

15. S T E R N F R E U N D E - S E M I N A R , 1 9 8 7

Planetarium der Stadt Wien - Zeiss Planetarium
und Österreichischer Astronomischer Verein

V E R Ä N D E R L I C H E S T E R N E

- 1 - 2 Titelseite und Inhaltsverzeichnis. 15 Jahre Österreichische Sternfreunde-Seminare.
- 3 - 12 Ausgewählte Literatur zu veränderlichen Sternen (Prof.Hermann Mucke, Wien).
- 13 - 20 Aus der Geschichte der Veränderlichenforschung (Renate Weiland, Wien).
- 21 - 34 Die freisichtigen Veränderlichen aus dem Sky Catalogue (Univ.-Ass.Dipl.Ing.Robert Weber, Institut für Theoretische Geodäsie und Geophysik, Abt.Geodäsie, TU Wien).
- 35 - 48 Galaktische Novae und Supernovae (Alexander Probst, Brunn/Gebirge, NÖ).
- 49 - 66 Übersicht Veränderliche Sterne (Ing.Michael Pietschnig, Wien).
- 67 - 85 Pulsierende Veränderliche (Univ.-Prof.Dr.Rudolf Kippenhahn, Direktor des Max Planck Instituts für Astronomie und Astrophysik, Garching bei München, BRD).
- 86 Prospektbeilage: C.Hoffmeister, G.Richter, W.Wenzel: Veränderliche Sterne, 2.Auflage, Springer Verlag, Berlin 1984.
- 87 - 112 Eruptive Veränderliche (Prof.Hermann Mucke, Wien).
- 113-150 Beobachtung veränderlicher Sterne mit einfachen Hilfsmitteln (Wolfgang Vollmann, Wien).
- 151-152 Lichtelektrische Photometrie von veränderlichen Sternen - Photometermechanik (Ing.Rudolf Preßberger, Institut für Astronomie der Universität Wien).
- 153-156 Lichtelektrische Photometrie von veränderlichen Sternen - Photometerelektronik und photometrische Systeme (Heinzpeter Stockenhuber, Institut für Astronomie der Universität Wien).
- 157-160 Prospektbeilage: Photomultiplier 1983 (Hamamatsu TV Co.,Ltd.).
- 161-186 Lichtelektrische Photometrie von veränderlichen Sternen - Beobachtungspraxis (Wiss.Oberrat Dr.Anneliese Schnell, Institut für Astronomie der Universität Wien).

187-188 Prospektbeilage: Model SSP-3 Solid State Photometer
(OPTEC, INC., Lowell, Michigan, USA, 1987).

Seminarleiter: Prof. Hermann Mucke.

Wiedergabe dieser Papiere oder deren Teile ist nicht gestattet.

15 Jahre Österreichische Sternfreunde-Seminare

Veranstaltet vom Planetarium der Stadt Wien und dem Österreichischen Astronomischen Verein, wurde jeweils ein Teilgebiet der Himmelskunde eingehender und aktueller, als dies in den einschlägigen Handbüchern der Fall ist, behandelt. Die Seminare dienen der Weiterbildung der Amateurastronomen und Lehrer in Österreich.

- 1973 Astronomische Koordinatensysteme
- 1974 Gebrauch astronomischer Jahrbücher
- 1975 Himmelskarten und ihr Gebrauch
- 1976 Fernrohre und ihr Gebrauch
- 1977 Astronomische Phänomenologie
- 1978 Amateurastronomie, Theorie-Praxis
- 1979 Astronomische Finsternisse
- 1980 Kometen
- 1981 Mond
- 1982 Kleinplaneten
- 1983 Doppelsterne
- 1984 Sonne
- 1985 Himmelskunde und Kleinrechner
- 1986 Meteore
- 1987 Veränderliche Sterne

Insgesamt umfassen die zugehörigen Papiere 1434 Seiten DIN A4 mit Erläuterungen, Formeln, Tabellen, Beispielen und Literaturhinweisen.

Sie werden vom ÖSTERREICHISCHEN ASTRONOMISCHEN VEREIN herausgegeben und sind ab einschließlich Ausgabe 1979 noch lieferbar. Auskünfte und Bestellungen: Astronomisches Büro, Hasenwartg.32, A-1238 Wien, Österreich, Telephon 0222-8816703.

Res severa est verum gaudium!

Referat: Ausgewählte Literatur zu veränderlichen Sternen

1. Geschichtlich bedeutende Werke

- Payne-Gaposchkin, C. und S.: Variable Stars. Harvard Observatory Monograph No.5, 1938.
- Campbell L., und Jacchia, L.: The Story of Variable Stars. The Harvard Books on Astronomy, Blakiston Comp., Philadelphia 1945.
- Rosseland, S.: The Theory of Stellar Pulsations. Oxford University Press, London 1949.
- Prager, R.: Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der Veränderlichen Sterne. 2.Ausgabe, Bd.1 (And-Cru), Bd.2 (Cyg-Oph) 1916-1933. Dümmler, Berlin 1934 bzw.1936.
- Schneller, H.: Geschichte und Literatur des Lichtwechsels der Veränderlichen Sterne. 2.Ausgabe, Bd.3 (Ori-Vul) 1916-1950. Bd.4 (Ergänzungen bis 1954 für die bis 1938 benannten Sterne). Akademie-Verlag, Berlin 1952 bzw.1957.
- Chandler, S.: Catalogue of Variable Stars. Astron.Journal 8, No.11/12,82, 1888. (225 Veränderliche).
Second Catalogue of Variable Stars. Astron.Journal 13, No.12,89, 1893 (260 Veränderliche).
Third Catalogue of Variable Stars. Astron.Journal 16, No.9,145, 1896 (393 Veränderliche).
Revision of Elements of the Third Catalogue of Variable Stars. Astron.Journal 24, No.1,1, 1904.
- Cannon, A.: Second Catalogue of Variable Stars. Harvard Annals 55, 1907.
- Katalog und Ephemeriden Veränderliche Sterne. Vierteljahrsschrift der Astronomischen Gesellschaft, jährlich 1870-1926.
Berlin-Babelsberg, jährlich bis 1941.
- Hagen, J: Atlas Stellarum Variabilium. Katalog und Karten von rund 24 000 Vergleichssterne für 488 Veränderliche. 9 Serien, 1899-1941. Die Serie 5 enthält Veränderliche, die im Minimum heller als +7^m sind und daher mit freiem Auge oder Feldgläsern beobachtbar sind. Verlag F.Dames, Berlin.
- Stein., J. und Junkers, J.: Index zum Atlas Stellarum Variabilium. Recherche Astronomique, 4; Specola Vaticana, 1941.

1. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

2. Gesamtwerke

Hoffmeister, C., Richter, G., Wenzel, W.: Veränderliche Sterne. 2., völlig überarbeitete Aufl., Springer, Berlin 1984. Eingehendes Standardwerk:

Vorwort	7	Periodische Änderungen	215
Aus dem Vorwort zur 1. Auflage	8	4.5.2. Unperiodische Änderungen	218
		4.6. Statistik	219
1. Allgemeine Hinweise	11	4.7. Beispiele einiger bemerkenswerter Bedeckungssysteme	220
1.1. Einleitung und Übersicht	11	4.8. Abschließende Bemerkungen zur Entwicklung enger Doppelsterne	230
1.2. Erklärung von Grundbegriffen	14	5. Ergänzungen zur Typologie	231
1.3. Lichtkurven und Perioden	24	5.1. Veränderliche in Sternhaufen	231
1.4. Julianisches Datum — Zeitangaben	30	5.1.1. Offene Sternhaufen	231
1.5. Benennung der Veränderlichen Sterne	32	5.1.2. Kugelhaufen	232
		5.2. Veränderliche in extragalaktischen Systemen	237
2. Pulsierende Veränderliche	37	5.2.1. Magellansche Wolken	237
2.1. Klassische Pulsationsterne	37	5.2.2. Andere extragalaktische Systeme	241
2.1.1. Historisches, Bezeichnungen	37	5.3. Aktive Galaxien	243
2.1.2. δ -Cephei- und W-Virginis-Sterne	37	5.3.1. Allgemeines	243
2.1.3. RR-Lyrae-Sterne	49	5.3.2. Seyfert-Galaxien	247
2.1.4. δ -Scuti-Sterne	60	5.3.3. Quasare	248
2.2. Langsam veränderliche pulsierende Sterne	64	5.3.4. BL-Lacertae-Objekte	249
2.2.1. Mira-Sterne	64	6. Entdeckung Veränderlicher Sterne	251
2.2.2. Halbregelmäßige, Unregelmäßige und RV-Tauri-Sterne	78	6.1. Grundsätzliche Betrachtungen	251
2.3. Nicht-radiale Pulsatoren	82	6.2. Methoden und Instrumente	254
2.3.1. β -Cephei-Sterne	82	6.3. Theorie der Entdeckungswahrscheinlichkeit	258
2.3.2. ZZ-Ceti-Sterne	85	6.4. Bestimmung der Entdeckungswahrscheinlichkeit aus gegebenen Lichtkurven	262
		6.5. Vergleich von theoretischer und empirischer Entdeckungswahrscheinlichkeit	265
3. Eruptive Veränderliche	88	— Einfluß von Beobachter und Methode	267
3.1. Eruptive Doppelsterne	89	6.6. Statistik der Entdeckungen	267
3.1.1. Überblick	89	6.7. Vorläufige Kennzeichnungen Veränderlicher Sterne	269
3.1.2. Novae	91	7. Bedeutung der Veränderlichen Sterne für die Erforschung des Baus der Galaxien und der Sternentwicklung	271
3.1.3. U-Geminorum-Sterne	122	7.1. Methoden	271
3.1.4. Symbiotische Sterne	129	7.2. Ergebnisse	273
3.1.5. Röntgendoppelsterne	138	7.3. Über den galaktischen Halo	280
3.2. Supernovae	157	7.4. Bemerkung zum Problem der Entwicklung des Sternsystems	282
3.3. Entwicklungsmäßig extrem junge Sterne	167	8. Beobachtungsmethoden und Organisation	284
3.3.1. Historisches	167	8.1. Beobachtungen	284
3.3.2. T-Tauri-Sterne und verwandte Objekte	168	8.1.1. Photometrische Beobachtungen	284
3.3.3. Flare-Sterne	183	8.1.2. Spektrographische und andere Beobachtungen	293
3.4. Heiße Veränderliche mit ausgedehnten Hüllen	186	8.1.3. Helle Veränderliche	297
3.4.1. Veränderliche Überriesen vom Typ S Doradus	187	8.1.4. Mitarbeit der Amateure	298
3.4.2. γ -Cassiopeiae-Sterne	189	8.2. Organisation	300
3.4.3. Variable Planetarische Nebel und deren Kerne	192	9. Literatur	302
3.5. R-Coroneae-Borealis-Sterne	195	9.1. Kurze Hinweise auf Sternkataloge und Karten	302
3.6. Sonstige Typen	198	9.2. Zusammenfassende Darstellungen, Sammelwerke, Handbucharikel	304
3.6.1. BY-Draconis- und ähnliche Sterne	199	9.3. Literaturnachweis	306
3.6.2. Pulsare	203	Sachregister und Sternregister	319
3.6.3. α 2-Canum-Venaticorum-(Magnet-)Sterne	205		
4. Bedeckungssterne	208		
4.1. Allgemeines	208		
4.2. Geometrische Verhältnisse	209		
4.3. Typologie	210		
4.4. Analyse der Lichtkurve	213		
4.5. Änderungen der Perioden	213		

2. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

Petit, M.: Variable Stars. J. Wiley & Sons, Chichester, England, 1987.

Neuestes Standardwerk. Enthält im Anhang E die neue Klassifikation der Veränderlichen - siehe "General Catalogue of Variable Stars".

Inhalt:

Translator's Note	vii
Foreword	ix
Introduction	xiii
PART 1: GENERAL MATTERS	1
Chapter 1—A Review of Fundamental Concepts	3
Chapter 2—General Points about Variable Stars	11
PART 2: PULSATING VARIABLES	19
Chapter 1—RR Lyrae Stars	25
Chapter 2—The Cepheids	36
Chapter 3—Long-period Variables	53
Chapter 4—Semi-regular and Irregular Variables	65
Chapter 5—Miscellaneous Pulsating Variables	77
PART 3: ERUPTIVE AND CATAclysmic VARIABLES	89
Chapter 1—Novae	92
Chapter 2—Supernovae	106
Chapter 3—Novoids (Nova-like Variables)	119
Chapter 4—Dwarf Novae	131
Chapter 5—Variable Stars Associated with Gaseous Nebulae	143
Chapter 6—Variable Red Dwarfs	156
PART 4: ECLIPSING BINARIES	167
Chapter 1—Eclipsing Binaries: Description of Types	171
Chapter 2—Eclipsing Binaries: Particular Phenomena	188
PART 5: PECULIAR VARIABLE STARS	197
Chapter 1—Miscellaneous Galactic Variables	200
Chapter 2—The New Variable Stars	212
Chapter 3—Extragalactic Monsters	223
APPENDICES OF USEFUL TABLES	
Appendix A—List of Constellations	229
Appendix B—Conversion of Normal Calendar to the Julian Calendar	232
Appendix C—Decimalization of the Day	234
Appendix D—The Electromagnetic Spectrum	235
Appendix E—New Classification of Variable Stars	237
Bibliography	239
Index of Astronomical Objects	242
General Index	251
Index of Names	254

Glasby, J.: Variable Stars. Harvard University Press, Cambridge, Mass., 1969. Eingehendes, älteres Standardwerk.

Foreword	page ix
Introduction	I
Part One: Extrinsic Variables	
1 Algol Eclipsing Variables	13
2 β Lyrae Eclipsing Variables	33
3 W Ursae Majoris Variables	43
4 Peculiar Eclipsing Variables	47
Part Two: Intrinsic Variables	
5 RR Lyrae Variables	61
6 Cepheid Variables	81
7 β Canis Majoris Variables	94
8 δ Scuti Variables	98
9 Magnetic Variables	102
10 Long Period Variables	107
11 Semi-regular Variables	125
12 RV Tauri Variables	145
13 Irregular Variables	160
Part Three: Eruptive Variables	
14 U Geminorum Variables	173
15 Z Camelopardalis Variables	191
16 Nebular Variables	199
17 R Coronae Borealis Variables	216
18 UV Ceti Variables	229
19 The Novae	242
20 η Carinae	260
21 Recurrent Novae	265
22 The Supernovae	272
23 Nova-like Variables	292
24 Secular Variables	300
25 The Role of Variable Stars in Astronomical Research	304
26 The Observation of Variable Stars	316
Index	331

3. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

3. Monographien

- Variable Stars and Stellar Evolution. Proceedings of IAU Symposium 67, D.Reidel Publ.Comp., Dordrecht 1975.
- Stellar Instability and Evolution. Proceedings of IAU Symposium 59, Ledoux, P., Noels, A., Rodgers, A. D.Reidel Publishing Comp., Dordrecht 1974.
- Binary and Multiple Stars as Tracers of Stellar Evolution. Proceedings of IAU Colloquium 69, Kopal, Z., Rahe, J., D.Reidel Publ. Comp., Dordrecht 1982.
- Mass Loss from Red Giants. Proceedings of a Conference, held at University of California, Los Angeles. Morris, M., Zuckerman, B. D.Reidel Publishing Comp., Dordrecht 1985.
- Glasby, J.: Variable Nebulae. Pergamon Press, Oxford, 1974.
- Kukarkin, B.: Pulsating Stars. Israel Program for Scientific Translations, J.Wiley & Sons, New York 1980.
- Tsesevich, V.: RR Lyrae Stars. Israel Program for Scientific Translations, Jerusalem 1969.
- Eclipsing Binary Stars, J.Wiley & Sons, New York 1973.
- Cataclysmic Variables and Related Objects. Proceedings of IAU Colloquium 72. Livio, M., Shaviv, G. D.Reidel Publishing Comp., Dordrecht 1983.
- The Nature of Symbiotic Stars. Proceedings of IAU Colloquium 70. Friedjung, M., Viotti, R. D.Reidel Publishing Comp., Dordrecht 1982.
- Novae and Related Stars. Proceedings of an International Conference, Institut d'Astrophysique, Paris. Friedjung, M. D.Reidel Publ. Comp., Dordrecht 1977.
- Payne-Gaposchkin: Galactic Novae. Dover Publications, New York 1984. Past and Future Novae. Center for Astrophysics, Cambridge, Mass., 1977.
- Glasby, J.: Dwarf Novae. American Elsevier, New York 1970.
- Supernovae: A Survey of Current Research. Proceedings of NATO Advanced Study Institute. Rees, M., Stoneham, R. D.Reidel Publ. Comp., Dordrecht 1982.
- Supernovae. Proceedings of a Special IAU Session on Supernovae, Grenoble. D.Reidel Publishing Comp., Dordrecht 1977.

4. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

Supernovae and Supernovae Remnants. Proceedings of the International Conference on Supernovae, Lecce. Cosmovici, C., d'Anna, E., Borghesi, A. D.Reidel Publishing Comp., Dordrecht 1974

Clark, D., Stephenson, F.: The Historical Supernovae. Pergamon Press, Oxford 1977.

4. Kataloge

Kukarkin., B., Kholopov, P., Efremov, Y., Kukarkina, N., Kurochin, N., Medvedeva, G., Perova, N., Fedorovich, V., Frolov, M.: General Catalogue of Variable Stars, 3. Ausgabe. 20 437 Veränderliche, bis 1968 entdeckt und bezeichnet: Bd.1 (And-Gru) 1969; Bd.2 (Her-Vul) 1970; Bd.3 (Novae, Supernovae, Quasare, Optisch variable Galaxienkerne, Hilfsverzeichnisse und Tafeln) 1971. 1. Supplement (bis 1970), 1971; 2. Supplement (bis 1972), 1974; 3. Supplement (bis 1975), 1976. Akademie der Wissenschaften, Moskau.

Kholopov, P. (Chefeditor): General Catalogue of Variable Stars, 4. Ausgabe. 28 457 Veränderliche, entdeckt und bezeichnet bis 1982. Bd.1 (And-Cru). Sternberg Astronomical Institute, Akademie der Wissenschaften, Moskau 1985. Neue Terminologie der Veränderlichen:

Type	Old designation	New designation
<i>Pulsating variables</i>		
RR Lyrae	RR	RR
with asymmetric light curves	RRab	RRAB
with symmetric light curves	RRc	RRC
with two periods		RR(B)
Cepheids	C	CEP
classical	C	DCEP
classical small amplitude		D CEPS
with two periods		DCEP(B)
W Virginis (Population II)	CW	CW
RV Tauri	RV	RV
Semi-regular	SR	SR
with regular light curves	SRA	SRA
with irregular light curves	SRb	SRB
supergiants	SRc	SRC
yellow (F, G, K spectra)	SRd	SRD
Long-period (Mira)	M	M
Irregular	L	L
giants	Lb	LB
supergiants	Lc	LC
Dwarf Cepheids	RRs	SXPHE
β Canis Majoris	β C	BCEP
δ Scuti	δ Sc	DSCT
with small amplitude		DSCTC
ZZ Ceti	ZZ	ZZ

5. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

Type	Old designation	New designation
<i>Eruptive variables</i>		
Novae	N	N
fast	Na	NA
slow	Nb	NB
recurrent	Nr	NR
Supernovae	SN	SN
Novoids (nova-like variables)	Nl	NL
Dwarf novae, U Gem type	UG	UGSS
Z Cam type	Z	UGZ
SU UMa type		UGSU
Nebular variables	In, Is	IN, IS
	UVn	UVN
Red dwarf flare stars	UV	UV
<i>Rotating stars (a category not included in the old classification)</i>		
α Canum Venaticorum	CV	ACV
with superposed pulsation		ACVO
Rotating red dwarfs	BY	BY
Giant stars in rapid rotation		FKCOM
Elliptical variables	EII	ELL
<i>Eclipsing binaries</i>		
Algol variables	EA	EA
β Lyrae	EB	EB
W Ursae Majoris	EW	EW

Kholopov, P.: New Catalogue of Suspected Variable Stars. 14 810 Veränderliche oder der Veränderlichkeit verdächtige Sterne. Sternberg Astronomical Institute, Akademie der Wissenschaften, Moskau 1982.

Hirshfeld, A., Sinnott, R.: Sky Catalogue 2000,0, Vol.2: Double Stars, Variable Stars and Nonstellar Objects. Veränderliche heller als +9,5^m und Beschreibung der Veränderlichkeitstypen. Dazu: Siehe "Sky Atlas 2000,0". Cambridge University Press, Cambridge UK, 1985.

Iarte, B., Johnson, H., Mitchell, R., Wisniewski, W.: Five Color Photometry of Bright Stars. Sky and Telescope, July 1965, 21-31. Enthält den Arizona-Tonanzintla-Catalogue (Multicolor Photometry von 1325 hellen Sternen: U 360nm, B 430nm, V 540nm, R 700nm, I 900nm).

Blanco, V., Demers, S., Douglass, G., Fitzgerald, M.: Photoelectric Catalogue. Magnitudes and Colors of Stars in the UBV and U_CBV Systems.- Publications U.S. Naval Observatory, Second Series, Vol. XXI, U.S. Government Printing Office, Washington 1970. Mehr als 20 000 Sterne, auf 0,01^m.

6. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

Argue, A., Bok, B., Miller, E.: A Catalogue of Photometric Sequences. University of Arizona, Steward Observatory, 1973. 412 photoelektr. durchmessene Standard-Felder.

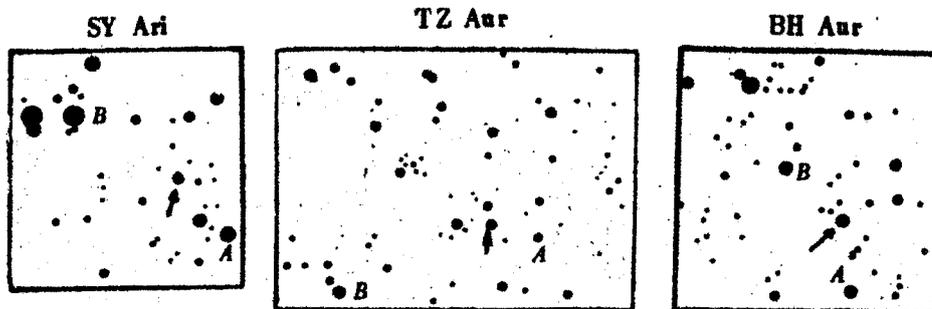
Supplement dazu, 69 neue Standard-Felder, 1973.

