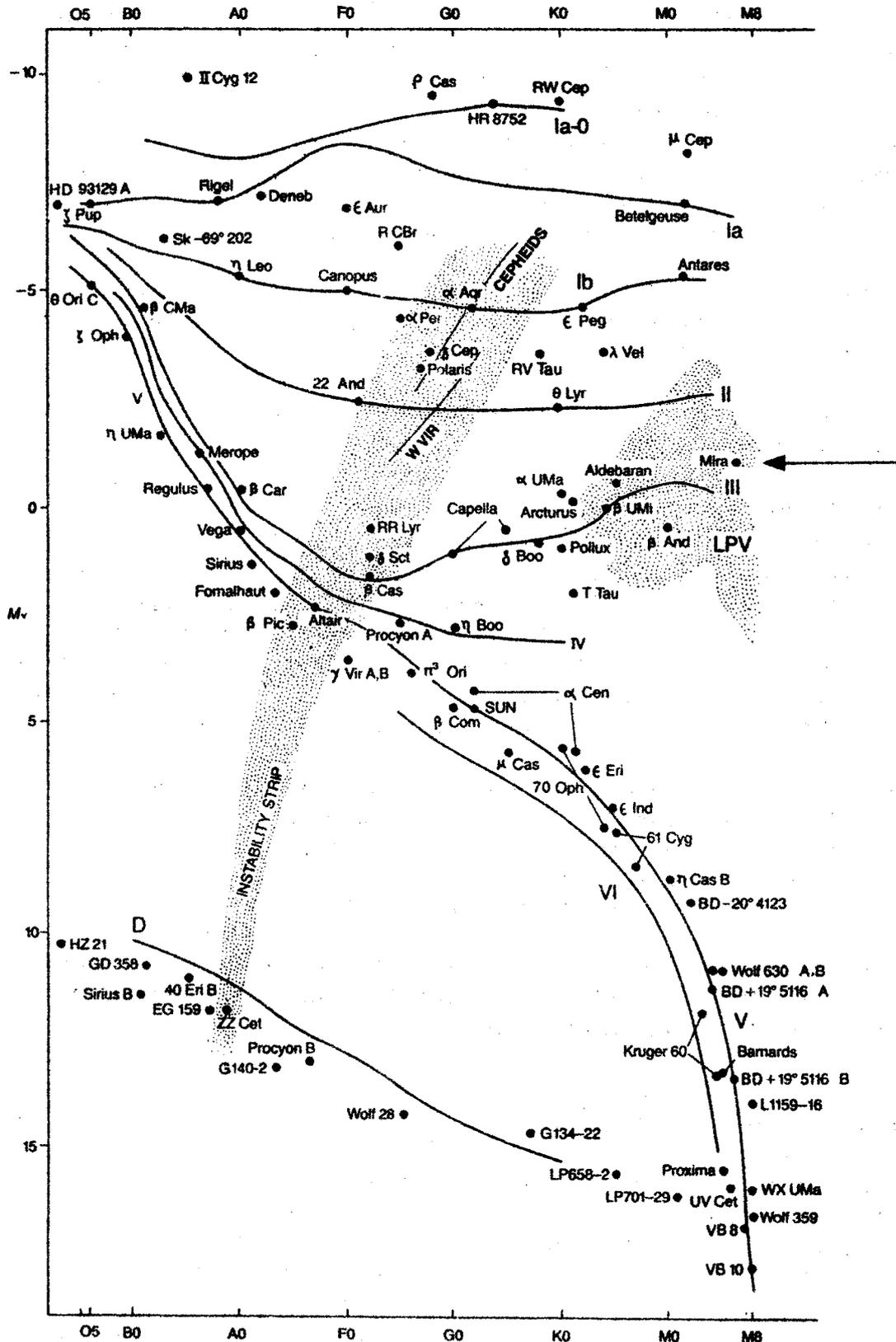
Der Riesenstern hat sich enorm aufgebläht und Pulsationen führen zu starkem Massenverlust - eine Hülle aus Gas und Staub bildet sich. Jetzt ist das Mirastadium erreicht.

Gegen Ende nimmt der Massenverlust stark zu: der sterbende Stern verliert pro Jahr viele Erdmassen. Schließlich stößt der im Inneren des Sterns entstehende Weißer Zwerg seine Hülle ab. Gleich einer Rauchwolke wird ein sich ausdehnender Planetarischer Nebel sichtbar, der sich in wenigen zehntausend Jahren auflöst. Der übrigbleibende weiße Zwergstern - er hat bei Erdgröße 0,6 Sonnenmassen! - kühlt in extrem langen Zeiträumen aus (Lit.15).

Wir können also an Mira das Endstadium eines Sterns, wie unsere Sonne einer ist, beobachten.

4.5 Mira im Hertzsprung-Russell-Diagramm

Die Stellung von Mira im HRD (aus Lit.16). LPV = Long Period Variables = Mirasterne.



5 Der Begleiter von Mira

A.H.Joy entdeckte 1918 Besonderheiten im Spektrum von Mira, die einen heißen blauen Begleiter vom Spektraltyp B verrieten. 1923 konnte R.G.Aitken den Begleitstern erstmals mit dem 91cm Lick-Refraktor sehen. Er stand in 0,9" Abstand, hatte 10.Größe und war deutlich bläulich.

Die Beobachtung des Begleiters ist sehr schwierig und gelingt nur in größeren Fernrohren bei sehr guten Luftverhältnissen. Derzeit ist die Beobachtung nahezu unmöglich, da der Begleiter nahe dem Periastron in nur 0,1" Abstand vom Hauptstern steht.

Der Begleitstern ist auch selbst ein wenig veränderlich (zwischen 10. und 12.Größe) und hat daher die Veränderlichen-Bezeichnung VZ Ceti erhalten. Man betrachtet heute Mira als "symbiotischen Stern". Durch den Massenverlust des Roten Riesen sammelt der Begleiter Materie auf. Dabei entsteht Strahlung die den Lichtwechsel bewirkt. Durch die vermutlich relativ große Entfernung der beiden Sterne überwiegt der Anteil von Mira am Lichtwechsel, da nur wenig Masse ausgetauscht wird.

Die Bahnelemente dieses Doppelsterns sind von besonderem Interesse, da sie eine genaue Massenbestimmung eines roten Riesen (eben Mira) erlauben würden. Die beste derzeit verfügbare Bahn (P.Baize, 1980) hat eine Umlaufzeit (P) von 400 Jahren. Sie ist wegen des kurzen beobachteten Bahnstücks (1923 bis 1980) noch recht unsicher. Nach dieser Bahnberechnung wird das Periastron 2002 erreicht. Die große Halbachse (a) der Bahn beträgt 0,85". Daraus läßt sich die Massensumme der beiden Sterne nach dem dritten Keplerschen Gesetz ableiten zu

$$M_A + M_B = a^3 / (\pi^3 * P^2)$$

Wenn die Parallaxe (π) zu 0,013" angenommen wird, ergibt sich die Massensumme der beiden Sterne ($M_A + M_B$) zu 1,7 Sonnenmassen. Die große Halbachse der scheinbaren Bahn ergibt sich zu 65 AE.

Die Einzelmassen der beiden Sterne könnten dann aus der Veränderung ihrer Radialgeschwindigkeit bzw. der absoluten Bahnen der beiden Komponenten um den Systemschwerpunkt bestimmt werden.

6 Daten von Mira

Ort:

1900.0: $2^{\text{h}}14^{\text{m}}17,6^{\text{s}}$ $-3^{\circ}25'54''$

1950.0: $2^{\text{h}}16^{\text{m}}49,0^{\text{s}}$ $-3^{\circ}12'13''$

2000.0: $2^{\text{h}}19^{\text{m}}20,7^{\text{s}}$ $-2^{\circ}58'39''$

Eigenbewegung 2000.0:

in Rektaszension $-0,001\text{s}$ pro Jahr,

in Deklination $-0,23''$ pro Jahr

Ekliptikale Länge = $31,52^{\circ}$, Breite = $-15,94^{\circ}$ (2000.0)

Galaktische Länge = $167,75^{\circ}$, Breite = $-57,98^{\circ}$ (System II)

Katalognummern: HR 681 = 68 Ceti = Omikron Ceti = BD $-3^{\circ}353$ =

HD 14386 = ADS 1778 = SAO 129825 = PPM 184482

7 Literatur

1. Ernst Zinner: *Astronomie, Geschichte ihrer Probleme*. Freiburg / München 1951.
2. Ernst Zinner: *Die Sterne des Hipparch*. In: *Veröffentlichungen der Remeis-Sternwarte zu Bamberg, Band IV: Die Remeis-Sternwarte zu Bamberg 1889-1939*. Bamberg 1939.
3. Leander Fischer: *Mira Ceti, der am längsten bekannte Veränderliche*. In: *Mitteilungen der Universitäts-Sternwarte Wien, Band 12, 141*. Wien 1965.
4. Leander Fischer: *Der Lichtwechsel von Mira Ceti*. In: *Annalen der Universitäts-Sternwarte Wien, Band 28, Nr.4*. Wien 1969.
5. Leander Fischer: *Der Lichtwechsel von Mira Ceti*. In: *Sternenbote Nov.1970, p158*.
6. Robert Burnham, jr.: *Burnhams Celestial Handbook*. Dover 1978.
7. John Isles: *Variable Stars*. Webb Society Deep-Sky Observers Handbook, Volume 8. Enslow Publishers, Aldershot 1990.
8. John Isles: *Mira's 400th Anniversary*. In: *Sky & Telescope Feb.1996, p73*.
9. N.Kholopov et.al.: *General Catalogue of Variable Stars*. 4.Auflage 1985.
10. AFOEV (Association Francaise des Observateurs d'Etoiles Variables): E.Schweitzer, 16, rue de Plobsheim, F-67100 Strasbourg, Frankreich.
11. W.Vollmann: *Die mit freiem Auge sichtbaren Veränderlichen Sterne*. In: *Sternfreunde-Seminar 1994, Seite 3*.
12. W.Vollmann: *Die historischen Supernovae*. In: *Sternfreunde-Seminar 1994, Seite 3*.
13. W.Vollmann: *Die visuelle Beobachtung Veränderlicher Sterne*. In: *Sternfreundeseminar 1987, Seite 113*.
14. AAVSO (American Association of Variable Star Observers). 25 Birch Street, Cambridge, MA 02138, USA.
15. Franz Kerschbaum: *Spätstadien der Sternentwicklung im Infrarot- und Submillimeterbereich*. In: *Sternenbote Apr.1993, p62*.
16. James Kaler: *Stars and their Spectra*. Cambridge University Press, Cambridge 1989.
17. C.Hoffmeister, G.Richter, W.Wenzel: *Veränderliche Sterne*. Springer, Berlin 1984.

Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

In dunkler, klarer Nacht bieten uns die Sterne den Anblick der uns nächsten, ganz verschieden tief im Raum stehenden und sehr verschiedenartigen Sonnen.

An die Dunkelheit gewöhnt, nehmen wir unter ihnen da und dort Sternansammlungen und nebelhafte Fleckchen wahr: Es sind lockere oder dichtere Sternhaufen und Materiewolken, die von Sternen angestrahlt leuchten oder aber auch, wenn sie dunkel bleiben, hellere Himmelsgebiete auffällig verdunkeln können: Bausteine unseres Milchstraßensystems, das uns als schmales Band von jedem Ort der Erdoberfläche zur Nachtzeit sichtbar ist und uns seinen Anblick von innen gewährt. Als "Straße" schmal, erkennen wir daraus die Flachheit dieses von Gas und Staub durchzogenen großen Sternsystems; die ganz allgemein rund um den Himmel zu- und dann wieder abnehmende Helligkeit des Milchstraßenbandes deutet zudem unsere außermittige Lage in ihm an.

Nur drei bis höchstens vier solche Galaxien können wir als Nebelflecke in großen Entfernungen mit freiem Auge sehen.

Mit diesen "nicht-sternartigen" Objekten wollen wir uns nun näher befassen und die freisichtigen unter ihnen näher kennenlernen.

INTERSTELLARE MATERIE

Sie tritt im Milchstraßensystem wolkeig verteilt auf und besteht durchschnittlich aus 99% Gas (60% Wasserstoff, 38% Helium, 2% schwere Elemente) und 1% Staub (Körnchen von 0,0001 bis 0,001 mm, vermutlich schwere Elemente).

Die Strahlung nahestehender Sterne wird von diesen Materiewolken reflektiert und verursacht, wenn sie von heißen Sternen stammt, auch Leuchten durch Anregung; wir sprechen von Reflexions- und Emissionsnebeln oder, wenn die Sternanstrahlung fehlt, von Dunkelnebeln.

Interstellare Materie kann beobachtet werden als:

- * Helle Wolken unregelmäßiger Gestalt und Helligkeitsverteilung: Intensivere Emissionsnebel und schwache Emissionsgebiete. Sie zeigen ein Linienspektrum mit schwachem Kontinuum. Reflexionsnebel zeigen die von überwiegend Staub, aber auch von Gas gestreute, reflektierte Sternstrahlung.

1. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

- * Regelmäßig gebaute Planetarische Nebel und Überreste von Supernovae. Diese Materie wird von dem Stern, von dem sie stammt, zum Leuchten angeregt, wozu bei Supernovaresten noch die Synchrotronstrahlung durch raschbewegte Elektronen kommt.
- * Dunkelwolken: Der Staub in ihnen zeigt sich als kontinuierliche interstellare Absorption, die ganze dahinterliegende Sternfelder wie ein Vorhang schwächt oder gänzlich abdeckt. Sie ist wellenlängenabhängig und bewirkt eine Rötung des Sternenlichtes. Das Gas in ihnen gibt sich als zusätzliche Absorptionslinien im durchgehenden Sternenlicht zu erkennen.
- * Sowohl leuchtendes als auch nichtleuchtendes interstellares Gas sendet im Radiobereich Strahlung aus, die hauptsächlich eine Linienstrahlung ist. Interstellarer Staub absorbiert Strahlung und sendet sie im Infraroten als thermische Strahlung wieder aus.

Die Dichte der interstellaren Materie ist sehr gering, großräumig finden sich im Mittel 1 bis 2 Wasserstoffatome in einem Kubikzentimeter. Neutraler Wasserstoff in atomarer Form tritt in Dichten von 0,1 bis 100 Atomen pro Kubikzentimeter auf; in dichteren Regionen der Molekülwolken werden bis zu 1 Million Moleküle pro Kubikzentimeter erreicht. Der Staub weist eine rund hundertmal geringere Dichte auf als das Gas.

Die Hauptmenge der interstellaren Materie ist in Wolken von einigen bis einigen hundert Lichtjahren Durchmesser verteilt und stark gegen die Milchstraßenebene konzentriert. Die Molekülwolken konzentrieren sich im Milchstraßenzentrum und in Entfernungen von 10 bis 30 000 Lichtjahren vom Zentrum; neutraler Wasserstoff läßt sich noch viel weiter vom Milchstraßenzentrum entfernt nachweisen.

Die Benennung der Erscheinungsformen heller interstellarer Materie erfolgt mit der NGC-Nummer und, besonders in Amateurräumen, mit der M-Nummer nach Messier. Spezielle Kataloge werden daneben benützt und für Dunkelnebel stehen nur spezielle Kataloge zur Verfügung.

STERNHAUFEN

Hiezu gehören Assoziationen, offene Haufen und kugelförmige Haufen.

Assoziationen

Sehr schwach gegen ein Zentrum konzentriert, sind sie Ansammlungen einiger bis rund hundert Sterne ähnlicher Natur; es handelt sich

2. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

um die am wenigsten kompakte Art von Sternhaufen - aber bei ihnen liegt kein gravitationell bedingter Zusammenschluß vor. Ihre Ausdehnung ist schwer angebar, liegt aber meist zwischen hundert und mehreren hundert Lichtjahren. Sie sind stark gegen die Milchstraßenebene konzentriert und lassen sich so wie die jungen offenen Sternhaufen zur Bestimmung der Spiralarme verwenden. Ihr Alter liegt bei höchstens rund 10 Millionen Jahren.

Je nach ihren Mitgliedsternen und Sternbild werden die ca. 120 bis her bekannten Assoziationen benannt: OB-Assoziationen enthalten Sterne der Spektralklassen O bis B2, R-Assoziationen finden sich in Reflexionsnebeln und enthalten gelegentlich auch A-Sterne und T-Assoziationen bestehen überwiegend aus den sehr jungen T-Tauri-Veränderlichen. Alle Assoziationen enthalten Sterne der extremen Population I (Alter, Entfernung von der Milchstraßenebene und Bewegung senkrecht zur Milchstraßenebene gering, sowie nur schwache Konzentration zum Milchstraßenzentrum).

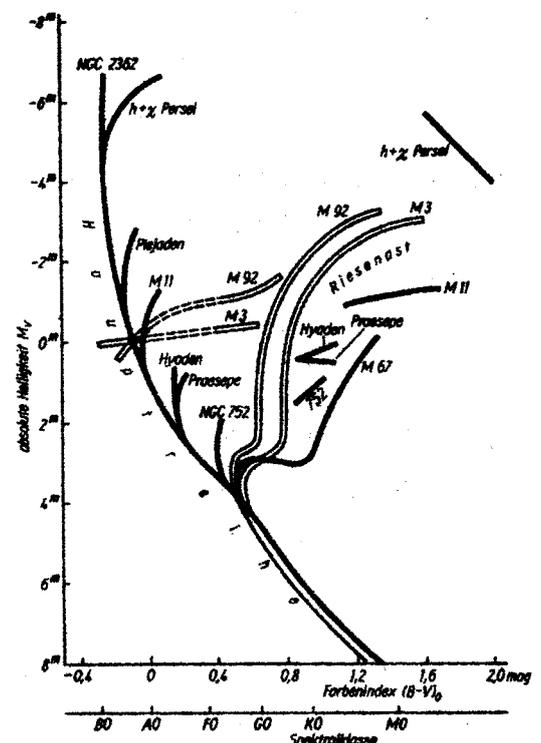
Beispielsweise gehören die Gürtelsterne des Orion zu einer OB-Assoziation.

Offene Sternhaufen

Sie sind wenig gegen das Haufenzentrum konzentrierte Ansammlungen von etwa zehn bis zu einigen tausend Sternen. Die Haufendurchmesser liegen überwiegend zwischen einigen bis zu rund zwanzig Lichtjahren, seltener sind sie kleiner oder erreichen siebzig Lichtjahre.

Nebstehend: Farben-Helligkeitsdiagramm von Sternen offener Haufen (fett) und Kugelhaufen (hohl).

Alle Haufensterne sind gleich alt und chemisch gleich, aber massenungleich: Die Sterne größerer Masse haben ihren Wasserstoff-Vorrat eher verbraucht und zweigen eher in den Riesenast ab. Diese Abzweigestelle liegt umso weiter unten, je älter der Sternhaufen ist. Bei Kugelhaufen zweigt vom Riesenast ein Ast nach links ab, dort liegen die RR-Lyrae-Sterne (Weigert-Zimmermann).



3. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

Das Alter der offenen Sternhaufen liegt demnach zwischen wenigen Millionen Jahren bis zu rund acht Milliarden Jahren. Wie die Assoziationen unterliegen auch die offenen Sternhaufen einem Auflösungsprozeß; je nach dem Grad ihrer Konzentration leben die lockereren kürzer (die Hyaden schätzungsweise einige hundert Millionen Jahre) oder länger (die Plejaden schätzungsweise mehrere Milliarden Jahre). Die rund 1200 bekannten offenen Sternhaufen sind stark gegen die Milchstraßenebene konzentriert; vor allem in den jüngeren kommt oft interstellare Materie vor und wir finden sie vorwiegend in den Spiralarmen. Damit liefern sie auch bei anderen Galaxien ein wertvolles Mittel, die Lage und Erstreckung von Spiralarmen zu erfassen. Sie wie bei den Assoziationen gehören die Sterne offener Sternhaufen der extremen Population I an.

Die Klassifikation erfolgt nach phänomenologischen Gesichtspunkten; sie wurde von R.J.Trümpler 1930 eingeführt und richtet sich nach der

Konzentration: I Stark: Haufen gegen Hintergrund sehr deutlich
II Weniger stark: Noch deutliche Haufennatur
III Schwach: Keine Verdichtung zur Mitte merklich
IV Sehr schwach: Haufennatur kaum mehr merklich

Helligkeits-
verteilung: 1 Alle Sterne gleich hell
2 Sternhelligkeiten gleichmäßig verteilt
3 Einige helle, viele schwache Sterne

Sternreichtum: p Poor, arm: Unter 50 Sterne
m Moderate, mäßig: 50 bis 100 Sterne
r Rich, reich: Mehr als 100 Sterne

Beispielsweise werden danach die Plejaden mit I 3 r, die Hyaden mit II 3 m klassifiziert.

Eine andere Klassifikation benützt physikalische Kriterien, das Aussehen des Farben-Helligkeitsdiagramms.

Die Benennung erfolgt seit 1979 mit C (für Cluster), gefolgt von den Stunden und Minuten der Rektaszension und den Graden und dem Zehntelgrad der Deklination für 1950,0. Die Plejaden erhalten danach z.B. die Bezeichnung C 0344 + 239. Daneben wird aber noch die Nummer im NGC-/IC-Katalog und, besonders in Amateurräumen, die Nummer in der Liste von Messier, beibehalten. Die Plejaden haben z.B. keine NGC-Nummer, nach Messier heißt dieser wohl prachtvollste offene Sternhaufen M 45.

4. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

Kugelförmige Sternhaufen

Sie sind stark gegen das Haufenzentrum konzentrierte Ansammlungen von einigen Zehntausend bis zu einigen Zehnmillionen Sternen: Ihre Zentralbereiche lassen sich im allgemeinen optisch nicht in Einzelsterne auflösen. Kugelsternhaufen haben meist Durchmesser von rund 15 bis knapp 400 Lichtjahren. Im Farben-Helligkeitsdiagramm (siehe 2. Fortsetzung) ist die Hauptreihe nur etwa von den F-Sternen an besetzt und geht ohne merkliche Lücke in den steil aufsteigenden Riesenast über. Im Bereich der G-Riesen zweigt ein nahezu horizontaler Ast gegen die Hauptreihe zu ab, auf dem die kurzperiodischen, pulsierenden Veränderlichen vom RR-Lyrae Typ liegen - wertvolle Helfer bei der Entfernungsbestimmung. Aus den Farben-Helligkeitsdiagrammen folgt ihr hohes Alter von 13 bis 19 Milliarden Jahren, sie gehören also zu den ältesten Systemen im Weltall.

Weitgehend von interstellarem Gas frei, bestehen sie aus Sternen der extremen Population II, der sogenannten Halo-Population (Alter, durchschnittliche Entfernung von der Milchstraßenebene und Bewegung senkrecht zur Milchstraßenebene groß und starke Konzentration zum Milchstraßenzentrum). Sie umlaufen in langgestreckten Ellipsen das Milchstraßenzentrum, wobei die Bahnebenen keine Neigung bevorzugen. Der Durchmesser des von den Kugelhaufen bevölkerten Milchstraßenhalos wird auf 160 000 bis 330 000 Lichtjahre geschätzt. Die Kugelhaufen nehmen an der Milchstraßenrotation nicht teil.

Die rund 140 bekannten Kugelhaufen werden fast nur in einer Hälfte des Himmels und in großen Entfernungen beobachtet - ein deutliches Zeichen unserer außermittigen Stellung im Milchstraßensystem.

Ihre Klassifikation nach H. Shapley und H. B. Sawyer (1927) erfolgt entsprechend der Konzentration in 12 Klassen:

Klasse 1: Höchste Konzentration

Klasse 4 bis 9: Geringere Konzentrationen, hier die meisten Haufen

Klasse 12: Geringste Konzentration

Der Kugelhaufen ω Centauri erhält z.B. 8.

Ihre Benennung erfolgt ab 1979 wie bei den offenen Haufen; dabei tritt nachteilig auf, daß zwischen offenen und kugelförmigen Haufen nicht unterschieden wird. Der NGC-Katalog und besonders in Amateurkreisen die Messier-Liste werden noch benützt. - ω Centauri hat z.B. die Bezeichnung C 1327 - 475 = NGC 5139, eine Messier-Nummer gibt es für diesen Kugelhaufen nicht.

5. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

GALAXIEN

Sie sind nach ihrer Natur und Entwicklung Systeme von einigen Milliarden bis zu mehreren hundert Milliarden Sternen und interstellarer Materie. Unser Milchstraßensystem reiht sich unter die größeren Galaxien ein und bildet mit dem Großen Andromedanebel, dem Dreiecksnebel sowie rund dreißig kleineren Galaxien die Lokale Gruppe, einem kleinen unter vielen anderen Galaxienhaufen im Weltall.

Sie erscheinen am Himmel als Nebelflecke. Der spektroskopische Befund wies sie in der zweiten Hälfte des 19. Jahrhunderts als Sternsysteme aus, die jedoch mit den damaligen Fernrohren nicht auflösbar waren. Noch zu Beginn des 20. Jahrhunderts wurden sie für Mitglieder unserer Milchstraße gehalten. 1923 gelang es mit dem 2,5m-Spiegelteleskop auf dem Mt. Wilson, die Außengebiete des Großen Andromedanebels in Sterne aufzulösen. Auch Cepheiden konnten festgestellt und mit ihrer Hilfe eine Entfernung ermittelt werden, die zur Erkenntnis führte, daß der Große Andromedanebel ein eigenes Milchstraßensystem sein müsse. Ähnlich wie in unserem Milchstraßensystem wurden nun auch in anderen Galaxien offene und kugelförmige Sternhaufen sowie interstellare Materie entdeckt. Die Rolle der Galaxien als Großbausteine im Weltall war entdeckt.

Galaxien lassen sich nach E.P. Hubble (1925) nach phänomenologischen Gesichtspunkten klassifizieren:

Elliptische	E0: Kreisförmig (im Grundriß gesehen) bis E7: Stark elliptisch. Gelegentlich sind auch Strukturen erkennbar. Wenig oder keine interstellare Materie.
Spindelförmig	S0: Übergangsform zwischen elliptischen und spiraligen / balkenspiraligen Galaxien; auffallend helle Mitte und oft Absorptionsstreifen.
Spiralig	Sa: Großes, helles Zentrum, enge Arme. Sb: Zentrum mit weiter geöffneten Armen. Sc: Kleines, unauffälliges Zentrum, von dem große Arme weit abzweigen. Vom dickeren Zentrum abflachende Scheibe, in Kantensicht oft interstellare Materie, besonders Staub, als Absorptionsband erkennbar.

6. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

- Balkenspiralig**
- SBa: Zentrum mit diametralem Balken, von dem Arme abwinkeln, die fast rundum reichen.
 - SBb: Zentrum mit leicht geschwungenem Querbalken, der sich in kürzere Arme fortsetzt.
 - SBc: Zentrum liegt in der Mitte eines S-förmigen Balkens, der in die Arme übergeht.
- Unregelmäßig**
- Irr1: Keine regelmäßige Form oder Struktur, aber relativ regelmäßig abgeplattet.
 - Irr2: Gänzlich unregelmäßig, wohl elliptische oder spiralige Systeme mit aktivem Kern und Materieauswürfen.

Die Hubble-Klassifikation stellt keine Entwicklungsreihe dar, kann aber sehr wohl als Reihe mit zunehmendem spezifischem Drehimpuls aufgefaßt werden, der von den E0- bis zu den Sc/SBc-Typen steigt. Diese Klassifikation wurde mehrfach erweitert, so z.B. von W.W. Morgan und G. de Vaucouleurs. Da die Hubble-Klassifikation für Spiralgalaxien nur auf dem Aussehen leuchtkräftiger Spiralen beruht und bei diesen Leuchtkraftunterschiede bis zum einhundertfachen Betrag vorkommen, hat S. Van den Bergh (David Dunlap Observatory) für Spiralgalaxien Leuchtkraftklassen wie bei den Sternen, I Überriesen bis V Zwerge, hinzugefügt, die DDO-Klassen (1960).

Benannt werden Galaxien nach der Nummer im UGC (Uppsala General Catalogue of Galaxies) und nach der NGC-Nummer.

Auf die einzelnen Galaxienklassen entfallen nach den Katalogen: E 14%, S0 13%, S und SB 70% und Irr 3%. Weil aber leuchtkräftigere Galaxien in größeren Rauntiefen erfaßt werden können als leuchtkraftschwächere, sieht die Verteilung nach Leuchtkräften anders aus: E 55%, S und SB 20% und Irr 25%.