Purgathofer, A.: UBV-Sequences in Selected Star Fields. Lowell Obs., Bull. 147, Vol. VII., No. 10. Flagstaff, AZ, 1969. Felder in Aql.

Huth, H., Wenzel, W.: Bibliographic Catalogue of Variable Stars. Centre Documentation Stellaire, Obs. Strasbourg, 1981. Bis 1976.

5. Atlanten

Tsesevich, V., Kazanas, M.: Atlas of Finding Charts of Variable Stars. Sternwarte Odessa, Akademie der Wissenschaften, Moskau 1971. 4183 Karten für 4512 Veränderliche oder der Veränderlichkeit verdächtige Sterne. Musterfelder:



AAVSO Variable Star Atlas. Sky Publishing Corporation, Cambridge 1980. Basierend auf dem SAO-Atlas, sind alle Veränderlichen bis $+9,5^m$ eingezeichnet. Dazu Vergleichssterne-Helligkeiten, Katalog der verzeichneten Sterne und Anleitung zur Beobachtung.

Tirion, W.: Sky Atlas 2000,0. 26 Star Charts, covering both hemispheres. Sky Publishing Corporation, Cambridge, Mass. und Cambridge University Press, Cambridge UK, 1981. Siehe auch "Sky Catalogue 2000,0".

Brun, A., Vehrenberg, H.: Atlas der Kapteyn'schen Eichfelder (Selected Areas) nach Harvard-Groningen. Treugesell-Verlag, Düsseldorf 1965. 206 Sternfelder, Grenzgröße der Originalaufnahmen $+16^m$.

6. Periodika

Rocznik Astronomiczny Obserwatorium Krakowskiego. 1987: 58. Ausgabe. Gegründet von T. Banachiewicz. Warschau/Krakau 1986. Ephemeriden

7. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

von Bedeckungsveränderlichen, Bedeckungsveränderliche unter den Kataklysmischen Systemen, von RR-Lyrae-Sternen und Librationswolken im System Erde-Mond und Sonne-Venus.

Mitteilungen über Veränderliche Sterne. Herausgegeben von W. Wenzel, Zentralinstitut für Astrophysik, Sonneberg DDR.

Information Bulletin of Variable Stars (IBVS). Zirkulare, herausgegeben von Szeidl, B., Szabados, L., Konkoly Sternwarte, Budapest.

AAVSO-Bulletin: Jährliche Vorausdaten, Maxima und Minima langperiodisch Veränderlicher; -Circular: Vorläufige Beobachtungen eruptiver und anderer interessanter Variabler; monatlich. 187 Concord Avenue, Cambridge, Mass. 02138, USA.

BAV-Circulare: Ephemeriden für alle Sterne des BAV-Programmes. -Schnellmitteilungen: Bei Auftreten unvermuteter Ereignisse. Münsterdamm 90, D-1 Berlin.

IAU-Circulars, Central Bureau for Astronomical Telegrams, SAO, USA:

Circular No. 4516

Central Bureau for Astronomical Telegrams
INTERNATIONAL ASTRONOMICAL UNION

Postal Address: Central Bureau for Astronomical Telegrams
Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, MA 02138, U.S.A.
TELEPHONE: 617-495-7244/7440/7444

SUPERNOVA 1987A IN THE LARGE MAGELLANIC CLOUD

W. Kunkel and B. Madore, Las Campanas Observatory, report the discovery by Ian Shelton, University of Toronto Las Campanas Station, of a mag 5 object, ostensibly a supernova, in the Large Magellanic Cloud at $\alpha = 5^h 54^m 4.8^s$, $\delta = -69^{\circ} 16'$ (equinox 1987.2), 18' west and 10' south of 30 Dor and possibly involved with the association NGC 2044. The discovery was made around Feb. 24.23 UT on a 3-hr exposure with a 0.25-m astrograph beginning on Feb. 24.06, and the object had evidently brightened by at least ~ 8 mag since the previous night. An independent suspected sighting was made visually by Oscar Dehilde, also at Las Campanas, around Feb. 24.2. The object had brightened to \sim mag 4.5 by Feb. 24.33.

F. M. Bateson, Royal Astronomical Society of New Zealand, informs us that the object was discovered independently by Albert Jones, Nelson, on Feb. 24.37 UT (position $\alpha = 5^h 55^m 8.8^s$, $\delta = -69^{\circ} 18'$, equinox 1950.0) at mag 6.5-7.0 (in clouds); he estimated $m_V = 5.1$ on Feb. 24.46. B. Morono and S. Walker, Auckland Observatory, obtained $V = 4.81$, $B-V = +0.083$, $U-B = -0.836$ on Feb. 24.454 UT.

R. H. McNaught, Siding Spring Observatory, communicates the following visual magnitude estimates by G. Garradd (G) and himself (M): Feb. 24.455, 4.8 (M); 24.472, 4.8 (M); 24.635, 4.4 (G); 24.679, 4.5 (M); 24.717, 4.4 (M). McNaught obtained the following precise position with the University of Aston Hewlett Satellite Schmidt camera: $\alpha = 5^h 54^m 50.22^s$, $\delta = -69^{\circ} 17' 59.12''$ (equinox 1950.0, uncertainty 2"). The object appears on films from the previous night: Feb. 23.443, 6.0; 23.445, 6.2. He also notes the position of a blue star, of $m_V \sim 12$ and not obviously variable during the past century (through Feb. 22.4): $\alpha = 5^h 55^m 50.12^s$, $\delta = -69^{\circ} 17' 58.20''$ (equinox 1950.0; $x = 15447$, $y = 9261$ in the Harvard LMC system). Films by Garradd confirm that the field was identified down to mag 14.5 on Jan. 24 and Feb. 22.

B. Warner, University of Texas, reports that a spectroscopic observation by J. Menzies on Feb. 24.9 UT with the 1.9-m reflector at the South African Astronomical Observatory shows the 615-nm dip, indicating that the object may be a supernova of type I.

NOVA CENTAURI 1986

Magnitude estimates by McNaught show that this object has again brightened: Feb. 21.78 UT, 12.5; 22.60, 12.3; 22.79, 12.1.

1987 February 24

Brian G. Marston

Peremennie Zvezdii (Veränderliche Sterne). Einzige Zeitschrift, die sich nur Veränderlichen widmet. Russisch, mit Zusammenfassungen in Englisch. Sternberg Astronomical Institute, Moskau.

7. Beobachtungsanleitungen, Geräte

Percy, J.: The Study of Variable Stars Using Small Telescopes.
Cambridge University Press, Cambridge UK 1986.

Preface.....	v	Variable star research at the University of Toronto Southern Observatory (UTSO) at Las Campanas, Chile	147
Acknowledgements.....	vi	Robert F. Garrison.....	147
The study of variable stars at the David Dunlap Observatory		On the spectral variability of the extreme Of star, HD151804	153
John R. Percy, J. Donald Ferris.....	1	S. Jeffers, W.G. Weller.....	153
I. VISUAL OBSERVATIONS.....	9	V. COORDINATION AND ARCHIVING OF OBSERVATIONS.....	163
Visual observing of variable stars		Variable stars as targets for long-term coordinated multisite photometry	165
Janet Ayoix Mattei.....	11	C. Sterken.....	165
The expanding radio jet in CH Cygni: a case of cooperation between radio astronomers and observers with small telescopes		The international <i>UBV</i> photometric campaign on Be stars	181
E.R. Sequisti.....	31	John R. Percy.....	181
Visual observation of eclipsing binary stars: V1010 Ophiuchi		Comments on the Be star mini-campaign of October 1983	185
David B. Williams.....	35	Christopher R. Stagg.....	185
II. PHOTOGRAPHIC OBSERVATIONS.....	41	Archiving of variable star data — the AAVSO experience	189
Photography in a photoelectric era		Elizabeth O. Waagen.....	189
Emilia Pisani Belserene.....	43	VI. PERIOD ANALYSIS.....	199
The double mode RR Lyrae stars in the globular cluster IC4499		Searching for periodicity in astronomical data	201
Christine M. Clement, James M. Nemez.....	55	A. W. Fullerton.....	201
III. PHOTOELECTRIC OBSERVATIONS.....	61	The O — C diagram: a useful tool	219
Photoelectric observing programs and observations		L.A. Wilson.....	219
Douglas S. Hall.....	63	Fourier techniques for cloudy nights	229
Acquisition, reduction and standardization of photoelectric observations		Emilia Pisani Belserene.....	229
Edward F. Guinan, George P. McCook, Joseph P. McMullen.....	79	VII. NEW DIRECTIONS.....	233
P Cygni: a hypergiant well worth observing		Small automatic photoelectric telescopes: a historical review	235
Mart de Groot, Angelo Casatella, Henny J.G.L.M. Lamars.....	107	Russell M. Genet.....	235
The rapidly oscillating Ap stars		New directions in the study of variable stars with small telescopes	247
Jaymie M. Matthews.....	117	S.M. Rucinski.....	247
IV. OTHER TECHNIQUES.....	125	INDEX.....	261
Observation of variable stars in the infrared			
Robert F. Wing.....	127		
Infrared observations of Cepheid variables			
Douglas L. Welch.....	143		

9. Fortsetzung Referat: Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen

Instrumentation and Research Programmes for Small Telescopes. Proceedings of IAU Symposium 118, Christchurch. Hearnshaw, J., Cottrell, P. D. Reidel Publishing Company, Dordrecht 1986. "Small Telescopes" sind solche bis 1,5m Öffnung!

Wood, F.: Photoelectric Astronomy for Amateurs. The Macmillan Company, New York 1963.

Hall., D., Genet, R.: Photoelectric Photometry of Variable Stars. A practical guide for the smaller observatory. IAPPP, c/o Fairborn Observatory, Fairborn, Ohio, 1982.

Wolpert, R., Genet, R.: Advances in Photoelectric Photometry, Vol.1 Fairborn Observatory, Fairborn, Ohio, 1983. Vol.2, 1984.

Ghedini, S.: Software for Photometric Astronomy. Willmann-Bell, Inc., Richmond, Virginia 1982.

Golay, M.: Introduction to Astronomical Photometry. D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht 1974.

Spectral Classification and Multicolor Photometry. IAU Symposium 50, Fehrenbach, C., Westerlund, V. D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht 1973.

Mayall, M.: Manual for Observing Variable Stars. Revised Edition, 1974. AAVSO, 187 Concord Avenue, Cambridge, Mass. 02138, USA

BAV-Einführung in die visuelle Beobachtung Veränderlicher Sterne. Geschäftsstelle: Munsterdamm 90, D-1 Berlin.

Beiträge und Anleitungen zur Veränderlichen-Beobachtung in:

Sidgwick, J., Muirden, J.: Amateur Astronomer's Handbook. 3. Aufl., Pelham Books, London 1979.

Sidgwick, J., Fielder, G.: Observational Astronomy for Amateurs. Faber & Faber Ltd., London 1960.

Roth, G.: Handbuch für Sternfreunde, 3. Aufl., Springer, Berlin 1981.

Zimmermann, O.: Astronomisches Praktikum, Bd.2, 5,19. SuW Taschenbuch Nr.9, Bibliographisches Institut, Mannheim 1969.

Sky and Telescope, Sep. und Okt. 1980. Sky Publishing Corporation, Cambridge, Mass., USA.

Ahnert, P.: Kalender für Sternfreunde, J.A. Barth, Leipzig. Ausgabe 1974 und 1975; Zusammenfassung dieser Beiträge: Ausgabe 1986.

Referat: Aus der Geschichte der Veränderlichenforschung

1. Theorie und Beobachtungstechnik

- Um -140 Hipparch teilt die Sterne in Helligkeitsstufen (Größenklassen) ein. Die hellsten Sterne, die abends als Erste sichtbar werden, haben 1. Größe, die schwächsten, gerade noch sichtbaren, haben 6. Größe. Gedächtnisskala.
- 1660 Hevel beginnt mit regelmäßiger Veränderlichenbeobachtung.
- 1715 Halley veröffentlicht Artikel über Veränderliche mit 6 Objekten. 2 Supernovae (1572, 1604), Mira und drei Sterne im Schwan.
- 1760 Lambert beschäftigt sich mit dem Wesen des Lichts und beklagt das Fehlen eines Meßinstruments in der Lichtlehre, ähnlich dem Thermometer in der Wärmelehre.
- 1794 Bode beschreibt in seinem "Entwurf der astronomischen Wissenschaft" auch die damalige Vorstellung über Sterne, die ihr Licht verändern. Entweder sind es rotierende Sterne mit inhomogenen Oberflächen oder es befinden sich dunkle Körper vor der Sternscheibe.
- 1817 eine Liste in Bode's Handbuch weckt das Interesse der Astronomen an veränderlichen Sternen.
- 1838 Daguerre und Niepce erfinden die Photographie. Astronomen beginnen die neue Technik zu nutzen und 1840 entstand das erste Mondphoto.
- 1844 Argelander entwickelt die Stufenmethode zur Helligkeitsmessung ohne besondere instrumentelle Anforderung. Er fordert zur Beobachtung und Neuentdeckung von Veränderlichen auf, viele Beobachter folgen seinen Aufruf. Er schlägt die bis heute übliche Nomenklatur vor. (Große lateinische Buchstaben R..Z, A..Q, RR..ZZ, AA..QQ, V334,...)
- 1850 Bond und Whipple gelingt erstmals Fixsternphotographie (Wega, 100 sek)
- 1856 Pogson eicht die klassische Helligkeitsskala
- 1857 Bond und Whipple verwenden photographische Platten zur Astrometrie und versuchen erstmals Helligkeiten aus Schwärzungsscheibchen zu messen.
- 1860 Fechner veröffentlicht das Psychophysische Grundgesetz. Der Sinneseindruck (Licht) ist dem Logarithmus der Reizstärke (durch Messung gewonnene Leuchtkraft) proportional.
- 1861 Zöllner veröffentlicht "Grundzüge einer allgem. Photometrie des Himmels" und stellt darin sein Sternphotometer vor. Ein künstlicher Vergleichssterne wird mit zwei Polarisatoren abgeschwächt bis Helligkeitsgleichheit erreicht ist. Vorher war nur Schätzung möglich, die Meßgenauigkeit konnte auf das Zehnfache gesteigert werden. der neue Apparat wurde weltweit anerkannt, viele Sternwarten bekamen das Instrument.
- 1866 Schönfeld veröffentlicht "Katalog von veränderlichen Sternen mit Einschluß der neuen Sterne" mit 119 Objekten.
- 1875 Zweite Auflage von Schönfeld's Katalog mit 143 Sternen.
- 1880 Pickering und Chandler führen die Argelander Methode in den USA ein.
- 1881 Pickering schlägt Einteilung der Veränderlichen in 5 Klassen vor: Mira-Ceti-Sterne, Algolsterne, δ Cep-Sterne, Novae und Sterne mit unregelmäßigen Lichtwechsel.
- 1890 Harvard-Observatorium beginnt mit der systematischen Suche nach Veränderlichen auf photographischen Platten.

1. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

- 1893 Elster und Geitel erfinden die photoelektrische Zelle
1894 Belopolsky mißt im Spektrum von Veränderlichen periodische Dopplerverschiebungen, die mit dem Lichtwechsel übereinstimmen.
1896 Chandler findet mit Hilfe der Bonner Durchmusterung 393 Veränderliche. Er beginnt mit systematischer Suche.
1910 Pickering bemerkt den Unterschied zwischen visueller und photographischer Helligkeit. Er eicht die Helligkeitsskala, Sterne des Typs A0 und Helligkeiten von 5.5 - 5.6 mag sind definitionsgemäß gleich.
1910 Stebbins findet, daß gekühlte Selenzellen für Helligkeitsmessung geeignet sind.
1912 Guthnik baut eine Photozelle für den 30 cm Refraktor der Sternwarte Berlin-Babelsberg.
1948 Erste Ausgabe von Kukarkin's "General Catalogue" mit 10 912 Veränderlichen.
1953 Johnson und Morgan führen das UBV-System ein.

2. Beobachtung

2.1 Pulsierende Veränderliche

- 1596 am 13. August beobachtet Fabricius einen Stern 3. Größe im Walfisch. Niemand vor ihm hat diesen Stern in Kataloge eingetragen. Im Oktober konnte er den "wunderbaren" Stern (Mira stella) nicht mehr sehen. Er glaubt einen Kometen gesehen zu haben.
1603 Bayer trägt der Stern α Ceti als Stern 4. Größe in seine Uranometria ein.
1604 Fabricius sieht den Stern wieder. er ist jetzt der Meinung, es handle sich um denselben Stern, der einmal heller und dann wieder schwächer erscheint. Er berichtet seine Beobachtung Kepler.
1638 Holwarda bemerkt ebenfalls, daß der rätselhafte Stern Mira seine Helligkeit verändert.
1667 Bullialdus beobachtet Mira und schlägt vor, daß dunkle Flecken auf der rotierende Sternoberfläche für den Lichtwechsel verantwortlich sind.
1687 Kirch entdeckt χ Cyg. Im Juli findet Kirch den Stern, den Bayer in die Uranometria eingetragen hat, nicht, aber am 19. Oktober konnte er ihn sehen. χ Cyg ist der zweithellste Mirastern von 4 mag bis 12 mag.
1704 Maraldi entdeckt den dritten Mirastern, R Hyd. Möglicherweise hat ihn Hevel schon 1662 gesehen, aber seine Variabilität nicht festgestellt.
1707 Maraldi entdeckt 30 Hyd als veränderlich. Er beobachtet gemeinsam mit Cassini, die beiden geben einen Katalog von Veränderlichen heraus, aber leider schlechte Positionen.
1779 Mira hat fast erste Größe, vergleichbar mit Aldebaran.
1780 Koch entdeckt den Lichtwechsel von R Leo.
1784 Goodricke entdeckt δ Cep als veränderlich.
1784 Pigott entdeckt ϵ Aqu als zweiten δ Cep Stern. Er bestimmt die Periode zu 5 Tagen.
1786 Pigott veröffentlicht einen Katalog von veränderlichen Sternen. Er nimmt 50 Objekte auf, aber nur 12 sind "echte".

2. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

- 1795 Pigott findet R Scu und R CrB. Seltene Art von unregelmäßigen Veränderlichen mit sehr langen Maxima und kurzen Minima
- 1845 Hind beobachtet R Lep. Aus seinen Beobachtungen von 1845 bis 1855 findet Schmidt den Lichtwechsel. Dieser Stern ist extrem rot, wie ein "Tropfen Blut".
- 1852 Hind entdeckt T Tau und einen Nebel um diesen Stern. Der Nebel verschwindet 1868 und kann bis 1890 nicht mehr gesehen werden. Auch seither veränderte der Nebel Aussehen und Helligkeit mehrmals. Der Stern schwankt zwischen 9 und 13 mag, er ist der Prototyp von Sternen, die mit hellen oder dunklen Nebel assoziiert sind, Untergruppe der RW Aur Sterne.
- 1866 Schönfeld entdeckt W Vir, einen Population II Cepheiden.
- 1879 Ritter berechnet theoretisch die Pulsation eines homogenen Sterns, dennoch wurde allgemein die Doppelsternhypothese angenommen.
- 1901 Fleming entdeckt RR Lyr, den Prototyp der häufigen, aber lichtschwachen Zwergcepheiden mit kurzen Perioden und Lichtkurven mit steilem Anstieg und flachen Lichtabfall.
- 1902 Frost entdeckt β Cep als ersten β CMA Stern.
- 1905 Cerasky entdeckt RV Tau. Sterne dieser Klasse sind Riesen mit Eigenschaften von langperiodischen Veränderlichen und Cepheiden.
- 1905 Clerke benennt die seltenen roten Sterne, wie R Lep, Kohlenstoffsterne, später werden sie N-Sterne genannt.
- 1906 Ludendorff findet Veränderungen einiger Metalllinien im Spektrum vom α^2 CVn. (Hauptstern des Doppelsternsystems).
- 1908 Albrecht untersucht β CMA. Prototyp von Sternen, die ihre Radialgeschwindigkeit verändern.
- 1908 Leavitt veröffentlicht einen Katalog von 1777 veränderlichen Sternen in der kleinen Magellan'schen Wolke. 16 Sterne haben Perioden von 1.25 bis 127 Tage, sie bemerkt daß die hellsten Sterne die längsten Perioden haben.
- 1912 Nach Vervollständigung des Beobachtungsmaterials formuliert Leavitt die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für δ -Cep Sterne. Die scheinbaren Helligkeiten der Sterne in der kleinen Magellan'schen Wolke wachsen linear mit den Logarithmen der Perioden. Da alle Sterne nahezu gleiche Entfernung haben, gilt das auch für die (absoluten) Leuchtkräfte. Dieses Gesetz muß nun an Sternen bekannter Entfernung geeicht werden.
- 1913 Belpolsky findet weitere variable Linien im Spektrum von α^2 CVn.
- 1914 Guthnick und Prager finden geringe Helligkeitsschwankungen von nur 0.05 mag bei α^2 CVn.
- 1916 Shapley und Adams finden, daß sich das Spektrum vieler Veränderlicher mit dem Lichtwechsel ändert. Im Helligkeitsmaximum treten Linien hoher Temperatur hervor. Ludendorff stellt dazu fest, daß man viele Unregelmäßigkeiten nicht durch Doppelsterne erklären kann. Shapley stellt die Pulsationstheorie auf.
- 1917 Shapley veröffentlicht Formeln für die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung der Cepheiden.
- 1918 Aus dem Spektrum findet Joy einen Mirabegleiter.
- 1918 Shapley eicht die Perioden-Leuchtkraftbeziehung für RR Lyr Sterne. Alle RR Lyr Sterne haben die absolute Helligkeit von 0.0 Mag. Shapley konnte daraus die Entfernung und Verteilung der RR Lyr Sterne im Halo der Milchstraße bestimmen.

3. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

- 1918 Eddington berechnet das von Shapley vermutete Pulsationsmodell und legt damit einen Grundstein zur Theorie der Pulsationsveränderlichen.
- 1918 Henroteau findet periodische Veränderungen im Linienspektrum von β CMa.
- 1921 Lampland entdeckt Nebel um R Aqu. Hubble und Baade finden, daß sich dieser Nebel wie ein planetarischer Nebel ausdehnt.
- 1923 Aitken findet visuell den Mirabegleiter.
- 1923 Hubble findet Cepheiden im Andromeda- und im Dreiecksnebel und bestimmt die Entfernung dieser Galaxien.
- 1928 Stebbins entdeckt die minimalen Helligkeitsschwankungen von 0.03 mag in β CMa.
- 1935 Fath entdeckt δ Scu als Veränderlichen. Prototyp von kurzperiodischen Veränderlichen mit absoluten Helligkeiten von 0.0 bis 2.0 Mag. Bis 1975 wurden 38 δ Scu Sterne gefunden.
- 1952 Entdeckung, daß es zwei Arten von Cepheiden gibt, je nachdem ob es sich um Sterne der Population I (junge Sterne im Zentrum der Milchstraße) oder Population II (alte Sterne im Halo, z.B. RR Lyr Sterne, Kugelsternhaufen) handelt. Für die beiden Klassen gelten unterschiedliche Perioden-Leuchtkraft-Beziehungen, alle Entfernungen betreffend Population II Cepheiden werden verdoppelt (alle Galaxienentfernungen).
- 1952 Burd stellt eine Veränderung des Magnetfelds von + 5000 bis - 4000 Gauss in α^2 CVn fest. Bis 1971 waren 28 Sterne dieses Typs (Magnetfeldveränderliche) bekannt.
- 1953 McNamara findet eine Perioden-Leuchtkraftbeziehung für β CMa Sterne.
1973 Am Observatorium in Ontario (Kanada) wird Radiostrahlung von R Aqu gefunden.

2.2 Eruptive Veränderliche

2.2.1 Novae und Supernovae

- 1400 v. Chr. Frühester Bericht über eine Supernova im Skorpion (?)
- 185 n. Chr. Ältester glaubwürdiger Bericht über eine Supernova aus China in der Nähe von α Cen (Supernovarest gesichert). Weitere mögliche Supernovae 386 und 393.
- 1006 Aus Quellen aus Europa, China, Japan und Ägypten folgt : Anfang Mai Supernova. Der genaue Ort ist unbekannt, jedoch in der Nähe von β Lup. Zuerst war der Stern so hell wie die Venus und erreichte dann eine Helligkeit von einem Viertel der Vollmondhelligkeit. Visuell konnte bisher kein Supernovarest gefunden werden.
- 1054 Chinesische Astronomen berichten von einem neuen Stern. 23 Tage lang war er heller als die Venus und sogar bei Tag sichtbar. 2 Jahre später war er verschwunden. Mögliche Beschreibungen aus Europa konnten nicht gefunden werden, jedoch Darstellungen der Indianer aus Arizona.
- 1181 Supernova in der Kassiopeia, Berichte aus China und Japan. Eine Radioquelle ist möglicherweise Supernovarest dieser Erscheinung.

4. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

- 1572 Schuler entdeckt am 6.11. einen neuen Stern in der Kassiopeia. Am 11.11. ist der Stern heller als Jupiter und erreicht bald die Helligkeit der Venus. Am 11.11. sieht Tycho Brahe den Stern. Er ist sehr verwundert und bezeichnet die Erscheinung als "größtes Wunder seit Erschaffung der Welt, denn im Sternraum gibt es keine Veränderungen". Tycho beobachtet den Stern genau und kommt bald zur Erkenntnis, daß dieser Stern weder eine Erscheinung der Luft, noch ein Komet ist. Da er keine Horizontalparallaxe messen kann, muß der Stern weiter als der Mond entfernt sein und da keine Ortsveränderung erfolgt, muß er auch weiter als alle Planeten entfernt sein. Er ist also ein Fixstern, der Farbe und Helligkeit verändert. Keill glaubt es handelt sich um ein periodisches Ereignis, das alle 300 Jahre eintritt.
- 1600 Blaeuw sieht in Amsterdam die Nova P Cyg und trägt sie als neuen Stern in seinen Himmelsglobus ein. Am 8. August war der Stern erstmalig 3 mag hell und blieb 6 Jahre lang sichtbar. Seither ist dieser Stern, 31 Cyg, 5 mag hell und verändert seine Helligkeit nicht mehr. Diese Beobachtung ist etwas fraglich.
- 1604 Bisher letzte Supernova in unserer Galaxie. Jupiter und Mars waren am 9. Oktober in Konjunktion und wenige Grade daneben fiel ein neuer Stern im Ophiuchus auf. Die ersten Beobachter waren Altobelli (Verona), Clavius (Rom), Capra und Marius (Padua) und Brunowsky (Prag). Brunowsky verständigt Kepler, der am 17. Oktober die Supernova erstmalig sah (Schlechtwetter). Von diesem Tag an beobachtet Kepler die Supernova sehr genau, erst ist der neue Stern so hell wie der Mars, dann wie Jupiter, um einige Wochen als himmelsbeherrschender Stern zu strahlen. Im Jänner 1605 war er noch heller als Antares und bis März 1606 freisichtig. Aus der Lichtkurve schließt man auf Typ II Supernova.
- 1731 Bevis entdeckt den Crabnebel im Stier.
- 1866 Huggins untersucht erstmalig ein Novaspektrum. Damals gab es noch keine Theorie über Novae. Das Spektrum setzt sich aus zwei Teilen zusammen, ein normales Absorptionsspektrum wird von hellen Emissionslinien überlagert. Er folgt, daß eine Nova eine Explosion ist, derzufolge Gase erzeugt werden.
- 1885 Supernova in M31 mit 6 mag (absolut -18.2 Mag). Die gängige Annahme ist aber, daß das Ereignis in unserer Milchstraße, nur zufällig vor dem Andromedanebel erfolgte.
- 1891 Anderson entdeckt am 23.1.1892 eine Nova im Fuhrmann. Sie muß schon 6 Wochen unbemerkt sichtbar gewesen sein. Auf Aufnahmen vom 10.12. hatte Nova Aur 5.4 mag, am 6.12. war sie nicht erkennbar, um den 20.12. muß sie um 4.4 mag hell gewesen sein, zur Zeit der Entdeckung war sie noch 5 mag hell. Im Februar ging die Helligkeit langsam zurück, ab März ging es schnell. Erste Nova die gut beobachtet wurde. Seit 1925 verändert der Stern seine Helligkeit nicht mehr, er ist um 15.5 mag.
- 1895 Fleming entdeckt am 12.12 eine Nova in NGC 5253 im Centauren mit 7.2 mag. 4 Tage später war sie nur mehr 11 mag. Fleming glaubt, die Nova gehört zu unserer Milchstraße.

5. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

- 1917 Ritchey findet einen bisher unentdeckten Stern 14 mag in NGC 4527. Die Astronomen beginnen jetzt nach weiteren Sternen in Galaxien zu suchen um mehr über ihre Natur zu erfahren. Obwohl noch mehrere Objekte gefunden werden, ist die Zugehörigkeit zum Nebel umstritten.
- 1918 Nova Aql, hellste Nova der letzten 300 Jahre. Die ersten Beobachter waren Barnard und Peltier am 8. Juni. Am 9. Juni war die Nova heller als Atair, fast so hell wie Sirius mit - 1.4 mag. Derzeit ist das Objekt 12 mag.
- 1920 Lundmark bemerkt, daß manche Novae besonders hell sind.
- 1921 Curtis weist darauf hin, daß es möglicherweise verschiedene Arten von Novae gibt.
- 1931 Der Begriff "Supernova" taucht erstmals auf.
- 1934 Baade und Zwicky definieren den Unterschied Nova - Supernova
-> Gesamtenergie $3 \times 10^{51} - 10^{55}$ Ergsekunden
-> gewöhnliche Sterne werden in Neutronensterne umgewandelt
-> Kosmische Strahlung
-> Entstehung eines ionisierten Gasmantels
Zwicky organisiert gezielte Suche nach SN am Robinson Astrophysics Laboratory (Caltech) und später auf dem Mt. Palomar. Bis 1975 wurden 281 SN gefunden, davon fand Kowal über 100.
- 1937 Zweithellste Supernova unseres Jahrhunderts in IC 4182, mit 8.8 mag, 2 Jahre lang sichtbar.
- 1937 Hubble findet Cygnusnebel.
- 1939 Oppenheimer und Wolf berechnen das erste Supernovamodell.
- 1940 Aus dem Spektrum einer SN in NGC 4725 findet Minkowsky, daß es zwei Arten von Supernovae gibt. Typ I ohne helle Wasserstofflinien nach dem Maximum und Typ II mit Wasserstofflinien.
- 1941 Baade findet auf dem Mt. Wilson Obs. den Rest von Kepler's Supernova, ein Wölkchen von 19 mag mit einem 18.6 mag Stern. Mit Radiomessungen wird Ausdehnung nachgewiesen, doch dieser Rest ist nicht gesichert.
- 1942 Baade und Minkowsky untersuchen den Crabnebel und finden im Zentralstern schwache Balmerlinien.
- 1945 Walker untersucht die Exnova Her 1935 und findet einen engen Doppelstern.
- 1948 M1 wird als vierstärkste Radioquelle des Himmels identifiziert.
- 1954 Baade entdeckt die Polarisation des Lichts von M1.
- 1959 Minkowsky findet Radiostrahlung in Tycho's Supernovarest.
- 1963 Mit Hilfe von Raketen wird am Naval Research Lab. Röntgenstrahlung von M1 nachgewiesen.
- 1964 Gardner, Bolton, Milke und Mackey entdecken eine Radioquelle in der Nähe von β Lup, die möglicherweise der Supernovarest von 1006 ist.
- 1968 Entdeckung des Krebsnebelpulsars.
- 1969 Entdeckung der Pulse des Krebsnebelpulsars auch im optischen Bereich durch Cocke, Disney und Taylor.
- 1978 Sahade und Wolf nehmen an, daß alle Novae enge Doppelsterne sind.
- 1987 Bisher hellste extragalaktische Supernova, einzige freisichtige, 1987A in der Großen Magellan'schen Wolke mit 4.0 mag.

6. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

2.2.2 Andere eruptive Veränderliche

- 1811 Harding entdeckt R Aqu, den ersten symbiotischen Stern.
- 1855 Hind findet U Gem, normal 14 mag, wird bis 9 mag hell.
- 1863 Pogson entdeckt U Sco mit einer Helligkeit von 9.1 mag. Innerhalb einer Woche sinkt die Helligkeit auf 12 mag; wiederkehrende Nova.
- 1866 Huggins beobachtet einen Ausbruch von T CrB. Wiederkehrende Nova, normalerweise 10 mag. Die Helligkeit kann bis auf 2 mag steigen. An diesem Stern wurde das erste Mal ein Novaspektrum untersucht und breite Wasserstofflinien gefunden.
- 1896 Wells entdeckt SS Cyg, einen U Gem Stern.
- 1904 Während der Arbeit am Astrographischen Katalog wird in Greenwich Z Cam gefunden. Prototyp von Zwergnovae, die alle 2 bis 3 Wochen ausbrechen, öfter als SS Cyg Sterne.
- 1906 Cerasky findet RW Aur. Sterne mit unregelmäßigen und plötzlichen Lichtausbrüchen, die in einem frühen Entwicklungsstadium sind und die Hauptreihe noch nicht erreicht haben.
- 1928 Plasket untersucht Z And und findet Linien im Spektrum, die auf geringeren Druck als in der Sonnenkorona hinweisen.
- 1932 Merrill und Humason weisen auf eine kleine Gruppe von Sternen hin, wie AX Per, RW Hyd und CI Cyg, möglicherweise auch T CrB und R Aqu, deren Spektren Titanoxydbanden und HeII Emissionslinien enthalten.
- 1933 In Merrill's und Burwell's "Katalog der A und B Sterne" erscheint eine Liste dieser seltsamen Sterne.
- 1934 Hogg findet, daß diese Sterne Doppelsterne aus einem M-Stern und einem sehr heißen Begleiter sind.
- 1936 Humason, Baade und Payne-Gapöschkin untersuchen die Spektre von S And und Z Cen. Payne-Gapöschkin findet, daß die Linien breiter als bei gewöhnlichen Novae sind.
- 1949 Luyten findet das Doppelsternsystem L 726-8 aus zwei roten Zwergsternen. Diese Sterne sind ungeheuer lichtschwach und massearm, sie gehören zu den allernächsten Sternen. Der schwächere der Beiden, UV Cet, verändert sein Licht: "Luyten's Flarestern". Ein Lichtausbruch dauert nur wenige Minuten.
- 1958 Merrill nennt die seltsamen Sterne "Symbiotische Sterne".
- 1963 Lovell und Solomon finden Koppelung der Lichtausbrüche von UV Cet mit Ausbrüchen im Radiobereich,
- 1969 Boyarchuk bemerkt, daß die Helligkeit aller symbiotischen Sterne um ungefähr 3 mag schwankt.
- 1979 Allen veröffentlicht Katalog mit 119 symbiotischen Sternen.

7. Fortsetzung Referat: Geschichte der Veränderlichenforschung

2.3 Bedeckungsveränderliche

- 1667 Montanari entdeckt den Lichtwechsel von β Per (Algol). Er gibt die Periode zu 15 Tagen an, der Stern wurde aber von den Astronomen nicht beobachtet. Wahrscheinlich war die Variabilität schon mittelalterlichen Astronomen in Arabien bekannt, der Name Algol=Teufelsstern weist darauf hin, aber es gibt keinerlei Aufzeichnung darüber.
- 1782 Goodricke stellt erstmals genaue Untersuchungen über Algol an und gibt die Periode zu 2 Tagen 20 Stunden und 49 Min. an. er bemerkt die außergewöhnliche Regelmäßigkeit des Lichtwechsels
- 1784 Goodricke beginnt mit der Beobachtung von β Lyr.
- 1785 Goodricke beobachtet β Lyr und veröffentlicht Lichtkurven. er nimmt an es handle sich um einen rotierenden Stern mit dunklen Flecken.
- 1787 Huber vermutet einen dunklen Planeten, der Algol umkreist.
- 1889 Vogel beweist die Doppelsternnatur von Algol aus periodischen Linienverschiebungen im Spektrum. Gemeinsam mit Scheiner berechnet er auch die Dimension des Algolsystems. (zu dieser weiterhin rätselhaft: Pulsierende Veränderliche)
- 1903 Müller und Kempf entdecken W UMa in Potsdam. Er ist der Prototyp von Sternen, die sehr eng zusammen stehen, mit kleinen Durchmessern und kurzen Perioden. Die Sterne haben eine gemeinsame Gashülle. (Noch enger: U Gem Sterne).
- 1905 Russell und Shapley entwickeln Verfahren zur Berechnung von Bahnen und Durchmesser in Doppelsternsystemen.
- 1957 Struve untersucht β Lyr und kann ungewöhnliche Erscheinungen im Spektrum nicht erklären. Er vermutet eine Gashülle.
- 1959 Internationales Programm zur Untersuchung von β Lyr. Zwischen den beiden Sternen findet ein Gasaustausch statt, mehrere Perioden überlagern sich.

Renate Weiland
Schwendingergasse 45
1150 Wien

Referat: Die freisichtigen Veränderlichen (Sky Catalogue)

Die folgende Zusammenstellung veränderlicher Sterne wurde dem SKY CATALOGUE (Vol.2: Double Stars, Variable Stars and Nonstellar Objects; Grenzgröße ca. $+9,5^m$ im Maximum) entnommen, Alle Veränderlichen, deren scheinbare Helligkeit im Maximum $+6,0^m$ erreicht und deren Lichtwechselamplitude mindestens $0,1^m$ erreicht, fanden Berücksichtigung. Novae bzw. Supernovae mit einmaligem Helligkeitsausbruch (obgleich heller als $+6,0^m$) wurden grundsätzlich nicht einbezogen: Siehe entsprechendes Referat.

Legende

Name ... Die Sternbezeichnung folgt einer seit Jahrzehnten gewachsenen Konvention. Der erste Veränderliche eines Sternbildes wird mit R bezeichnet. Die weiteren mit S, T, ..., Z, daraufhin mit RR, RS, ..., RZ, SS, ST, ..., ZZ. Sind diese 54 Möglichkeiten erschöpft wird mit AA, AB, ..., AZ, BB, BC, ..., QZ fortgesetzt (Der Buchstabe J wird ausgelassen) und alle zusätzlichen Veränderlichen mit V335, V336 usw. durchnummeriert. Sterne mit griechischen Buchstaben als Bezeichnung werden bei Nachweis ihres Lichtwechsels nicht neu benannt.

Typ ... Die wesentlichen Klassen von Veränderlichen und ihre primären Zugehörigkeitskriterien seien kurz angeführt.

BY : BY Draconis Typ

Amplitude: bis $0,3^m$

Periode: einige Stunden bis 120 Tage

Lichtwechsel durch ungleichförmige Oberflächenhelligkeit (Flecken)

Cep: δ Cephei Typ

Amplitude: $0,1^m$ bis $2,0^m$

Periode: 1 Tag bis 70 Tage

C δ : Population I Cepheiden

langperiodisch

1. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

CW, CWa, CWb: Population II Cepheiden

Periode: a... 10 Tage bis 30 Tage

b... 1 Tag bis 4 Tage

Cst : Lichtwechsel nicht gesichert

möglicherweise nicht variable Sterne

E, EA, EB, EW : Bedeckungsveränderliche

EA : Algol Typ

EB : β Lyrae Typ

EW : W Ursae Majoris Typ

Periode : einige Stunden bis einige Jahre

Ell : Doppelsternsysteme, aber keine Bedeckung

Lichtwechsel durch elliptische Gestalt der Komponenten (Sicht auf Breit- bzw. Schmalseite)

L, Lb, Lc : Irreguläre Veränderliche

späte Spektralklasse (K, M, S)

nicht periodischer bzw. ungenügend beobachteter Lichtwechsel

M : Mira Typ

langperiodische Veränderliche

Prototyp Mira (α Ceti) von Fabricius 1596 beobachtet

Amplitude: größer als 2.5^m

Periode: 80 Tage bis 1000 Tage

RCB : R Coronae Borealis Typ

Kurze meist unvorhersagbare Helligkeitsschwankungen von 1^m bis 9^m

RR, RRab, RRC : RR Lyrae Typ

Cepheidenähnliche Lichtkurven

kurzperiodisch

Periode: 0.2 Tage bis 1.2 Tage

RS : RS Canum Venaticorum Typ

Doppelsternsysteme mit schnell rotierenden Riesen oder Überriesen

Amplitude: gering

Periode: einige Stunden bis einige Monate

2. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

- RV, RVa : RV Tauri Typ
Pulsierende Überriesen mit schwachen und
mit ausgeprägten Minima
Amplitude : bis zu 4^m
Periode : 30 Tage bis 150 Tage
- S Dor : S Doradus Typ
Massive, leuchtkräftige Sterne
Spektralklassen B, F
- SR, SRa-SRd : Semireguläre Veränderliche
Pulsierende Riesen und Überriesen mit
schlecht ausgeprägter Periodizität
- SX Ari : SX Arietis Typ
Sterne der Spektralklassen B0-B7
Intensive Heliumlinie
Starkes Magnetfeld
- Z And : Z Andromedae Typ
Enge Doppelsternsysteme (meist kühler Riesen-
stern mit heißem Partnerstern)
Lichtwechsel durch Pulsation und Massenaustausch
- α CV : α^2 Canum Venaticorum Typ
ähnlich SX Ari
starkes Magnetfeld
Amplitude: um 0.1^m
Periode: 12 Stunden bis 160 Tage
- γ Cas : γ Cassiopeia Typ
rasch rotierend
irregulärer Lichtwechsel mit Amplituden um 1.5^m
- δ Sct : δ Scuti Typ
Spektralklassen A2-F5
rascher Lichtwechsel
Amplitude: bis 0.8^m
Periode: 30 Minuten bis 10 Stunden

α, δ ... Rektaszension und Deklination bezogen auf 2000.0

3. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Max, Min ... Grenzmagnituden der Sterne im Maximum und Minimum.
Das Symbol ' > ' bedeutet 'schwächer als'. Die Zusatzspalte M beschreibt die Messung der Sternhelligkeit

U, B, V ... photoelektrisch (U, B, V-System)

v ... visuell

p ... photographisch

H, I, J,

K, R ... photoelektrisch infrarot

Per ... Periode des Lichtwechsels in Tagen
Für Mira-Sterne und semireguläre Veränderliche wird ein Mittelwert gegeben.

Literatur

A. Hirshfeld, R. Sinnott Sky Catalog 2000.0
Volume 2: Double Stars, Variable Stars
and Nonstellar Objects
Cambridge University Press &
Sky Publishing Corporation, 1985
Cambridge, Mass. 02138, U.S.A.

4. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
V567 Cas	α CV	0 05.1	+61 19	5.71	5.81	V	6.43
AD Cet	Lb	0 14.5	- 7 47	4.9	5.16	V	
AE Cet	Lb	0 14.6	-18 56	4.26	4.46	V	
S Scl	M	0 15.4	-32 03	5.5	13.6	v	365.32
T Cet	SRc	0 21.8	-20 03	5.0	6.9	v	158.9
R And	M	0 24.0	+38 35	5.8	14.9	v	409.33
η Scl	Lb	0 27.9	-33 00	4.70	4.90	V	
TV Psc	SR	0 28.0	+17 54	4.65	5.42	V	70
\circ Cas	γ C	0 44.7	+48 17	4.50	4.62	V	
YZ Cas	EA	0 45.7	+74 59	5.71	6.12	B	
ζ And	EB	0 47.3	+24 16	3.92	4.14	V	17.77
ρ Phe	δ Sct	0 50.7	-50 59	5.17	5.27	V	0.10
BQ Tuc	Lb	0 53.6	-62 52	5.60	5.80	V	
γ Cas	γ C	0 56.7	+60 43	1.6	3.0	v	
WW Psc	Lb	0 59.8	+ 6 29	5.95	6.12	V	
WX Psc	M	1 06.4	+12 36	1.0	3.0	K	650
ζ Phe	EA	1 08.4	-55 15	3.92	4.42	V	1.67
RU Cas	cst?	1 11.7	+65 01	5.50	5.60	V	
AY Cet	RS	1 16.6	- 2 30	5.35	5.58	V	
γ Phe	?	1 28.4	-43 19	3.39	3.49	V	
V436 Per	E?	1 52.0	+55 09	5.46	5.68	V	
ψ Phe	SR	1 53.6	-46 18	4.3	4.5	V	30
AR Cet	SR	2 00.4	- 8 31	5.40	5.61	V	
\circ Cet	M	2 19.3	- 2 59	2.0	10.1	v	331.96
AB Cet	α CV	2 26.0	-15 20	5.71	5.88	V	3.00
α UMi	C δ	2 31.8	+89 16	1.92	2.07	V	3.97
R Tri	M	2 37.0	+34 16	5.4	12.6	v	266.48
SU Cas	C	2 52.0	+68 53	5.70	6.18	V	1.95
R Hor	M	2 53.9	-49 53	4.7	14.3	v	403.97
RZ Ari	SRb	2 55.8	+18 20	5.62	6.01	V	30
LT Per	α CV	2 57.3	+31 56	5.03	5.14	V	2.88
ρ Per	SRb	3 05.2	+38 50	3.30	4.00	V	50
β Per	EA	3 08.2	+40 57	2.12	3.40	V	2.87
SX Ari	SX Ari	3 12.2	+27 15	5.67	5.81	V	0.73
TW Hor	SRb	3 12.6	-57 19	5.25	5.95	V	158
τ^4 Eri	Lb	3 19.5	-21 45	3.59	3.72	V	
BK Cam	γ C	3 20.0	+65 39	4.78	4.89	V	1640
TU Hor	E?	3 30.6	-47 23	5.91	6.04	V	

5. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
V711 Tau	E/RS	3 36.8	+ 0 35	5.70	5.81	V	2.84
BD Cam	Lb	3 42.2	+63 13	5.04	5.17	V	
S For	cst	3 46.2	-24 24	5.6	8.5	v	
V376 Per	δ Sct	3 49.1	+43 58	5.80	5.91	V	0.09
BU Tau	γ C	3 49.2	+24 08	4.77	5.50	V	
BE Cam	Lc	3 49.5	+65 32	4.35	4.48	V	
λ Tau	EA	4 00.7	+12 29	3.3	3.8	p	3.95
γ Ret	Lb	4 00.9	-62 10	4.42	4.64	V	25
MX Per	γ C	4 08.7	+47 43	4.00	4.10	V	55
α Tau	Lb	4 35.9	+16 31	0.75	0.95	V	
ν Eri	β C	4 36.3	- 3 21	3.4	3.6	p	0.18
R Dor	SRb	4 36.8	-62 05	4.8	6.6	v	338
HU Tau	EA	4 38.3	+20 41	5.92	6.70	V	2.05
ρ^1 Ori	Lb	4 52.5	+14 15	4.65	4.88	V	30
R Lep	M	4 59.6	-14 48	5.5	11.7	v	432.13
ϵ Aur	EA	5 02.0	+43 49	2.92	3.83	V	9892
ζ Aur	EA	5 02.5	+41 05	3.70	3.98	V	972.16
WZ Dor	SRb	5 07.6	-63 24	5.1	5.28	V	40
NV Aur	M	5 11.3	+52 52	3.6	6.2	H	635
RX Lep	Lb	5 11.4	-11 51	5.0	7.0	v	
μ Lep	α CV	5 12.9	-16 12	2.97	3.36	V	2
KW Aur	δ Sct	5 15.4	+32 41	4.95	5.08	V	0.09
AE Aur	Ina	5 16.3	+34 19	5.78	6.08	V	
α Aur	RS	5 16.7	+46 00	0.06	0.21	V	104.02
PU Aur	Lb	5 18.3	+42 48	5.64	5.74	V	
SW Col	Lb	5 23.4	-39 41	5.71	6.05	V	
η Ori	EB	5 24.5	- 2 24	3.14	3.35	B	7.99
CK Ori	SR	5 30.3	+ 4 12	5.9	7.1	v	120
δ Ori	EA	5 32.0	- 0 18	1.94	2.13	B	5.73
VV Ori	EB	5 33.5	- 1 09	5.1	5.5	p	1.49
β Dor	C δ	5 33.6	-62 29	3.46	4.08	V	9.84
WX Men	?	5 34.7	-73 44	5.78	5.93	V	
ζ Tau	γ C	5 37.6	+21 09	2.90	3.03	V	
ω Ori	γ C	5 39.2	+ 4 07	4.40	4.59	V	
TU Tau	SR	5 45.2	+24 25	5.9	8.6	v	190
TU Cam	EB	5 55.0	+59 53	5.12	5.29	V	2.93
BH Cam	Lb	5 55.0	+64 59	2.37	2.53	K	
α Ori	SRc	5 55.2	+ 7 24	0.40	1.30	V	2110

6. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
U Ori	M	5 55.8	+20 10	4.8	12.6	v	372.40
V474 Mon	δ Sct	5 59.0	- 9 23	5.93	6.36	V	0.13
π Aur	Lc	5 59.9	+45 56	4.24	4.34	V	
V529 Ori	Nr	6 00.1	+20 17	6.0	>11.0		
SS Lep	Z And	6 05.0	-16 29	4.82	5.06	V	
δ Pic	EB	6 10.3	-54 58	4.65	4.90	V	1.67
BU Gem	Lc	6 12.3	+22 54	5.74	7.5	v	
η Gem	SRb	6 14.9	+22 30	3.2	3.9	v	232.9
UW Lyn	Lb	6 17.9	+61 31	4.93	5.04	V	
FR CMa	γ C	6 21.4	-11 46	5.46	5.64	V	
V Mon	M	6 22.7	- 2 12	6.0	13.7	v	333.80
μ Gem	Lb	6 23.0	+22 31	2.76	3.02	V	
ψ^1 Aur	Lc	6 24.9	+49 17	4.75	5.02	V	
T Mon	C δ	6 25.2	+ 7 05	5.59	6.60	V	27.02
RR Lyn	EA	6 26.4	+56 17	5.64	6.03	V	9.95
RT Aur	C δ	6 28.6	+30 30	5.00	5.82	V	3.73
WW Aur	EA	6 32.5	+32 27	5.79	6.54	V	2.53
FT CMa	γ C	6 44.5	-31 04	5.13	5.44	V	
κ CMa	γ C	6 49.8	-32 31	3.78	3.97	V	
OX Aur	δ Sct	6 53.0	+38 52	5.94	6.14	V	0.15
\circ^1 CMa	Lc	6 54.1	-24 11	3.78	3.99	V	
NP Gem	Lb	7 02.4	+17 45	5.89	6.02	V	
ζ Gem	C δ	7 04.1	+20 34	3.66	4.16	V	10.15
R Gem	M	7 07.4	+22 42	6.0	14.0	v	369.81
FV CMa	γ C	7 07.4	-23 50	5.64	5.94	V	
UY Lyn	?	7 13.4	+51 26	5.47	5.61	V	
L ² Pup	SRb	7 13.5	-44 39	2.6	6.2	v	140.42
EW CMa	γ C	7 14.3	-26 21	4.42	4.82	V	
ω CMa	γ C	7 14.8	-26 46	3.60	4.18	V	
NV Pup	?	7 18.3	-36 44	4.66	4.84	V	
UW CMa	EB	7 18.7	-24 34	4.84	5.33	V	4.39
R CMa	EA	7 19.5	-16 24	5.70	6.34	V	1.14
FW CMa	γ C	7 24.7	-16 12	5.00	5.50	V	
FY CMa	γ C	7 27.0	-23 05	5.54	5.69	V	
VZ Cam	SR	7 31.1	+82 25	4.80	4.96	V	23.7
KQ Pup	?	7 33.8	-14 31	4.88	5.17	V	
OW Pup	?	7 33.8	-36 20	5.5	5.6	B	
BN Gem	γ C	7 37.1	+16 54	6.0	6.6	p	

7.Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
MY Pup	C δ	7 38.3	-48 36	5.54	5.76	V	5.70
NZ Gem	?	7 42.1	+14 13	5.56	5.66	p	
σ Gem	RS	7 43.3	+28 53	4.28	4.40	V	19.60
V Pup	EB	7 58.2	-49 15	4.7	5.2	p	1.45
V374 Car	γ C	7 58.8	-60 49	5.72	5.84	V	
AX Cam	α CV	8 01.7	+60 19	5.95	6.08	V	8.03
MZ Pup	Lc	8 04.3	-32 41	5.20	5.44	V	
ρ Pup	δ Sct	8 07.5	-24 18	2.7	2.8	v	0.14
γ^2 Vel	?	8 09.5	-47 20	1.6	1.8	V	
NS Pup	Lc	8 11.4	-39 37	4.4	4.5	V	
AH Vel	Cep	8 12.0	-46 39	5.50	5.86	V	4.23
BM Cnc	α CV	8 13.1	+29 39	5.53	5.65	V	4.12
MX Pup	γ C	8 13.5	-35 54	4.60	4.88	V	
OS Pup	?	8 14.0	-36 19	4.60	4.71	p	
BP Cnc	SRb	8 26.7	+12 39	5.41	5.75	V	40
HV Hya	α CV	8 35.5	- 7 59	5.66	5.76	V	5.57
\circ Vel	β C	8 40.3	-52 55	3.56	3.67	V	0.13
BI Cnc	α CV	8 44.8	+10 05	5.58	5.71	V	4.24
V344 Car	γ C	8 46.7	-56 46	4.40	4.51	V	
BO Cnc	Lb	8 52.5	+28 16	5.90	6.37	V	
X Cnc	SRb	8 55.4	+17 14	5.6	7.5	v	195
V345 Car	γ C	9 05.6	-70 32	4.67	4.78	V	
IQ Hya	M	9 13.5	-23 24	5.0	6.2	I	
R Car	M	9 32.2	-62 47	3.9	10.5	v	308.71
ζ Cha	?	9 33.9	-80 56	5.06	5.17	V	
ZZ Car	C δ	9 45.2	-62 30	3.28	4.18	V	35.54
CS UMa	?	9 46.5	+57 08	5.2	5.36	p	
R Leo	M	9 47.6	+11 26	4.4	11.3	v	312.43
V366 Car	Z And	9 54.8	-57 19	5.92	8.60	J	
S Car	M	10 09.4	-61 33	4.5	9.9	v	149.49
QY Car	γ C	10 11.8	-58 04	5.63	5.83	V	
CX Leo	α CV	10 27.6	+ 9 46	5.97	6.15	V	
PP Car	γ C	10 32.0	-61 41	3.27	3.37	V	
RX LMi	SRb	10 42.2	+31 42	5.98	6.16	V	
VY UMa	Lb	10 45.1	+67 25	5.89	6.50	V	
η Car	S Dor	10 45.1	-59 41	-0.8	7.9	v	
VY Leo	Lb	10 56.0	+ 6 11	5.69	6.03	V	
U Car	C δ	10 57.8	-59 44	5.72	7.02	V	38.77

8. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
χ^2 Hya	EB	11 06.0	-27 17	5.6	5.9	p	2.27
V382 Car	C δ	11 08.6	-58 59	3.84	4.02	V	
CO UMA	Lb	11 09.3	+36 19	5.79	5.95	V	
σ^1 Cen	SRd	11 31.8	-59 27	5.8	6.6	B	200
V763 Cen	SRb	11 35.2	-47 22	5.55	5.80	V	60
ω Vir	Lb	11 38.5	+ 8 08	5.23	5.37	V	
V810 Cen	SRd	11 43.5	-62 29	4.95	5.12	V	130
μ Mus	Lb	11 48.2	-66 49	4.6	4.8	V	
II Hya	SRb	11 48.8	-26 45	4.85	5.12	V	61
δ Cen	γ C	12 08.4	-50 43	2.51	2.65	V	
V817 Cen	γ C	12 08.9	-41 14	5.47	5.58	V	
V788 Cen	EA	12 08.9	-44 20	5.74	5.93	V	4.97
S Mus	C δ	12 12.8	-70 09	5.90	6.44	V	9.66
ϵ Mus	SRb	12 17.6	-67 58	3.99	4.31	V	40
AI CVn	δ Sct	12 23.8	+42 33	5.89	6.15	V	0.21
SS Vir	M	12 25.3	+ 0 48	6.0	9.6	v	354.66
BL Cru	SR	12 27.5	-59 00	5.43	5.78	V	
AI Com	α CV	12 28.9	+25 55	5.23	5.40	V	5.06
BG Cru	C δ	12 31.7	-59 25	5.34	5.58	V	3.34
κ Dra	EB	12 33.5	+69 47	3.5	3.9	V	30
BO Mus	Lb	12 34.9	-67 45	6.0	6.7	v	
FW Vir	?	12 38.4	+ 1 51	5.71	5.81	V	0.15
R Vir	M	12 38.5	+ 6 59	6.0	12.1	v	145.64
R Mus	C δ	12 42.1	-69 24	5.93	6.73	V	7.48
ψ Vir	Lb	12 54.4	- 9 32	4.7	4.8	V	
μ^2 Cru	γ C	12 54.6	-57 10	4.99	5.18	V	
TU CVn	SRb	12 54.9	+47 12	5.55	6.60	V	50
α^2 CVn	α CV	12 56.0	+38 19	2.84	2.98	V	5.47
FS Com	SRb	13 06.4	+22 37	5.30	6.10	V	58
η Mus	E?	13 15.2	-67 54	4.80	4.90	V	
R Hya	M	13 29.7	-23 17	3.0	11.0	v	389.61
V744 Cen	SRb	13 40.0	-49 57	5.14	6.55	V	90
T Cen	SRa	13 41.8	-33 36	5.5	9.0	v	90.44
V806 Cen	SRb	13 49.4	-34 27	4.16	4.26	V	12
μ Cen	γ C	13 49.6	-42 28	2.92	3.47	V	
CU Dra	?	13 51.4	+64 43	4.46	4.94	V	
V767 Cen	γ C	13 53.9	-47 08	5.86	6.26	V	
ZZ Boo	EW	13 56.2	+25 55	5.80	6.40	V	4.99

9.Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
BY Boo	Lb	14 07.9	+43 51	4.98	5.33	V	
CF Boo	Lb	14 08.3	+49 27	5.2	5.3	v	
ET Vir	SRb	14 10.8	-16 18	4.80	5.00	V	80
V716 Cen	EB	14 13.7	-54 38	5.96	6.52	V	1.49
V795 Cen	γ C	14 14.9	-57 05	4.97	5.10	V	
R Cen	M	14 16.6	-59 55	5.3	11.8	v	546.2
CS Vir	α CV	14 18.6	-18 43	5.73	5.93	V	9.30
CH Boo	Lb	14 34.7	+49 22	5.74	5.88	V	
η Cen	γ C	14 35.5	-42 09	2.30	2.41	V	
W Boo	SRb	14 43.4	+26 32	4.73	5.40	V	450
V768 Cen	SRb	14 48.6	-36 38	5.93	6.15	V	
ξ Boo	BY	14 51.4	+19 06	4.52	4.67	V	10.14
AX Cir	C δ	14 52.6	-63 49	5.65	6.09	V	5.27
θ Cir	γ C	14 56.7	-62 47	5.02	5.44	V	
δ Lib	EA	15 01.0	- 8 31	4.92	5.90	V	2.33
σ Lib	SRb	15 04.1	-25 17	3.20	3.36	V	20
FL Ser	Lb	15 12.1	+18 59	5.79	6.02	V	
GG Lup	EB	15 18.9	-40 47	5.4	6.0	p	2.16
S Crb	M	15 21.4	+31 22	5.8	14.1	v	360.26
κ^1 Aps	γ C	15 31.5	-73 23	5.43	5.61	V	
α Crb	EA	15 34.7	+26 43	2.21	2.32	B	17.36
R Crb	RCB	15 48.6	+28 09	5.71	14.8	V	
R Ser	M	15 50.7	+15 08	5.16	14.4	v	356.41
FX Lib	γ C	15 58.2	-14 17	4.79	4.96	V	
T CrB	Nr	15 59.5	+25 55	2.0	10.8	v	29000
LQ Her	Lb	16 11.6	+23 30	5.58	5.83	V	
δ^1 Aps	Lb	16 20.3	-78 42	4.66	4.87	V	
σ Sco	β C	16 21.2	-25 36	2.94	3.06	B	0.25
χ Oph	γ C	16 27.0	-18 27	4.18	5.00	V	
g Her	SRb	16 28.6	+41 53	5.7	7.2	p	70
α Sco	SRc	16 29.4	-26 26	0.88	1.80	V	1733
R Ara	EA	16 39.7	-57 00	6.0	6.9	p	4.43
V636 Her	Lb	16 47.3	+42 14	5.83	6.03	V	
μ^1 Sco	EB	16 51.9	-38 03	2.80	3.08	B	1.44
RR Sco	M	16 56.6	-30 35	5.0	12.4	v	279.42
V923 Sco	E	17 03.8	-38 09	5.91	6.26	V	34.83
α^1 Her	SRc	17 14.6	+14 23	3.0	4.0	v	
U Oph	EA	17 16.5	+ 1 13	5.88	6.58	V	1.68

10.Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
VW Dra	SRd	17 16.5	+60 40	6.0	6.5	v	170
u Her	Eb	17 17.3	+33 06	4.6	5.3	p	2.05
V656 Her	?	17 20.3	+18 03	5.00	5.16	p	
X Sgr	C δ	17 47.6	-27 50	4.24	4.84	V	7.01
RS Oph	Nr	17 50.2	- 6 43	5.3	12.3	p	
V539 Ara	EA	17 50.5	-53 37	5.66	6.18	V	3.17
Y Oph	Cep	17 52.6	- 6 09	5.92	6.38	V	17.12
V906 Sco	E	17 53.9	-34 45	5.96	6.22	V	
V441 Her	SRd	17 55.4	+26 03	5.34	5.48	V	70
V2048 Oph	γ C	18 00.3	+ 4 22	4.55	4.85	V	
W Sgr	C δ	18 05.0	-29 35	4.30	5.08	V	7.59
V669 Her	?	18 11.9	+31 24	4.97	5.11	p	6.3
μ Sgr	EA	18 13.8	-21 04	3.79	3.92	V	180.45
RS Sgr	EA	18 17.6	-34 06	6.0	6.9	p	2.42
Y Sgr	C δ	18 21.4	-18 52	5.40	6.10	V	5.77
d Ser	?	18 27.2	+ 0 12	4.9	5.9	v	
X Oph	M	18 38.3	+ 8 50	5.9	9.2	v	334.39
δ Sct	δ Sct	18 42.3	- 9 03	4.98	5.16	B	0.19
CX Dra	?	18 46.7	+52 59	5.88	5.98	V	10
R Sct	RVa	18 47.5	- 5 42	4.45	8.20	V	140.05
β Lyr	EB	18 50.1	+33 32	3.34	4.34	V	12.94
λ Pav	γ C	18 52.2	-62 11	3.4	4.3	V	
δ^2 Lyr	SRc	18 54.5	+36 54	4.22	4.33	V	
R Lyr	SRb	18 55.3	+43 57	3.88	5.00	V	46.0
V686 CrA	α CV	18 56.7	-37 21	5.25	5.41	V	3.67
κ Pav	CWa	18 56.9	-67 14	3.94	4.75	V	9.09
FF Aql	C δ	18 58.2	+17 22	5.18	5.68	V	4.47
ϵ Cra	EW	18 58.7	-37 06	4.74	5.00	V	0.59
V1286 Aql	α CV	18 58.8	+13 54	5.83	5.93	V	6.05
R Aql	M	19 06.4	+ 8 14	5.5	12.0	v	284.2
V4024 Sgr	?	19 08.3	-19 17	5.54	5.74	V	
V3880 Sgr	?	19 08.9	-22 14	1.8	2.8	K	550
V1288 Aql	α CV	19 13.7	+ 2 18	5.06	5.16	V	1.73
RY Sgr	RCB	19 16.5	-33 31	6.0	>15.0	v	
UX Dra	SRa	19 21.6	+76 34	5.94	7.1	V	168
v Sgr	EB	19 21.7	-15 57	4.3	4.4	p	137.94
V1143 Cyg	EA	19 38.7	+54 58	5.85	6.37	V	7.64
σ Aql	EB	19 39.2	+ 5 24	5.14	5.34	V	1.95

11.Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
QS Aql	EA	19 41.1	+13 49	5.93	6.06	V	2.51
χ Cyg	M	19 50.6	+32 55	3.3	14.2	v	406.93
V1509 Cyg	?	19 50.6	+38 43	5.12	5.24	V	
V380 Cyg	EA	19 50.6	+40 36	5.5	5.6	p	12.43
η Aql	C δ	19 52.5	+ 1 00	3.48	4.39	V	7.18
RR Sgr	M	19 55.9	-29 11	5.6	14.0	v	334.58
S Sge	C δ	19 56.0	+16 38	5.28	6.04	V	8.38
RU Sgr	M	19 58.7	-41 51	6.0	13.8	v	240.31
VZ Sge	Lb	20 00.1	+17 31	5.27	5.57	V	
NU Pav	SRb	20 01.7	-59 23	4.91	5.26	V	80
V3872 Sgr	L	20 02.1	-27 43	4.45	4.61	V	
V1300 Aql	M	20 10.4	- 6 16	2.2	3.2	K	680
V695 Cyg	EA	20 13.6	+46 44	3.77	3.88	V	3784.3
RT Sgr	M	20 17.7	-39 07	6.0	14.1	v	305.31
P Cyg	S Dor	20 17.8	+38 02	3.0	6.0	v	
U Cyg	M	20 19.6	+47 54	5.9	12.1	v	462.40
DE Dra	EA	20 19.6	+62 15	5.72	5.87	V	5.30
EU Del	SRb	20 37.9	+18 16	5.8	6.9	v	59.5
X Cyg	C δ	20 43.4	+35 35	5.87	6.86	V	16.39
δ Del	δ Sct	20 43.5	+15 04	4.39	4.49	V	0.16
V14489 Cyg	?	20 46.4	+40 07	0.38	1.10	K	1280
T Cyg	Lb	20 47.2	+34 22	5.0	5.5	v	
T Vul	C δ	20 51.5	+28 15	5.44	6.06	V	4.44
DV Aqr	EB	20 58.7	-14 29	5.89	6.25	V	1.58
V832 Cyg	γ C	20 59.8	+47 31	4.49	4.88	V	
DT Cyg	C δ	21 06.5	+31 11	5.63	5.92	V	2.50
V389 Cyg	?	21 08.6	+30 12	5.5	5.7	p	
T Cep	M	21 09.5	+68 29	5.2	11.3	v	388.14
γ Equ	α CV	21 10.3	+10 08	4.58	4.77	V	314
τ Cyg	δ Sct	21 14.8	+38 03	3.65	3.84	V	
V1334 Cyg	Cep	21 19.4	+38 14	5.77	5.93	V	3.33
θ^1 Mic	α CV	21 20.8	-40 49	4.77	4.87	V	2.12
β Cep	β C	21 28.7	+70 34	3.16	3.27	V	0.19
SX Pav	SRb	21 28.7	-69 30	5.43	5.97	V	50
ϵ Cap	γ C	21 37.1	-19 28	4.48	4.72	V	
V460 Cyg	Lb	21 42.0	+35 31	5.6	7.0	v	
V1339 Cyg	SRb	21 42.1	+45 46	5.9	7.1	v	35
μ Cep	SRc	21 43.5	+58 47	3.43	5.10	V	730