Die linearen Durchmesser der E- und der S0-Galaxien liegen zwischen 3 300 und 165 000 Lichtjahren, der S- und SB-Galaxien zwischen 33 000 und 100 000 Lichtjahren und der Irr1-Galaxien zwischen 16 000 und 65 000 Lichtjahren. Radioastronomische Durchmesserbestimmungen erfassen den Wasserstoff-Halo (HI) um die Galaxien mit und liefern deshalb erheblich größere Durchmesser bis rund 10 Millionen Lichtjahren.

Die Rotation einer Galaxie läßt sich mit Hilfe des Dopplereffektes aus Messungen der Radialgeschwindigkeiten finden, wobei letzere noch mit der Neigung der Drehachse gegen die Sehlinie in Raumgeschwindig-

7. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

keiten umgesetzt werden müssen. Bei E-Galaxien liegen die typischen maximalen Rotationsgeschwindigkeiten zwischen 50 und 100 km/s, bei den Spiralen zwischen 200 und 300 km/s. Bei letzteren läßt sich oft der Geschwindigkeitsverlauf vom Zentrum zum Rand, die Rotationskurve, ermitteln.

Da in der Rotationskurve die Massenverteilung und in der Rotationsgeschwindigkeit der Außengebiete die Gesamtmasse einer Galaxie zum Ausdruck kommt, läßt sich so ihre Masse bestimmen. In den meisten Galaxien sinkt aber die Rotationskurve nach außen nicht merklich ab, was anzeigt, daß dort noch optisch nicht sichtbare Masse vorhanden sein muß und der gefundene Massenwert nur eine Untergrenze darstellt. Die größten Massen haben elliptische Riesengalaxien mit bis zu 10 Billionen Sonnenmassen, dann folgen die Spiralgalaxien mit 1 Milliarde bis 100 Milliarden Sonnenmassen und Zwerggalaxien enthalten 1 bis 10 Millionen Sonnenmassen. Es ist noch unklar, wo die offensichtlich in den Galaxien fehlende Masse steckt.

In den Zentralregionen der Galaxien ist manchmal ein kleines, auffallend helles Gebiet zu erkennen - der Kern des Systems, der einen Durchmesser von größenordnungsmäßig höchstens zehn Lichtjahren hat. Im Röntgen- und Infrarotbereich, vor allem aber im Radiobereich erscheint er außerordentlich hell; er ist Quelle starker nichtthermischer Synchrotronstrahlung. Möglicherweise besteht er aus sehr dicht stehenden Einzelsternen mit Wechselwirkungen. Von Galaxienkernen gehen oft heftige Aktivitäten aus. Starke nichtthermische Strahlung zusätzlich zur Strahlung der Mitgliedsterne und deren starke Veränderlichkeit kennzeichnet aktive Galaxien, die ebenso wie die äußerst stark im Radiobereich strahlenden, meist auch optisch hellsten Radiogalaxien hier nur erwähnt werden können.

Die Entfernungen von Galaxien sind nur auf photometrischem Weg meßbar, wenn die absolute Leuchtkraft bekannt ist und der von Entfernung beeinflussten und gegebenenfalls auf intergalaktische Absorption korrigierten scheinbaren Helligkeit gegenübergestellt wird. Die absolute Leuchtkraft läßt sich über die ermittelte Masse mit der Masse/Leuchtkraftbeziehung abschätzen. Sind Einzelobjekte, wie Delta Cephei Sterne oder Kugelhaufen in einer Galaxie beobachtbar, verwendet man diese. Bei weit entfernten Galaxien nützt man das von E.P.Hubble und M.L.Humason 1930 entdeckte lineare Ansteigen der Fluchtgeschwindigkeit mit der Entfernung. Die aus dem Dopplereffekt

8. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

ermittelten Radialgeschwindigkeiten ergeben nach Multiplikation mit der Hubble-Konstanten die Entfernung. In km/s pro Megaparsek angegeben, liegt sie im Bereich von 50 und 100; gegenwärtig gilt der Wert 75 für wahrscheinlich.

Der Durchmesser der Lokalen Gruppe von ca. 30 Galaxien liegt bei 6 Millionen Lichtjahren. Andere Galaxienhaufen sind der Virgohaufen in rund 65 Millionen Lichtjahren Entfernung mit rund 2500 Mitgliedern in einem Bereich von 15 Millionen Lichtjahren Durchmesser oder der Coma-Haufen in rund 330 Millionen Lichtjahren Entfernung und rund 4 Millionen Lichtjahren Durchmesser; er umfaßt etwa 1000 Galaxien.

Galaxienhaufen ordnen sich meist in strangförmigen Superhaufen an, die eine Größe vom etwa Zehnfachen eines Galaxienhaufens haben. Supergalaxienhaufen sind höchstwahrscheinlich netzartig mit einander verbunden. Es ist schwierig ihre Grenzen anzugeben; sie bilden die größten Strukturen im Weltall.

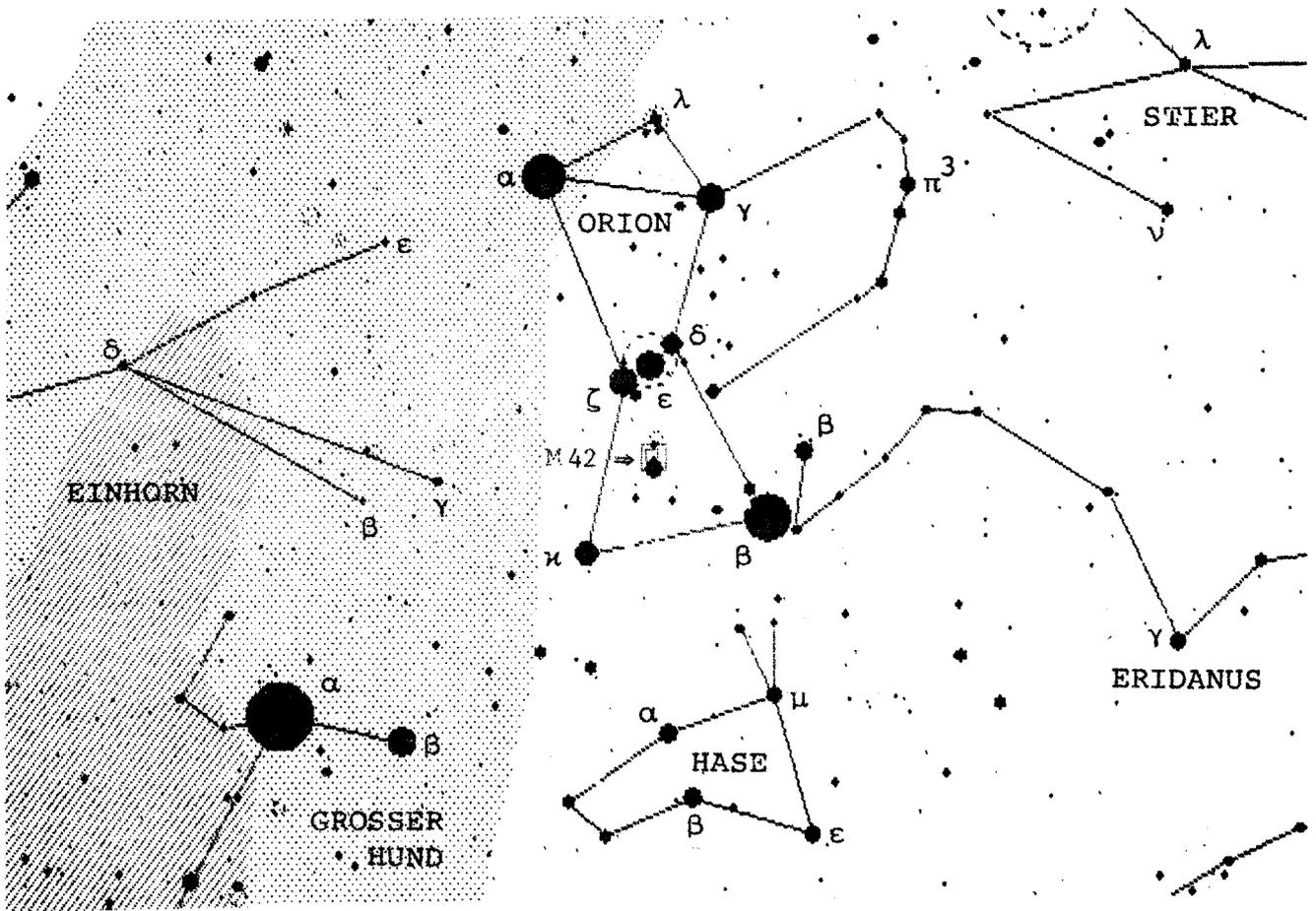
FREISICHTIGE HELLE UND DUNKLE NEBEL, STERNHAUFEN UND GALAXIEN

Die Wahrnehmung von Helligkeiten, Farben und Strukturen ist ein sehr verwickelter Vorgang, der sich in den Augen und im Gehirn abspielt. Zudem gibt es von Mensch zu Mensch beträchtliche Verschiedenheiten und natürlich auch Veränderungen über die Lebenszeit hinweg. Allgemein ist daher eine scharfe Bestimmung des Überganges von freisichtiger Wahrnehmbarkeit zu Nichtwahrnehmbarkeit nicht möglich - auch dann nicht, wenn wie hier völlige Dunkelanpassung der Augen nach etwa 20 Minuten Aufenthalt in Dunkelheit und "günstigste Sichtverhältnisse" vorausgesetzt werden.

Es kann und soll aber wenigstens versucht werden, durch eigenen Augenschein, persönliche Mitteilungen und aus Berichten jene Objekte des gesamten Himmels zusammenzustellen, die trotz der geschilderten Sachlage als "freisichtig" bezeichnet werden können und die für ihre Objektart bezeichnend sind. Mit kleinen Ferngläsern sind sie umso eindrucksvoller zu sehen.

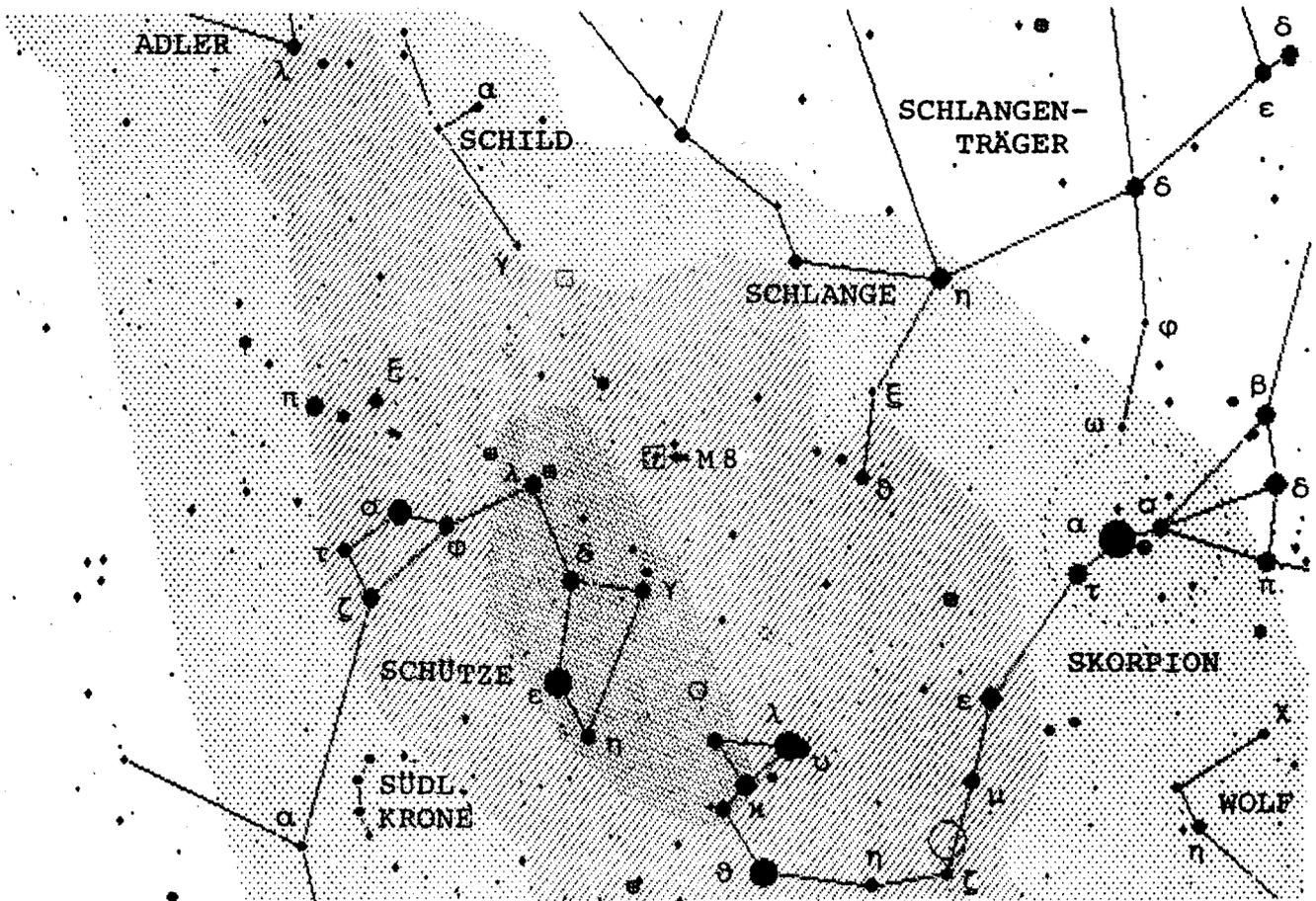
Für diese Objekte sind Suchkarten speziell für den freisichtigen Gebrauch mit URANIASTAR hergestellt worden. Weil sie sich auf den Sternlinienzug der Sternbilder stützen, können sie gradnetzfrei bleiben. Sie sind 40° hoch und haben die Grenzgröße $V = +6,0^{\text{mag}}$. Ihre jeweilige Lage am Himmel kann eine drehbare Sternkarte zeigen. Jeder Karte folgt eine Kurzbeschreibung des Objektes (Markierung \leftarrow).

Heller Nebel im Orion, NGC 1976 = M 42, Grosser Orionnebel.



Objektart	Emissions- und Reflexionsnebel, Klasse E+R
Rekt, Dekl 1950,0	5 ^h 32,9 ^m - 5°25'
Rekt, Dekl 2000,0	5 35,4 - 5 27
Gesamthelligkeit V	+ 2,9 ^{mag}
Spektrum	OB (anregender Stern θ^1 Ori)
Farbe	Grünlich (OIII) und rötlich (HII)
Winkelgröße	66' x 60'
Entfernung	1 500 Lichtjahre
Durchmesser	30 Lichtjahre, hellster Teil 5-6 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Großartig! θ Orionis und der große Nebel.-
Helle und dunkle Wolken mit inneren Strukturen. Entstehungsstätte	
von Sternen; protoplanetare Scheiben um junge Sterne mit HUBBLE	
SPACE TELESCOPE nachgewiesen. H und He dominieren neben C, O und N.	
Infrarotsatellit IRAS: Chaotische Molekülwolke um und südlich des	
Oriongürtels. "Trapez" im Orionnebel: θ Vielfachstern, Zentrum einer	
Sternansammlung, aus dem Nebel entstanden und nun sein Leuchten zum	
großen Teil bewirkend. Erstmals beschrieben: Nicholas Cl. Fabrice de	
Pieresc 1610.	

Heller Nebel im Schützen. NGC 6523 = M 8, Lagunennebel.

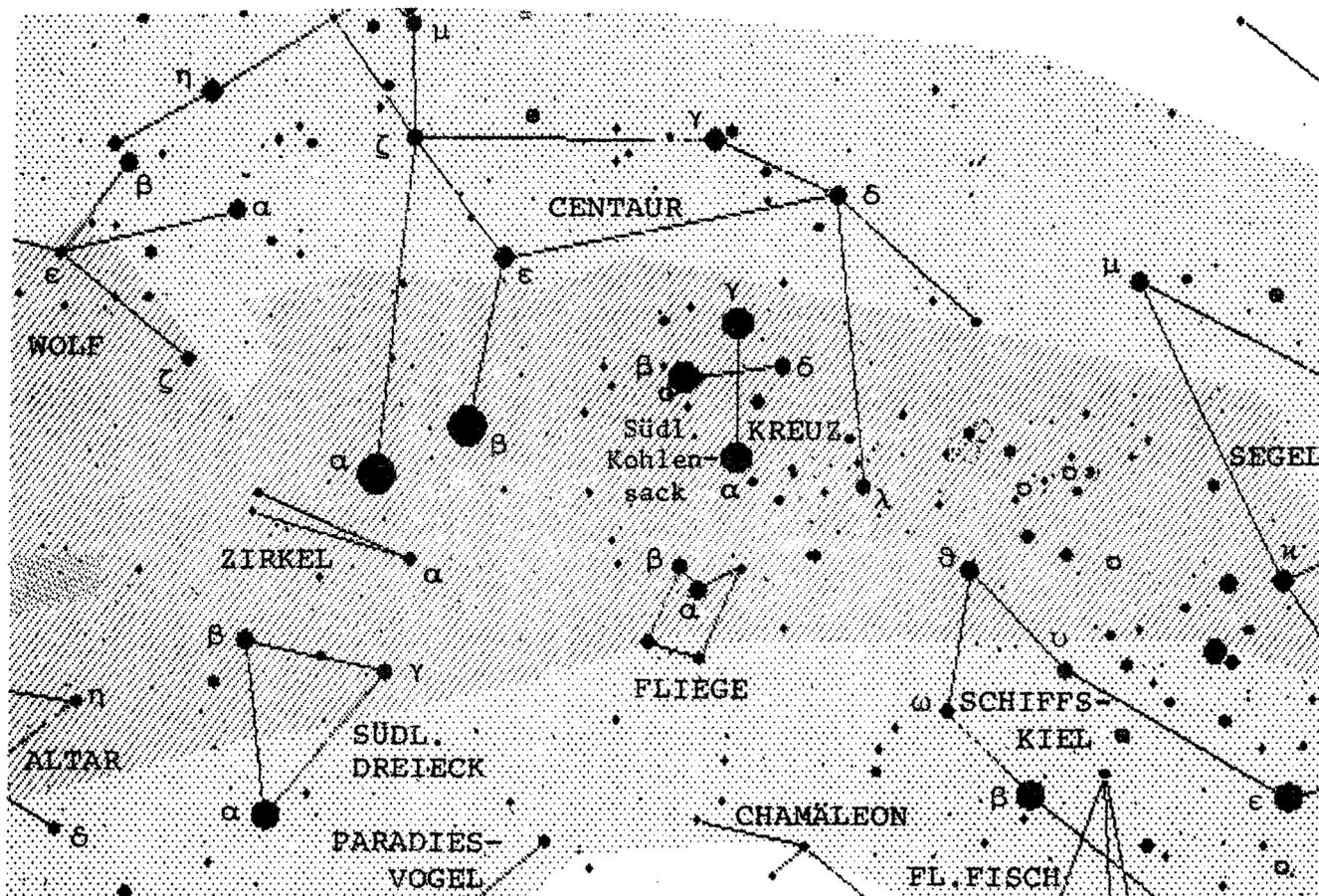


Objektart	Emissionsnebel, Klasse E
Rekt, Dekl 1950,0	18 ^h 01,6 ^m -24°20'
Rekt, Dekl 2000,0	18 03,8 -24.23
Gesamthelligkeit V	+5,4 ^{mag}
Spektrum	O5 (anregender Stern 9 Sgr)
Farbe	Rötlich (HII)
Winkelgröße	60' x 44'
Entfernung	5 150 Lichtjahre
Durchmesser	110 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Großartig! Sehr hell, sehr groß, sehr unregelmäßig, mit großem Sternhaufen.-

Helle Wolken mit dunklem, diametral in nordöstlicher Richtung verlaufendem Kanal. Dunkle Globulen: Protosterne? Der anregende Stern 9 Sgr steht im Westteil des Nebels, am Ostrand liegt der offene Sternhaufen NGC 6530, +4,6^{mag}, 15' ϕ .

Erstmals beschrieben: Guillaume-Joseph-Hyacinthe-Jean-Baptiste Le Gentil de la Galazière 1755. NGC 6530 erstmals beschrieben von John Flamsteed 1680.

Dunkler Nebel im Kreuz (Südliches Kreuz), Südlicher Kohlen sack.

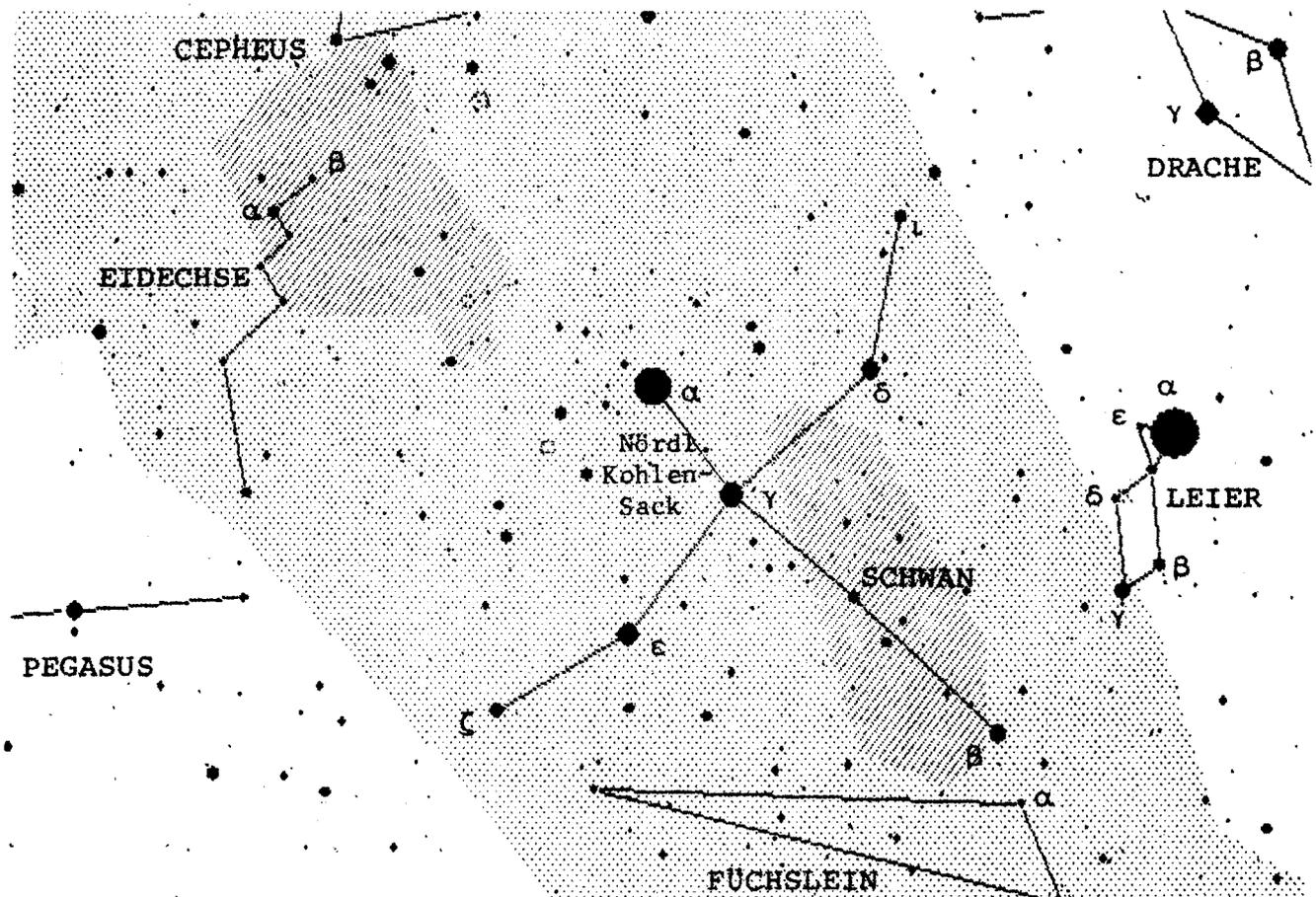


Objektart	Dunkelnebel, Klasse Dk 3? Ir
Rekt, Dekl 1950,0	12 ^h 50,0 ^m -62°44'
Rekt, Dekl 2000,0	12 53,0 -63 00
Winkelgröße	6,7° x 5,0°
Entfernung	550 Lichtjahre? Nächster Dunkelnebel
Durchmesser	80 Lichtjahre

Dunkelgebiet knapp östlich von α Cru, gegen helle Milchstraßenwolken deutlich kontrastierend. Auffälligster Dunkelnebel, mit Strukturen. Absorption im visuellen Bereich 1^{mag} bis 3^{mag}.

Erstmals beschrieben von portugiesischen Seefahrern am Anfang des 16. Jahrhunderts: unabhängig mitgeteilt von Abbé Nicholas-Louis de la Caille 1755.

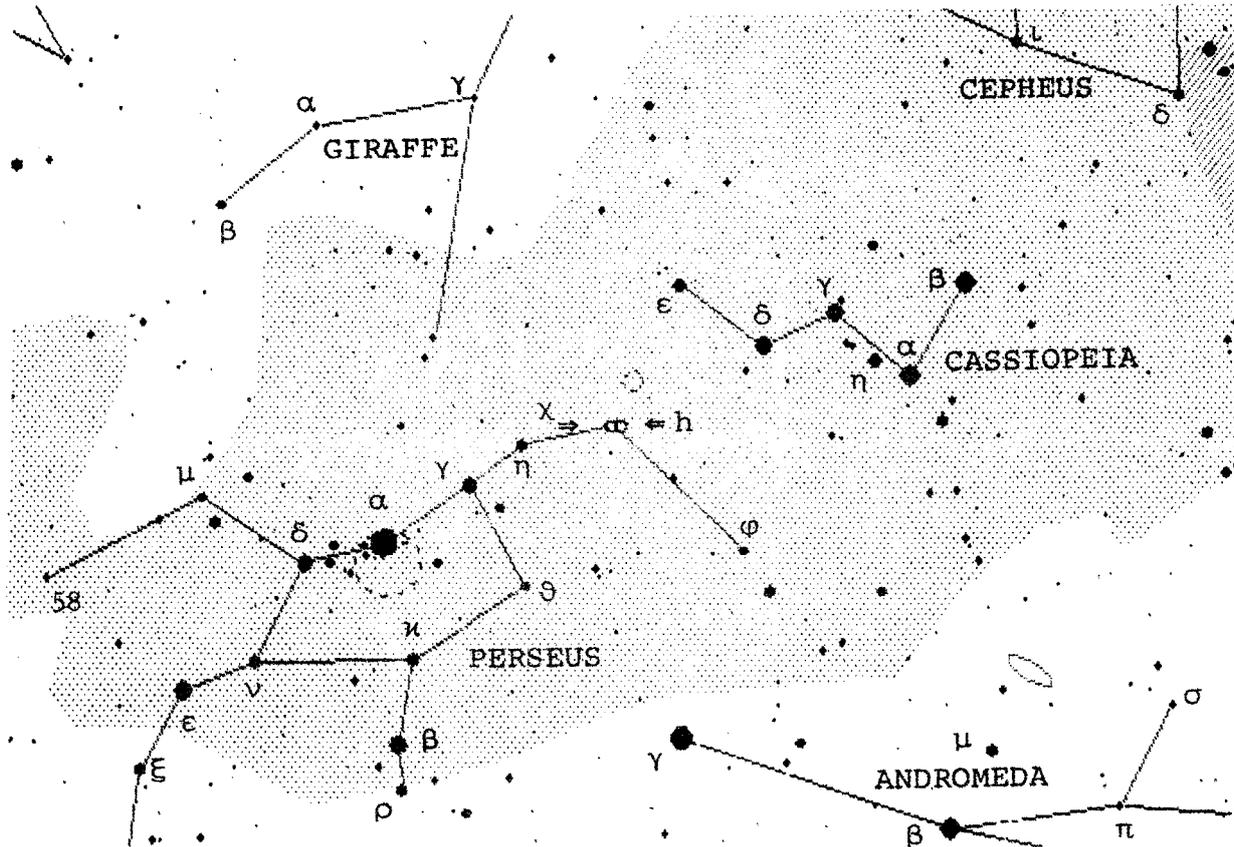
Dunkler Nebel im Schwan, LDN 906, Nördlicher Kohlensack.