12.Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

Name	Typ	α	δ	Max	Min	M	Per
ϵ Peg	?	21 44.2	+ 9 52	0.7	3.5	V	
AG Cap	SRb	21 46.3	- 9 17	5.90	6.14	V	25
δ Cap	EA	21 47.0	-16 08	2.81	3.05	V	1.02
AG Peg	Z And	21 51.0	+12 38	6.0	9.4	v	830.14
VV Cep	EA	21 56.7	+63 38	4.80	5.36	V	7430
PR Cep	Lb	21 58.0	+56 44	1.48	1.86	K	
LZ Cep	El1	22 02.1	+58 00	5.56	5.66	B	3.07
\circ Aqr	γ C	22 03.3	- 2 09	4.68	4.89	V	
MO Cep	Lb	22 03.9	+63 07	5.13	5.33	V	
ϵ Oct	SRb	22 20.0	-80 26	4.96	5.36	V	55
π^1 Gru	SRb	22 22.7	-45 57	5.41	6.70	V	150
π Aqr	γ C	22 25.3	+ 1 23	4.42	4.70	V	
S Gru	M	22 26.1	-48 26	6.0	15.0	v	401.37
δ Cep	C δ	22 29.2	+58 25	3.48	4.37	V	5.37
δ^2 Gru	?	22 29.8	-43 45	4.11	4.22	V	
KY Cep	?	22 32.8	+57 36	4	13	p	
DD Lac	β C	22 41.5	+40 14	4.9	5.1	p	0.19
β Gru	Lc	22 42.7	-46 53	2.0	2.3	V	
λ Aqr	Lb	22 52.6	- 7 35	3.70	3.80	V	
IM Peg	RS	22 53.0	+16 50	5.64	5.84	V	
EN Lac	β C	22 56.4	+41 36	5.3	5.4	p	0.17
EW Lac	γ C	22 57.1	+48 41	5.0	5.3	p	
V509 Cas	SRd	23 00.1	+56 57	4.75	5.50	V	
\circ And	γ C	23 01.9	+42 20	3.58	3.78	V	
V638 Cas	α CV	23 02.7	+55 14	5.7	5.8	U	5.36
β Peg	Lb	23 03.8	+28 05	2.31	2.74	V	
GZ Peg	Lb	23 09.5	+ 8 41	5.00	5.16	V	
χ Aqr	Lb	23 16.8	- 7 44	4.90	5.06	V	
AN And	EB	23 18.4	+41 46	6.0	6.16	p	3.22
AR Cas	EA	23 30.0	+58 33	4.82	4.96	V	6.07
λ And	RS	23 37.6	+46 28	3.69	3.97	V	54.20
R Aqr	M	23 43.8	-15 17	5.8	12.4	v	386.96
V566 Cas	α Cyg	23 48.8	+62 13	5.34	5.45	V	46
HH Peg	Lb	23 51.4	+ 9 19	5.74	6.00	V	
ρ Cas	SRd	23 54.4	+57 30	4.1	6.2	v	320
XZ Psc	Lb	23 54.8	+ 0 07	5.55	5.97	V	
V373 Cas	E?	23 55.6	+57 25	5.9	6.3	v	13.42
R Cas	M	23 58.4	+51 24	4.7	13.5	v	430.46

13. Fortsetzung Referat: Die freisichtigen Veränderlichen

STERNBILDERNAMEN UND STERNBILDERABKÜRZUNGEN

Lateinisch	Abkürzung	Deutsch	Lateinisch	Abkürzung	Deutsch
Andromeda	And	Andromeda	Lupus	Lup	Wolf
Antlia	Ant	Luftpumpe	Lynx	Lyn	Luchs
Apus	Aps	Paradiesvogel	Lyra	Lyr	Leier
Aquarius	Aqr	Wassermann	Mensa	Men	Tafelberg
Aquila	Aql	Adler	Microscopium	Mic	Mikroskop
Ara	Ara	Altar	Monoceros	Mon	Einhorn
Aries	Ari	Widder	Musca	Mus	Fliege
Auriga	Aur	Fuhrmann	Norma	Nor	Winkelmaß
Bootes	Boo	Bärenhüter	Octans	Oct	Oktant
Caelum	Cae	Grabstichel	Ophiuchus	Oph	Schlangenträger
Camelopardalis	Cam	Giraffe	Orion	Ori	Orion
Cancer	Cnc	Krebs	Pavo	Pav	Pfau
Canes Venatici	CVn	Jagdhunde	Pegasus	Peg	Pegasus
Canis Maior	CMa	Großer Hund	Perseus	Per	Perseus
Canis Minor	CMi	Kleiner Hund	Phoenix	Phe	Phönix
Capricornus	Cap	Steinbock	Pictor	Pic	Maler
Carina	Car	Schiffskiel	Pisces	Psc	Fische
Cassiopeia	Cas	Kassiopeia	Piscis Austrinus	PsA	Südlicher Fisch
Centaurus	Cen	Kentaur	Puppis	Pup	Achterdeck
Cepheus	Cep	Kepheus	Pyxis	Pyx	Kompaß
Cetus	Cet	Walfisch	Reticulum	Ret	Netz
Chamaeleon	Cha	Chamäleon	Sagitta	Sge	Pfeil
Circinus	Cir	Zirkel	Sagittarius	Sgr	Schütze
Columba	Col	Taube	Scorpius	Sco	Skorpion
Coma Berenices	Com	Haar der Berenike	Sculptor	ScI	Bildhauer
Corona Australis	CrA	Südliche Krone	Scutum	Scu	Schild
Corona Borealis	CrB	Nördliche Krone	Serpens	Ser	Schlange
Corvus	Crv	Rabe	Sextans	Sex	Sextant
Crater	Crt	Becher	Taurus	Tau	Stier
Crux	Cru	Kreuz	Telescopium	Tel	Fernrohr
Cygnus	Cyg	Schwan	Triangulum	Tri	Dreieck
Delphinus	Del	Delphin	Triangulum Australe	TrA	Südliches Dreieck
Dorado	Dor	Schwertfisch	Tucana	Tuc	Tukan
Draco	Dra	Drache	Ursa Maior	UMa	Großer Bär
Equuleus	Equ	Pferdchen	Ursa Minor	UMi	Kleiner Bär
Eridanus	Eri	Eridanus	Vela	Vel	Segel
Fornax	For	Chemischer Ofen	Virgo	Vir	Jungfrau
Gemini	Gem	Zwillinge	Volans	Vol	Fliegender Fisch
Grus	Gru	Kranich	Vulpecula	Vul	Füchschen
Hercules	Her	Herkules			
Horologium	Hor	Pendeluhr			
Hydra	Hya	weibliche Wasserschlange			
Hydrus	Hyi	männliche Wasserschlange			
Indus	Ind	Inder			
Lacerta	Lac	Eidechse			
Leo	Leo	Löwe			
Leo Minor	LMi	Kleiner Löwe			
Lepus	Lep	Hase			
Libra	Lib	Waage			

Univ.-Ass.Dipl.Ing.Robert Weber

Höchsmannweg 22

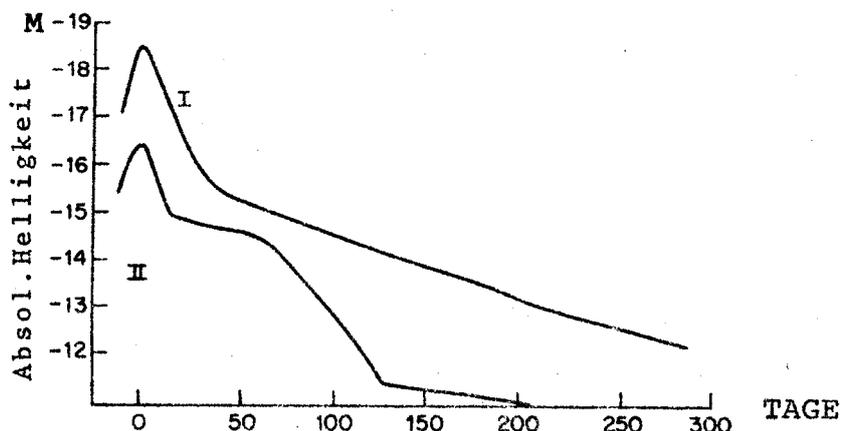
A-1220 Wien

Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Das folgende Referat ist einerseits ein Verzeichnis von bekannten oder vermuteten Novae- und Supernovaeerscheinungen, beginnend im Altertum, und bis zur Gegenwart reichend. Andererseits soll es die hervorstechendsten Phänomene in ihrem Ablauf genauer beleuchten, ohne dabei in zu stark historische Betrachtung zu verfallen.

Eine NOVA zeigt einen plötzlichen und unerwarteten Helligkeitsanstieg, wissenschaftlich betrachtet findet man auf älteren Aufnahmen einen schwachen Stern, die Pränova, und nach einigen Jahren wird der Zustand der Postnova erreicht, der durch Besonderheiten des Spektrums gekennzeichnet ist. Der Verlauf der Helligkeitsänderungen erlaubt eine Klassifikation, die Amplituden liegen zwischen 7 und 16 Größenklassen. Novae wurden nach dem Jahr und dem Sternbild benannt, alsoz.B. Nova Persei 1901. Seit sie aber als Untergruppe der Veränderlichen erkannt wurden, erhalten sie auch dementsprechende Bezeichnungen, die oben erwähnte Nova heißt heute GK Per. Die absolute Größe der Nova im Maximum wird im Mittel zu $M = -7,6^m$ angenommen, dies unterscheidet sie von den Supernovae, die im Mittel 10.000x heller als die Novae sind!

SUPERNOVAE: Hier unterscheidet man 2 Typen, Typus I zeigt zunächst einen starken Lichtabfall nach dem Maximum, anschließend wird die Lichtkurve flacher, Der Typus II zeigt nach dem Maximum eher eine "Schulter" in der Lichtkurve, entspricht nach ca. 100 Tagen aber weitgehend dem Typus I. Typus I verliert zu Beginn 3 Größenklassen in nur 20-30 Tagen, während Typus II dafür die erwähnten 100 Tage benötigt.

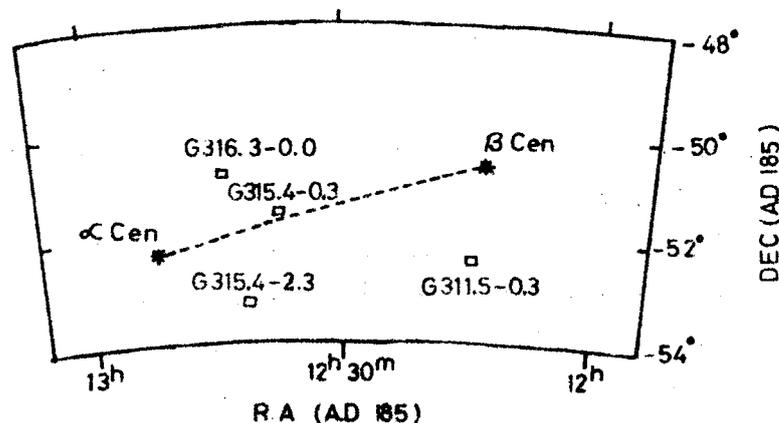


1. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Nun will ich die derzeit als gesichert geltenden Supernovae in unserer Milchstraße besprechen; die Daten stammen meist aus dem Werk von Clark - Stephenson "The Historical Supernovae". Epoche: +2000,0.

SUPERNOVA 185 n.Chr., $14^{\text{h}}42,9^{\text{m}}$ / $-62^{\circ}30'$

Es handelt sich hierbei um die früheste Überlieferung einer Supernova, welche nur aus China stammt, aus anderen Ländern liegen keine Berichte vor. Die SN ereignete sich im Sternbild des Centauren, nahe dem Stern Alpha. Die SN erschien am 7. Dezember 185 und war dann ca. 20 Monate lang zu sehen, wobei sie ein Helligkeitsmaximum von -8^{m} erreichte. Für den chinesischen Beobachtungsort Lo-yang errechnet sich eine max. Höhe von nur $2,2^{\circ}$ bei der Kulmination, so daß die SN starken atmosphärischen Störungen unterworfen war, die starke Szintillation und Verzerrung wird in den Überlieferungen auch beschrieben. Hill war 1964 der erste, der eine an dieser Stelle bereits bekannte Radioquelle als Überrest der SN postulierte, heute kann die Quelle G315.4-2.3 als ziemlich sicherer Supernovarest werden, da drei benachbarte Radioquellen auf Grund ihrer Entfernung dafür ausfallen, und auch zeitlich nicht zur SN 185 gelten. Folgende Skizze soll die Lage verdeutlichen:



SUPERNOVA 386 n.Chr., $18^{\text{h}}11,5^{\text{m}}$ / $-19^{\circ}25'$

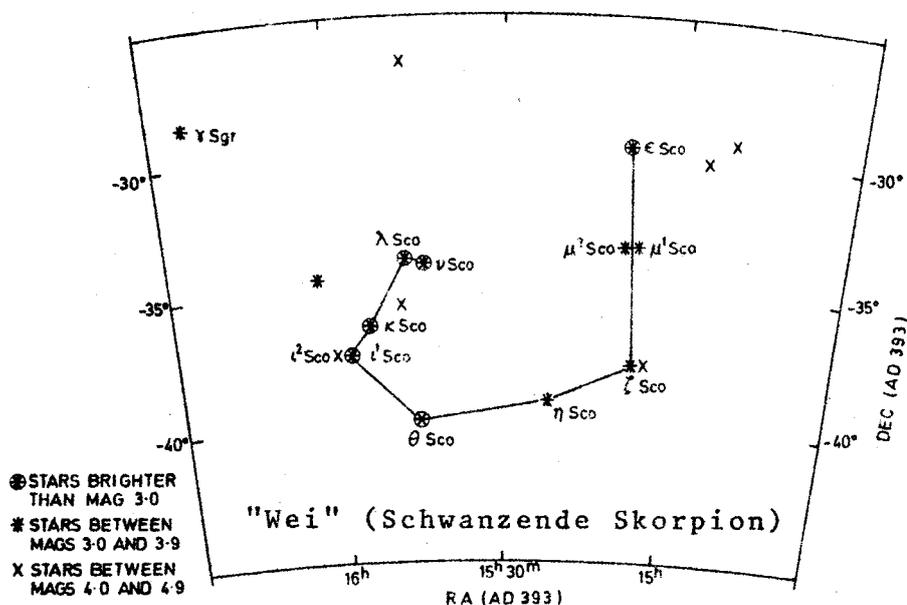
Sie erschien im April/Mai und verschwand im Juli/August 386; Näheres ist aus den Überlieferungen nicht ersichtlich. Nach der heutigen Supernova-Physik war die Helligkeit bei $1,5^{\text{m}}$. Sie stand im Schützen, der Ort kann nur über einen der drei dortigen Supernovaresten (SNR's) ermittelt werden, der noch am besten paßt; keiner befriedigt aber ganz. Auch wegen der kurzen überlieferten Sichtbarkeit

2. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

müßte eigentlich von einer möglichen Supernova gesprochen werden.

SUPERNOVA 393 n.Chr., $17,4^h$ / -38°

Die SN erschien im Februar/März und verschwand im Oktober/November. Die Position wird in der Überlieferung im Sternbild "Wei" beschrieben, das aus Sternen des heutigen Skorpions besteht, die annähernd halbkreisförmig angeordnet sind, sodaß die grobe Lokalisation möglich ist. Allerdings umfaßt die umgrenzte Fläche immerhin noch 40 Quadratgrad, sodaß eine genauere Ortsbestimmung nicht möglich ist. Es wurden drei SNR-Kandidaten festgestellt, G344.7-0.1, G346.6-0.2, und G350.1-0.3, wobei heute noch nicht genau geklärt ist, welche der drei Quellen als SNR der beschriebenen Nova gilt.



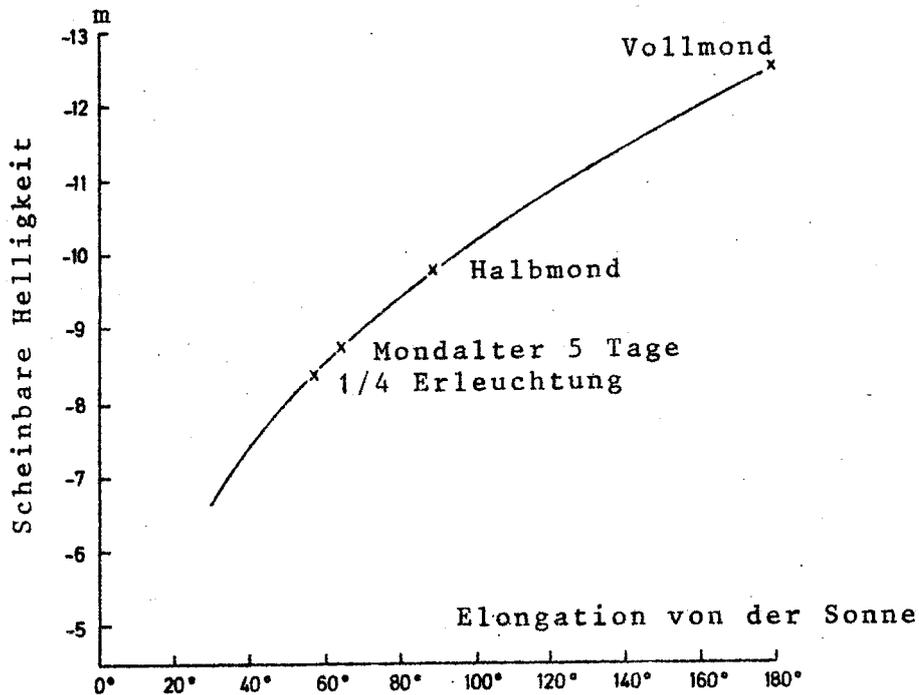
SUPERNOVA 1006 n.Chr., $15^h 02,8^m$ / $-41^\circ 57'$

Von dieser SN liegen Berichte aus China, Japan, Korea, Arabien und Europa vor, sodaß es sich um die erste weltweit beschriebene SN handelt. Eine der faszinierendsten Beobachtungen wurde in St. Gallen, in der Schweiz gemacht. Auf Grund des Horizontprofils und der Seehöhe, sowie der geographischen Breite dieses Ortes stellte man fest, daß die SN bei $47,4^\circ$ Geographischer Breite höchstens eine Deklination von nur $-33,5^\circ$ hatte, also während der Kulmination nur 5° über dem Horizont stand.

Für japanische Verhältnisse muß ca. eine Höhe von 20° bei der Kulmination gegolten haben. Aus Vergleichen mit alten Sternkarten ergäbe sich Rekt = $14^h 10 \pm 10^m$, Dekl = $-37,5^\circ \pm 1^\circ$ (+1006).

3. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Als maximal erreichte Helligkeit kann ca. $-9,5^m$ angenommen werden; einige Überlieferungen geben Vergleiche mit der Helligkeit des Mondes, z.B. "wenig heller als der etwa $1/4$ erleuchtete Mond". Ich möchte deshalb die Abhängigkeit der Sternhelligkeit des Mondes von seinen Elongationen von der Sonne angeben, um solche Angaben leichter auswertbar zu machen.



Die Entfernung der SN muß etwa $1 \text{ kpc} \pm 0,3 \text{ kpc}$ betragen haben. Im angenommenen Gebiet des Auftretens der SN fand man zwei Radioquellen. Eine davon, die Quelle PKS 1459-41 kann mit hoher Wahrscheinlichkeit als SNR dieser Erscheinung im Jahr 1006 angenommen werden. Dieser SNR liegt am Rande jenes Feldes, das man aus den Überlieferungen als die wahrscheinlichste Region der SN ermittelte.

SUPERNOVA 1054 n.Chr., $5^h 34,5^m / +22^\circ 01'$

Das einzige was wir über die Lichtkurve dieser SN wissen, ist, daß die SN um den 27. Juli 1054 eine Helligkeit von -4^m erreichte, und um den 16. April 1056 unsichtbar wurde. Die SN trat im Sternbild des Stiers auf, dort wo heute der Crab-Nebel zu finden ist. Schon 1731 wurde er von dem engl. Amateurastronomen John Bevis entdeckt, doch erst seit 1758 wurde er durch Messier berühmt, als M1. Der Name "Crab" wurde dem Nebel nach einer Zeichnung von Lord Rosse gegeben (1844), 1892 wurde mit einem 20 inch Reflektor von Robertson die erste Photographie dieses Objekts durchgeführt. Die

4. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

große Achse des Nebels expandiert mit 1700 km/s, die kleine mit nur 1100 km/s. 1949 konnten Bolton und Stanley die Radioquelle Taurus A mit dem Nebel identifizieren, weiters konnte der Nebel auch als Röntgenquelle entlarvt werden. Im Zentrum des Objekts befindet sich ein Stern mit der Helligkeit 16^m . Heute wird das Objekt als CM Tau bezeichnet, die Radioquelle trägt die Bezeichnung 3C144 (=Nr.144 des 3. Cambridge Kataloges).