Objektart	Dunkelnebel, Klasse Dk
Rekt, Dekl 1950,0	20 ^h 38,2 ^m +41°49'
Rekt, Dekl 2000,0	20 40,0 +42°00'
Winkelgröße	5,4° x 3,0°, zerklüftet
Entfernung	4 500 Lichtjahre?
Durchmesser	500 Lichtjahre?

Uneinheitliches Dunkelgebiet südlich von α Cyg bis in die Gegend östlich von γ Cyg. Absorption 1^{mag} bis 3^{mag}. Nordende der großen, nach Süden bis zum Centauren ziehenden Spalte im Milchstraßenband. Erstmals beschrieben von Guillaume-Joseph-Hyacinthe-Jean-Baptiste Le Gentil de la Galazière 1755.

Offene Sternhaufen im Perseus, NGC 869/884 = h/ch1 Persei.

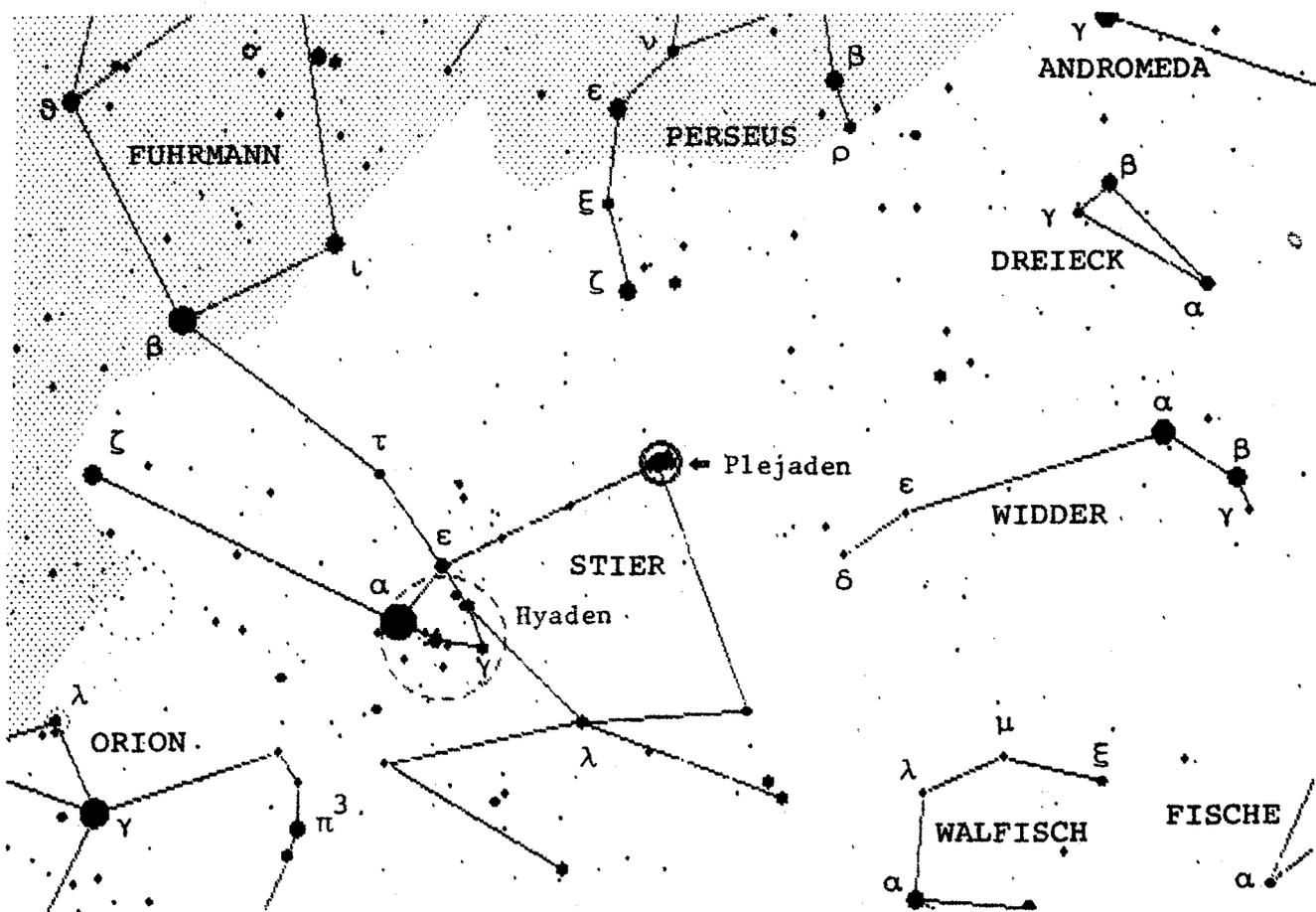


Objektart	Offene Sternhaufen, Klasse I 3 r
Rekt, Dekl 1950,0	2 ^h 15,5 ^m +56°55' / 2 ^h 18,9 ^m +56°53'
Rekt, Dekl 2000,0	2 19,0 +57 09 / 2 22,4 +57 07
Gesamthelligkeit V	+4,4 ^{mag} / +4,7 ^{mag}
Spektrum	B0 / B0 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	30' / 30' Durchmesser
Entfernung	7 200 / 7 500 Lichtjahre
Durchmesser	63 / 65 Lichtjahre
Zahl der Sterne	200 ab +6,6 ^{mag} / 150 ab +8,1 ^{mag}
Alter	5,6 Millionen Jahre / 3,2 Millionen Jahre
NGC-Beschreibung	Bemerkenswert! Haufen, sehr sehr groß, sehr reich, Sterne 7...14 / Bemerkenswert! Haufen, sehr groß, sehr reich, rubinroter Mittelstern.-

Winkelgröße des Doppelhaufens 1,0° x 0,6°. Beide Haufen sind Zentren von OB-Assoziationen, 210 / 650 Lichtjahre im Durchmesser. Der Doppelhaufen scheint keine physische Einheit zu bilden.

Erstmals beschrieben von Hipparchos um 140 v.Chr. als "nebelartig".

Offener Sternhaufen im Stier. M 45. Plejaden = Siebengestirn.



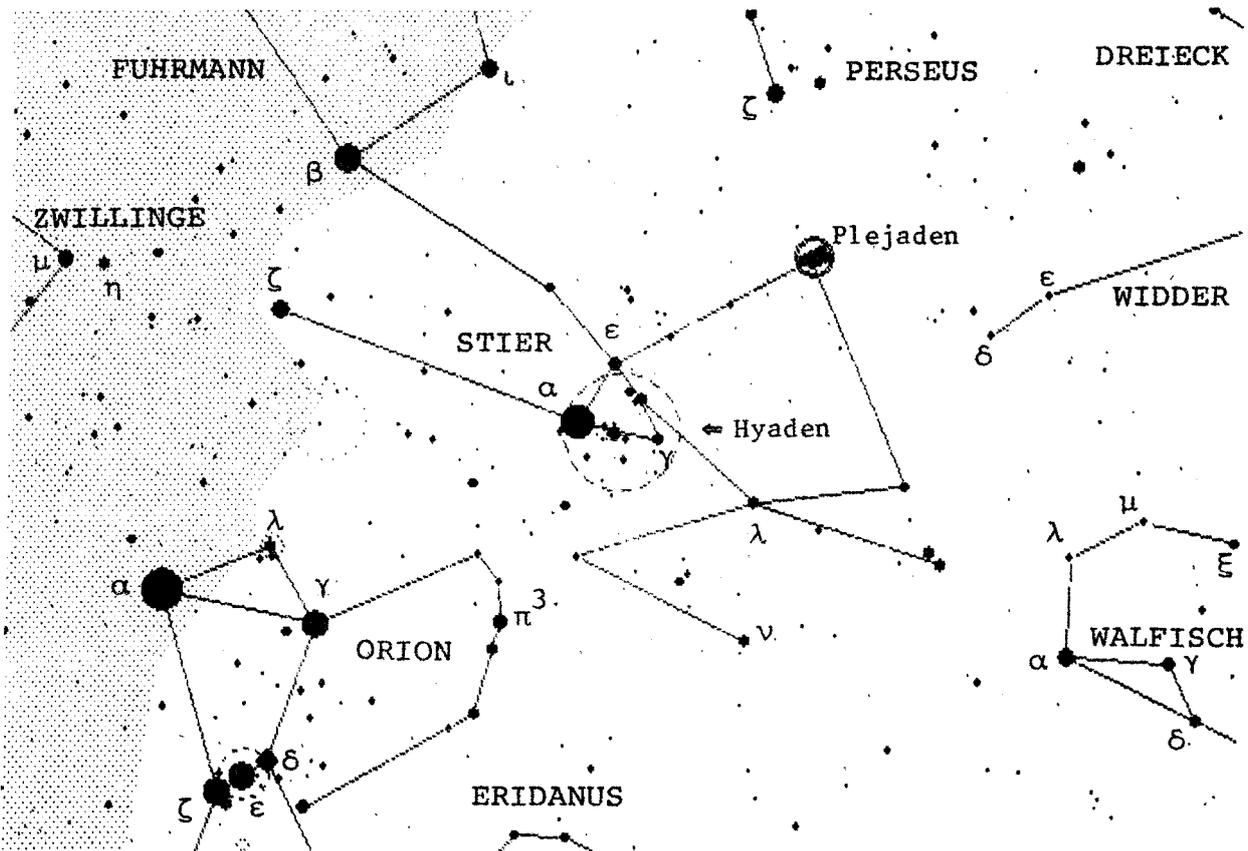
Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse I 3 r + Nebel
Rekt, Dekl 1950,0	3 ^h 44,0 ^m +23°58'
Rekt, Dekl 2000,0	3 47,0 +24 07
Gesamthelligkeit V	+1,2 ^{mag}
Spektrum	B5 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	110' Durchmesser
Entfernung	410 Lichtjahre
Durchmesser	30, für die 9 hellsten Sterne 7 Lichtjahre.
Zahl der Sterne	250 ab +2,9 ^{mag}
Alter	78 Millionen Jahre

Die neun hellsten Plejadensterne sind B-Riesen, die rasch rotieren, Nr.28 100mal schneller als die Sonne, veränderlich im Bereich 0,5^{mag} und ein Hüllenstern. Reflexionsnebel und viele Doppel-/Mehrfachsterne im Haufen.

Kurz vor Erfindung des Fernrohrs sah Michael Maestlin 11 Plejadensterne. Erstmals beschrieben von Hipparchos um 140 v.Chr.

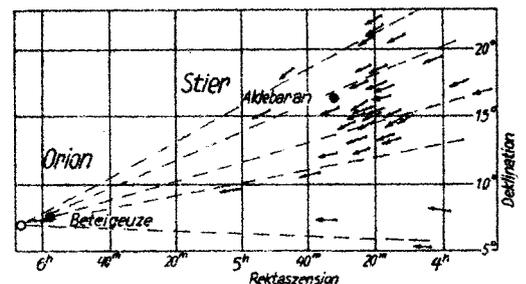
*	v ^{mag}
16	5,45
17	3,71
18	5,65
19	4,31
20	3,88
21	5,76
22	6,43
23	4,18
25	4,18
27	3,64
28	5,09 ^v

Offener Sternhaufen im Stier. Hyaden = Regengestirn

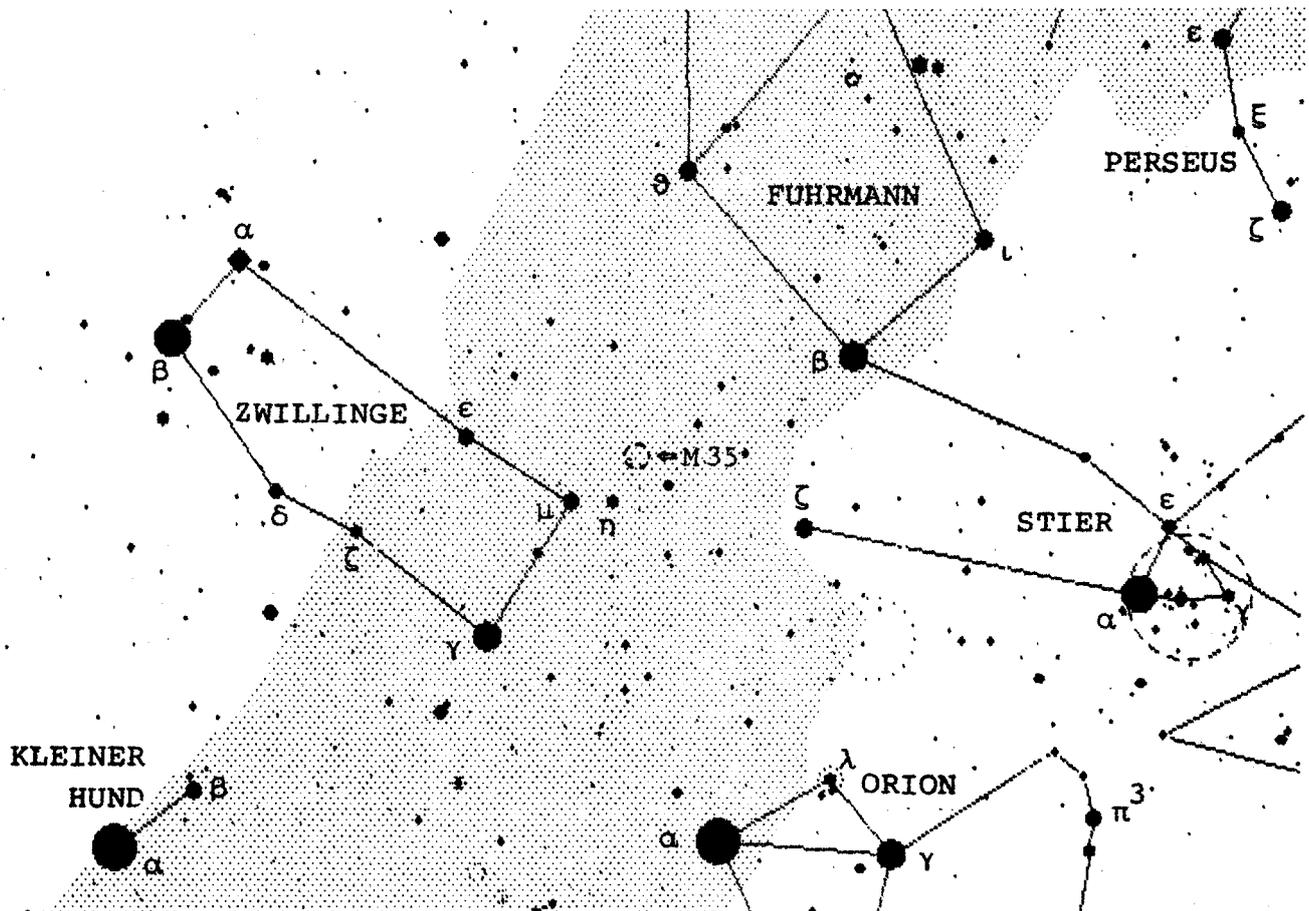


Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse II 3 m
Rekt, Dekl 1950,0	4 ^h 24,1 ^m +15° 53'
Rekt, Dekl 2000,0	4 27,0 +16 00
Gesamthelligkeit V	+0,5 ^{mag}
Spektrum	A2 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	24°, Zentralgebiet 3,5° Durchmesser
Entfernung	150 Lichtjahre
Durchmesser	62, Zentralteil 9 Lichtjahre
Zahl der Sterne	260 ab +3,3 ^{mag}
Alter	660 Millionen Jahre

Außer dem Ursa-Major-Strom sind die Hyaden der nächste Sternhaufen (ohne α Tau). "Bewegungshaufen". Zielrichtung, gemessene Eigenbewegung in "/100 Jahre sowie gemessene Radialbewegung in km/s passen nur zu sich so ergebender Haufenentfernung: "Sternstromparallaxen" geben noch Entfernungen, die für trigonometrische Messung zu groß sind. Erstmals beschrieben von Hipparchos um 140 v.Chr.



Offener Sternhaufen in den Zwillingen, NGC 2168 = M 35

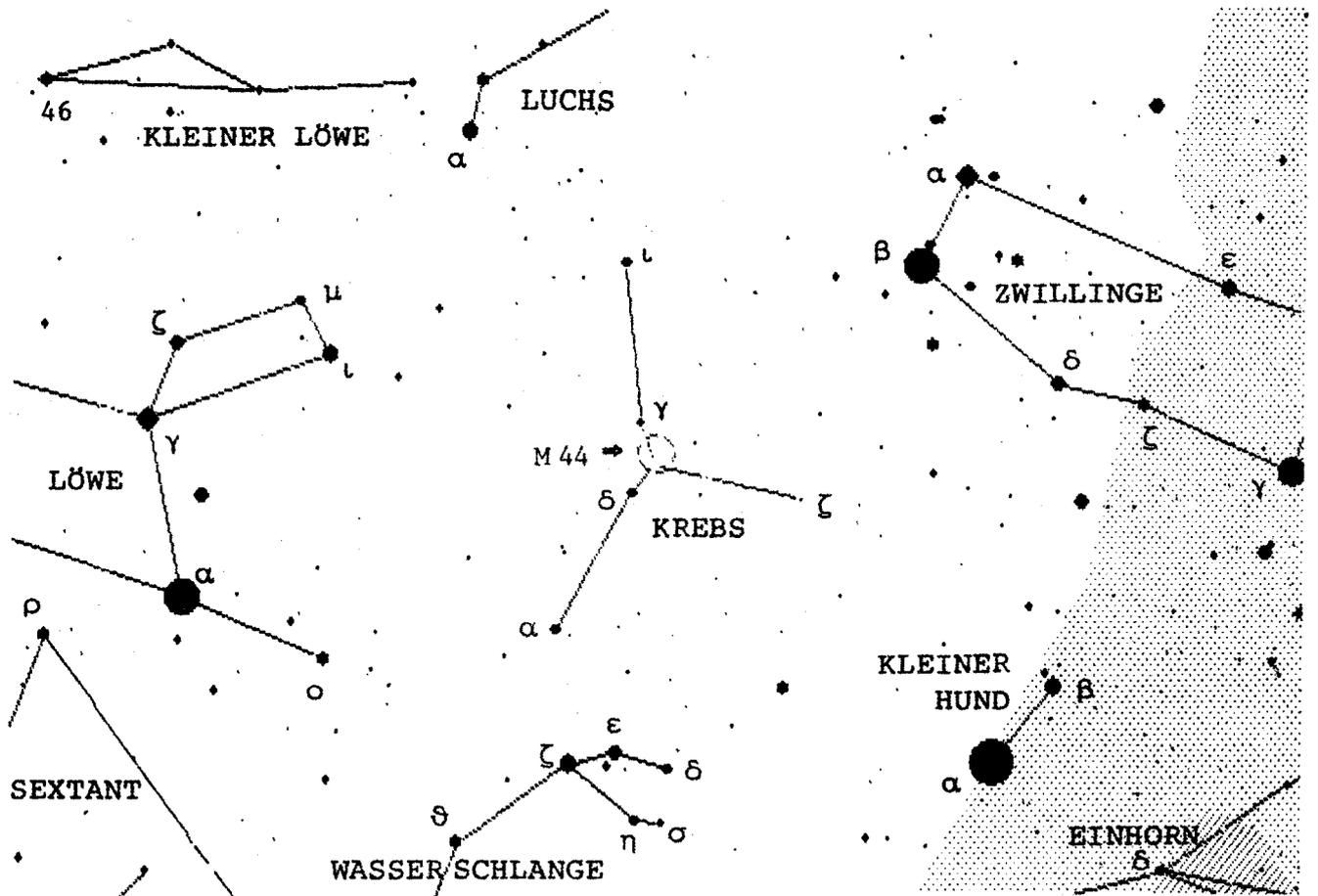


Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse III 2 m
Rekt, Dekl 1950,0	6 ^h 05,8 ^m +24°21'
Rekt, Dekl 2000,0	6 08,9 +24 20
Gesamthelligkeit V	+5,1 ^{mag}
Spektrum	B3 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	28' Durchmesser
Entfernung	2 800 Lichtjahre
Durchmesser	23 Lichtjahre
Zahl der Sterne	200 ab +8,2 ^{mag}
Alter	110 Millionen Jahre
NGC-Beschreibung	Haufen, sehr groß, beträchtlich reich, ziemlich verdichtet, Sterne 9...16.-

0,5° südwestlich steht der kleine offene Sternhaufen NGC 2158.

Erstmals beschrieben von Philippe Loys de Chéseaux 1746.

Offener Sternhaufen im Krebs. NGC 2632 = M 44. Krippe.

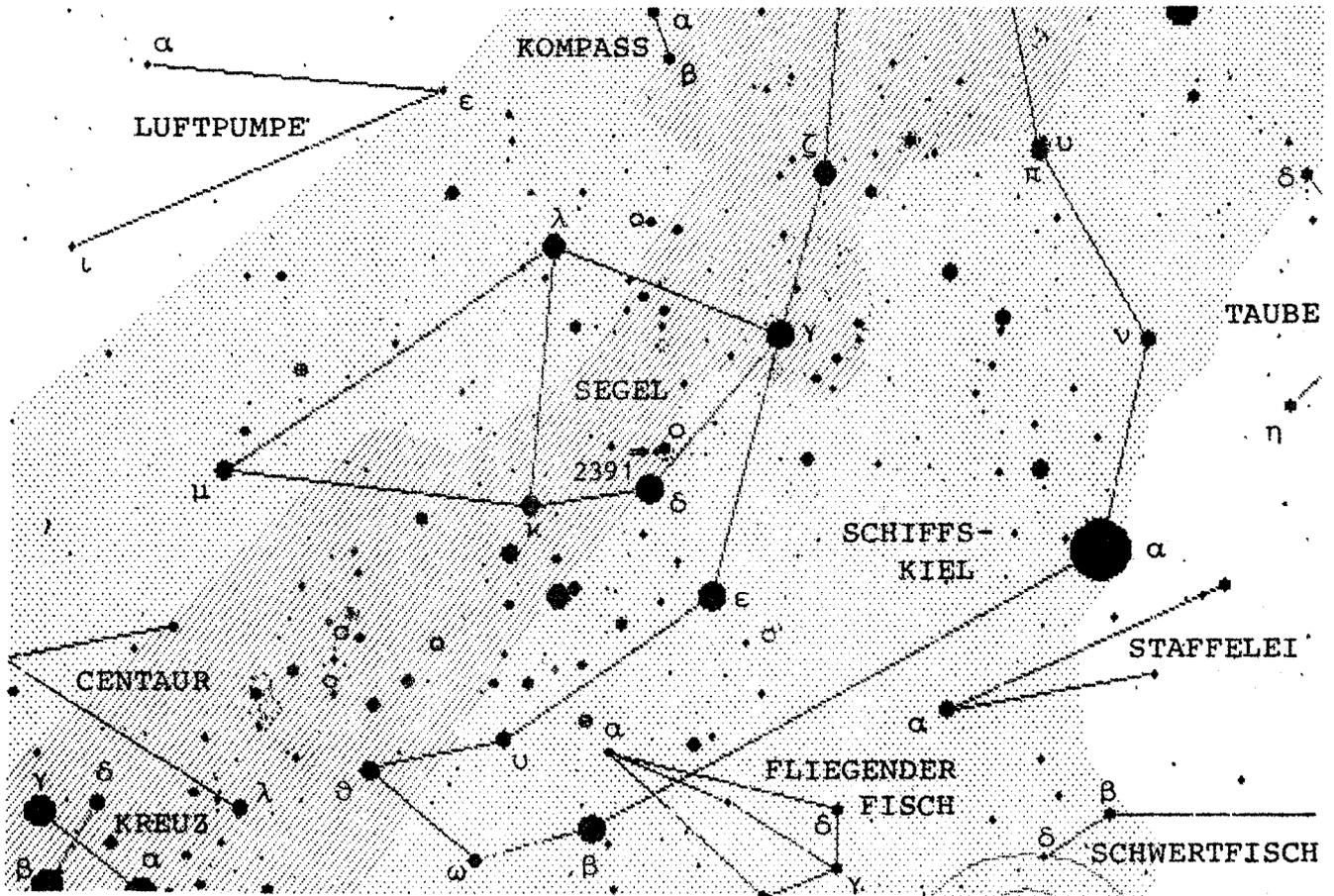


Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse II 2 m
Rekt, Dekl 1950,0	8 ^h 37,2 ^m +20° 10'
Rekt, Dekl 2000,0	8 40,1 +19 59
Gesamthelligkeit V	+3,1 ^{mag}
Spektrum	A0 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	95' Durchmesser des Zentralgebietes
Entfernung	522 Lichtjahre
Durchmesser	40, Zentralgebiet 14 Lichtjahre
Zahl der Sterne	200 zwischen +6,3 ^{mag} und +14 ^{mag}
Alter	660 Millionen Jahre
NGC-Beschreibung	Praesepe Cancrī.-

Dieser Sternhaufen bewegt sich fast parallel und gleich schnell wie die Hyaden, aber der Raumabstand von 450 Lichtjahren spricht gegen Zusammengehörigkeit. Freisichtig ein Nebelfleck; erster "Nebel", der mit dem Fernrohr aufgelöst wurde (Galilei 1610). Nordöstlich γ Cnc, +4,7^{mag} und südöstlich δ Cnc, +3,9^{mag}: das nördliche und das südliche Eselchen, die aus der Krippe fressen. δ Cnc erklptiknah. Erstmals beschrieben von Hipparchos um 140 v. Chr. als "Nebelfleck".

19. Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

Offener Sternhaufen in den Segeln, IC 2391 = Omikron Velorum Haufen.

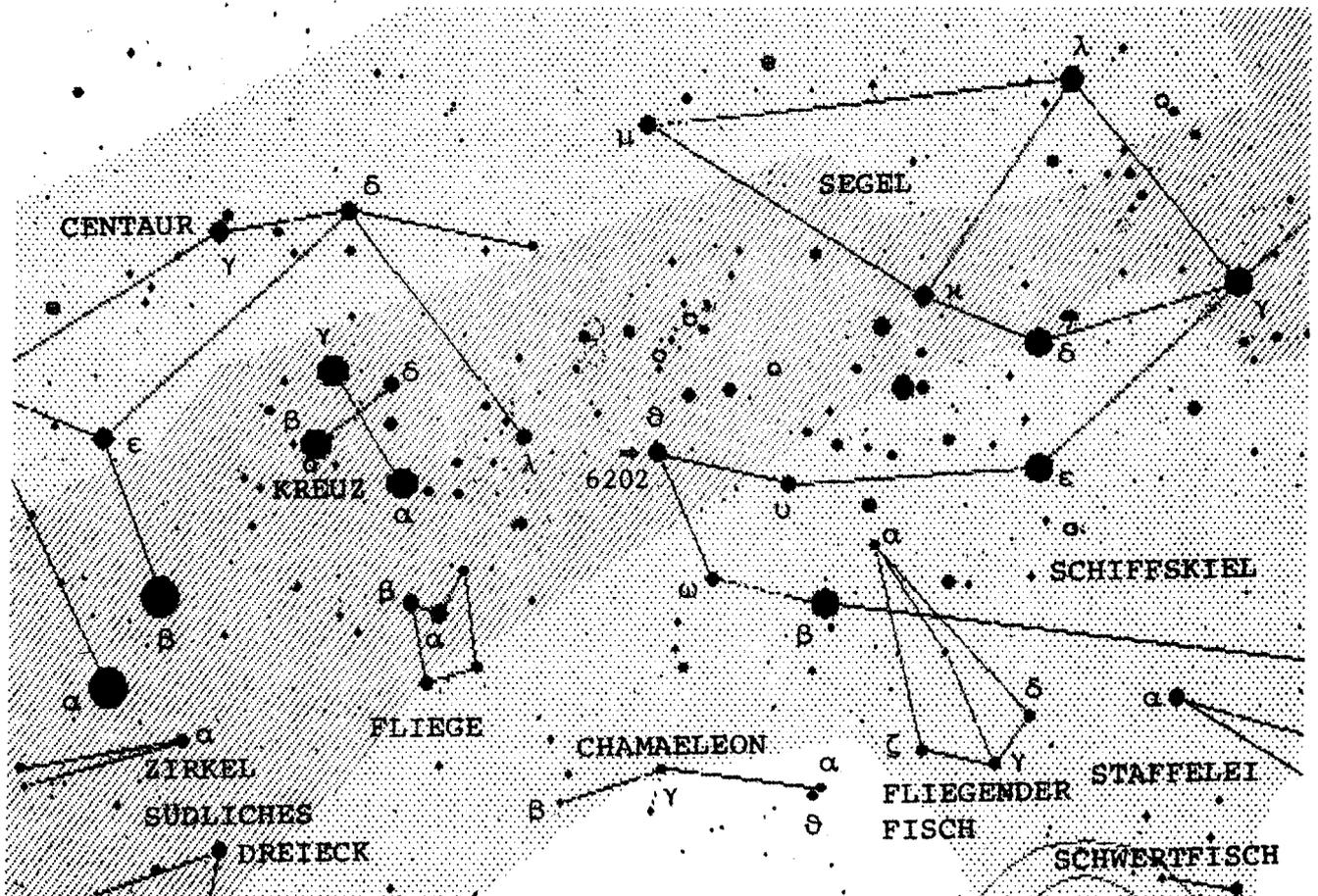


Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse II 3 p
Rekt, Dekl 1950,0	8 ^h 38,8 ^m -52°53'
Rekt, Dekl 2000,0	8 40,2 -53 04
Gesamthelligkeit V	+2,5 ^{mag}
Spektrum	B3 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	50' Durchmesser
Entfernung	590 Lichtjahre
Durchmesser	10 Lichtjahre
Zahl der Sterne	30 ab +3,6 ^{mag}
Alter	36 Millionen Jahre
IC-Beschreibung	Haufen, locker, enthält den Stern +3,7 ^{mag} Omikron Velorum.-

Dieser Haufen steht 1,6° nordwestlich von δ Vel.

Erstmals beschrieben von Al-Sûfi als "nebeliger Stern" um 964.

Offener Sternhaufen im Schiffskiel. IC 2602 = Theta Carina Haufen.

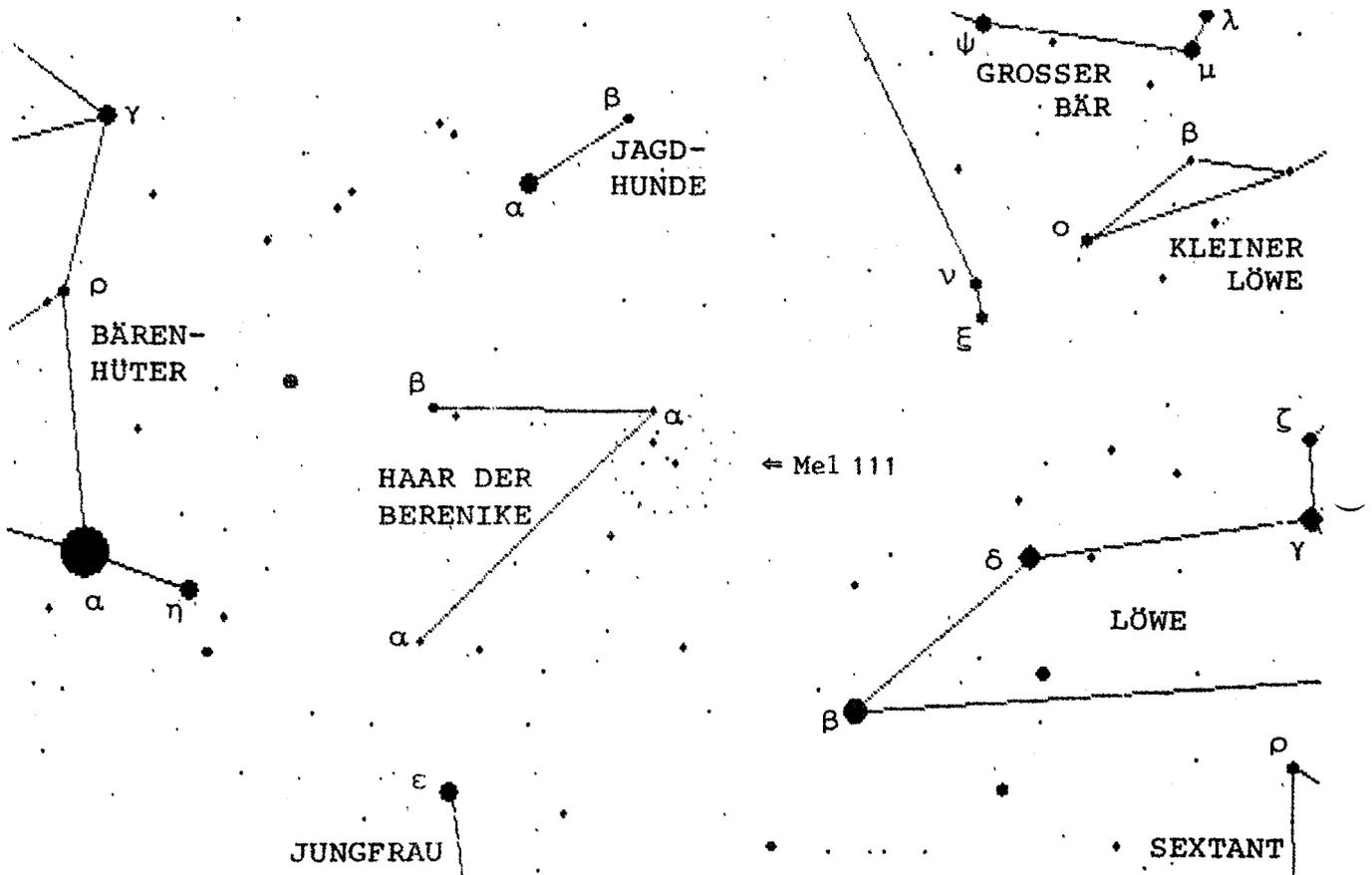


Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse II 3 m
Rekt, Dekl 1950,0	10 ^h 41,4 ^m -64°08'
Rekt, Dekl 2000,0	10 43,2 -64 24
Gesamthelligkeit V	+1,9 ^{mag}
Spektrum	B0 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	50' Durchmesser
Entfernung	490 Lichtjahre
Durchmesser	7 Lichtjahre
Zahl der Sterne	60 ab +2,8 ^{mag}
Alter	36 Millionen Jahre
IC-Beschreibung	Haufen, locker, schließt den Stern Theta Carina ein.-

Dieser Sternhaufen erinnert an die Plejaden; um θ Car, +2,7^{mag}, eine große Zahl von Sternen +6^{mag}, +7^{mag}, +8^{mag}.

Erstmals beschrieben von Abbé Nicholas-Louis de la Caille 1755.

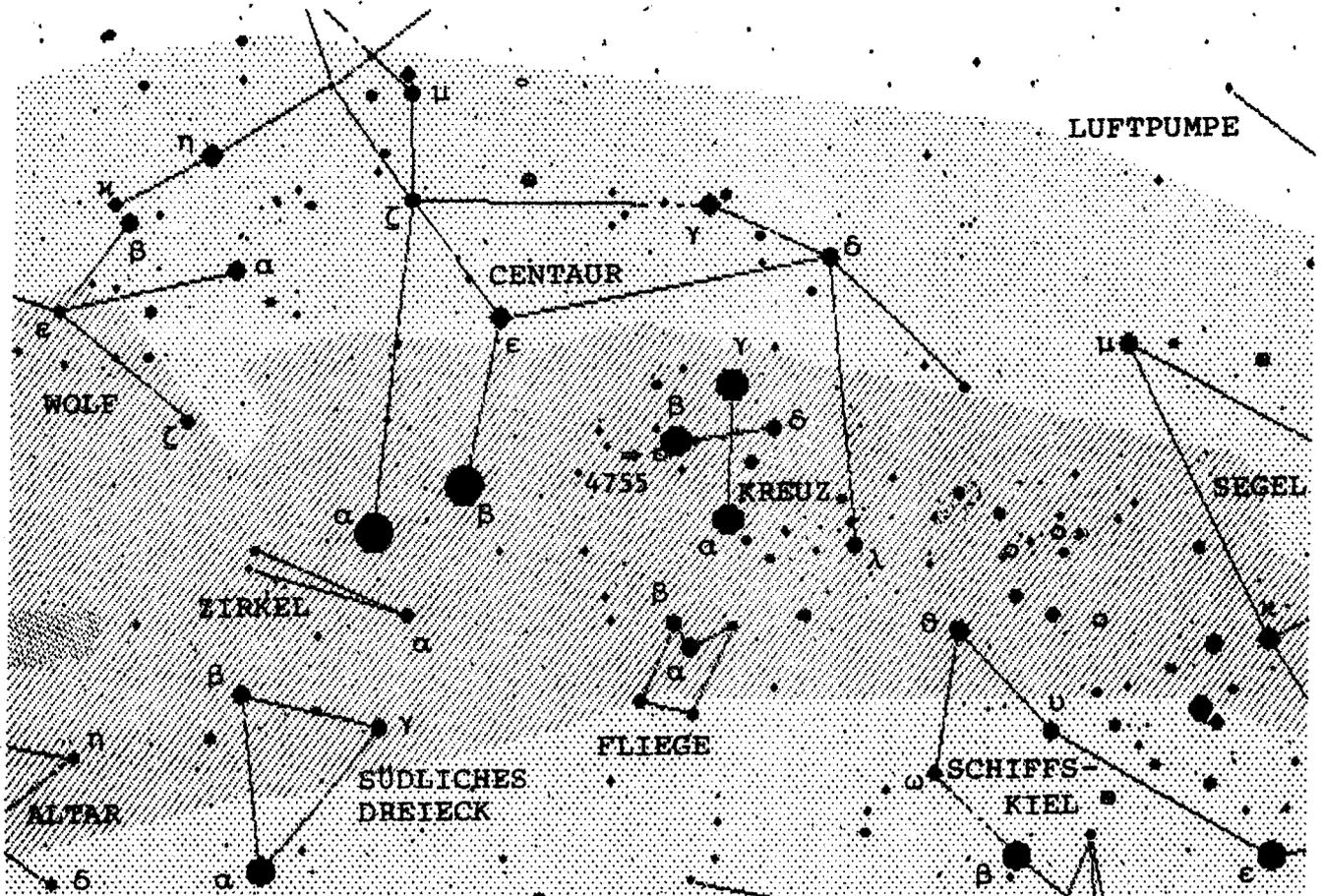
Offener Sternhaufen im Haar der Berenike. Mel 111.



Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse II 3 p
Rekt, Dekl	12 ^h 22,5 ^m +26°17'
Rekt, Dekl	12 25,0 +26 00
Gesamthelligkeit V	+1,8 ^{mag}
Spektrum	A0 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	4,6° Durchmesser
Entfernung	260 Lichtjahre
Durchmesser	20 Lichtjahre
Zahl der Sterne	80 ab +3,4 ^{mag}
Alter	400 Millionen Jahre

Der lockere, offene Sternhaufen enthält die Sterne 12, 13, 14, 16 und 21 des Sternbildes Coma Berenices, alle um +5^{mag}. Er steht nahe dem galaktischen Nordpol, galaktische Breite System II +83°59'. Erstmals beschrieben von Hipparchos, um 140 v.Chr., als "Haupthaar", dann von Claudios Ptolemaios um 140 n.Chr. als "nebelförmige Gruppe".

Offener Sternhaufen im Kreuz (Südliches Kreuz), NGC 4755.

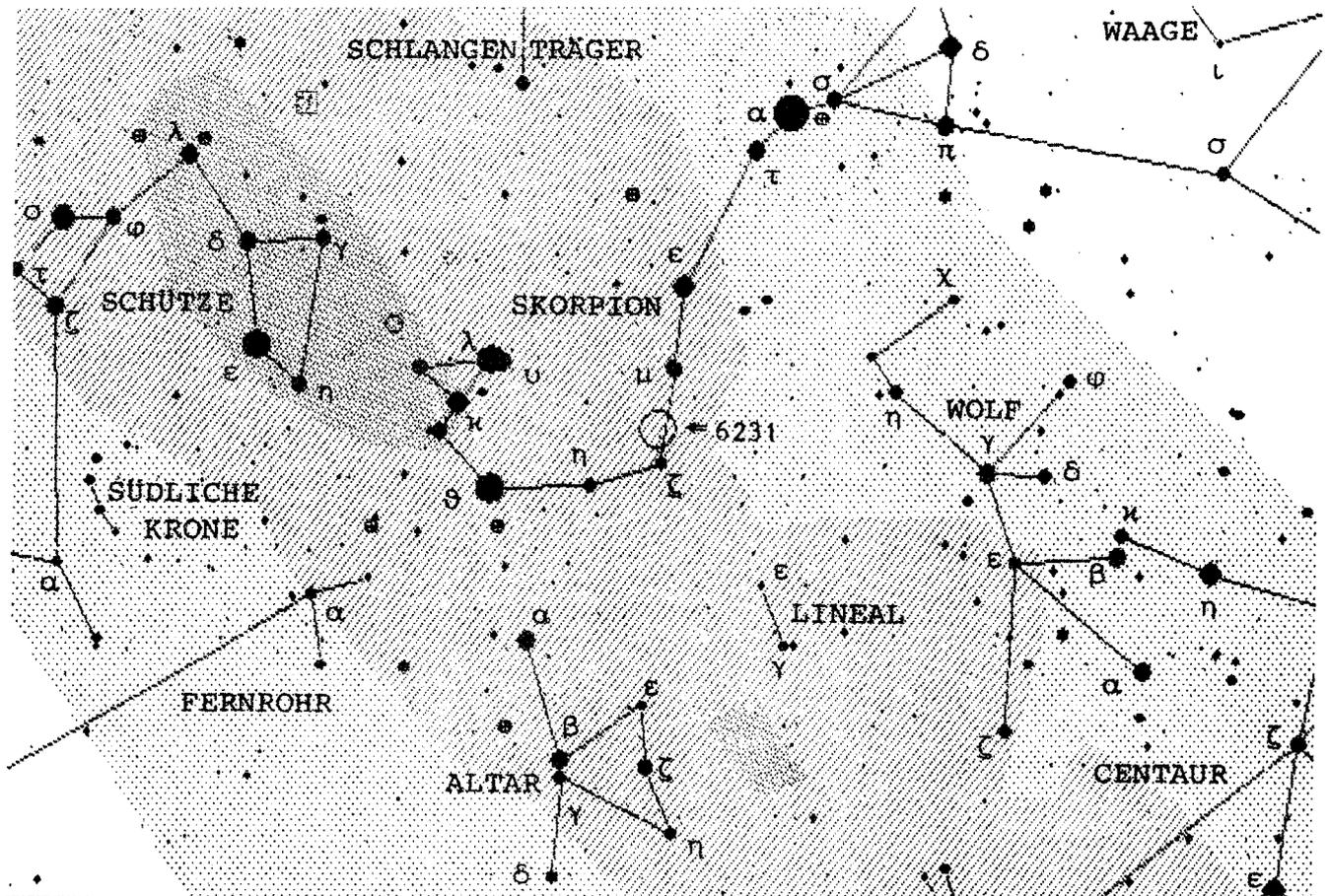


Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse I 3 r
Rekt, Dekl 1950,0	12 ^h 50,6 ^m -60°05'
Rekt, Dekl 2000,0	12 53,6 -60 20
Gesamthelligkeit V	+4,2 ^{mag}
Spektrum	B2 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	10' Durchmesser
Entfernung	7 600 Lichtjahre
Durchmesser	22 Lichtjahre
Zahl der Sterne	50 ab +5,8 ^{mag}
Alter	7,1 Millionen Jahre
NGC-Beschreibung	Haufen, sehr groß, Sterne sehr hell (Kappa Crucis).-

Der Sternhaufen liegt 1° südöstlich von β Cru und nahe κ Cru, +6,0^{mag} und beim Südlichen Kohlensack. Wegen seiner konzentriert stehenden helleren Sterne "Schmuckkästchen" (Jewel Box) genannt.

Erstmals beschrieben von Abbé Nicholas-Louis de la Caille 1755.

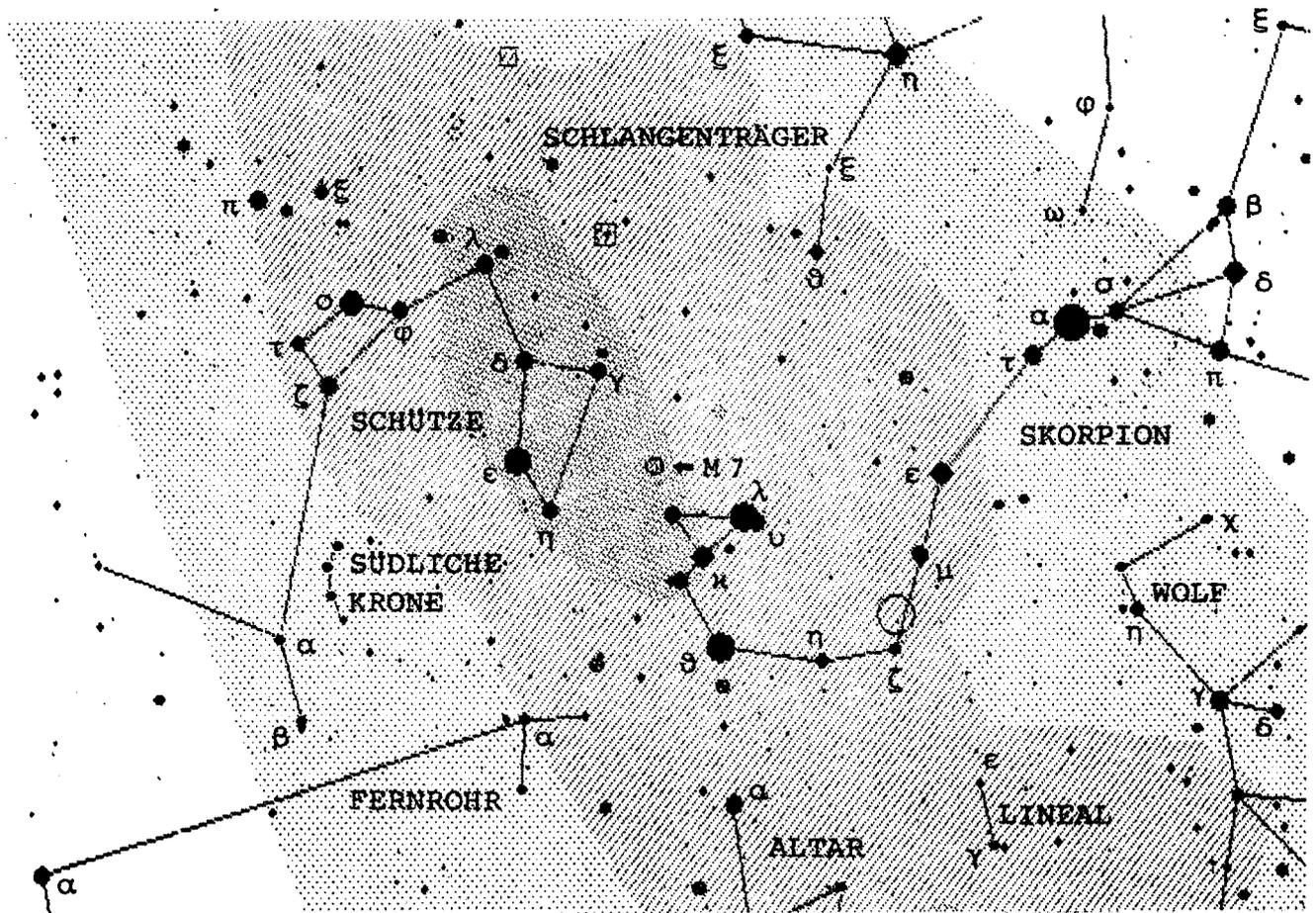
Offener Sternhaufen im Skorpion, NGC 6231.



Objektart	Offener Sternhaufen, Klasse I 3 p n
Rekt, Dekl 1950,0	16 ^h 50,5 ^m -41°43'
Rekt, Dekl 2000,0	16 54,0 -41 48
Gesamthelligkeit V	+2,6 ^{mag}
Spektrum	O8 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	15', Zentralteil 5' Durchmesser
Entfernung	5 900 Lichtjahre
Durchmesser	26, Zentralteil 8 Lichtjahre
Zahl der Sterne	120, davon 20 hellere ab +4,7 ^{mag} .
Alter	3,2 Millionen Jahre
NGC-Beschreibung	Haufen, hell, beträchtlich groß, ziemlich reich, Sterne 10 ... 13.-

Wie eine Miniatur der Plejaden, an ihrer Stelle stehend wären dessen Sterne so hell wie Sirius (O- und B-Überriesen!). Näher dem galaktischen Zentrum als der Spiralarm mit der Sonne. Zentrum einer OB-Assoziation. Sternenpaar ζ₁/ζ₂ steht 0,5° südlich. ζ₁ einer der leuchtkräftigsten Sterne der Milchstraße, M = -8^{mag}, Haufenstern. Erstmals beschrieben von Abbé Nicholas-Louis de la Caille 1755.

Offener Sternhaufen im Skorpion. NGC 6475 = M 7.

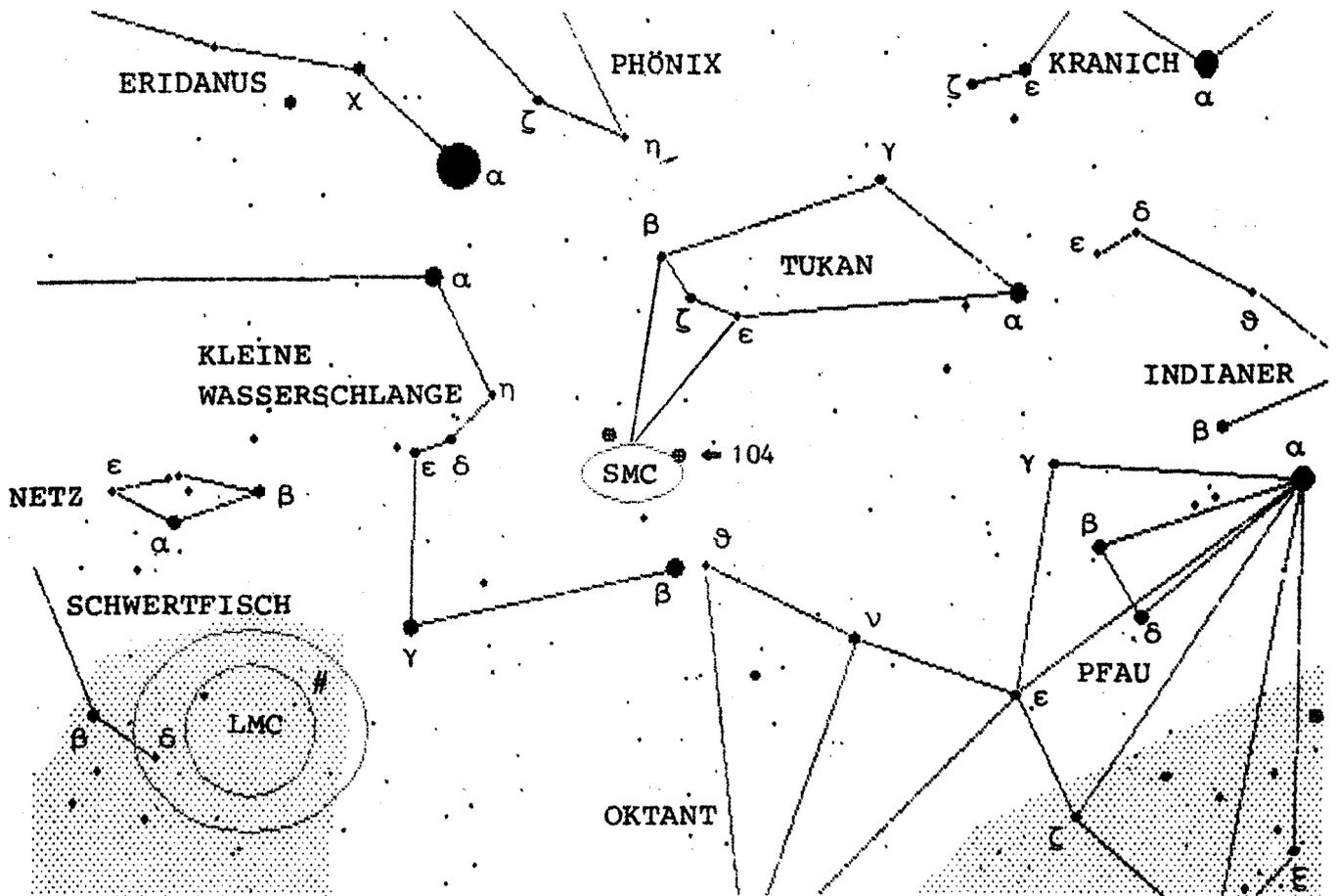


Objektart	Offener Haufen, Klasse II 2 r
Rekt, Dekl 1950,0	17 ^h 50,6 ^m -34°48'
Rekt, Dekl 2000,0	17 53,9 -34 49
Gesamthelligkeit V	+3,3 ^{mag}
Spektrum	B8 (Mitglied frühesten Spektraltyps)
Winkelgröße	80', Zentralgebiet 30'
Entfernung	780 Lichtjahre
Durchmesser	22, Zentralgebiet 7 Lichtjahre
Zahl der Sterne	80 ab +5,6 ^{mag}
Alter	220 Millionen Jahre
NGC-Beschreibung	Haufen, sehr hell, ziemlich reich, wenig verdichtet, Sterne 7...12.-

Ähnlich Krippe, aber kleiner. Südlichstes Messier-Objekt.

Erstmals beschrieben von Claudios Ptolemaios um 140 n.Chr. als "nebelförmig".

Kugelsternhaufen im Tukan. NGC 104 = 47 Tucanae

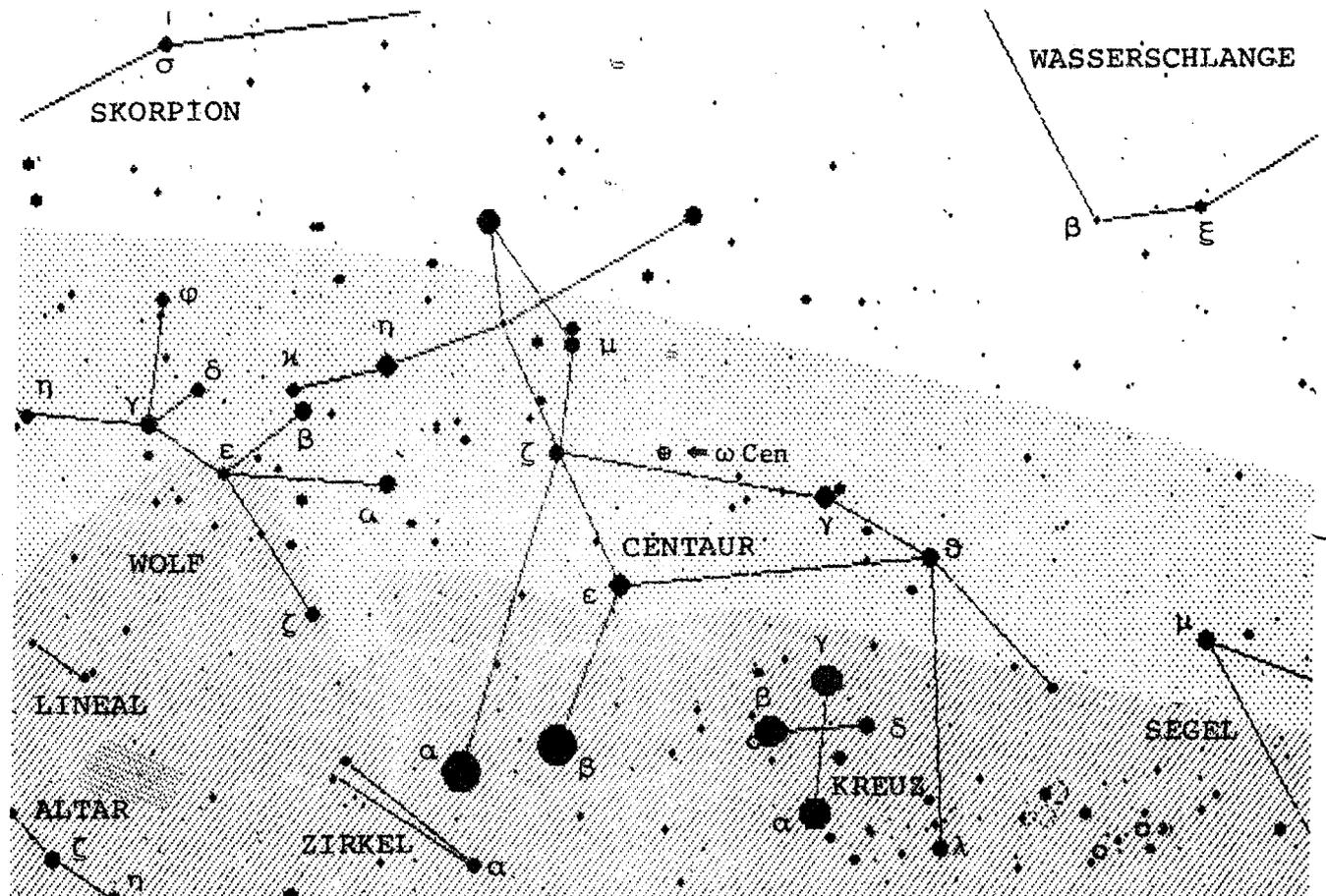


Objektart	Kugelsternhaufen, Klasse 3
Rekt, Dekl 1950,0	0 ^h 21,9 ^m -72°22'
Rekt, Dekl 2000,0	0 24,1 -72 05
Gesamthelligkeit V	+4,0 ^{mag}
Spektrum	G3 (Gesamter Haufen)
Winkelgröße	31' Durchmesser
Entfernung	15 000 Lichtjahre
Durchmesser	135 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Sehr bemerkenswert! Kugelhaufen, sehr hell, sehr groß, in der Mitte sehr stark verdichtet.-

Der Kugelhaufen steht 2,5° westlich der Kleinen Magellan'schen Wolke, nach ω Cen der schönste Kugelhaufen des Himmels. Ungewöhnlicher Haufen in mehrfacher Hinsicht: Größere Häufigkeit von Metallatomen - daher geringeres Alter, Fehlen blauer Sterne im "Horizontalast" des Farben/Helligkeitsdiagramm, nur wenige RR-Lyrae Sterne.