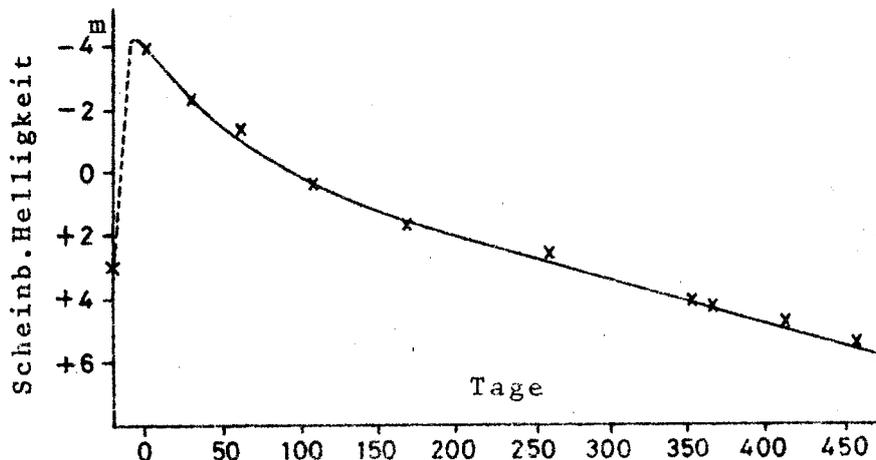
SUPERNOVA 1181 n.Chr., $2^h05,5^m/+64^\circ51'$

Diese SN wurde unabhängig in Nord- und Südchina und auch in Japan beobachtet. Die SN wurde das erste Mal am 7. August zwischen 19h und 21h gesehen, der Zeitpunkt des Verschwindens differiert zwischen den unterschiedlichen Überlieferungen sehr stark, als Maximalhelligkeit kann man etwa 0^m annehmen. Als Ort der Erscheinung gilt ein Feld von 22^h30^m bis 3^h30^m bei einer Deklination von 55° , in dieser Region konnten sechs SNRs ausfindig gemacht werden, wobei eine davon die SNR von Tycho's Supernova ist, eine andere nur ein Alter von 200 Jahren aufweist, also den Überrest einer unentdeckten SN darstellt. Wirklich gut passen die Koordinaten der Radioquelle 3C 58.

Bis jetzt konnte kein Pulsar und auch kein optisches Gegenstück zu dieser Quelle gefunden werden. Gesichert ist dieser SNR aber nicht, da es die Meinung gibt, es könnte sich auch um ein extragalaktisches Objekt handeln!

SUPERNOVA 1572 n.Chr., $0^h25,4^m/+64^\circ09'$

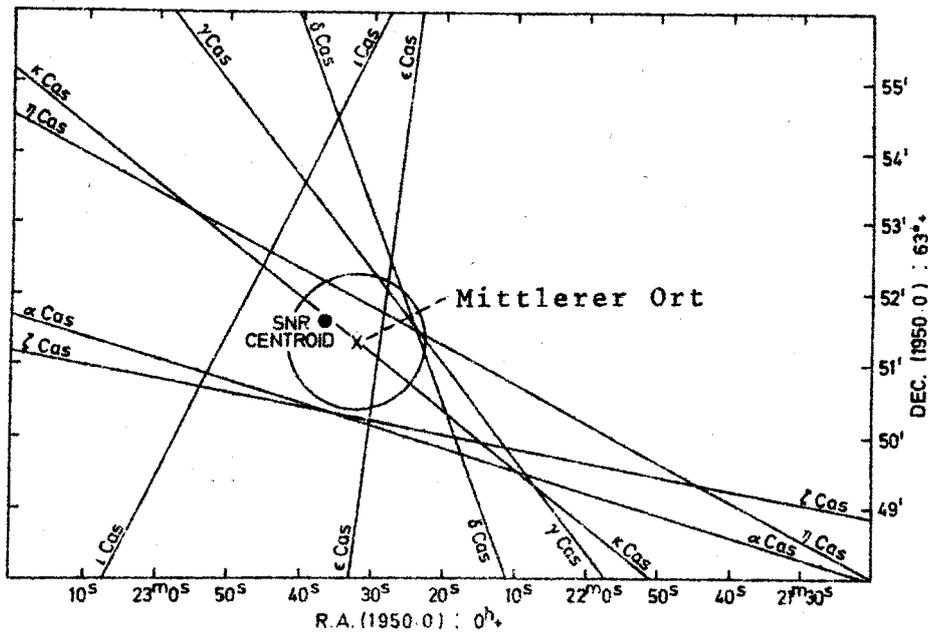
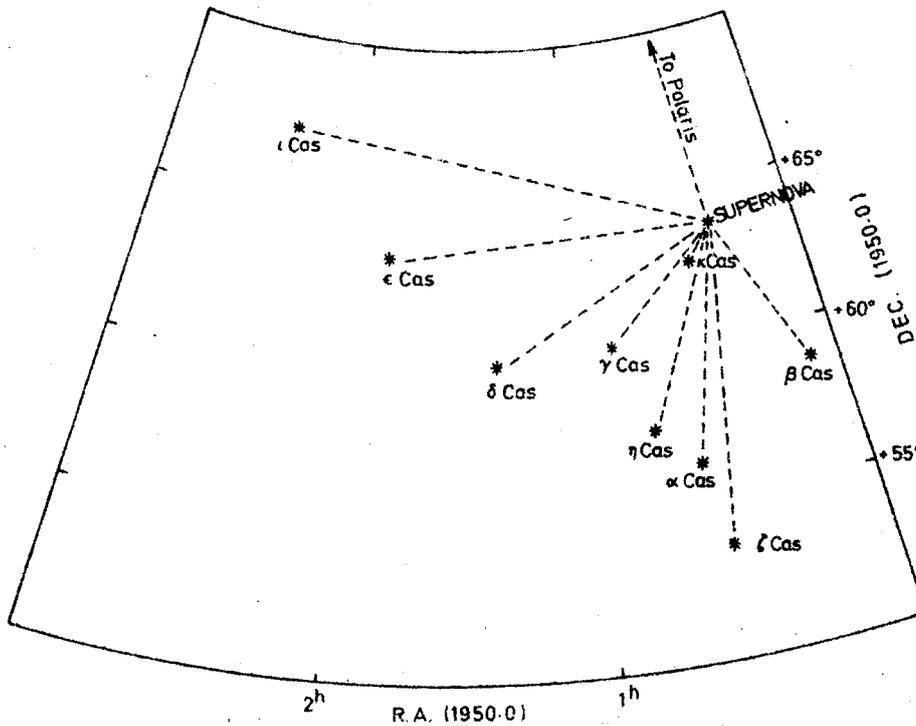
Erstmals wird diese SN am 6. November 1572 erwähnt, im Sternbild Cassiopeia auftretend. Der für uns heute wichtigste Beobachter damals war Tycho Brahe, der in seiner "Progymnasmata" den neuen Stern beschrieb: Er bestimmte seine Position und stellte das Fehlen jeder Parallaxe und damit die Sternnatur fest. Auch verglich er seine Helligkeit mit jener von Nachbarsternen, so daß wir heute eine Lichtkurve zeichnen und klar den SN-Typ I feststellen können:



5. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Im März 1574 beschreibt Tycho Brahe dann die SN als so schwach, daß sie nicht mehr länger sichtbar war, es ergibt sich also eine Sichtbarkeitsdauer von immerhin 17 Monaten! Die chinesischen Beobachter konnten sie sogar einen Monat länger noch beobachten. Als SNR ist heute die Quelle 3C 10: G120.1+1.4 gesichert anzusehen, es gab zwar zunächst Differenzen zwischen Tychos angegebenem Ort und der Radioquelle, man fand aber heraus, daß die Referenzsterne, die Tycho zur Positionsbestimmung verwendet hatte, alle einseitig, innerhalb eines Winkels von 140° lagen, sodaß sich ein systematischer Fehler einschlich.

Erst nach dessen Korrektur erhielt man ein besser passendes Bild der Übereinstimmung. Folgende Schemata sollen dies verdeutlichen.

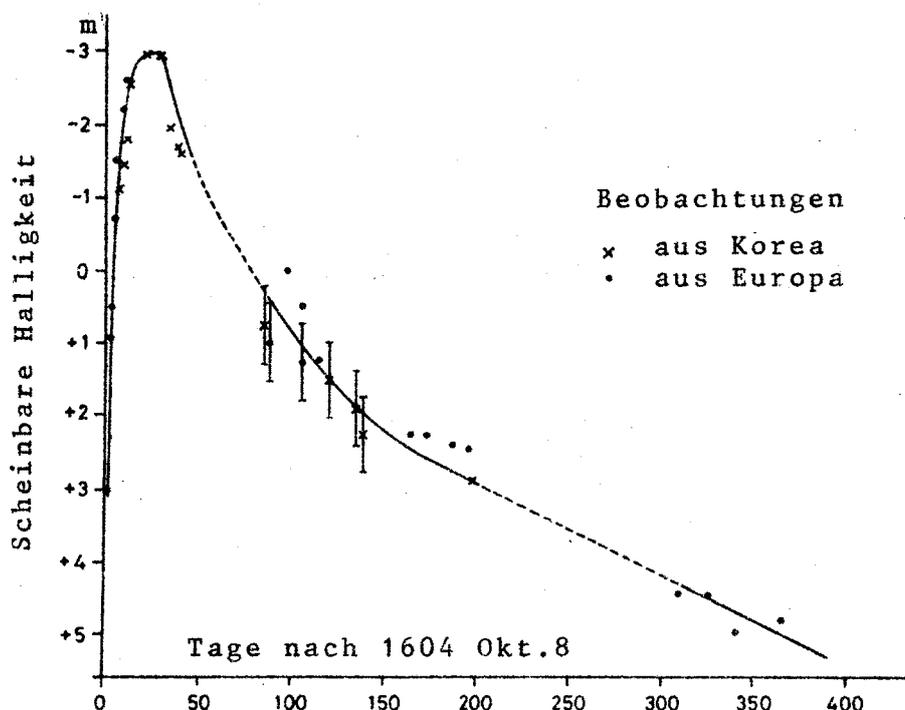


6. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Die Entfernung der Radioquelle wird mit 5 kpc angegeben, der Durchmesser beträgt 14 pc und die Geschwindigkeit der Expansion ist 16.000 km/s, ein sehr hoher Wert, selbst für eine Typ I SN! 1959 entdeckte Minkowski feine Filamente, und fand damit das optische Äquivalent. Ein relativer heller Stern im Zentrum zeigt ein nicht passendes Spektrum und ist sicher nicht der SN-Sternrest. 1967 wurde von Friedmann auch schwache Röntgenaktivität festgestellt.

SUPERNOVA 1604 n.Chr., $17^{\text{h}}30,7^{\text{m}}/-21^{\circ}28'$

Die SN wurde am 9. Oktober 1604 gleichzeitig in Europa und im Fernen Osten entdeckt, nur 3° nordwestlich von Mars und Jupiter, die in Konjunktion waren, und etwas über 4° östlich von Saturn, in relativer Sonnennähe mit einer Elongation von nur 58° Ost. Maßgeblich an den Überlieferungen dieser SN waren die koreanischen Astronomen beteiligt; mit ihren und europäischen Helligkeitsschätzungen konnte folgende Lichtkurve erstellt werden:



Die wichtigsten europ. Beobachtungen kamen von Johannes Kepler, nach dem die SN auch benannt wurde, und dem wir verdanken, die SN als Typ I für uns klassifizierbar gemacht zu haben.

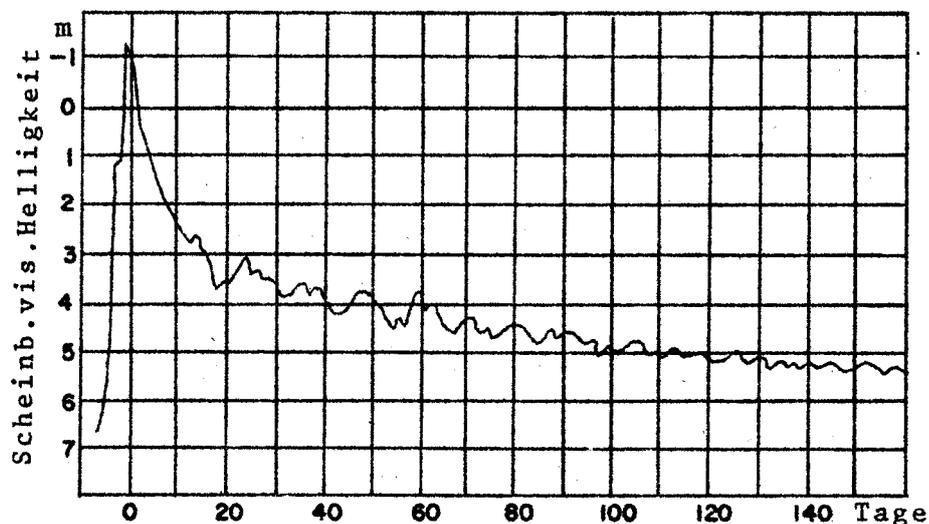
Der SNR dieser Supernova ist 3C 358: G4.5+6.8, eine starke, nicht thermische Radioquelle, mit 3 Bogenminuten Durchmesser, und einer ungefähren Entfernung von 10 kpc. Optisch konnte bisher kein Sternrest gefunden werden, nur schwache Filamente.

7. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Von der Gruppe der Novae will ich drei Vertreter besprechen, die auf Grund ihres Auftretens in der jüngeren Vergangenheit und ihrer großen Helligkeit im Maximum, in diesem Jahrhundert zu den herausragenden Ereignissen dieser Gruppe zählen.

NOVA AQUILAE = V603 Aql, $18^{\text{h}}48,9^{\text{m}}/+0^{\circ}35'$

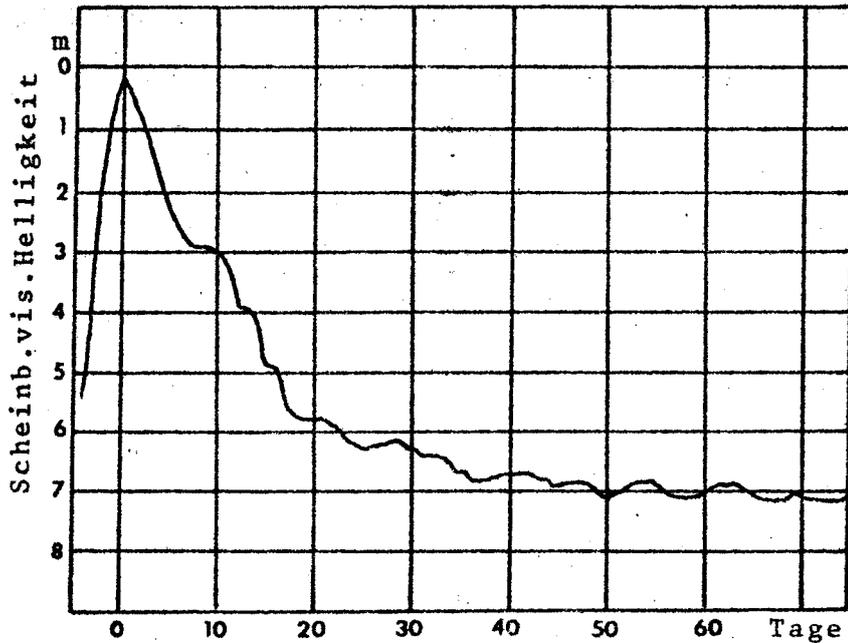
Am 8. Juni 1918 wurde die Nova als Objekt der Helligkeit 1^{m} entdeckt; am 9. erreichte sie $-1,4^{\text{m}}$ und war damit schon heller als Atair.- Es handelte sich um die hellste Nova der letzten 300 Jahre! Auf Photographien vor dem Juni stellte man für die Nova eine Helligkeit von 11^{m} fest, im März 1919 wurde sie dann für das freie Auge wieder unsichtbar. Während des Maximums wurde schubweise Gas mit $2\ 200\ \text{km/s}$ ausgestoßen, einige Monate danach konnte man einen Nebel nachweisen, der sich damals mit $2''$ pro Jahr ausbreitete. Der Stern ist 1200 Lichtjahre entfernt und hat heute eine Helligkeit von 12^{m} , er ist jetzt nur $2x$ leuchtkräftiger als die Sonne.



NOVA PUPPIS 1942 = CP Pup, $8^{\text{h}}11,8^{\text{m}}/-35^{\circ}21'$

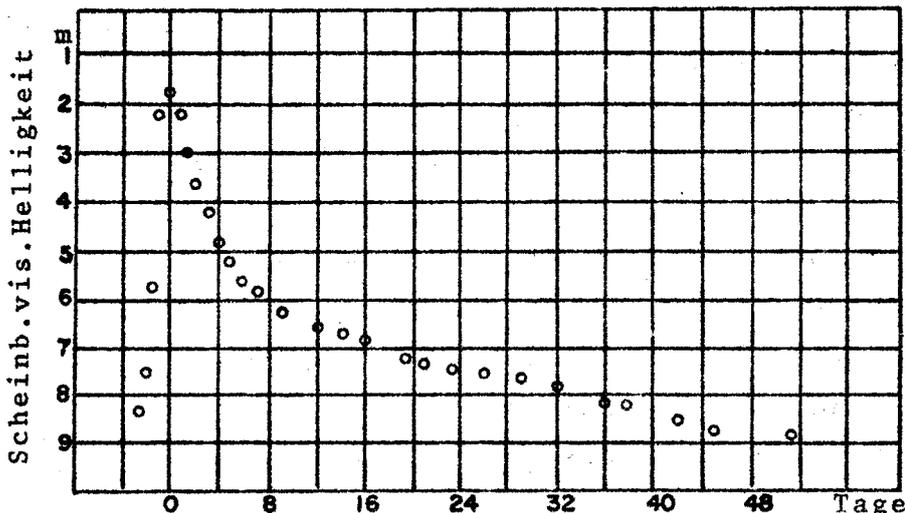
Sie wurde am 8. November 1942 von Bernhard Dawson in La Plata, Argentinien entdeckt, Ende November verschwand sie wieder für das freisichtige Auge, gehört damit also zur Gruppe der schnellen Novae (Klassifizierung der Novae siehe "Eruptive Veränderliche"). Es konnte keine Pränova heller als 18^{m} gefunden werden, die Hülle dehnt sich mit $1900\ \text{km/s}$ aus. 1956 fotografierte Zwicky den Nebelrest, die Entfernung wurde darauf zu 5200 Lichtjahre bestimmt, der spektroskopische Wert beträgt $4800\ \text{LJ}$. In 2 Monaten verbrauchte diese Nova so viel Energie, wie sie die Sonne in 20.000 Jahren abstrahlt.

8. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae



NOVA CYGNI 1975 = V1500, $21^{\text{h}}12,8^{\text{m}}/+48^{\circ}14'$

Die Nova wurde am 29. August 1975 von Kentaro Osada, Japan, um 12h UT entdeckt, der Stern hatte zu diesem Zeitpunkt eine Helligkeit von 3^{m} . Während der nächsten 6 Stunden nahm er um 1 Größenklasse zu, und erreichte am folgenden Abend $1,9^{\text{m}}$ im Maximum. Am 27. Aug. konnte auf alten Aufnahmen noch eine Helligkeit von $9,6^{\text{m}}$ ermittelt werden, es wurde aber keine Pränova heller als 21^{m} festgestellt (= Helligkeitszunahme von mind. 19 Größenklassen!). Die Nova ist 5000 LJ entfernt, die Hülle expandiert mit 1900 km/s. Im Dezember 1976 hatte der Stern nur mehr die Helligkeit 12^{m} , im Jänner 1977 zeigte die Nova interessante Helligkeitsfluktuationen von bis zu 0,5 Größenklassen.



9. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

GALAKTISCHE NOVAE UND SUPERNOVAE, 1400 V.CHR. BIS ZUR GEGENWART

Die Liste umfaßt in zwei Teilen einen Zeitraum von 3000 Jahren.

TEIL I

Dieser Teil reicht von 1400 v.Chr. bis zum Ende des 17. Jhdts. Es wurden alle Erscheinungen aufgenommen, die im "General Catalogue of Variable Stars, 3rd. Ed., und seinen Supplementen enthalten sind.

Bei allen Daten "vor Christus", ist zu beachten, daß es sich um historische Zählweise handelt, die das Jahr 0 nicht kennt, und damit auch keine negativen Jahreszahlen, z.B. das historische 4 vor Chr. entspräche dem astronomischen -3!

Unter der Bezeichnung "Ort" ist das jeweilige Sternbild, in dem die Nova zu sehen war, angeführt. Das Zeichen "+" bedeutet, daß die Überlieferungen großflächige, frühere Sternzeichenangaben verwendeten, die mit den heutigen Ausdrücken nicht beschreibbar sind.

Die Rektaszension und Deklination sind schon im General Catalogue auf Grund der hohen Unsicherheit der alten Daten nur auf Stunden bzw. 5° genau angegeben, sind also keine exakten Werte! Bei Novae mit dem Kommentar "eventuell ein Komet" ist der Komet das eher anzunehmende Ereignis, wenn auch eine Nova nicht sicher ausgeschlossen werden kann.

TEIL II

Er reicht vom Beginn des 18. Jhdts. bis zur Gegenwart und enthält jene Novae, die heller als $+6,0^m$ geworden sind. Zugleich ist hier auch die Helligkeit einer eventuell bekannten Pränova angegeben; in vielen Fällen konnte diese aber nicht genügend sicher identifiziert werden.

Ich möchte betonen, daß in den IAU-Zirkularen alle neu entdeckten und gemeldeten Novae aufscheinen, und diese auch im Sternenboten unter der Rubrik "Astronomische Kurzberichte" genauere Erwähnung finden. Sollte es sich also um schwächere Ereignisse als $6,0^m$ handeln, so muß ich den Interessierten auf diese Behelfsmöglichkeit verweisen.

Für Teil II wurden Angaben von Biot, Humboldt, Williams, Lundmark und Tse-tzung verwendet; die Daten der jüngsten Erscheinungen sind aus den jeweiligen Sternenboten entnommen. Fragezeichen bedeuten nicht immer fehlende Überlieferung, sondern können auch zu große Nicht-Übereinstimmung unter den Autoren anzeigen.

10. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Rekt und Dekl in Teil I für Epoche +1900,0 aus dem General Catalogue of Variable Stars (Übertragung auf +2000,0 war wegen der stark gerundeten Daten nicht sinnvoll); in Teil II für +2000,0.