Erstmals beschrieben von Abbé Nicholas-Louis de la Caille 1755.

Kugelsternhaufen im Centauren. NGC 5139 = Omega Centauri

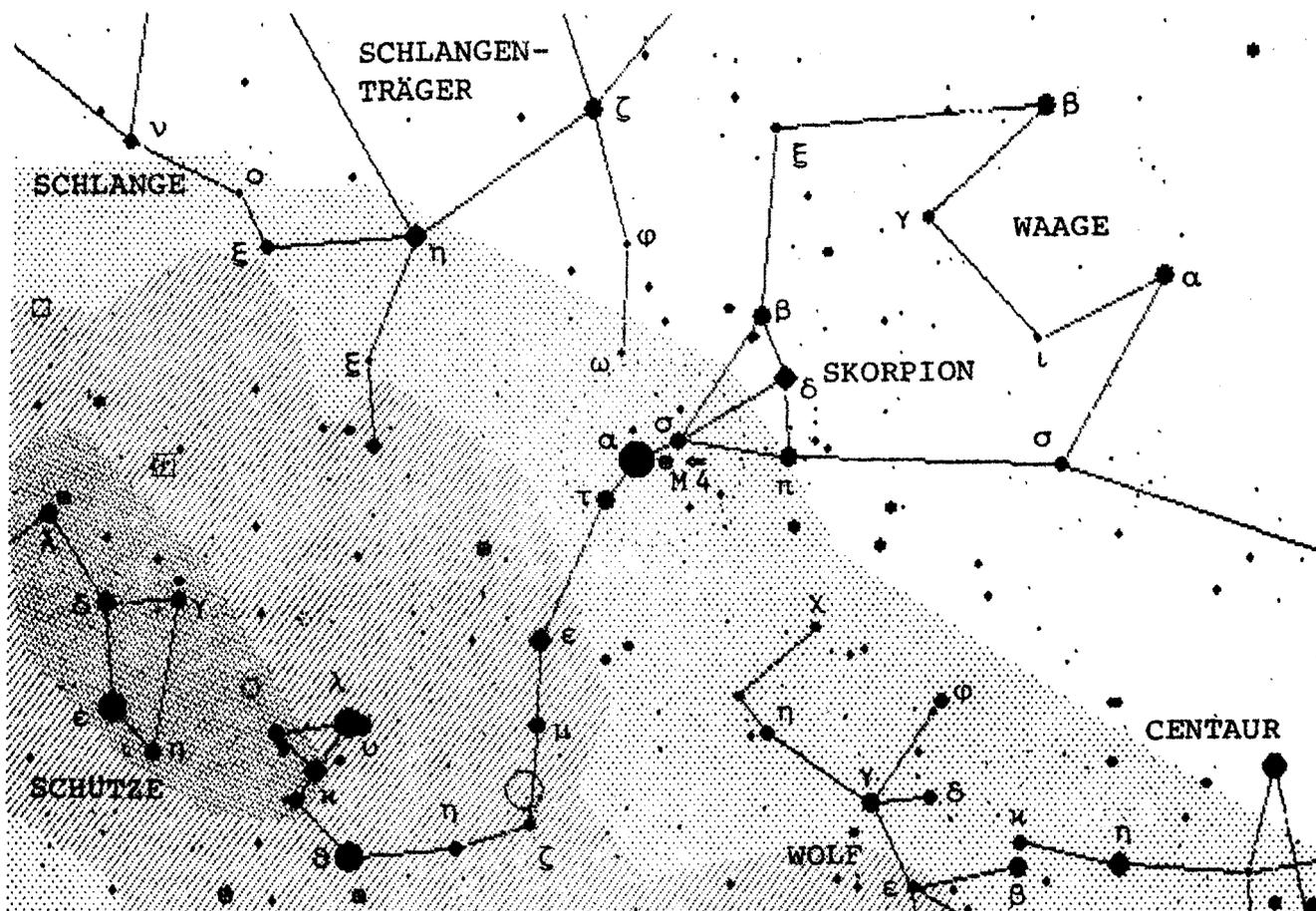


Objektart	Kugelsternhaufen, Klasse 8
Rekt, Dekl 1950,0	13 ^h 23,8 ^m -47°13'
Rekt, Dekl 2000,0	13 26,8 -47 29
Gesamthelligkeit V	+3,7 ^{mag}
Spektrum	F7 (Gesamter Haufen)
Winkelgröße	70', Zentralbereich 30', leicht elliptisch
Entfernung	17 000 Lichtjahre
Durchmesser	350, Zentralbereich 150 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Großartig! Kugelhaufen ω Centauri.-

Prächtigster Kugelhaufen des Himmels. Der Innenbereich mißt rund 100 Lichtjahre, dort Sternabstände von 1/10 Lichtjahr! Der Haufen enthält viele Veränderliche, nur M3 enthält mehr.

Erstmals beschrieben von Claudios Ptolemaios als Stern um 140 n.Chr., als "Nebel über dem Pferddrücken" von Edmond Halley 1715.

Kugelförmiger Sternhaufen im Skorpion. NGC 6121 = M 4.

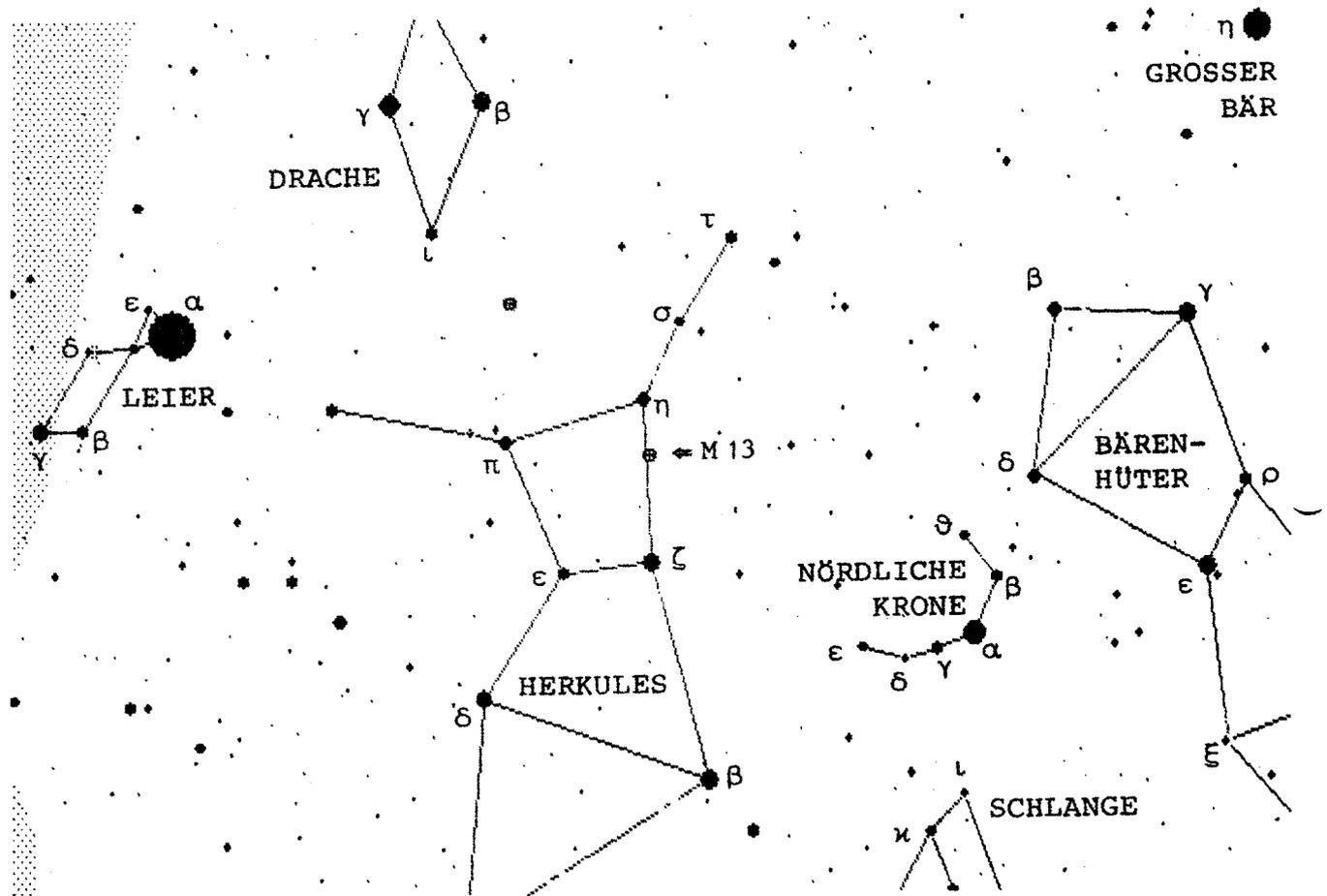


Objektart	Kugelförmiger Sternhaufen, Klasse 9
Rekt, Dekl 1950,0	16 ^h 20,5 ^m -26° 25'
Rekt, Dekl 2000,0	16 23,6 -26 32
Gesamthelligkeit V	+5,9 ^{mag}
Spektrum	F (Gesamter Haufen)
Winkelgröße	26' Durchmesser
Entfernung	6 800 Lichtjahre
Durchmesser	50 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Haufen, 8 oder 10 Sterne in Linie, mit 5 Sternen, gut aufgelöst.-

Der Kugelhaufen liegt 1,3° westlich von α Sco. Die diametrale, balkenartige Kette von Sternen +11^{mag} gibt dem Haufen ein längliches Aussehen, das aber bei Einbeziehung schwacher Sterne verschwindet. Einer der nächsten Kugelhaufen, recht klein: "Zwerg-Kugelhaufen".

Erstmals beschrieben von Philippe Loys de Chéseaux 1746.

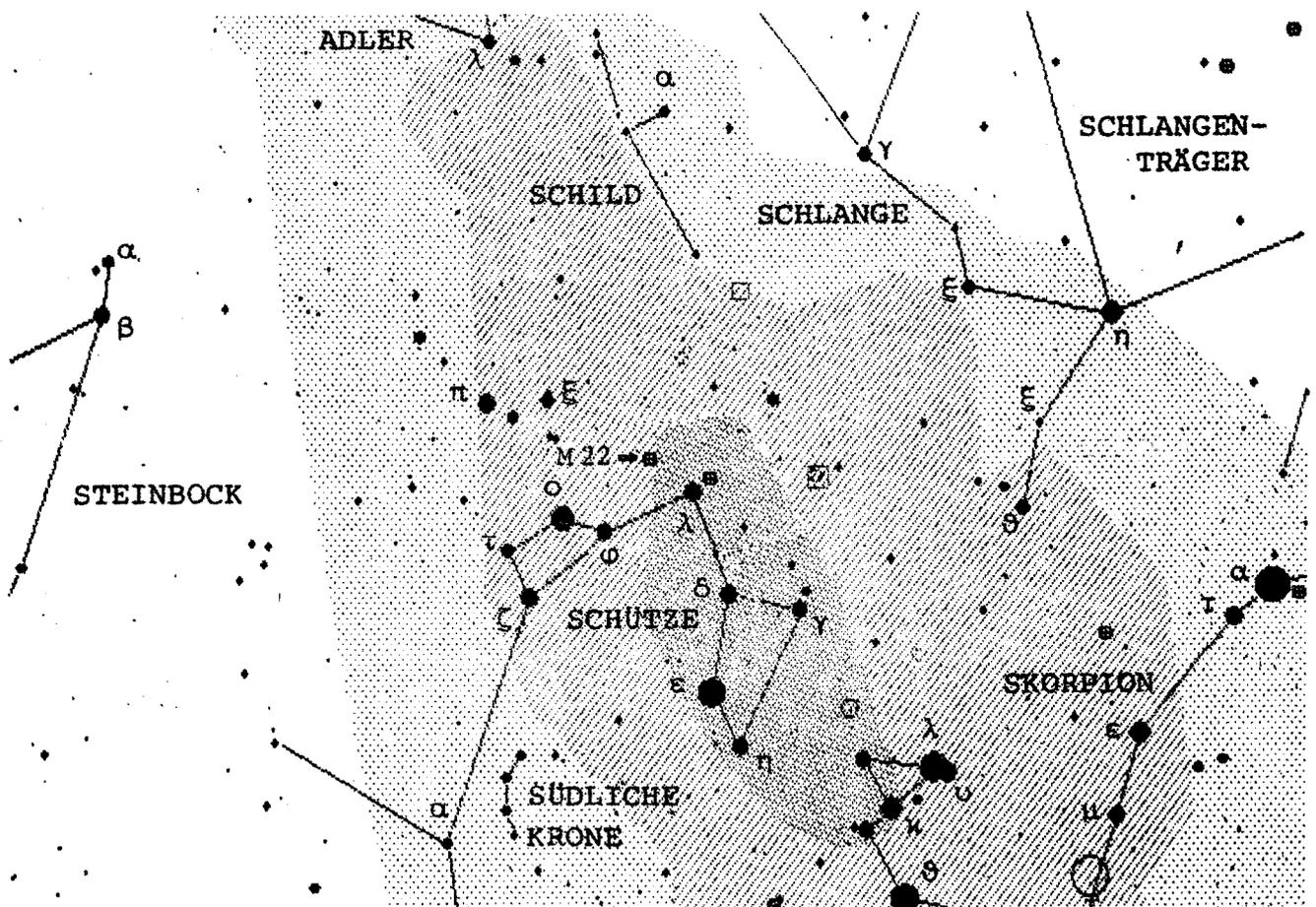
Kugelförmiger Sternhaufen im Herkules. NGC 6205 = M 13.



Objektart	Kugelförmiger Sternhaufen, Klasse 5
Rekt, Dekl 1950,0	16 ^h 39,9 ^m +36°34'
Rekt, Dekl 2000,0	16 41,7 +36 28
Gesamthelligkeit V	+5,9 ^{mag}
Spektrum	F5 (Gesamter Haufen)
Winkelgröße	24', Innenbereich 15'
Entfernung	23 000 Lichtjahre
Durchmesser	160, Innenbereich 100 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Sehr bemerkenswert! Kugelhaufen, beträchtlich hell, sehr reich, stark zunehmend verdichtete Mitte, Sterne 11-

Prächtiger Kugelhaufen des Nordhimmels. Mindestens 1 Million Sterne. Vom Südosten des Haufens ausgehende, schlecht bestimmte Y-förmige dunkle Strukturen. Sehr wenig Veränderliche. Sterndichte im Innenbereich rund ein Stern pro Kubiklichtjahr, im Zentrum wohl etwas mehr. Modell: In Kugel von 550 km \varnothing eine Million Sandkörner, im Zentrum Sandkornabstand ein km! Alter rund 10 Billionen Jahre. Erstmals beschrieben von Edmond Halley 1715.

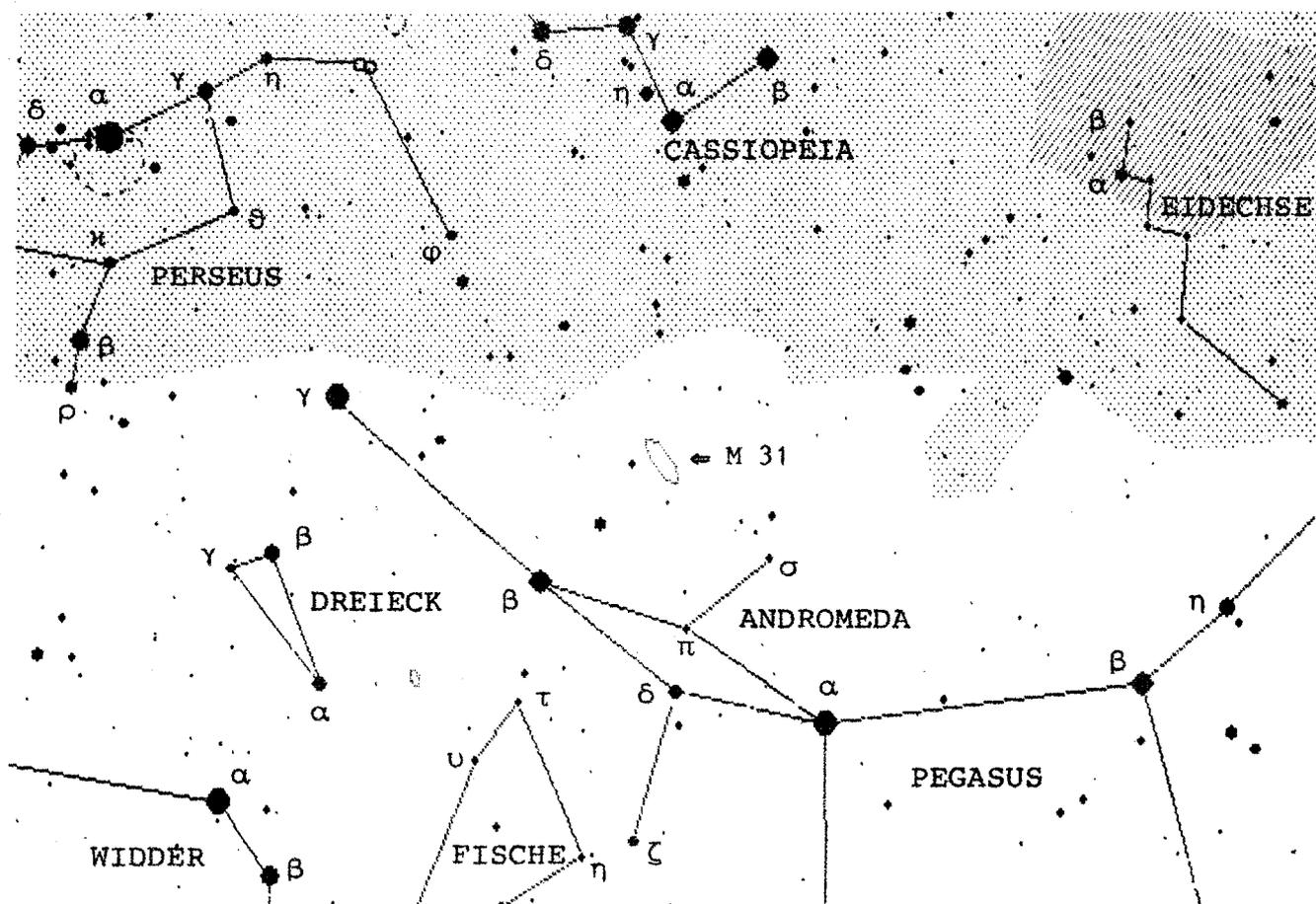
Kugelförmiger Sternhaufen im Schützen. NGC 6656 = M 22.



Objektart	Kugelförmiger Sternhaufen, Klasse 7
Rekt, Dekl 1950,0	18 ^h 33,4 ^m -23°57'
Rekt, Dekl 2000,0	18 36,4 -23 54
Gesamthelligkeit V	+5,1 ^{mag}
Spektrum	F5 (Gesamter Haufen)
Winkelgröße	24' leicht oval
Entfernung	10 000 Lichtjahre
Durchmesser	70 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Sehr bemerkenswert. Kugelhaufen, sehr hell, sehr groß, rund, sehr reich, sehr verdichtet, Sterne 11 ... 15.-

Der Haufen steht 2,3° nordöstlich von λ Sgr. Rund 500 000 Sterne. 30% mehr Sterne entlang der große Achse als entlang der kleinen. Starke galaktische Absorption, weil galaktische Breite System II nur -7,6°. Auch nahe Ekliptik, ekliptikale Breite -0,7°. Erstmals beschrieben von Abraham Ihle 1665.

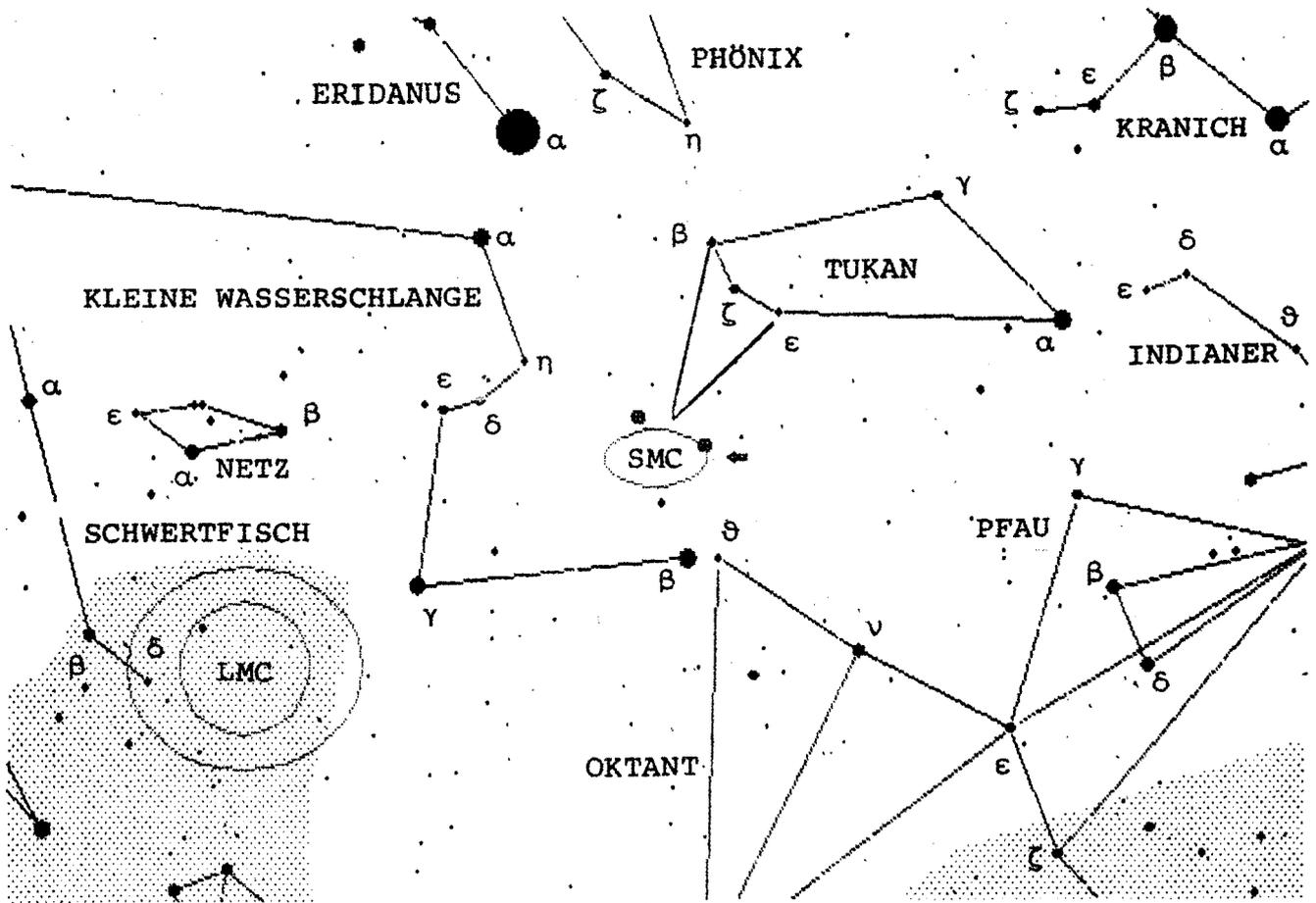
Galaxie in der Andromeda, NGC 224 = M 31, Grosser Andromedanebel.



Objektart	Galaxie, Klasse Sb I-II
Rekt, Dekl 1950,0	0 ^h 40,0 ^m +41°00'
Rekt, Dekl 2000,0	0 42,7 +41 16
Gesamthelligkeit	+3,5 ^{mag}
Spektrum	G5 (Gesamte Galaxie)
Winkelgröße	3,0° x 1,1°, Neigung zur Sehlinie 15°, PW 35°.
Entfernung	2,2 Millionen Lichtjahre
Durchmesser	115 000 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Großartig! Außergewöhnlich hell, extrem groß, sehr ausgedehnt (Andromeda).-

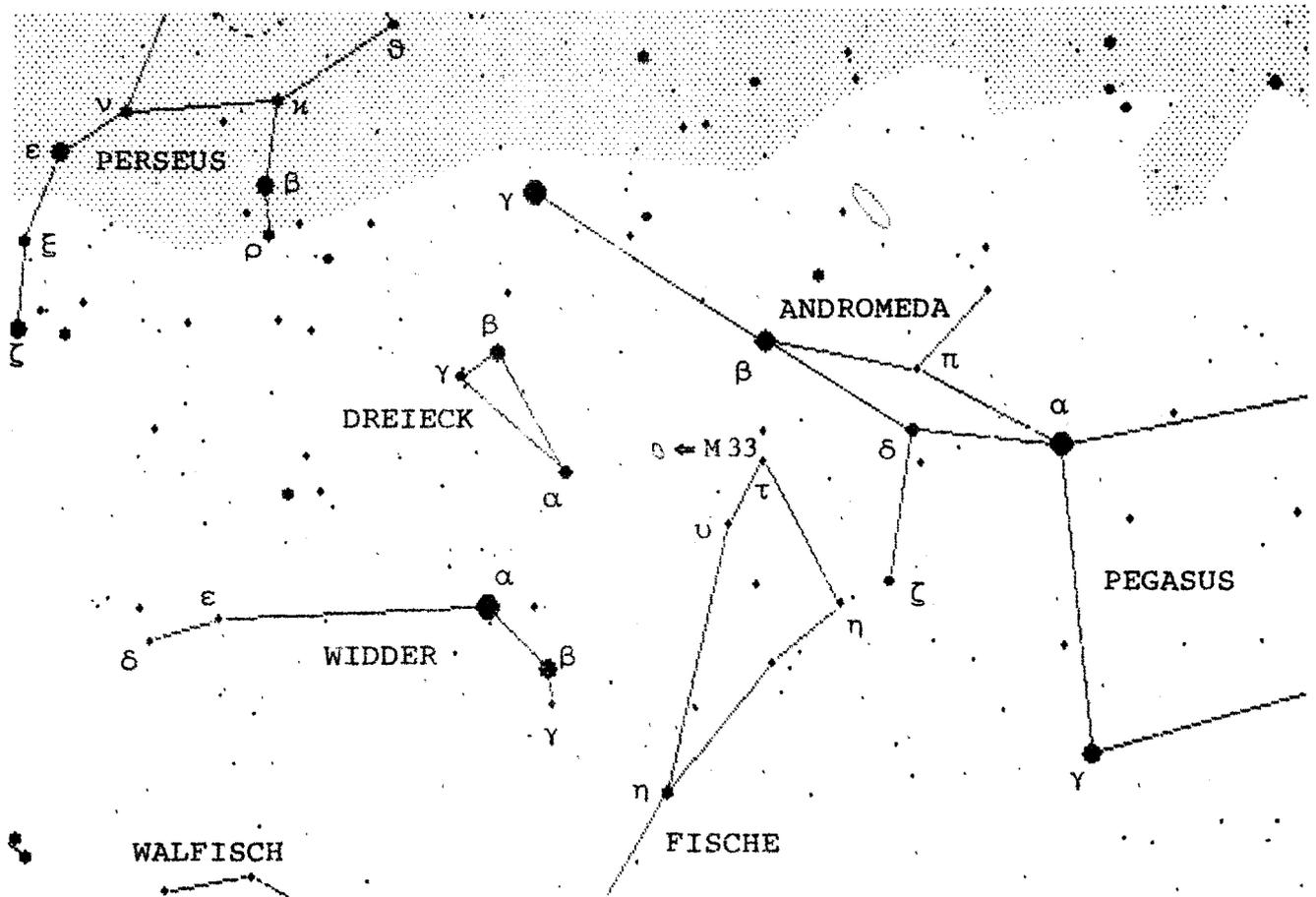
400 Milliarden Sonnenmassen, 22 Milliarden Sonnenleuchtkräfte: Eine der größten und leuchtkräftigsten Galaxien. Einzelsterne erstmals 1923 in ihr beobachtet. 150 Kugelsternhaufen, 6 Begleitgalaxien. Radialgeschwindigkeit 59 km/s auf uns zu. Kern nur 2,5" x 1,5" groß, offenbar riesiger Kugelsternhaufen mit rund 10 Millionen Sternen. Über 100 Novae und Supernova S And 1885 beobachtet. Erste als Radioquelle identifizierte Galaxie. Fernstes sicher freisichtiges Objekt. Erstmals beschrieben von Al-Sûfi als "kleine Wolke" um 964.

Galaxie im Tukan. NGC 292 = SMC. Kleine Magellan'sche Wolke.



Objektart	Galaxie, Klasse SBmp IV
Rekt, Dekl 1950,0	0 ^h 51,0 ^m -73°06'
Rekt, Dekl 2000,0	0 52,7 -72 50
Gesamthelligkeit V	+2,3 ^{mag}
Winkelgröße	4,7° x 2,7°, Neigung zur Selinie 30°
Entfernung	200 000 Lichtjahre
Durchmesser	bis 30 000 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Großartig! Sehr, sehr hell, ganz extrem groß, unregelmäßig rund, Sterne 12 ... 18.-
1 Milliarde Sonnenmassen, viele Sternhaufen und diffuse Nebel. 1912 fand Henrietta Leavitt viele Cepheiden und entdeckte die Beziehung zwischen deren Lichtwechselperiode und deren absoluter Helligkeit, was in dieser Galaxie auch der scheinbaren Helligkeit entspricht. Eichung dieser wichtigen Beziehung zur Entfernungsmessung erst später. Helles Massenzentrum NGC 346, 1° nordöstlich der Hauptmasse. Weitere große Haufen NGC 371 und 395. SMC 22° oder 80 000 Lichtjahre von LMC entfernt. Begleitgalaxie unserer Milchstraße. Bei Weltumsegelung des Fernao de Magalhaes um 1520 entdeckt.	

Galaxie im Dreieck. NGC 598 = M 33, Dreiecksnebel



Objektart	Galaxie, Klasse Sc II-III
Rekt, Dekl 1950,0	1 ^h 31,1 ^m +30°24'
Rekt, Dekl 2000,0	1 33,9 +30 39
Gesamthelligkeit V	+5,7 ^{mag}
Spektrum	A7 (Gesamte Galaxie)
Winkelgröße	62' x 39', oval in PW 23°
Entfernung	2 400 000 Lichtjahre
Durchmesser	42 000 Lichtjahre
NGC-Beschreibung	Bemerkenswert! Außerordentlich hell, außerordentlich groß, rund, kleiner mittiger Kern.-

8 Milliarden Sonnenmassen, 3 Milliarden Sonnenleuchtkräfte. Einzelsterne erstmals 1922 in ihr beobachtet, Strukturen leicht sichtbar. 80 Emissionsgasnebel in den Armen beobachtet. Enthält die größten in Galaxien gefundenen H II - Regionen.

Die Freisichtigkeit ist umstritten; Michael Jäger, mit nachgewiesener besonderer Sehkraft, benützt die Sichtbarkeit oder Nichtsichtbarkeit dieser Galaxie mit freiem Auge zur Prüfung der Sichtgüte. Erstmals beschrieben von Charles Messier 1764.

35.Fortsetzung Referat: Interstellare Materie, Sternhaufen und Galaxien

LITERATUR

- Burnham, Robert Jr., Burnham's Celestial Handbook, Vol.1,2,3. Dover, New York 1978.
- Glyn Jones,, Kenneth, The Search for the Nebulae. Alpha Academic, New York 1975.
- Götz, Woldemar, Die offenen Sternhaufen der Galaxis. J.A.Barth, Leipzig 1989.
- Harrington, Philip S., Touring the Universe through Binoculars, Wiley, Chichester UK, 1990.
- Hirshfeld, A., Sinnott R.W., Sky Catalogue 2000,0, Vol.2, Cambridge University Press, Cambridge UK, 1985.
- Johnson, H.L., Mitchell R.J., Astrophysical Journal 128, 31.
- Mallas, J.H., Kreimer, E., The Messier Album. Cambridge University Press, Cambridge UK, 1979.
- Manitius, K. (Hrsg.), Ptolemäus, Handbuch der Astronomie, Bd.II., Teubner Verlagsgesellschaft, Leipzig 1963.
- Max-Planck-Gesellschaft, Presse-Informationen, München 1995/1996.
- Pietschnig, M., Vollmann, W., Uraniastar 1.1, Wien 1996.
- Tirion, W., Sky Atlas 2000,0. Sky Publishing Corporation, Cambridge Mass., USA, 1981.
- Vehrenberg, H., Atlas der schönsten Himmelsobjekte, Treugesell Verlag, 3.Aufl., Düsseldorf 1978.
- Wolf, R., Handbuch der Astronomie, ihrer Geschichte und Literatur. Bd.1 und 2, Verlag Schulthess, Zürich 1890.
- Weigert, A., Zimmermann, H., ABC-Lexikon Astronomie. 8., überarb. Aufl., Spektrum Akademischer Verlag, Heidelberg 1995.
- Zinner, E., Die Sterne des Hipparch. In: Veröffentlichungen der Remeis-Sternwarte zu Bamberg, Bd.IV., Bamberg 1939.

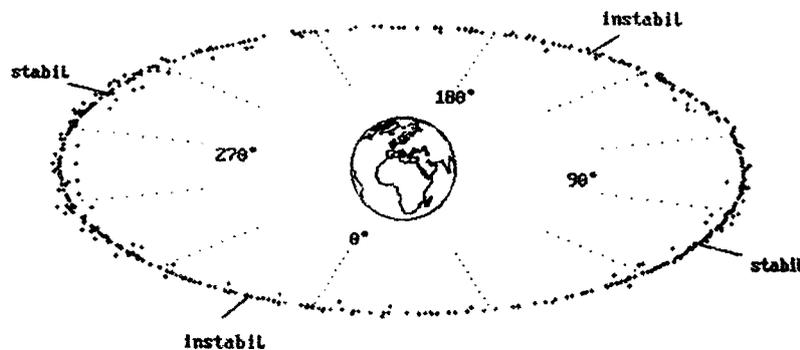
Prof.H.Mücke, Hasenwartgasse 32, A-1238 Wien.

Gastvortrag: **CCD-Beobachtungen geostationärer Satelliten**

1. Allgemeines über geostationäre Satelliten

Unter den zahlreichen in den letzten Jahrzehnten zu verschiedensten Zwecken gestarteten künstlichen Erdsatelliten gibt eine besondere Gruppe, die geostationären oder auch geosynchronen Satelliten. Sie müßten weitesten Bevölkerungskreisen ein Begriff sein, den sie dienen in erster Linie als Fernseh- und Telekommunikations-Satelliten, aber auch als Wettersatelliten. Für Astronomen, Himmelsmechaniker und Geodäten sind sie ihrer ausgezeichneten Bahnen wegen von Interesse. Geostationäre Satelliten umlaufen die Erde in östlicher Richtung auf einer kreisförmigen Bahn, die sich in durchschnittlich 35786 km Höhe über dem Äquator befindet. In dieser Höhe beträgt die Umlaufperiode eines Satelliten gerade 1 Sterntag (= 23h 56m 04s). Diese Satelliten scheinen also über einem Punkt des Erdäquators fest zu stehen. Daher wären die nominellen Keplerelemente: Bahnradius $a = 42164.2$ km, Neigung $i = 0$, Exzentrizität $e = 0$, Bahngeschwindigkeit $v = 3.075$ km/s. Dies gilt natürlich nur im Rahmen des klassischen Einkörperproblems, d.h. bei vernachlässigbarer Satellitenmasse und einer punktförmigen Erde. Unter diesen Voraussetzungen verlören die Begriffe "Knoten der Bahn", "Apogäum" und "Perigäum" ihren Sinn. Übrigens sind die Begriffe "geostationär" und "geosynchron" nicht synonym: Ein Geosynchronsatellit muß, wie wir sehen werden, nicht unbedingt geostationär sein. Dieses einzigartige Verhalten und die potentiellen Möglichkeiten solcher Satelliten wurden übrigens schon von den Pionieren der Raumfahrt lange vor den ersten künstlichen Satelliten erkannt und diskutiert.

Der erste geostationäre Satellit wurde 1963 gestartet, Ende 1980 waren schon rund 100 Satelliten in der geosynchronen Bahn, 1990 mehr als 200. Gegenwärtig befinden sich mehrere hundert "Satelliten" im oder nahe dem geostationären Ring. Die letzte Liste der ESA (European Space Agency) weist 603 Objekte aus, wovon rund 350 noch operativ sein dürften (Figur 1).

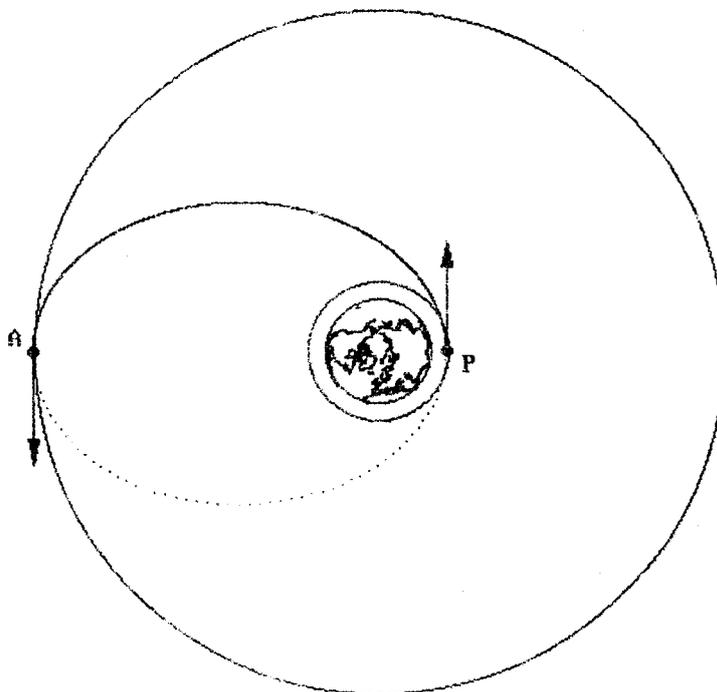


Figur 1: 603 Objekte nahe dem geostationären Ring (Stand Februar 1996)

Darunter befinden sich aber auch aufgegebene Satelliten, ausgebrannte Apogäumsmotoren u.a. Objekte. Geostationäre Satelliten haben nur eine Lebensdauer von 3 - 4 Jahren, weil immer wieder Bahnkorrekturen durch Raketenmotoren nötig sind und sobald der Treibstoffvorrat erschöpft ist, müssen die Satelliten aufgegeben werden. Während früher ausgediente Satelliten im Orbit belassen wurden (z.B. Meteosat 1,

1985), werden sie jetzt mit dem letzten Treibstoffrest in eine höhere Bahn gebracht (z.B. Meteosat 2, 1991, + 334 km). Die Zahl der Satelliten im geostationären Ring wird weiter zunehmen und damit eine Überbelegung bevorzugter Bahnbereiche eintreten. Daher wird heute den Betreiberstaaten bzw. -organisationen von einer internationalen Organisation für jede Satellitenmission eine bestimmte Längenposition und ein Toleranzbereich von $\pm 0.1^\circ$ in Länge und Breite zugewiesen. Die Organisation INTELSAT ist bemüht, die Kopositionierung zweier unabhängiger Satelliten auf weniger als 0.05° , also weniger als 36 km, durchzuführen. Infolge Bahnstörungen könnten Satelliten einander so nahe kommen, daß die Gefahr von Sendefrequenz-Interferenzen, von gegenseitigen Abschattungen des für die Energieversorgung notwendigen Sonnenlichtes, oder gar von Kollisionen besteht. Es sind daher ständige genaue Beobachtungen, Bahnrechnungen und periodisch wiederkehrende Bahnkorrekturen notwendig.

Hier erscheint eine kurze Bemerkung angebracht, wie Satelliten in eine Geosynchronbahn gebracht werden. Die Trägerraketen (z. B. Space Shuttle, Ariane) können eine Nutzlast nur in eine begrenzte Höhe bringen (~ 1000 km). Dort wird der Satellit in eine kreisförmige Parkbahn ausgesetzt. Eigene Triebwerke bringen ihn dann über sogenannte Transferbahnen in die geostationäre Position. Am einfachsten ist die "Hohmann-Bahn" (Figur 2). In einem Punkt der Parkbahn wird dem Satelliten eine zusätzliche Geschwindigkeit in Richtung der Bahntangente erteilt. Dieser Punkt wird zum Perigäum P einer neuen Bahn. Die zusätzliche Geschwindigkeit in P ist so zu wählen, daß das Apogäum A der neuen Bahn einen Abstand vom Geozentrum von 42164 km hat. Hier ist der Satellit nochmals zu beschleunigen, um ihn auf die erforderliche Kreisbahngeschwindigkeit zu bringen. Die Manöver sind sehr heikel. Fällt die Geschwindigkeit in P nur ein wenig zu groß aus, schießt der Satellit weit über A hinaus. Dann ist ein bielliptischer Transfer auszuführen. Es sind auch parabolische und hyperbolische Transferbahnen möglich. Sie haben kurze Übergangszeiten, aber hohen Treibstoffverbrauch.



Figur 2. Hohmann-Transferbahn

2. Abweichungen von der geostationären Bahn

In der Realität ist die Bahn eines Geosynchroneosattelliten nicht geostationär. Dies hat mehrere Ursachen:

1. Selbst wenn die Voraussetzungen für das klassische Einkörperproblem gegeben wären, wird der Satellit keine streng geostationäre Bahn beschreiben, weil es nicht möglich ist, die Werte der Bahnparameter a , e , und i mit mathematischer Präzision zu erreichen.

2. Die Abweichungen des realen Schwerefeldes der Erde von einem Zentralfeld führen zu Störungen der Keplerbahn.

3. Störbeschleunigungen durch Sonne und Mond und durch den solaren Strahlungsdruck. Dieser wirkt unterschiedlich je nach Satellitenlage und Bauweise der Sonnenkollektoren.

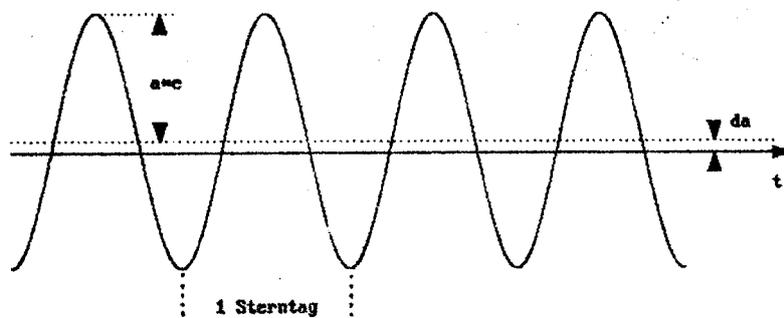
Kenner der Störungsrechnung werden wissen, daß für die Fälle $i = 0$, $e = 0$ Singularitäten auftreten. Diese sind allerdings eher künstlicher Natur, denn es liegt ihnen kein physikalisches Phänomen zugrunde. Tatsächlich kann man diese im Falle der Geosynchroneosattelliten durch Einführung neuer Bahnelemente umgehen.

2.1. Die Wirkung von Fehlern in den Bahnelementen

Es seien die Voraussetzungen des Einkörperproblems gegeben (ungestörte Keplerbahn), aber Abweichungen von den nominalen Werten der Bahnparametern um da , e und i angenommen. Ist da negativ, der Radius also zu klein, so ist die Bahngeschwindigkeit zu groß und der Satellit driftet ostwärts ab und umgekehrt. Die Driftrate D in Grad pro Tag ist leicht zu berechnen:

$$D = -540^\circ \frac{da}{a} \text{ pro Tag}$$

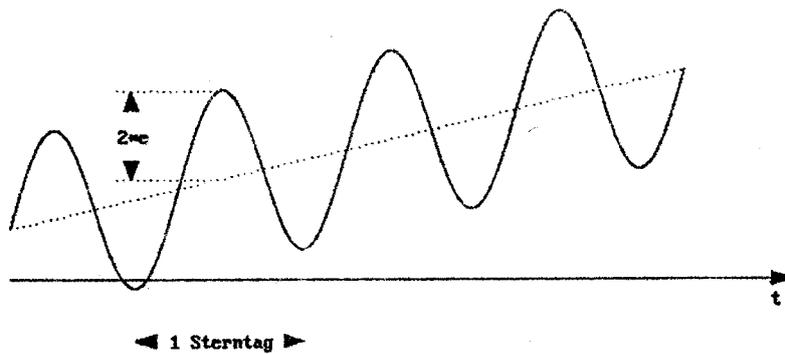
Ist der Bahnradius um 78 km zu klein geraten (d.s. nicht einmal 0.2 %), so driftet er täglich um 1° nach Osten. Eine Abweichung von der Kreisbahn durch eine Exzentrizität e bewirkt eine periodische Abstandsänderung um den Betrag $a \cdot e$. Die Figur 3 zeigt die Variation der Distanz infolge da und e .



Figur 3: Variation der Distanz infolge Exzentrizität und Fehler im Bahnradius

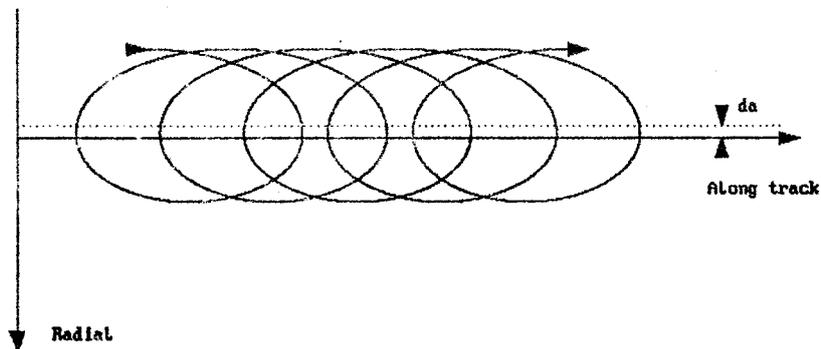
Die Figur 4 dagegen zeigt die Variation der geographischen Länge des Satelliten infolge Exzentrizität und Fehler im Bahnradius. Die konstante Drift wegen da (punktirierte Linie) ist von einer periodischen Schwankung mit der Amplitude $2e$ überlagert.

3. Fortsetzung Gastvortrag: CCD-Beobachtungen geostationärer Satelliten



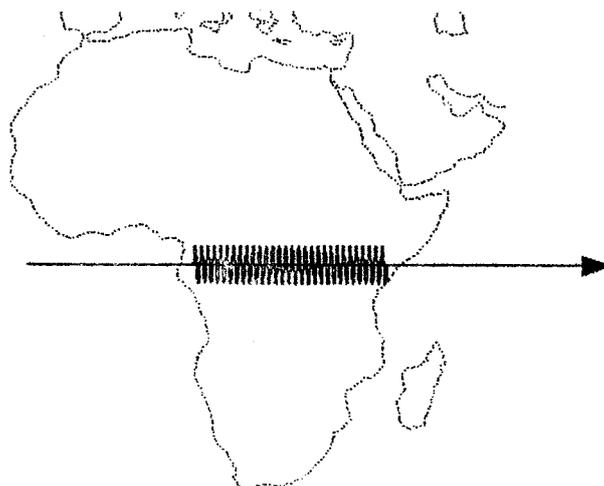
Figur 4: Variation der Länge infolge Exzentrizität und Fehler im Bahnradius

Eine Bahnexzentrizität verursacht aber auch eine Variation in der Bahngeschwindigkeit, d.h. eine periodisch wechselnde Drift nach Osten bzw. Westen. Daher sieht die Gesamtbewegung infolge da und e in der Äquatorebene so aus, wie in Figur 5 gezeigt.



Figur 5: Bewegung infolge Exzentrizität und Distanzfehler in der Äquatorebene

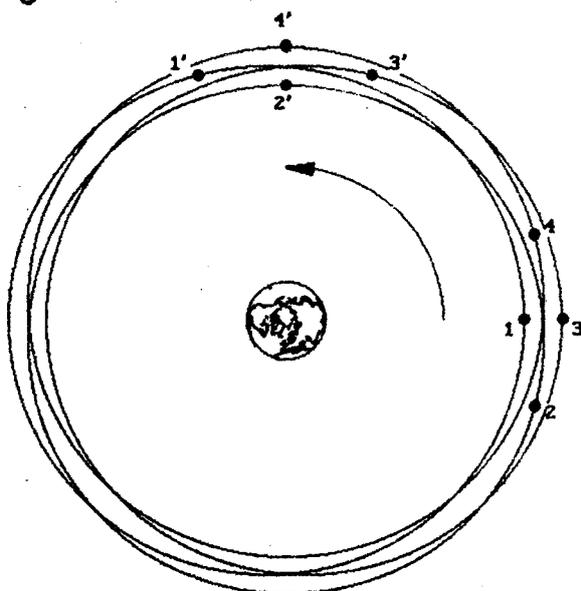
Bei einer Neigung $i \neq 0$ pendelt der Satellit auf und ab mit der Periode 1 Tag und der Amplitude i , d.h. seine geozentrische Deklination schwankt zwischen $\pm i$. Die Figur 6 zeigt die Subsatellitenspur für die hypothetischen Werte $D = 1^\circ/\text{Tag}$ und $i = 3^\circ$ über 30 Umläufe. Dies ist natürlich unrealistisch, denn schon lange vorher muß ein Korrekturmanöver vorgenommen werden.



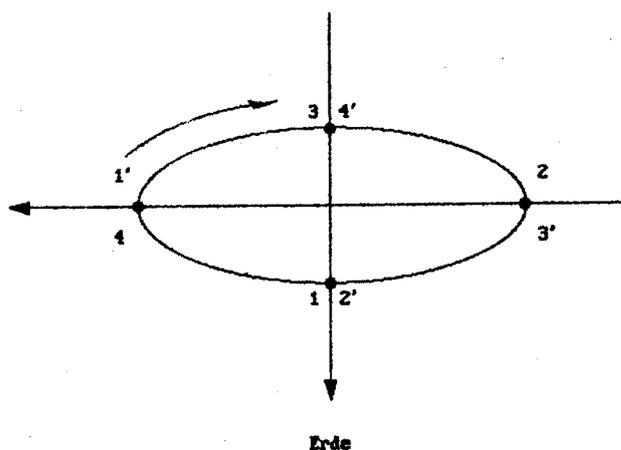
Figur 6: Subsatellitenspur bei $1^\circ/\text{Tag}$ Längendrift und $i = 3^\circ$

Zur möglichst engen Positionierung mehrere Satelliten werden zur Vermeidung von Interferenzen oder Kollisionen geeignete Strategien eingesetzt. Eine Möglichkeit ist die sogen. Exzentrizitätstrennung, eine andere die Neigungstrennung. Auch Kombinationen beider werden eingesetzt. Bei der Exzentrizitätstrennung werden den Bahnen bewusst verschiedene kleine Exzentrizitäten erteilt. Die Situation ist in Figur 7 aus der Sicht des Inertialsystems in der Äquatorebene (übertrieben) wiedergegeben. Wie man sieht, rotieren die Satelliten umeinander. In Figur 7a ist die Situation nochmals, jedoch im rotierenden Erdsystem und wieder in der Äquatorebene dargestellt.

In diesem Zusammenhang wird auf den wesentlichen Unterschied zwischen dem in den Fixsternen verankerten Inertialsystem, dem erdfesten (rotierenden) geozentrischen System und dem topozentrischen System im Beobachtungsort hingewiesen.

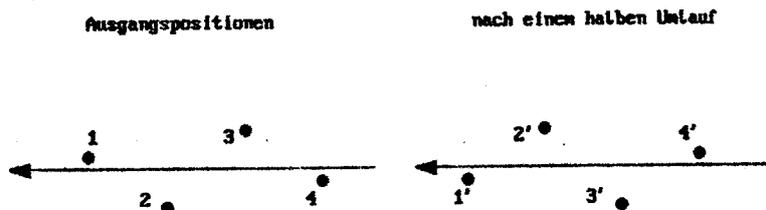


Figur 7: Exzentrizitätstrennung im Inertialsystem



Figur 7a: Exzentrizitätstrennung im erdfesten System

Bei der Inklinationstrennung (Figur 8) gibt man den einzelnen Bahnen leicht unterschiedliche Neigungen.



Figur 8: Inklinationstrennung

2.2. Bahnstörungen durch Anisotropie des irdischen Schwerfeldes

Die Abweichungen des irdischen Schwerfeldes von einem Zentralfeld (Feld einer Punktmasse) führt zu interessanten, teilweise schwierig zu durchschauenden Störungen der reinen Keplerbahn. Das reale Schwerfeld der Erde wird durch eine Reihenentwicklung nach sogenannten harmonischen Polynomen in Form einer

Doppelsumme dargestellt. Die Koeffizienten der Entwicklung haben demnach einen bestimmten Grad n und eine Ordnung m . Man unterscheidet zonale Glieder der Entwicklung ($m = 0$), sektorielle Glieder ($n = m$) und tesserale Glieder ($m \neq n$). Die wichtigste Störung kommt von der Abplattung der Erde, die durch das zonale Glied $n = 2, m = 0$ charakterisiert ist. Bei einer elliptischen Bahn mit Neigung $\neq 0$ führt dies zu einer rückläufigen Bewegung des Knotens der Bahn und zu einem Fortschreiten des Perigäums in der Bahn. Eine geostationäre Bahn hat aber keinen definierten Knoten und kein Perigäum. Das erschwert die Überlegungen. Nach dem Newtonschen Gravitationsgesetz (das in Strenge nur für eine Punktmasse gilt) nimmt die Kraft mit dem Quadrat der Entfernung ab. Durch die Abplattung tritt eine kleine zusätzliche Kraft hinzu, die mit der vierten Potenz der Entfernung abnimmt. D.h. die Attraktion einer abgeplatteten Erde nimmt nach außen hin etwas langsamer ab als die einer Punktmasse. Die Folge davon ist, daß der geostationäre Satellit eine etwas kleinere Umlaufzeit hat, als es einer strengen Keplerbahn desselben Bahnradius entspricht.