TEIL I

Datum	Ort	Rekt. (+1900,0)	Dekl.	Ereignis
1400v. Chr.	Sco	16h	-30°	SN?
629v. Chr.	Sco			?
532v. Chr.	Aqr	21h	-10°	N
525v. Chr.	Sco	16h	-30°	N?
134v. Chr.	Sco	16h	-25°	N
108v. Chr.	Gem	7h	20°	N?
77v. Chr.	UMi	11h	80°	N
76v. Chr.	And	1h	25°	N
69v. Chr.	Sgr	18h	-20°	N
17v. Chr.	?	?	?	K?
4v. Chr.	Aql	20h	10°	N
29n. Chr.	Her	17h	10°	N
59	Per	3h	50°	N?
71	Leo	10h	10°	N
101	Leo	10h	20°	N
107	Mon	7h	-10°	N
125	+	18h	0°	N
185 *	Cen	14h	-60°	SN?
193	?	?	?	Untertags?
200	Plejaden	4h	20°	N?
207	Com	12h	15°	K?
213	Cem	7h	30°	N?
222	Vir	12h	0°	Venus?
269	+	?	?	N?
275	Cor	12h	-20°	N?
290	+	?	?	N
300	?	?	?	N
304	Tau	4h	15°	N
329	UMa	12h	60°	K?
369	+	?	?	N
386 *	Sgr	19h	-30°	SN
393 *	Sco	17h	-40°	SN!!!
396	Tau	4h	20°	N
398	?	?	?	N?
414	Plejaden	3h	20°	N?
419	+	11h	15°	N?
421	Crt	11h	-15°	N
436	Sco	16h	-25°	N
437	Gem	7h	20°	N
483	Ori	6h	0°	K?
537	+	?	?	N
541	+	?	?	N
561	Crt	11h	-15°	N
575	Boo	14h	20°	N
588	Sgr	20h	-20°	N

11. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Datum	Ort	Rekt. (+1900,0)	Dekl.	Ereignis
617	Leo	11h	15°	N
667	+	5h	30°	K?
668	+	5h	50°	SN?
683	Aur	5h	50°	N?
707	+	?	?	K?
708	Plejaden	3h	25°	N?
709	+	?	?	N?
722	Cas	1h	60°	N
725	Cas	1h	70°	N
744	?	?	?	K?
745	Cet	1h	-10°	N?
823	+	?	?	N?
829	Cnc	8h	10°	N
837	CMi	7h	10°	N
837	+	12h	10°	N
837	Sgr	18h	-25°	N?
839	Per	3h	40°	N
881	Cnc	8h	20°	N
891	Sco	16h	-20°	N?
894	?	?	?	N
902	Cas	0h	70°	SN?
911	Oph	17h	10°	N?
930	+	23h	-20°	N
965	?	?	?	N?
980	Oph	17h	10°	N
1006 *	+	15h	-45°	SN!!!
1011	Sgr	19h	-30°	N
1020	?	17h	-5°	N?
1031	Cnc	8h	20°	N?
1054 *	Tau	5h	20°	SN!!!
1065	+	10h	-25°	K?
1070	Cet	3h	5°	N
1073	Peg	0h	10°	N
1080	Sco	17h	-40°	K?
1090	+	?	?	N?
1104	?	?	?	N
1113	Peg	23h	20°	N?
1123	UMa	12h	60°	N?
1139	Vir	14h	-10°	N
1175	+	14h	40°	N
1181 *	?	1h	65°	SN!!!
1203	Sco	17h	-40°	N
1210	+	?	?	N?
1217	?	16h	30°	N
1220	+	0h	50°	N?
1221	UMa	12h	60°	N?
1224	Sco	17h	-40°	K?
1234	?	?	?	N?
1240	Sco	17h	-40°	N
1245	Cap	21h	-20°	N
1349	?	?	?	N?
1388	Peg	0h	20°	N
1397	?	?	?	N?

12. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

Datum	Ort	Rekt.	Dekl.	Ereignis
		(+1900,0)		
1404	Cyg	20h	30°	N
1408	?	?	?	N?
1414	?	?	?	N?
1415	?	19h	-25°	N?
1416	?	?	?	N?
1421	?	?	?	N?
1423	?	?	?	N?
1430	Mon	7h	10°	N
1431	Ori	5h	-10°	N
1437	Sco	17h	-40°	N
1438	?	?	?	N?
1443	?	?	?	K?
1452	Tau	4h	15°	N?
1460	Mon	7h	-10°	N
1469	?	?	?	N?
1471	?	?	?	N?
1476	?	?	?	N?
1482	?	?	?	N
1521	?	?	?	N?
1523	+	?	?	N?
1531	?	?	?	K?
1532	?	?	?	K?
1572 *	Cas	0h	60°	SN!!!
1584	Sco	16h	-20°	N
1587	?	?	?	Venus?
1592	Cas	1h	60°	N
1592	Cas	23h	60°	N
1600	=P Cyg			N
1600	Sco	17h	-40°	N
1604 *	Oph	17h	-20°	SN!!!
1612	?	?	?	N
1618	?	?	?	?
1621	?	?	?	N?
1645	Cnc	8h	20°	N
1661	Aqr	21h	-10°	N
1664	Oph	17h	-20°	N
1667	=V529 Ori			N
1670	=CK Vul			N
1676	+	4h	- 5°	N
1688	+	1h	30°	N
1690	Sgr	18h	-35°	N

Zeichenerklärung:

- * Siehe Einzelbeschreibung; dort bessere Daten
- N Nova
- N? Fraglich, ob Nova
- SN Supernova
- SN? Fraglich, ob Supernova
- K? Vielleicht Komet
- ? Fraglich, ob Ereignis stattgefunden

13. Fortsetzung Referat: Galaktische Novae und Supernovae

TEIL II

Datum	Ort	Rekt. Dekl.		Max.	Helligkeit	
		(+2000.0)			Min.	
1783	Sge	19h32,8	17°45'	6	unter	11
1843	Car	10 45,1	-59 41	-1		8
1848	Oph	16 59,5	-12 53	4		12,7
1866	CrB	15 59,5	25 55	2		10
1876	Cyg	21 41,7	42 50	3		15
1877	Com	14 07,1	20 44	4,5		?
1891	Aur	5 32,0	30 27	4,2		14,8
1898	Sgr	19 01,8	-13 09	4,9	unter	16,5
1898	Sgr	17 50,2	- 6 43	4,3		11,5
1901	Per	3 31,2	43 55	0,2		var.
1903	Gem	6 44,2	29 57	5,1	unter	16
1910	Lac	22 35,8	52 43	4,6		14,4
1912	Gem	6 54,9	32 09	3,6		14,7
1918	Aql	18 48,9	0 35	-1,1		10,8
1918	Mon	7 26,8	- 6 40	5,7		15,1
1920	Cyg	19 58,4	53 37	2,0		15,6
1925	Pic	6 35,6	-62 38	1,2		12,8
1927	Tau	5 19,4	16 43	6,0	unter	15
1934	Her	18 07,5	45 52	1,5		14,5
1936	Aql	19 26,5	7 36	5,4	unter	15
1936	Lac	22 15,7	55 37	2,0		15,3
1936	Sgr	18 08,8	-34 20	4,5		15
1939	Mon	6 43,8	- 2 01	4,3		15,8
1942	Pup	8 11,8	-35 21	0,4	unter	17
1950	Lac	22 49,8	53 18	5,9		16
1960	Her	18 57,3	13 14	2,8	unter	16,6
1963	Her	18 14,7	41 51	2,9		?
1967	Del	20 42,1	19 10	3,6		11,9
1968	Vul	19 47,8	27 09	4,3		?
1970	Ser	18 30,3	2 42	4,6		?
1975	Cyg	21 12,8	48 14	1,9		?
1976	Vul	19 28,9	20 28	6,0		?
1977	Sag	19 38,7	18 08	5,0		?
1984	Vul	20 27,9	27 51	5,6		?

Literatur:

- 1.) Clark/Stephenson, The Historical Supernovae, Pergamon Press, Oxford 1977.
- 2.) Cosmovici, Supernovae and Supernovae Remnants, D.Reidel Publishing Company, Dordrecht 1974.
- 3.) Cuno Hoffmeister, Veränderliche Sterne, Johann Ambrosius Barth Verlag, Leipzig 1967.
- 4.) Kukarkin et al., General Catalogue of Variable Stars. Sternberg Astron.Institut der Univ.Moskau, 1969-1976.
- 5.) Robinson/Muirden, Astronomy Data Book. David & Charles, Newton Abbot London, London 1979.
- 6.) Burnham's Celestial Handbook, Dover Publications, Inc., New York 1978.
- 7.) Michel Petit, Variable Stars, John Wiley & Sons, Chichester 1987.
- 8.) Sternenbote 1970-1987, Astron.Büro, Wien.

Alexander Probst
 Sulzfeldgasse 8
 A-2345 Brunn/Gebirge

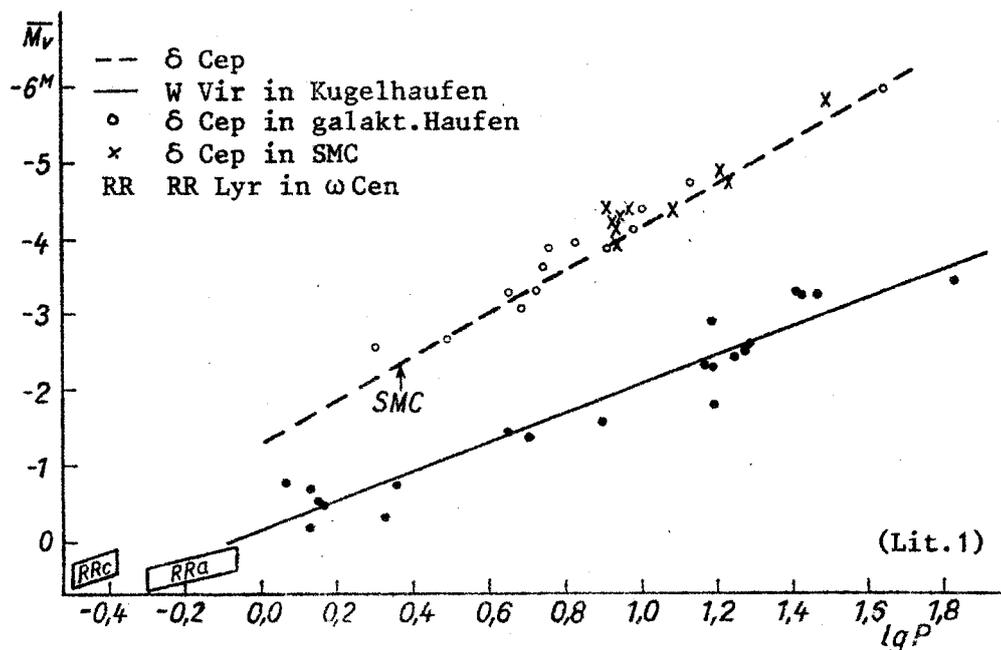
Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

1. Pulsierende Sterne

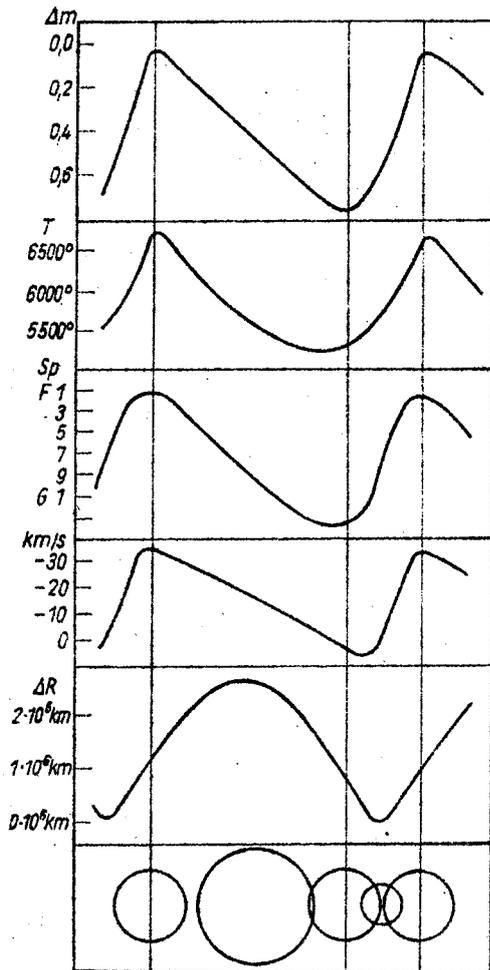
Eine Schichte ionisierten Heliums (Temperatur etwa 40000K), die einige hunderttausend km unter der Sternoberfläche liegt, verändert abhängig von Druck und Temperatur ihre Durchsichtigkeit und blockiert den Energiefluß nach außen. Der steigende Strahlungsdruck bewirkt eine Ausdehnung der oberen Sternschichten. Dadurch nimmt der Ionisationsgrad sprunghaft wieder ab, und die oberen Sternschichten kontrahieren wieder, wodurch der Ionisationsgrad wieder sprunghaft zunimmt - die oberen Sternschichten schwingen (pulsieren). Sterne, in deren Zentrum H vollständig in He umgewandelt worden ist, können dieses instabile Verhalten zeigen. Im HRD finden wir diese Zone, innerhalb der diese instabilen Sterne auftreten, als den sogenannten **Cepheiden-Instabilitätsstreifen**.

- Klassische Cepheiden, Delta-Cephei-Sterne

Hier finden wir helle Überriesensterne der Spektralklassen F bis K. Sie gehören der Population I an. Ihre Durchmesser liegen im Bereich zwischen etwa 20 und 300fachem Sonnendurchmesser; die Massen liegen zwischen 3 und 40 Sonnenmassen. Sie sind 500 bis 20000 mal leuchtkräftiger als die Sonne. Die auftretenden Lichtwechselperioden liegen zwischen 1,5 bis 100 Tagen, die meisten Delta-Cephei-Sterne weisen jedoch Perioden zwischen 3 und 14 Tagen auf. Die Amplituden des Lichtwechsels liegen meist zwischen 1 bis 2 mag, selten bis hinab zu 0,1 mag. Periode und Kurvengestalt sind sehr stabil. Miss Henrietta Leavitt entdeckte 1912 bei ihren Untersuchungen an Veränderlichen der kleinen Magellanschen Wolke die **Perioden-Leuchtkraft-Beziehung**. Bei 25 Veränderlichen, deren Periode sie bestimmte, war die scheinbare Helligkeit umso größer, je länger die Periode war. Weil diese Sterne als Mitglieder der kleinen Magellanschen Wolke alle nahezu die gleiche Entfernung besitzen, ist ihre scheinbare Helligkeit ein Ausdruck ihrer tatsächlichen Leuchtkraft. Harlow Shapley erkannte den potentiellen Wert dieser Beziehung. War es möglich, die Entfernung zu einigen Cepheiden mittels trigonometrischer Parallaxen zu bestimmen, dann konnte die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung kalibriert werden und man hatte einen Maßstab zur Hand, mit dem man sogar die Entfernungen zu weit entfernten Galaxien bestimmen konnte. Leider sind alle Cepheiden für verlässliche trigonometrische Entfernungsmessungen zu weit entfernt. Shapley, überzeugt von der physikalischen Realität der Perioden-Leuchtkraft-Beziehung, ließ sich nicht durch die großen Streuungen seiner elf Kalibrationssterne irritieren und veröffentlichte 1917 die kalibrierte Perioden-Leuchtkraft-Kurve.



1. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne



Änderungen einiger Parameter von Delta Cephei während einer Periode.
 Von oben:
 Helligkeit,
 effektive Temperatur,
 Spektraltyp,
 Radialgeschwindigkeit,
 Radius,
 Fläche.

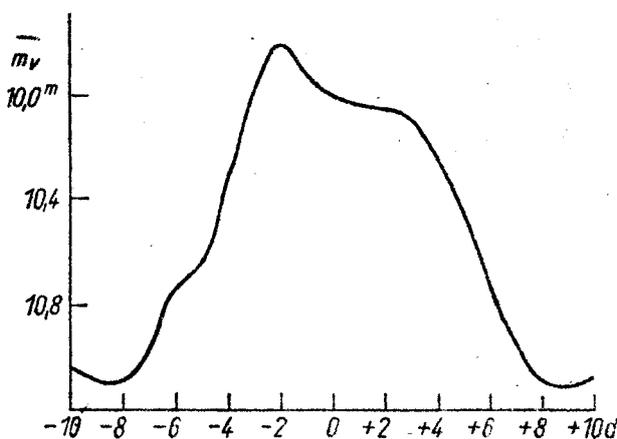
(Lit.1)

- W Virginis Sterne

Sie gehören den Populationen I wie II an, ihre Massen liegen bei etwa 0,5 Sonnenmassen. Die Lichtwechselamplituden weisen Werte zwischen $0,5^m$ und 1^m auf. Die Perioden liegen zwischen 1 und 100 Tagen, hauptsächlich aber im Bereich zwischen 2^d und 14^d .

Die W Virginis Sterne zeigen wie die Delta Cephei Sterne eine Periode-Leuchtkraft-Beziehung, sie ist jedoch gegenüber diesen um 1^M5 zu geringeren Helligkeiten hin verschoben.

Der Prototyp, W Virginis selbst, zeigt eine mit dem Lichtwechsel verbundene Veränderung des Spektrums; im Maximum ist die Spektralklasse F0 und wird im Minimum zu G0. Während des Helligkeitsanstieges treten Emissionslinien im Spektrum auf.



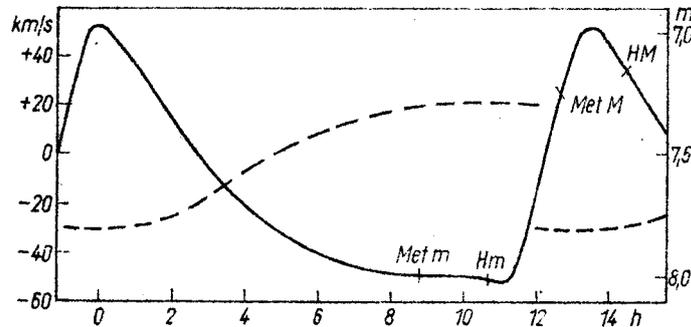
Lichtkurve von W Virginis.

(Lit.1)

2. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

- RR Lyrae Sterne

Diese Sterne findet man häufig in Kugelsternhaufen, deshalb auch die Bezeichnung "Haufenveränderliche". Sie gehören zur Population II. Die Perioden liegen zwischen 0,2 bis 1 Tag, die Spektren im Bereich von A bis F. Die Durchmesser betragen etwa 5 Sonnendurchmesser, die Massen etwa 0,5 Sonnenmassen. Die absoluten Helligkeiten liegen zwischen etwa $+0^M4$ und $+0^M8$ und lassen keine Periodenabhängigkeit erkennen.

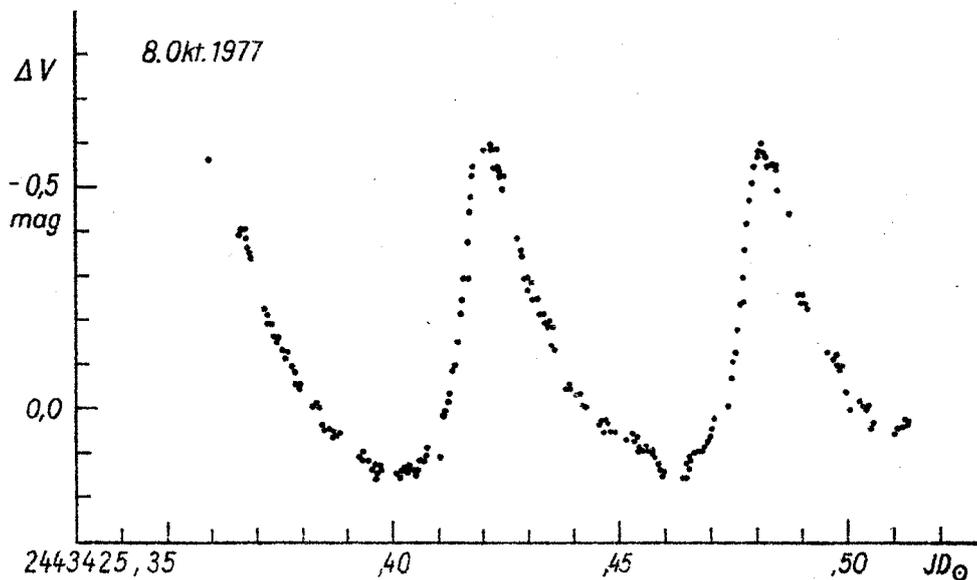


(Lit.1)

Mittlere Lichtkurve (ausgezogen) und mittlere Radialgeschwindigkeitskurve (gestrichelt) von RR Lyr; etwa 2 Stunden vor dem Helligkeitsmaximum treten zwei verschiedene Geschwindigkeiten auf, was sich im Spektrum durch Aufspaltung der Spektrallinien zeigt. Met m und Met M: spätestes und frühestes Spektraltyp auf Grund der Metallinien; H m und H M: auf Grund der Wasserstofflinien.

- Delta Scuti Sterne

Die meisten Delta Scuti Sterne gehören der Population I an, manche vielleicht auch der Population II. Ihre Perioden sind kürzer als 0,3 Tage. Amplituden bis einige Zehntel mag kommen vor; frühere Bezeichnungen für Veränderliche dieser Gruppe mit eher großen Amplituden: "Zwergcepheiden", "RRs-Veränderliche", "AI-Velorum-Sterne". Absolute Helligkeiten: 0^M bis $+3^M$, Durchmesser um 3 Sonnendurchmesser, Massen etwa 2 Sonnenmassen. Neben radialen selten auch nichtradiale Schwingungsmodi angeregt.



(Lit.1)

3. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

Pulsationen bei Roten Riesensternen

Die Ursachen der Pulsation bei Roten Riesensternen sind weitgehend ungeklärt. Die Helligkeitsvariation wird durch die Bildung von Kohlestoffteilchen ("Ruß") in den äußersten Schichten des Sternes mitbestimmt. Die Pulsation der Sterne steuert den Zyklus der Bildung und des Abbaues des Rußes. Die durch den Ruß absorbierte Lichtstrahlung wird als Infrarotstrahlung wieder abgegeben. Die Änderung der Gesamtstrahlung in allen Wellenlängen (meßbar als bolometrische Helligkeit) ist daher im Vergleich zur Helligkeitsänderung im sichtbaren Bereich sehr gering.

- Mira Sterne

Die Sterne dieses Typs sind gekennzeichnet durch Lichtwechselamplituden größer als 2^m ; Sterne mit kleineren Amplituden faßt man unter der Bezeichnung Z Aqr - nach dem Prototyp - zusammen.