Bedeutsamer aber sind die sogenannten Resonanzphänomene. Wenn ganz allgemein das Verhältnis der Rotationsperiode der Erde zur Umlaufperiode eines Satelliten eine ganze Zahl k ist, so sagt man, die Perioden sind kommensurabel. In diesem Fall treten Resonanzen auf, die durch Terme der harmonischen Entwicklung verursacht werden, deren Ordnung $m = q \cdot k$ ($q = 1, 2, \dots$) ist. Die Resonanzen kommen dadurch zustande, daß der Satellit nach einem Umlauf U wieder am selben Ort im Raum steht, während sich die Erde um den Winkel

$$\Theta = 2\pi/k$$

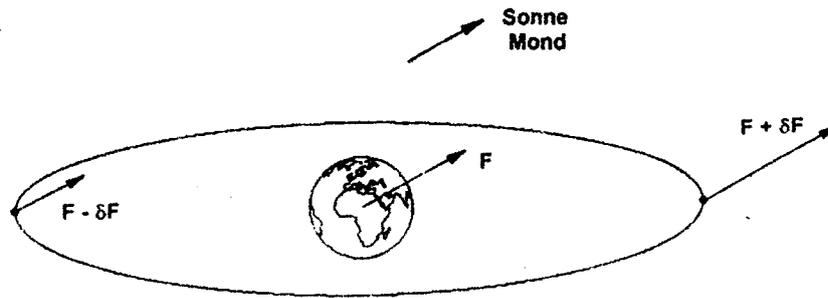
gedreht hat. Das bedeutet aber, daß die harmonischen Glieder der Ordnung $q \cdot k$ zu den Zeiten $t, t + U, t + 2U, \dots$ den Satelliten in genau gleicher Weise stören. Dies kann zu großen langperiodischen Störungen führen. Im Fall der Geosynchronsatelliten ist $k = 1$. Besonders interessant sind die dominierenden harmonischen Glieder $n = m = 2$. Sie erzeugen von der geographischen Länge abhängige Störbeschleunigungen in tangentialer Richtung, die sich annähernd sinusförmig verhalten mit zwei Nullstellen. Die Nullstellen liegen bei etwa $\lambda = 75^\circ$ ö.Gr. und 105° w.Gr. Dies sind die stabilen Gleichgewichtspunkte. Ein dort befindlicher Satellit wird durch eine kleine Längenabweichung zum Gleichgewichtspunkt zurückgetrieben. Dagegen führt eine Längenabweichung in den Punkten $\lambda = 12^\circ$ w.Gr. und 162° ö.Gr. zum Abtriften des Satelliten in die eine oder andere Richtung (instabile Gleichgewichtspunkte; siehe Figur 1).

2.3 Störungen durch Sonne und Mond und solaren Strahlungsdruck

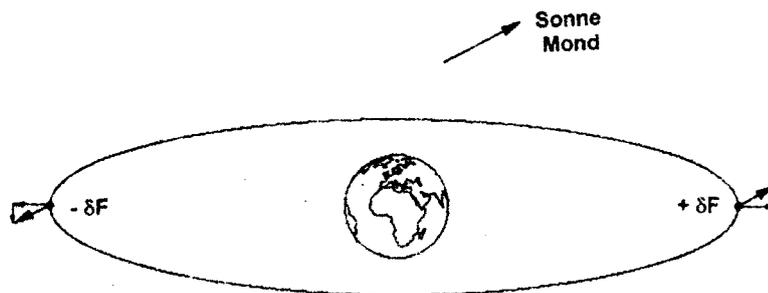
Sonne und Mond üben auf den Satelliten wie auch auf die Erde Gravitationskräfte aus, wobei die Wirkung des Mondes wegen seiner Nähe etwa doppelt so groß wie die der Sonne ist. Figur 9 zeigt die Attraktion auf das Geozentrum, sowie auf zwei Satellitenpositionen. Wegen des wechselnden Abstandes des Satelliten ist die Attraktion einmal größer, einmal kleiner als die auf das Geozentrum.

Subtrahiert man die Attraktion auf das Geozentrum, gewinnt man die Vektoren der Störbeschleunigung δF , die man wieder in Komponenten in der Bahnebene und senkrecht dazu aufspaltet (Figur 9a). Da die Positionen von Sonne, Mond und Satellit immer genügend genau bekannt sind und alle drei Körper als Punktmassen behandelt werden dürfen, ist die Modellierung der Störbeschleunigungen kein größeres Problem.

6. Fortsetzung Gastvortrag: CCD-Beobachtungen geostationärer Satelliten



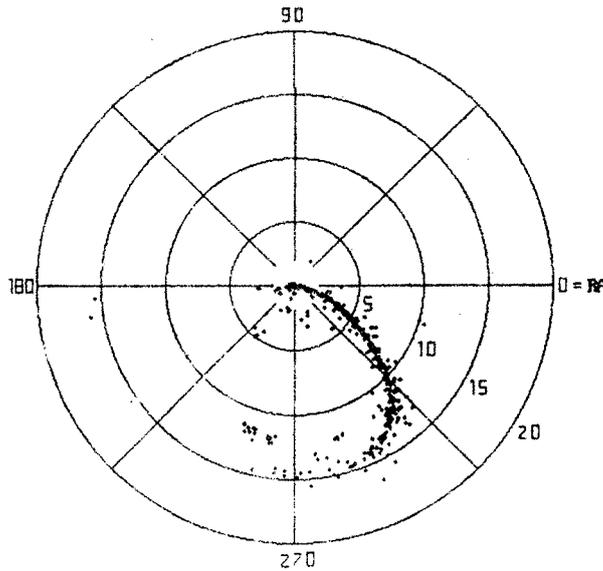
Figur 9: Attraktion durch Mond (Sonne) auf Geozentrum und Satellit in zwei Positionen



Figur 9a: Darstellung der Störbeschleunigung und Aufspaltung in Komponenten

Die Störbeschleunigungen sind von der Größenordnung $1.1 \cdot 10^{-5} \text{ m/s}^2$ bzw. $0.5 \cdot 10^{-5} \text{ m/s}^2$. Die Komponente in der Bahnebene ist am größten bei Neu- und bei Vollmond, am kleinsten bei Halbmond. Die Komponente normal zur Bahnebene verursacht eine langzeitliche Änderung der Bahnneigung. Jener Anteil, der von der Sonne stammt, ist zweimal im Jahr Null (Äquinoktien) und zweimal im Jahr erreicht er ein Maximum (zu den Solstitien). Zu diesen Zeitpunkten erfährt der Satellit einen halben Tag lang eine nordwärts gerichtete Beschleunigung, den anderen halben Tag eine südwärts gerichtete, wodurch ein Drehmoment auf die Bahn wirkt. Ähnliches gilt für den Mond zweimal im Monat wobei noch zu beachten ist, daß dessen Bahnknoten eine rückläufige Bewegung mit einer Periode von 18.6 Jahren ausführt. In der Theorie der Bahnen geostationärer Satelliten führt man die Projektion der Normalen auf die Bahn in die Äquatorebene als zweidimensionalen Neigungsvektor ein. Anfangs, bei $i = 0$, sind seine Komponenten Null. Die komplizierten Berechnungen zeigen aber, daß der Inklinationsvektor unter dem Einfluß von Sonne und Mond einen Kreis zu beschreiben beginnt, dessen Radius 7.4° beträgt und der in rund 54 Jahren durchlaufen wird. D.h. nach rund 27 Jahren erreicht die Neigung ihren größten Wert von fast 15° und nimmt dann wieder ab. Das Zentrum dieses Kreises liegt in der Rektaszension 270° .

Man kann das tatsächlich sehr schön sehen, wenn man für die anfangs gezeigten 603 Objekte die Durchstoßpunkte der Normalen auf ihre Bahnebenen mit der Himmelsphäre in ein Diagramm einzeichnet (Figur 10). Zentrum des Diagramms ist der Himmelspol. Offensichtlich ist für alte gestorbene, daher nicht mehr kontrollierte Satelliten die Halbwertszeit der Bewegung überschritten und die Neigung wird wieder kleiner. Natürlich ist die Bewegung kein idealer Kreis weil ja auch noch andere Störbeschleunigungen herrschen.



Figur 10: Durchstoßpunkte der Bahnnormalen mit der Himmelsphäre

Eine weitere Störung kommt von der Sonnenstrahlung. Sie übt auf eine senkrechte Fläche in der Umgebung der Erde einen Druck von $4.56 \cdot 10^{-6} \text{ N/m}^2$ aus. Dies erzeugt eine Störbeschleunigung in der Größenordnung 10^{-7} m/s^2 . Der Einfluß auf die Bahn ist schwierig zu modellieren, weil er abhängig ist von der Größe und Gestalt des Satelliten, dem Reflexionskoeffizienten der einzelnen Teilflächen und deren Ausrichtung zur Sonne. Dazu kommt, daß der Strahlungsdruck beim Eintritt des Satelliten in den Erdschatten plötzlich auf Null fällt. Der Strahlungsdruck wirkt hauptsächlich auf die Exzentrizität der Bahn.

3. Übergang vom Geozentrum auf das Topozentrum

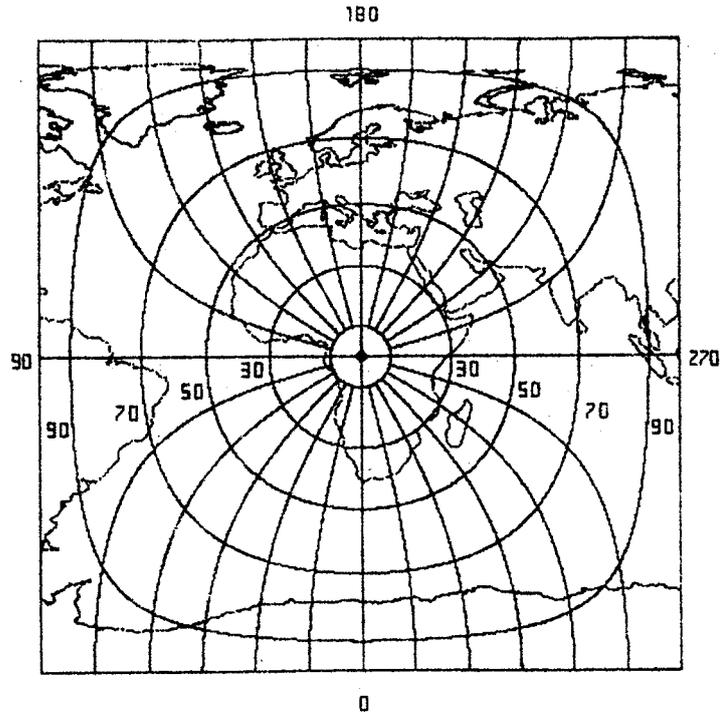
Die Position eines geostationären Satelliten ist für die Ausrichtung des Teleskops zur Beobachtung genügend genau durch die Angabe der geographischen Länge λ des Subsatellitenpunktes charakterisiert. Zur Gewinnung der Einstelldaten Azimut und Zenitdistanz ist der Übergang von Geozentrum auf das Topozentrum des Beobachtungsortes notwendig. Bezeichnet λ_0 die Länge des Beobachtungsortes, φ seine Breite, a den Bahnradius, R den Erdradius, ρ die Distanz Beobachter-Satellit, z die Zenitdistanz und α das Azimut (von Süden gezählt), so gelten die folgenden Beziehungen:

$$\rho = \sqrt{a^2 + R^2 - 2Ra \cos(\lambda - \lambda_0) \cos \varphi},$$

$$\rho \cos z = a \cos(\lambda - \lambda_0) \cos \varphi - R, \quad \rho \sin z = a \sqrt{1 - \cos^2(\lambda - \lambda_0) \cos^2 \varphi}$$

$$\sin \alpha = \frac{-a \sin(\lambda - \lambda_0)}{\rho \sin z}, \quad \cos \alpha = \frac{-a \cos(\lambda - \lambda_0) \sin \varphi}{\rho \sin z}, \quad \tan \alpha = \frac{\tan(\lambda - \lambda_0)}{\sin \varphi}$$

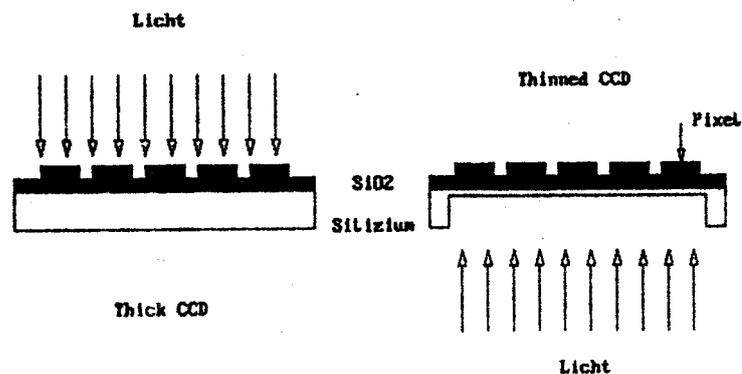
Die Figur 11 zeigt Kurven gleicher Zenitdistanz und gleichen Azimuts für die Astra-Satelliten ($\lambda = 19.2^\circ$ ö.Gr.). Die Einstelldaten für die Urania-Sternwarte errechnen sich zu: $z = 55.4^\circ$, Südazimut $\alpha = 3.8^\circ$.



Figur 11: Linien gleicher Zenitdistanz und gleichen Azimuts für die Astra-Satelliten ($\lambda = 19.2^\circ$)

4. CCD (charge coupled device) als Bildsensoren

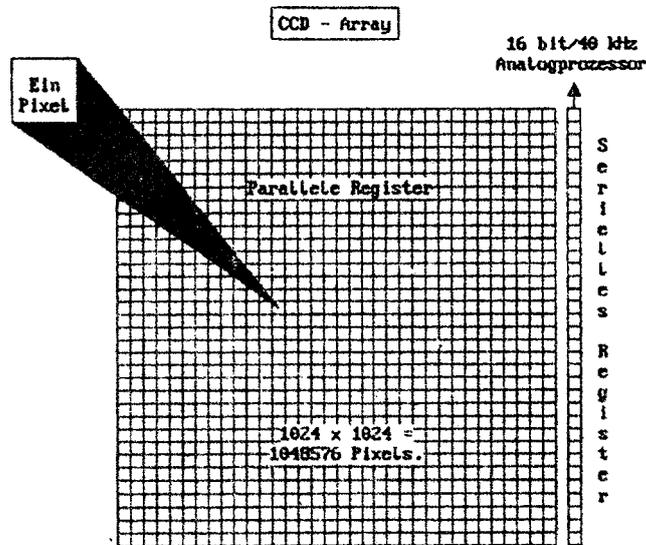
In letzter Zeit dringen CCDs massiv in die Astrometrie ein. Es handelt sich dabei im Prinzip um MOS-(Metall-Oxid-Halbleiter)-Kondensatorelemente. Auf einer positiv leitenden Basis aus Silizium befindet sich eine Isolationsschicht aus Siliziumdioxid, auf der winzige Gatter aus polykristallinem Silizium sitzen und die auf positivem Potential liegen. Ein solches Element wird ein Pixel genannt. Wenn die Basis auf Masse liegt, entstehen Potentialtöpfe, in denen eine negative Ladung gefangen bleibt. Die Aufladung eines solchen Pixels erfolgt durch Lichteinwirkung, wobei die Ladung proportional der Zahl der absorbierten Photonen, also gleich dem Produkt aus Lichtintensität und Belichtungszeit ist. Die CCDs gibt es in den Ausführungen "thick" oder "thinned" (auch back-illuminated genannt). Dabei ist die Basis durch ein Ätzverfahren extrem dünn ($10 \mu\text{m}$) ausgeführt (Figur 12).



Figur 12: Thick und thinned CCD-Chips

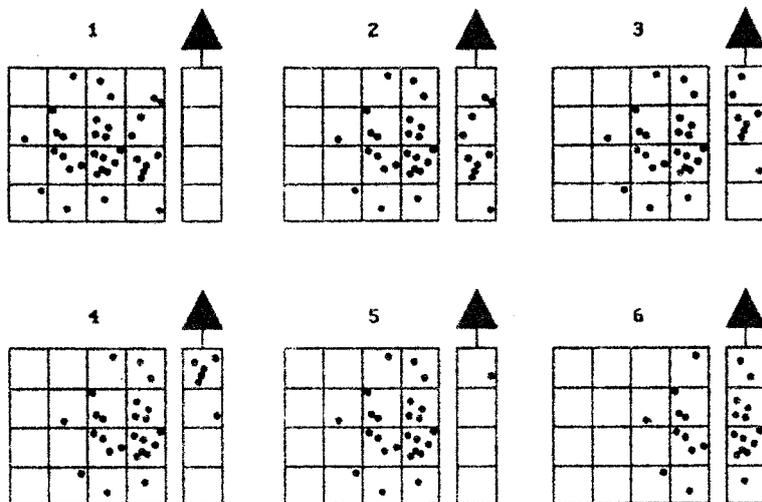
Werden diese Kondensatorelemente zu einer Zeilen- oder Matrixstruktur mit Zwischenabständen von wenigen Mikrometern zusammengefügt, sodaß ihre Raum-

Ladungen ineinander übergreifen, kann durch eine mehrphasige Steuerspannung die Ladung von Kondensator zu Kondensator einer Reihe verschoben und einer Registriereinrichtung zugeführt werden. Daher der Name "ladungsgekoppeltes Bauelement" (Figur 13).



Figur 13: CCD-Array mit mit seriellem Ausleseregister

Figur 14 erläutert den Vorgang des Auslesens (Schieben). Die in den Potentialtöpfen gesammelte Ladung muß zu dem Ausgangsverstärker gebracht werden. Zunächst wird durch Parallelverschieben die Ladung einer Spalte der Matrix in ein serielles Register geschoben, das selbst eine CCD-Zeile darstellt (siehe Figur 12), die aber gegen Lichteinfall geschützt ist. Aus dieser Zeile (hier eigentlich Spalte) wird die Ladung pixelweise in einen Analog-Digitalwandler ausgelesen und abgespeichert. Die Ladungsverschiebung kann über tausende Spalten erfolgen ohne signifikanten Ladungsverlust.



Figur 14: Auslesen der Ladung durch Schieben

Auch durch Temperatur kann Ladung in den Pixel entstehen, was die Empfindlichkeit herabsetzen würde. Deshalb muß man den CCD-Chip kühlen. Das kann

für hohe Ansprüche mit flüssigem Stickstoff geschehen, oder einfacher durch eine sogenannte Peltier-Kühlung mit einem geschlossenen Wasserkreislauf. Dabei wird der Effekt ausgenutzt, daß bei Anlegen einer Spannung an ein Thermoelement die eine Lötstelle sich erwärmt, die andere abkühlt. Dadurch kann der CCD-Chip in wenigen Minuten bis auf -45°C abgekühlt werden.

5. Die CCD-Kamera der Abteilung Theoretische Geodäsie der TU Wien und ihr Einsatz zur Beobachtung geostationärer Satelliten.

Die Anschaffung einer teuren CCD-Kamera wurde dankenswerter Weise vom Jubiläumsfonds der Österreichischen Nationalbank als Forschungsprojekt Nr. 5258 (Projektleiter Bretterbauer) finanziert. In den folgenden Kapiteln wird über die technischen Daten der Kamera, über Programmentwicklungen und den praktischen Einsatz berichtet.

5.1 CCD-Kamera SITE 1024B der Fa. Photometrics

Das AT200 CCD Camera System der Firma Photometrics besteht aus einem AT200 Kamera Controller, der die Kommunikation zwischen einem PC und der Kamera Elektronik Einheit CE200A herstellt, und dem Kamera Kopf CH250 mit mechanischem Verschluss der Firma Ilex. Im Kamera Kopf befindet sich ein CCD-Chip der Firma SITE (früher Tektronics) mit 1024×1024 Pixel und einer Pixelgröße von $24\mu\text{m}$. Hiermit ergibt sich die Größe des CCD-Feldes von $24.6 \times 24.6\text{mm}$. Der CCD-Chip ist „backside illuminated“ (auch „dünn“ Chip genannt), wodurch eine sehr hohe Quanteneffizienz erreicht wird. Diese beträgt 85% bei 640nm. Ein weiterer Vorteil des dünnen Chips liegt in der höheren Blauempfindlichkeit (spektrale Empfindlichkeit 260-1080nm).

Die Kühlung der Kamera erfolgt über eine dreistufige Peltierkühlung mit einem geschlossenen Wasserkreislauf für einen besseren Wärmeaustausch. Die Kamera kann hiermit auf -40°C gekühlt werden. Der sehr geringe Dunkelstrom von lediglich 0.39 Elektronen pro Sekunde wird neben der Peltierkühlung durch die Verwendung des MPP-Modus erreicht. Bei einer Gesamtkapazität von 249000 Elektronen sind auch längere Belichtungszeiten möglich. Der Analogprozessor arbeitet mit einer Auflösung von 16bit (das entspricht 65535 Graustufen), wobei das Auslesen des CCD-Bildes mit 40kHz erfolgt. Hiermit ergibt sich eine Auslesezeit von 26.4 Sekunden. Es besteht jedoch auch die Möglichkeit, einzelne Subframes auszulesen, wodurch die Auslesezeit wesentlich herabgesetzt werden kann. Das Ausleserauschen beträgt lediglich 7 Elektronen pro Pixel.

Da die CCD-Kamera für Satellitenbeobachtungen eingesetzt wird, ist die Epochenregistrierung der Aufnahmen von großer Bedeutung. Bei einer angestrebten Genauigkeit der Richtungsbeobachtung von $0.1''$ muß bei geostationären Satelliten die Zeitregistrierung mit einer Genauigkeit von 7ms erfolgen, bei GPS Satelliten etwa 3ms. Da die Öffnungszeit des Verschlusses ungefähr 50ms beträgt, kann der Impuls für das Öffnen des Schutters nicht für eine Zeitregistrierung der Aufnahme herangezogen werden. Dr. Schildknecht (Astronomisches Institut der Universität Bern) entwickelte jedoch ein spezielles Beobachtungsverfahren, das für obige CCD-Kamera mit leichten Modifikationen übernommen werden konnte.

Nach dem Öffnen des Verschlusses wird zunächst das gesamte CCD-Bild durch Parallelverschieben um 1024 Zeilen gelöscht. Streng genommen handelt es sich dabei um kein vollständiges Löschen des Chips, da der Schutter ja bereits geöffnet ist. Sehr helle Sterne bilden sich bereits als dünne Linien ab, die sich über das gesamte CCD-Bild erstrecken (Figur 15). Bei schwächeren Sternen bzw.

Objekten tritt dieser Effekt ebenfalls auf, allerdings ist die Intensität dieser Linien im Vergleich zum Rauschen des Himmelshintergrundes zu gering, um zu einer Abbildung zu führen. Derart helle Sterne neigen jedoch bei der folgenden Belichtung im allgemeinen zu einer Überbelichtung, die sich bei obigem CCD-Chip in einem „Auslaufen“ des Sternbildes äußert (Figur 15). Daher können diese bei einer späteren astrometrischen Auswertung nicht als Referenzsterne herangezogen werden. Der Effekt der „Vorabbildung“ stellt daher im allgemeinen lediglich ein „optisches Problem“ dar.



Figur 15: Vorabbildung und Auslaufen eines hellen Objektes

Nach der folgenden normalen Belichtung wird das CCD-Bild abermals um 15-30 Zeilen parallelverschoben und anschließend der Verschuß geschlossen. Da der Verschuß etwa 50ms für das Schließen benötigt, werden helle Objekte ein zweites Mal abgebildet (Figur 16). Beide Abbildungen können im Extremfall natürlich wieder durch schwache Linien verbunden sein. Bei der Auswertung muß nun das Hintergrundrauschen so gewählt werden, daß nur jene Pixel für die Positionsbestimmung des Objektes herangezogen werden, die durch die „normale“ Belichtung erfaßt wurden.



Figur 16: Zweifache Abbildung heller Objekte

Die Clocksignale, die für die Steuerung des Parallelverschiebens zuständig sind, können für eine exakte Epochenregistrierung herangezogen werden. Der

Belichtungsanfang entspricht dem Ende des ersten Parallelverschiebens der CCD-Zeilen, das Belichtungsende wird durch das Starten des zweiten Schiebevorganges festgelegt. Die Genauigkeit der Erfassung des Belichtungszeitpunktes wird durch die Dauer des Parallelverschiebens einer CCD-Zeile bestimmt. Die kürzeste einstellbare Dauer für das Schieben beträgt $60\mu\text{s}$.

5.2 bc627AT GPS Empfänger

Die Epochenregistrierung erfolgt mit Hilfe des **bc627AT GPS Empfängers** der **Fa. Lange electronic**. Die gesamte Einheit besteht aus dem bc627AT Zeit und Frequenz Modul (für PC AT bus) und dem Trimble Acutime II GPS Empfänger. Die Zeitsynchronisation erfolgt durch das Satellitennavigationssystem GPS. In ca. 20000km Höhe bewegen sich auf unterschiedlichen Bahnen Satelliten zweimal am Tag um die Erde. An Bord eines jeden Satelliten befinden sich hochgenaue Atom-Uhren. Die Satelliten senden nun kontinuierlich ihre Bahndaten sowie die GPS-Weltzeit zum selben Zeitpunkt aus. Von einem 6-kanaligen GPS-Empfänger werden die Bahnpositionen der Satelliten sowie der genaue Sendezeitpunkt dieser Daten empfangen. Aus diesen Werten wird zunächst die Position des Empfängers bestimmt. Ist die Position bekannt, so können danach die Laufzeiten der Sendeinformationen von den einzelnen Satelliten errechnet werden. Die Genauigkeit der Zeit ist in erster Linie von der Genauigkeit der Positionsbestimmung abhängig. Zu dieser werden 4 Satelliten herangezogen. Aus der GPS-Weltzeit wird durch Subtraktion der Schaltsekunden die Weltzeit UTC berechnet. Die Zeitsynchronisation erfolgt mit einer Genauigkeit von $2\mu\text{s}$. Diese kann jedoch auch über ein externes 1PPS Signal oder IRIG Zeitcodes (Inter Range Instrumentation Group) erfolgen.

Für die Epochenregistrierung ist vor allem der externe „Event Time Capture Input“ von Bedeutung. Hiermit ist es möglich, ankommende Triggersignale wie die Clocksignale obiger CCD-Kamera mit einer Genauigkeit von 100ns zu erfassen. Die Zeitkarte verfügt über einen Sperrmechanismus, der das Überschreiben von Zeitdaten verhindert, solange diese noch nicht ausgelesen wurden. Da beim ersten Parallelverschieben des CCD-Bildes der letzte Schiebeimpuls von Interesse ist (dieser entspricht dem Belichtungsanfang), wird zunächst das Überschreiben von „Event Time Inputs“ ermöglicht, beim zweiten Schiebevorgang tritt jedoch der Sperrmechanismus in Kraft, da der erste Schiebeimpuls, der dem Ende der Belichtung gleichzusetzen ist, festgehalten werden soll.

Eine weitere Besonderheit dieser Zeitkarte besteht in der Möglichkeit, ein Triggersignal mit hoher Genauigkeit (etwa $2\mu\text{s}$) zu einem vorher eingestellten Zeitpunkt auszusenden. Dieses Signal kann zum Beispiel für eine Belichtungsauslösung herangezogen werden. Dies ist insofern von großer Bedeutung, da bei der Beobachtung von Satelliten mit geringer Höhe die Belichtung infolge der hohen Bahngeschwindigkeit eines solchen Objektes zu einem exakten Zeitpunkt erfolgen muß.

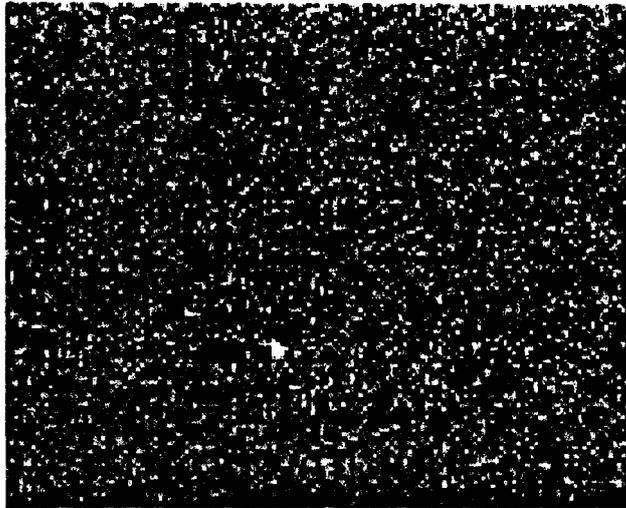
6. Astrometrische Auswertung

6.1 Reduktion der CCD-Daten

Die „rohen“ CCD-Aufnahmen müssen vor der Auswertung zunächst wegen instrumenteller Effekte der Kamera korrigiert werden. Erster Schritt ist die Subtraktion eines *Dunkelstrombildes*. Dieses wird meist aus der Summe mehrerer Dunkelstromaufnahmen berechnet und auf die Belichtungszeit der CCD-Aufnahme skaliert. Eine Schwierigkeit stellt die Behandlung von „heißen“ bzw. „toten“ Pixeln dar (Figur 17), da hier keine lineare Abhängigkeit der Intensität von der Integrationszeit

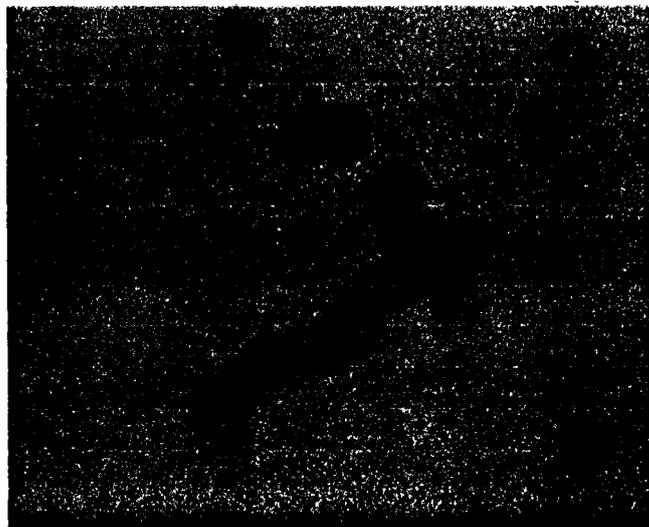
13. Fortsetzung Gastvortrag: CCD-Beobachtungen geostationärer Satelliten

gegeben ist. Am zielführendsten scheint die Erstellung einer Tabelle, in der die Positionen dieser schlechten Pixel verzeichnet sind.

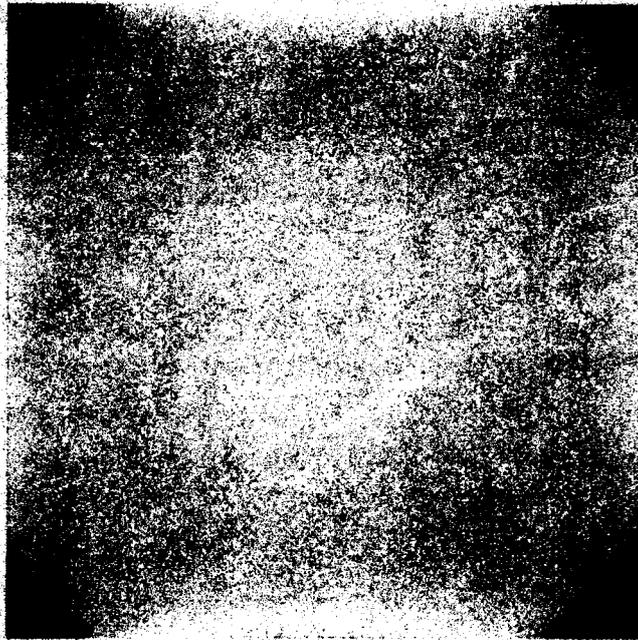


Figur 17: Ausschnitt einer Dunkelstrombild-Aufnahme mit heißen Pixel (weißes „Objekt“)

Nach dieser Korrektur erfolgt die Division eines normalisierten *Flatfield Bildes*, welches zuvor wegen des Dunkelstromeffektes reduziert wurde. Das Flatfield stellt den Response des CCD-Detektors auf eine homogen ausgeläutete Fläche dar. Dadurch können die unterschiedliche Empfindlichkeit der Pixel, Staub auf dem CCD-Fenster (Figur 18a), Vignettierungen (Figur 18b) und andere Effekte berücksichtigt werden.



Figur 18a: Ausschnitt eines Flatfieldbildes mit Intensitätsschwankungen durch Staub auf dem CCD-Fenster



Figur 18b: Flatfield mit Vignettierung durch den Verschuß der CCD-Kamera

6.2 Objekterkennung

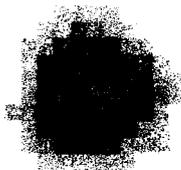
Zunächst muß eine Schwellgrenze festgelegt werden, ab der Pixel als Objektpixel erkannt werden. Von großer Bedeutung ist hierbei die Berechnung des Hintergrundrauschens („background noise“). Abhängig von der Homogenität des Rauschens kann ein gemeinsamer Wert für das gesamte Bild berechnet werden, oder es wird für jedes Objekt ein neuer Schätzwert für den background noise aus den umliegenden Pixel festgelegt. Die Bestimmung der Schwellgrenze ist jedoch für beide Berechnungsarten ident und erfolgt in zwei Schritten. Zunächst errechnet man einen Intensitätsmittelwert (gesamtes CCD-Bildes oder Objektumgebung) unter Berücksichtigung aller Pixelwerte. Im folgenden werden für die Berechnung des Rauschens (R) und der Standardabweichung (σ) nur jene Pixel herangezogen, die unter dem Intensitätsmittelwert liegen. Dadurch können weitgehend Objektpixel eliminiert werden. Die Schwellgrenze (G) errechnet sich nun aus:

$$G = R + k \times \sigma \dots k[1.3]$$

Bei der nun folgenden Objekterkennung werden zusammenhängende Pixel detektiert, wobei eventuell auch verschiedene Filter (Kreuzfilter, 3*3 Filter) eingesetzt werden können. Für Objektpixel müssen zwei Bedingungen erfüllt sein:

- Pixelintensität liegt über der Schwellgrenze (bei Verwendung von Filtern muß der „gefilterte“ Wert diese Bedingung erfüllen)
- Es muß eine Verbindung zum hellsten Pixel bestehen, die als „four connected“ bezeichnet wird; d.h. man kann ausgehend vom hellsten Pixel zu jedem Objektpixel gelangen, wobei nur nach links, rechts, unten und oben geschritten werden darf, nicht jedoch diagonal;

punktförmiges Objekt



linienförmiges Objekt



zu niedrige Schwellgrenze



Figur 19: Objektdetektion

6.3 Berechnung der Objektkoordinaten

Die Objektkoordinaten können entweder durch einfache Lichtschwerpunktbildung oder mittels einer sogenannter „Pointspreadfunction(PSF)“ berechnet werden. PSF stellen nichts anderes als Fitalgorithmen dar, wobei die Pixelintensitätskurve durch eine kalibrierte Funktion nach der Methode der kleinsten Fehlerquadrate angenähert wird. Die wichtigste Funktion ist die Gaußverteilung, aber auch Cauchyverteilungen, Laplaceverteilung bzw. Kombinationen aus diesen können als PSF verwendet werden.

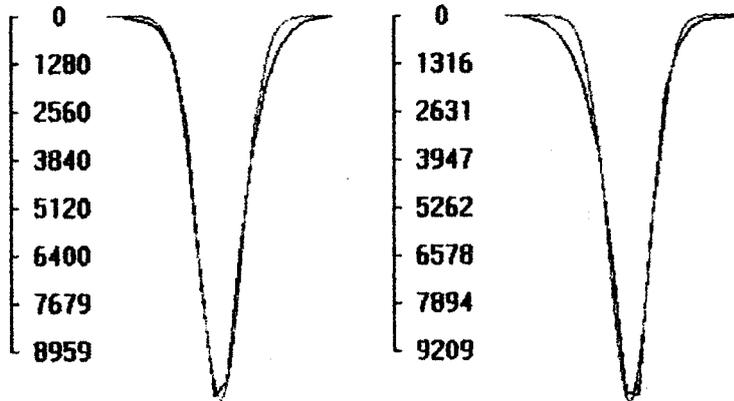
Die Genauigkeit der Objektkoordinaten ist in erster Linie vom Signal/Rausch-Verhältnis (S/N) abhängig. Bei gutem S/N und Lichtschwerpunktbildung erreicht man eine Genauigkeit bis zu einem Zwanzigstel der Pixelgröße, bei schlechtem S/N verschlechtert sich diese jedoch dramatisch (auf etwa ein Drittel). Der Einsatz von PSF scheint gerade in diesem Fall eine große Steigerung zu bringen. Besonders kritisch ist die Lichtschwerpunktbildung bei linienförmigen Abbildungen (Sternstrichspuren bei abgeschalteter Nachführung, Satellitenspuren). In diesem Fall wirken sich Seeingeffekte bzw. Inhomogenitäten des CCD-Chips auf die erzielbare Genauigkeit in besonderem Maß aus.

6.3.1 Eindimensionale Verteilungen

Wie der Name schon sagt, werden zwei in x- bzw. y-Richtung unabhängige Funktionen als PSF verwendet. Das bedeutet, daß aus dem zweidimensionalen Objekt durch Summation der Pixelintensitäten in beide Koordinatenrichtungen zunächst zwei Intensitätskurven berechnet werden. Diesen Lichtkurven werden anschließend die oben genannten Funktionen gefittet.

16. Fortsetzung Gastvortrag: CCD-Beobachtungen geostationärer Satelliten

Gaußverteilung: $f(x; a, b, c) = a \cdot \exp \left[- \ln 2 \left(\frac{2(x-b)}{c} \right)^2 \right]$

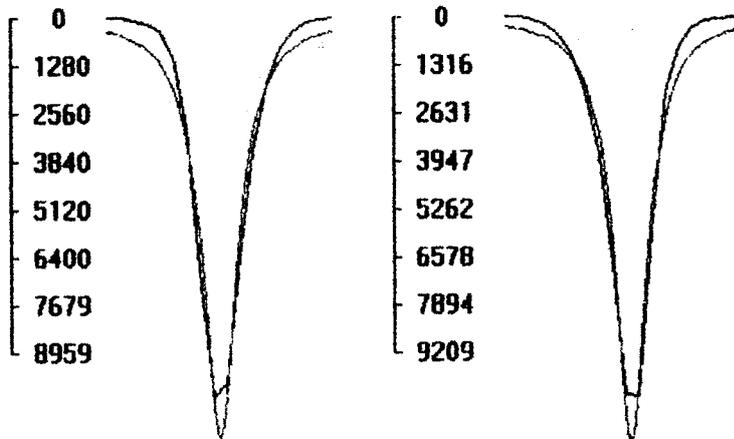


$M(x) = 8:1$

$m.F(x) = 327.23$

$m.F(y) = 437.61$

Cauchyverteilung: $f(x; a, b, c) = a \left[1 + \left(\frac{2(x-b)}{c} \right)^2 \right]^{-1}$

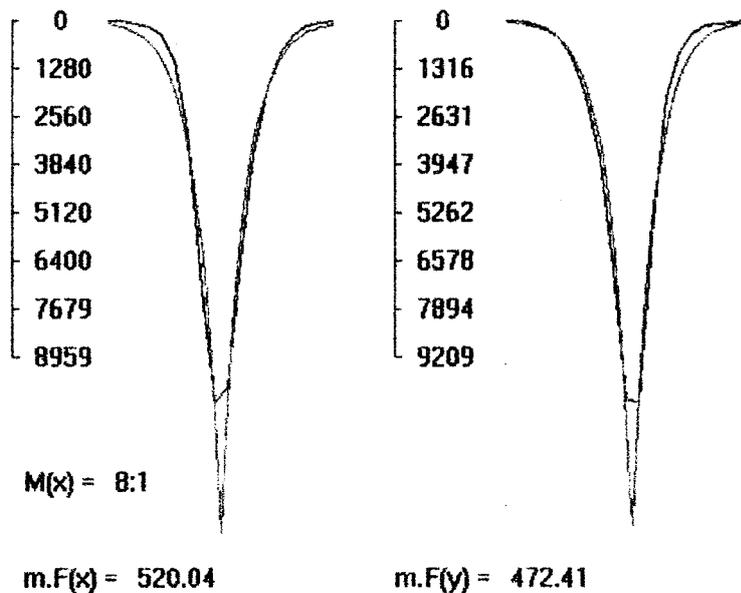


$M(x) = 8:1$

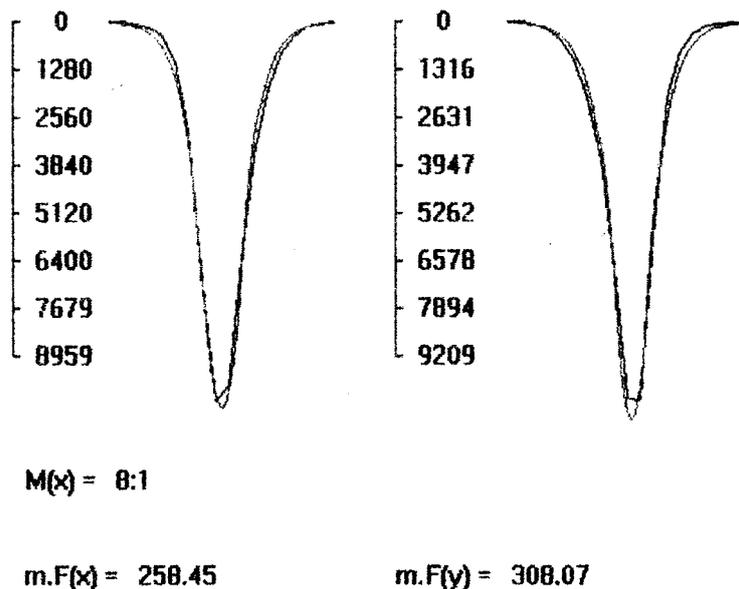
$m.F(x) = 611.36$

$m.F(y) = 544.37$

$$\text{Laplaceverteilung: } f(x; a, b, c) = a \cdot \exp \left[-\ln 2 \left(\frac{2|x-b|}{c} \right) \right]$$



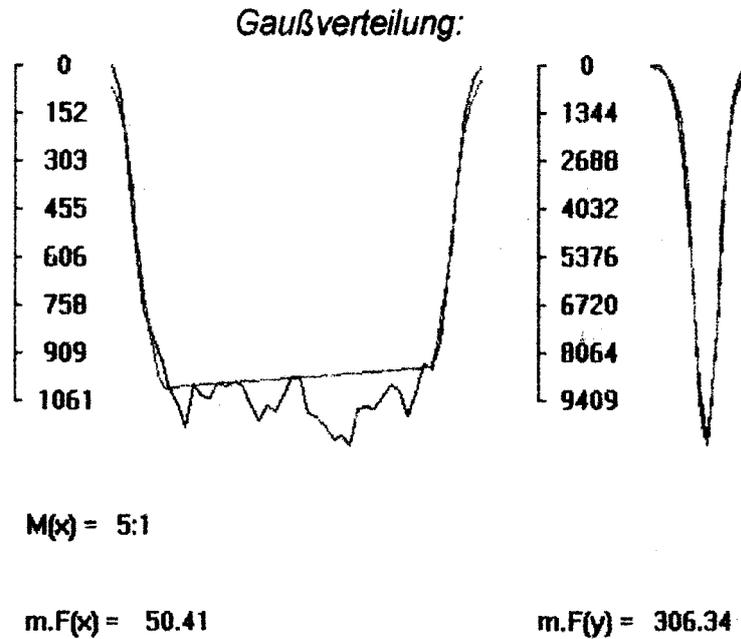
Gauß/Laplace-Verteilung:



Figur 20: Verschiedene Pointspreadfunctions (PSF)

Wie obige Abbildungen zeigen, führt die Kombination aus Gauß- und Laplaceverteilung zum besten Ergebnis. Hierbei wird beim Übergang der Intensitätskurve in das Hintergrundrauschen eine Laplaceverteilung gefittet. Erst bei größeren Pixelintensitäten wird eine Gaußverteilung angenommen. Um einen „glatten“ Übergang beider Verteilungen zu gewährleisten, müssen die Parameter der Verteilungen so bestimmt werden, daß beim Übergang sowohl die Funktionswerte als auch die ersten Ableitungen übereinstimmen.

Bei linienförmigen Objekten werden für die Berechnung einer PSF nur die beiden Flanken der Intensitätskurve herangezogen. Dadurch können Seeingefekte und Inhomogenitäten des CCD-Chips weitgehend eliminiert werden.



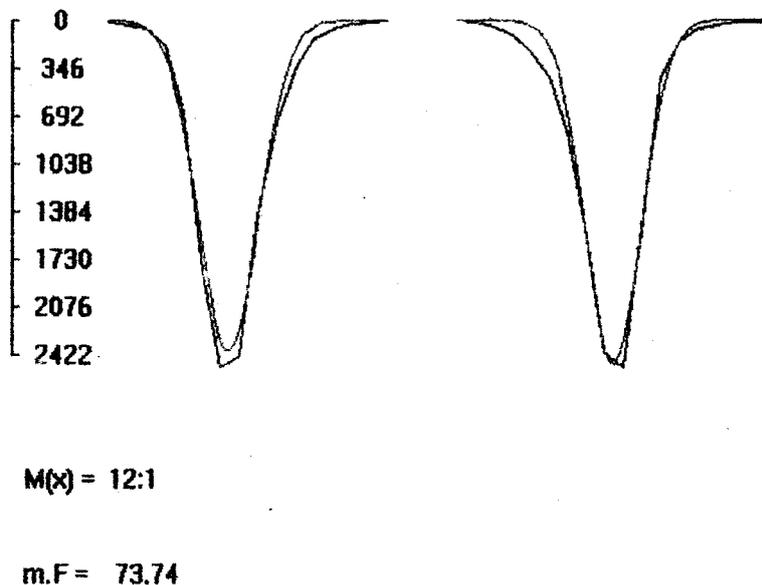
Figur 21: Pointsreadfunktion (PSF) für ein linienförmiges Objekt

6.3.2 Zweidimensionale Verteilungen

Die wichtigste Verteilung ist wiederum eine Gaußverteilung (Figur 23). In Figur 23 ist ein Schnitt parallel zu den Koordinatenachsen an der Stelle der größten Pixelintensität dargestellt.

Gaußverteilung:

$$f(x, y; a, b, c, d, e, f) = a \cdot \exp \left[- \ln 2 \left(\frac{(x-b)^2}{d^2} + \frac{(y-c)^2}{e^2} - \frac{2f(x-b)(y-c)}{de} \right) \right]$$



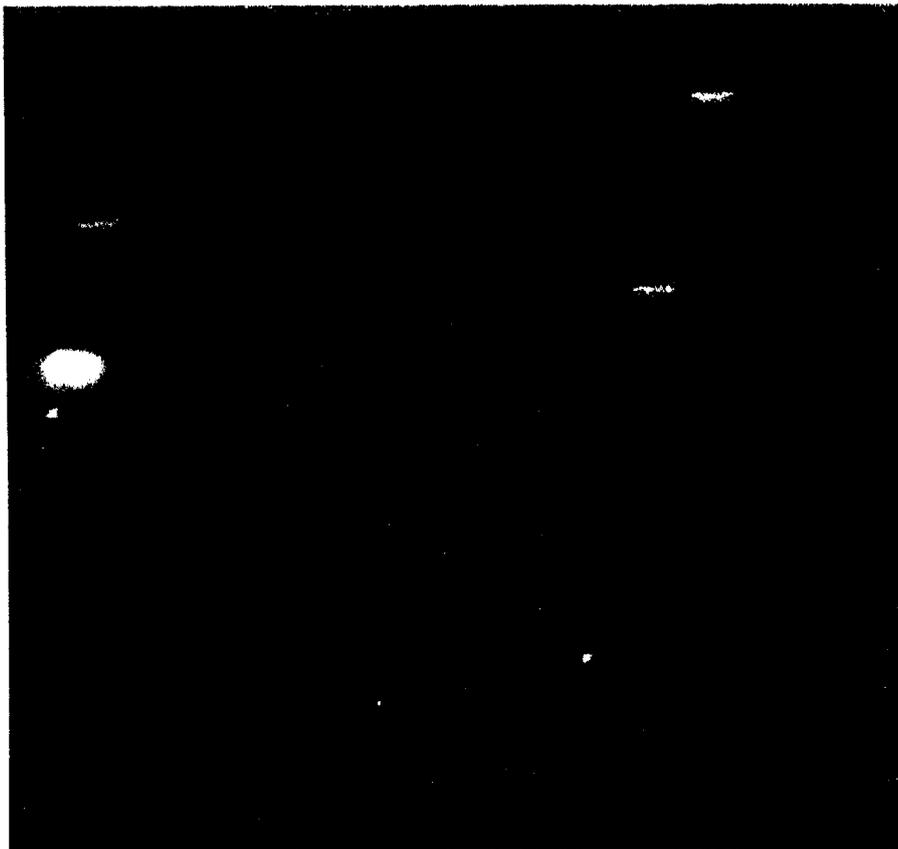
Figur 22: Zweidimensionale Gaußverteilung

7. Aktuelle Beobachtungen

Zur Zeit werden Beobachtungen geostationärer Satelliten mit zwei verschiedenen Teleskopen durchgeführt, die sehr unterschiedliche Charakteristiken aufweisen. Beim Astrographen der Wiener Universitätssternwarte handelt es sich um einen Refraktor mit relativ langer Brennweite (3500mm) und kleinem Öffnungsverhältnis (1:14), während das sehr kurzbrennweitige Objektiv (750mm) der ballistischen Meßkamera Zeiss BMK in Graz-Lustbühel ein wahrer „Lichtriese“ ist (Öffnungsverhältnis 1:2.5).

7.1 Astrograph der Wiener Universitätssternwarte

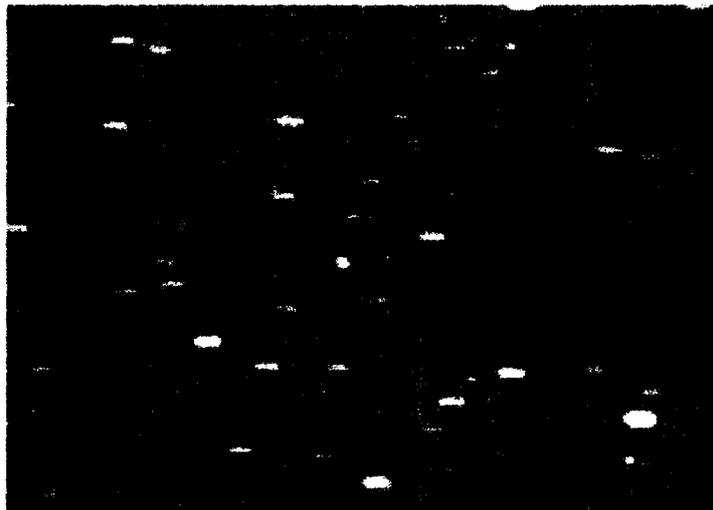
Der Astrograph besteht aus zwei Refraktoren, einem fotografischen Rohr mit 33cm Öffnung, dessen Optik blaukorrigiert und für die Aufnahme mittels Photoplaten vorgesehen ist, und einem optischen Rohr mit einer Öffnung von 25cm. Dieses wird für CCD-Aufnahmen eingesetzt. Bei einer Brennweite von 3500mm ergibt sich ein Gesichtsfeld von 24 Bogenminuten. Der Abbildungsmaßstab beträgt 1.4"/Pixel. Es werden vor allem Beobachtungen zu den beiden Wettersatelliten Meteosat 5 und 6 durchgeführt, deren Helligkeit etwa 15. Magnitudo beträgt. Aufgrund des eher schlechten Signal/Rauschverhältnisses können die Satellitenpositionen nur auf etwa 1/3 der Pixelgröße berechnet werden, welches einer Richtungsgenauigkeit von etwa 0.5" entspricht. Wegen des kleinen Gesichtsfeldes müssen meist Sterne aus dem GSC-Katalog als Referenzsterne herangezogen werden, die bekanntlich systematische Fehler aufweisen.



Figur 23: Ausschnitt einer CCD-Aufnahme des geostationären Satelliten Meteosat 6 (Astrograph, 27.03.96, 22.17UT, Belichtungszeit 3s, 560*530 Pixel = 12*12')

7.2 Zeiss BMK in Graz-Lustbühel

Die ballistische Meßkamera Zeiss BMK besitzt ein 10-linsiges Hochleistungsobjektiv ASTRO-TOPAR 2.5/750 mit A-Charakteristik. Vor dem Objektiv befindet sich ein Gelbfilter mit einer Kantenkennzeichnung von 511nm. Bei Verwendung obiger CCD-Kamera ergibt aufgrund der kurzen Brennweite von 750mm ein Gesichtsfeld von fast 2*2 Grad. Obwohl ein Pixel nur etwa 6.6" entspricht, erreicht man dank des sehr guten S/N (verantwortlich hierfür ist das Öffnungsverhältnis von 1:2.5!) eine Richtungsgenauigkeit von 0.3" (d.h. 1/20 der Pixelgröße bzw. 1µm). Bei der astrometrischen Auswertung, für die ausschließlich PPM-Sterne herangezogen werden, spielt die Abhängigkeit der Refraktion von der Wellenlänge des Lichtes eine bedeutende Rolle. Eine Nichtberücksichtigung kann Fehler bis zu 0.4" verursachen. Man ist daher gezwungen, aus der Spektralklasse der Sterne Refraktionskorrekturen zu bestimmen, wobei die Leuchtkraftklasse der Sterne, Teleskopeigenschaften und die Quanteneffizienz des CCD-Chips ebenfalls in Betracht gezogen werden müssen. Dank des großen Gesichtsfeldes kann die Zeiss BMK in Zukunft auch für das Aufsuchen von gestorbenen Satelliten, Apogäumsmotoren oder anderen Objekten in der geostationären Bahn eingesetzt werden. So wurden in den letzten Wochen neben Beobachtungen zu Meteosat 5 und 6 auch Aufnahmen von den beiden gestorbenen russischen Kommunikationssatelliten Gorizont 11 und Statsionar-raduga 8 durchgeführt. Gerade diese beide Satelliten eignen sich hervorragend für Untersuchungen des Erdschwerefeldes, da einerseits keine Bahnkorrekturen durchgeführt werden können, andererseits diese noch über einen längeren Zeitraum von Graz aus zu beobachten sind.



Figur 24: Ausschnitt einer CCD-Aufnahme des geostationären Satelliten Gorizont 11 (Zeiss BMK, 18.05.1996, 23.26UT, 3.5s Belichtungszeit, 250*80 Pixel = 27*20')

7.3 Fotografie geostationärer Satelliten mittels einer Spiegelreflexkamera

Geostationäre Satelliten können auch mit einer herkömmlichen Spiegelreflexkamera fotografiert werden. Da sich diese Satelliten immer über dem selben Punkt der Erdoberfläche befinden, wird keine Nachführung benötigt. Am besten geeignet sind für die ersten Versuche die 5 Astrasatelliten 1A - 1E, da es sich hierbei um relativ „helle“ Satelliten handelt, deren Magnitudo mit ungefähr 11 angegeben werden kann. Die Satelliten befinden sich bei 19.2° östlicher Länge. Die Einstelldaten (Azimut und Zenitdistanz) können mit den Formeln der Forts. 7 für jeden beliebigen

Aufstellungsort berechnet werden. Den besten Kompromiß zwischen Empfindlichkeit und Korngröße weist ein Film mit 400 - 800 ASA auf. Ein Richtwert für die Belichtungszeit beträgt 10 Minuten bei einer Brennweite von etwa 1500mm und einem Öffnungsverhältnis von 1:10. Die Satelliten erscheinen im Bild punktförmig, während sich die Sterne als Linien abbilden.

Aber auch unter Verwendung eines normalen Teleobjektivs mit etwa 200mm Brennweite und eines stabilen Stativs ist die Aufnahme geostationärer Satelliten möglich. Die Ausrichtung der Spiegelreflexkamera erfolgt mittels einer Bussole, die Belichtungszeit beträgt etwa 30 Minuten.

Zwei Punkte müssen jedoch bei der Aufnahme geostationärer Satelliten beachtet werden:

- Die Helligkeit eines Satelliten ist am größten, wenn die Differenz zwischen Stundenwinkel der Sonne und des Satelliten 12 Stunden beträgt. Der Grund für diese Erscheinung liegt in der Ausrichtung der Solarzellen zur Sonne. Der beste Zeitpunkt für eine Fotografie der Astrasatelliten ist daher um 0 Uhr MEZ.
- Geostationäre Satelliten treten während zweier Perioden in den Erdschatten ein, zwischen 26. Februar und 13. April bzw. 31. August und 16. Oktober. Die maximale Dauer für den Durchgang durch den Erdschatten wird zum Zeitpunkt des Frühlings- bzw. Herbstäquinoktiums erreicht und beträgt 71.5 Minuten, davon befindet sich der Satellit 2 Minuten am Beginn bzw. am Ende im Halbschatten. Bevor der Satellit gänzlich im Erdschatten verschwindet, erscheint er in kupferrotem Licht. Dieser Effekt wird durch die Refraktion des Sonnenlichts verursacht, wenn es die Erdatmosphäre streift.

o. Univ. Prof. Dr. Kurt Bretterbauer
Technische Universität Wien
Institut für Theoretische Geodäsie und Geophysik
Abteilung Theoretische Geodäsie
Gußhausstraße 27-29
1040 Wien

Dipl.-Ing. Martin Ploner
Grienauergasse 4
2380 Perchtoldsdorf