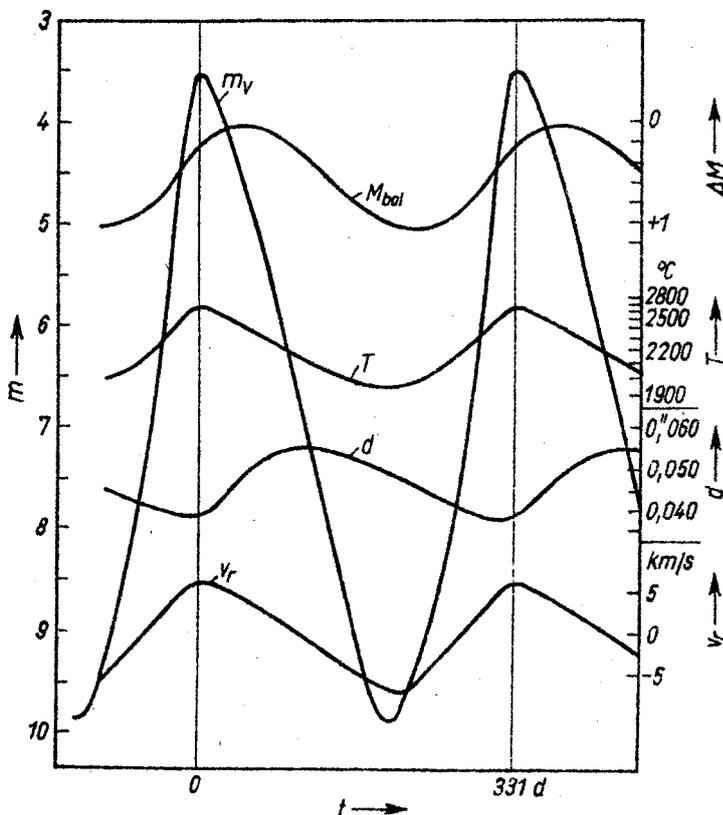
Die Perioden liegen zwischen etwa 90 und über 1000 Tagen (der längstperiode Mirastern ist BX Mon mit einer Periode von 1374 Tagen). Am häufigsten treten Perioden um 278 Tage auf.

Unter den Mirasternen findet man die Spektralklassen M, Me, S, N, R, C.

Die Massen dieser Sterne liegen in der Größenordnung einer Sonnenmasse, deren absolute Helligkeiten im visuellen Bereich etwa zwischen 0^M bis -3^M im Maximum.

Der Prototyp, Omikron Ceti, der den Namen "Mira", "die Wunderbare" trägt, wurde am 13.8.1596 von dem Holländer David Fabricus entdeckt. Er hielt den neuen Stern für eine Nova. Erst 1603 nahm Bayer den Stern mit 4. Größe in seinen Sternatlas auf. Später fiel das Fehlen des Sternes auf, und bald war die Veränderlichkeit von Mira entdeckt. Aus dieser Zeit stammt der Name.

Zeitlicher Verlauf von Helligkeit, Temperatur, Durchmesser und Radialgeschwindigkeit des Sternes Mira.



(Lit.1)

4. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

- Halbregelmäßige, Unregelmäßige und RV Tauri Sterne

Klassifikation:

SRa: Riesensterne der Spektralklassen M, C, S mit stark veränderlichen Lichtkurven aber ähnlicher Periodenstabilität wie bei den Mirasternen, kleinere Amplituden als diese.

SRb: Riesensterne der Spektralklassen K, M, C, S. Eine Periode ist in der Lichtkurve erkennbar, diese wird aber zeitweise durch unregelmäßige Lichtschwankungen unterbrochen.

SRc: Überriesen der Spektralklassen G8 bis M6. Fast regelloser Lichtwechsel, kleine Amplituden. Lange Wellen und gelegentliche Stillstände kennzeichnen die Lichtkurve.

SRd: Riesen und Überriesen der Spektralklassen F bis K. Uneinheitliche Gruppe. Enthält u.a. Sterne, die einen W Virginis ähnlichen Lichtwechsel mit zeitweiligen Unregelmäßigkeiten aufweisen.

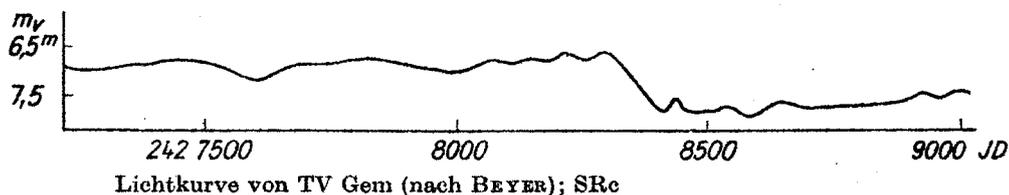
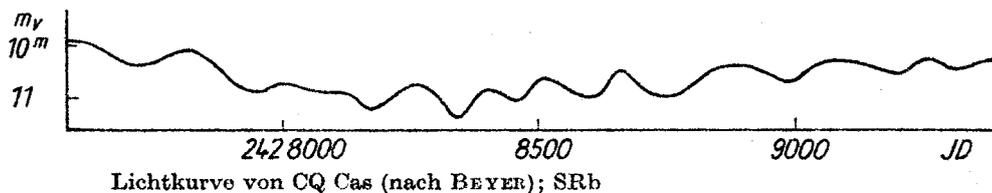
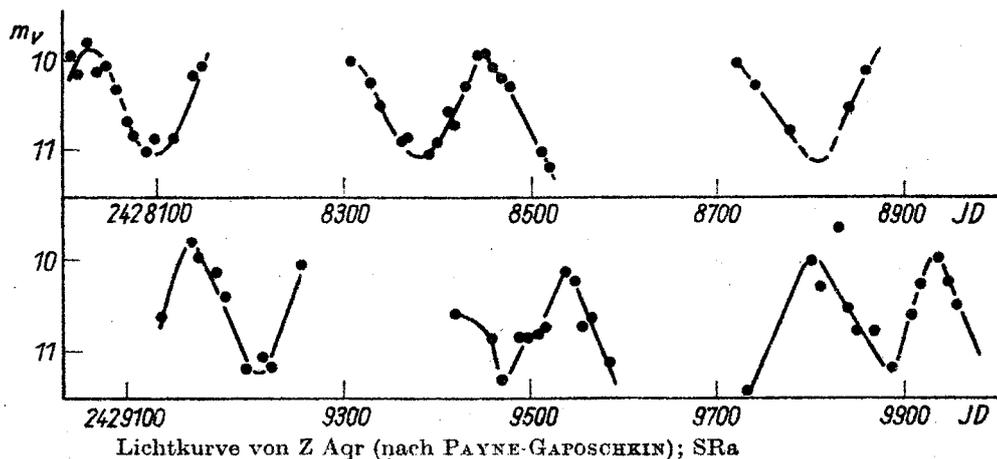
Lb: Riesensterne der Spektralklassen F bis M, C, S. Langsamer, unregelmäßiger Lichtwechsel.

Lc: Überriesen später Spektralklassen. Langsamer unregelmäßiger Lichtwechsel.

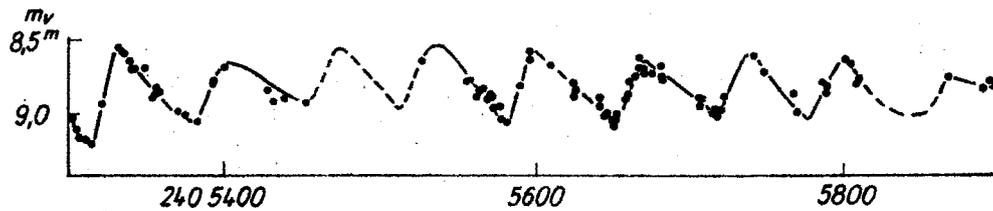
RV Tauri Sterne: Sterne der Spektralklassen F bis K. Spektren zeigen um die Maxima Emissionslinien des Wasserstoffs, die die Absorptionslinien beidseitig flankieren. Untergruppen

RVa: Beta-Lyr ähnlicher Lichtwechsel mit spitzen Maxima. Nebenminima und Hauptminima wechseln einander langsam ab.

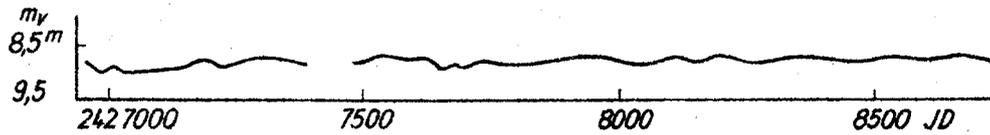
RVb: Dem typischen Lichtwechsel ist eine sehr langsame Schwankung großer Amplitude überlagert.



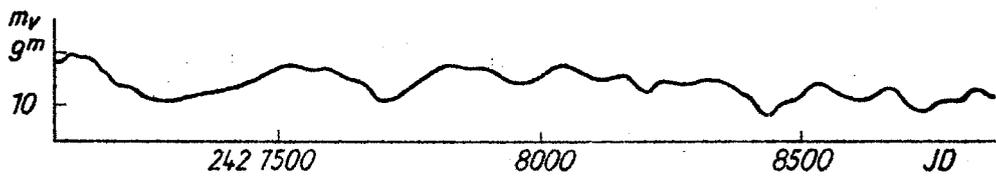
5. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne



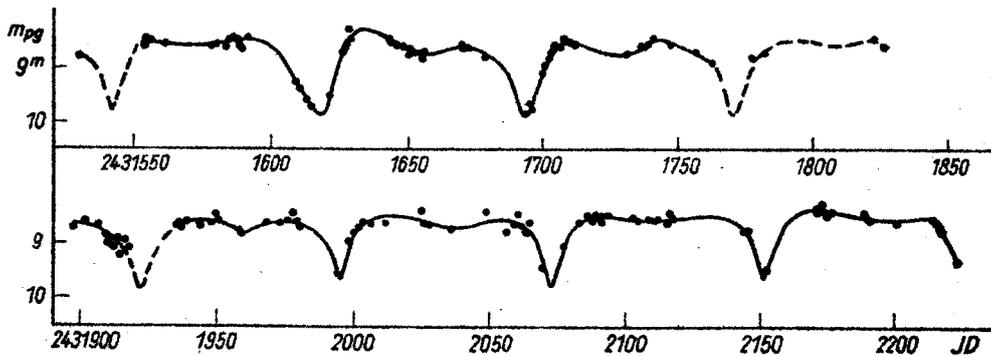
Lichtkurve von S Vul (nach SCHÖNFELD); SRd



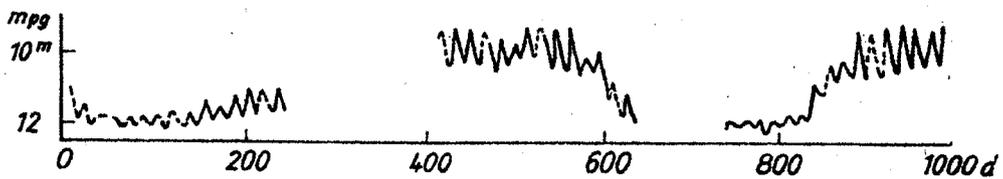
Lichtkurve von CO Cyg (nach BEYER); Lb



Lichtkurve von TZ Cas (nach BEYER); Lc



Lichtkurve von V Vul (nach AHNERT); RVa



Lichtkurve von SX Cen (nach Helligkeitsschätzungen am Harvard-Observatorium); RVb

6. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

Nichtradial pulsierende Sterne

Es sind Sterne, die sich nicht aufblähen und dann zusammensinken, sondern bei denen sich die Schwingung entlang der Oberfläche ausbreitet. Eine der möglichen Ursachen: Gezeitenwirkung durch Umlauf eines Begleiters.

- Beta Cephei Sterne

Massereiche Sterne der Spektralklassen B0 bis B2, die sich schon von der Hauptreihe wegentwickeln. Sie kommen in relativ jungen Assoziationen vor. Die Lichtwechselamplituden liegen um etwa $0,1^m$, die Perioden liegen im Bereich zwischen etwa 3 bis 7 Stunden

Die Veränderlichkeit des Prototyps Beta Cephei wurde 1902 von Dr. E. B. Frost am Yerkes-Observatorium entdeckt.

Eine andere Bezeichnung für diese Gruppe ist nach Beta Canis Majoris.

- ZZ Ceti Sterne

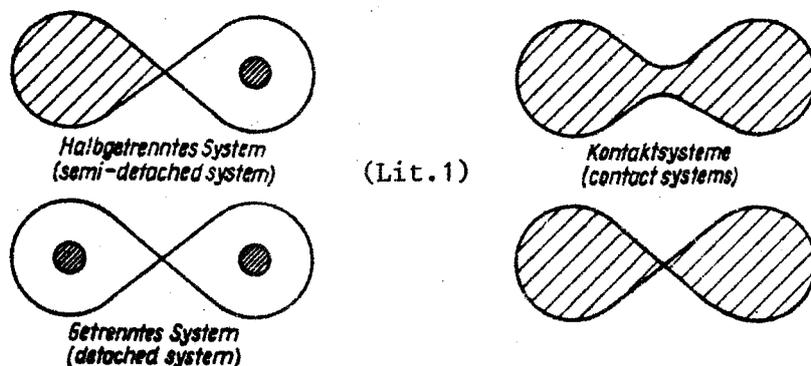
Hier handelt es sich um weiße Zwerge der Spektralklasse dA mit einer Oberflächentemperatur um 10000K. Die Dichte der Sternmaterie ist etwa 1 t/cm^3 . Die Perioden liegen zwischen 100 bis 1000 Sekunden, die Amplituden unter $0,3^m$. Die Spektren dieser Sterne zeigen nur die Wasserstoffabsorptionslinien der Balmerreihe.

Die Elemente sind in Weißen Zwergen schichtförmig angeordnet: Im Zentrum Kohlenstoff und Sauerstoff, dann Helium und als äußerste Schicht Wasserstoff. Ionisationsschichten an den äußeren Schichtgrenzen von He und H bewirken die Schwingungen der Sternoberfläche.

Der Prototyp ZZ Ceti zeigt zwei Schwingungsperioden. Jene mit 212,864s weist eine Amplitude von $0,01^m$ auf, jene mit 273,0s eine im Laufe etwa eines Tages veränderliche Amplitude zwischen $0,001^m$ und $0,01^m$.

2. Bedeckungsveränderliche

Es handelt sich um enge Doppelsternsysteme, die nur im Spektrum durch periodische Dopplerverschiebung der Spektrallinien ihren Doppelsterncharakter verraten. Wenn wir nahezu in deren Bahnebene liegen, dann bedecken die beiden Sterne einander zweimal während ihres Umlaufes umeinander. Daraus ergibt sich der Bedeckungslichtwechsel. Durch die geringe Distanz beider Sterne ergeben sich auch gegenseitige physische Beeinflussungen (durch Gravitation, elektromagnetische Strahlung, Magnetfelder).

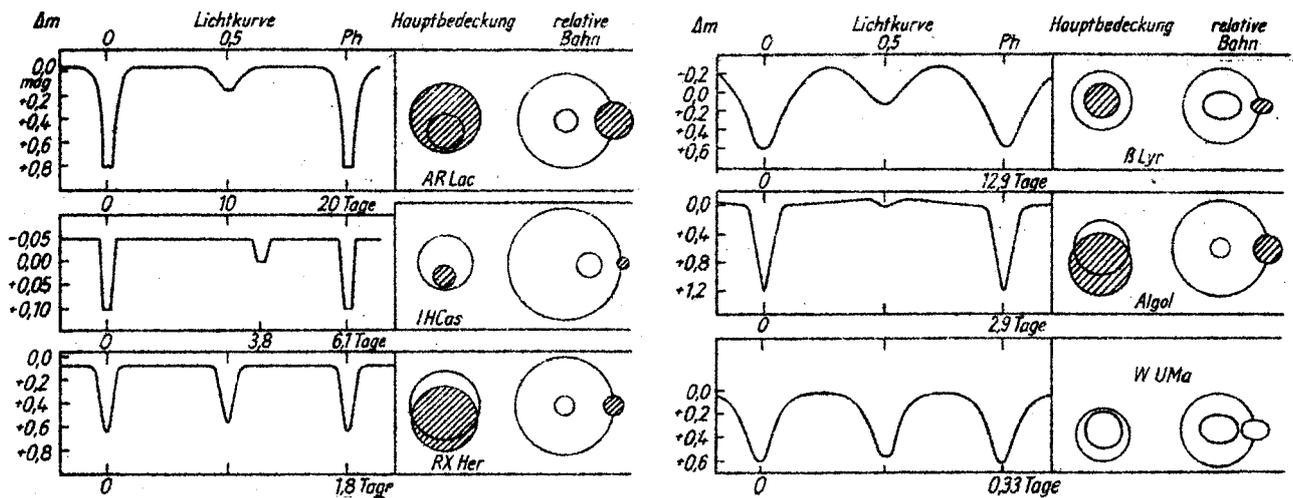


- W Ursae Majoris Systeme

Dies ist wahrscheinlich die häufigste Art von Bedeckungsveränderlichen. Es handelt sich um Kontaktssysteme, das heißt daß beide Sterne ineinander fließend übergehen. Beide Sterne sind annähernd gleichgroße, gleichhelle Hauptreihensterne mit einem Masseverhältnis um 2:1 und Umlaufzeiten unter einem Tag.

Der Prototyp, W UMa, wurde 1903 von G. Müller und P. Kempf in Potsdam entdeckt. Die beiden Sterne dieses Systems berühren einander fast, sie sind von einer gemeinsamen Atmosphäre umgeben; ihre Distanz ist nur etwa 1,6 Millionen km. Beide Sterne sind eiförmig deformiert und umkreisen einander in knapp mehr als 8 Stunden einmal. Dabei sind sie zwischen 120 bis 240 km/s schnell auf ihren Bahnen unterwegs.

7. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne



(Lit.1)

Verschiedene Formen von Bedeckungslichtkurven. Die jeweils rechte Hälfte der Darstellung zeigt die Stellung der Sterne, wenn der hellere den dunkleren Stern bedeckt und die verkleinerten Bahnen.

- Beta Lyrae Systeme

Hier handelt es sich um Kontaktsysteme mit Sternen ungleicher Helligkeit. Die Lichtkurve zeigt unterschiedlich tiefe Minima, je nachdem, ob der hellere oder der schwächere Stern verdeckt wird.

Die Veränderlichkeit von Beta Lyrae selbst wurde 1784 von dem Amateurastronomen John Goodricke entdeckt.

Bei diesem System umkreisen die zwei Sterne einander in 35 Millionen km Abstand. Sie besitzen eine gemeinsame Atmosphäre und weisen einen Massenaustausch auf; die Periode wird um 9,4 Sekunden pro Jahr länger. Dem System dürfte Masse in den interstellaren Raum verloren gehen. Die veränderliche Gashölle um den Sekundärstern verursacht Änderungen in der Lichtkurve und der Helligkeit im Laufe von Jahren.

- Algol-Systeme

Getrennte und halbgetrennte Sternpaare bilden diese Gruppe. Die Lichtkurve weist einen linearen, nahezu horizontal verlaufenden Abschnitt auf.

Der masseärmere, schwächere Stern ist schon zum Unterriesen geworden, während die massereichere und hellere Primärkomponente noch ein Hauptreihenstern ist. Dieses evolutionäre Paradoxon kann durch die Annahme von Massenaustausch vom früher helleren und massereicheren Sekundärstern zum Primärstern erklärt werden.

Der Prototyp dieser Gruppe ist Beta Persei. Sein Name, Algol, stammt vom arabischen "Al Ra's al Ghul" und bedeutet "der Dämonen(Medusen)kopf". Die Veränderlichkeit dieses Sternes war vermutlich schon den arabischen Astronomen bekannt. Die ersten gesicherten Beobachtungen machte aber 1667 der italienische Astronom Geminiano Montanari in Bologna. Die Regelmäßigkeit der Veränderlichkeit wurde zuerst 1782 von John Goodricke bemerkt, der auch die Vermutung äußerte, es handle sich um eine Bedeckung des Sterns durch einen ihn umkreisenden dunklen Begleiter. Erst 1889 konnte H.C.Vogel in Potsdam durch die Beobachtung der Dopplerverschiebung der Spektrallinien diese Theorie bestätigen.

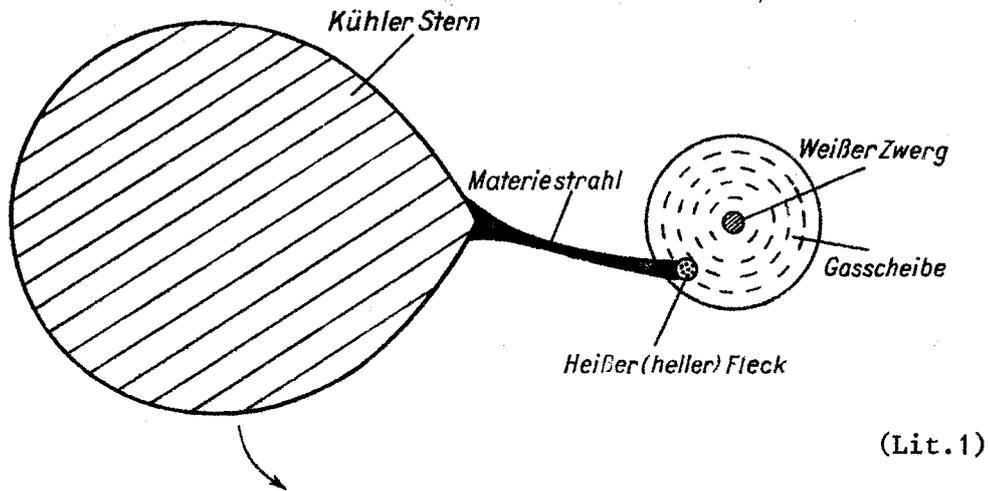
In der Lichtkurve ist ein leichter Anstieg der Helligkeit zum Nebenminimum hin und ein leichter Helligkeitsabfall danach zu bemerken. Dieser Effekt wird durch Reflexion des Lichtes der Primärkomponente von der Sekundärkomponente verursacht ("Sternphasen" ähnlich den Phasen des Erdmondes).

3. Eruptive Veränderliche

Kataklysmische Veränderliche

Hier handelt es sich um sehr enge Doppelsternsysteme, bei denen beide Komponenten einander stark beeinflussen. Viele der verschiedenen Effekte bei diesen Systemen werden durch Materiefluß zwischen den Sternen hervorgerufen.

Modell eines kataklysmischen Veränderlichen

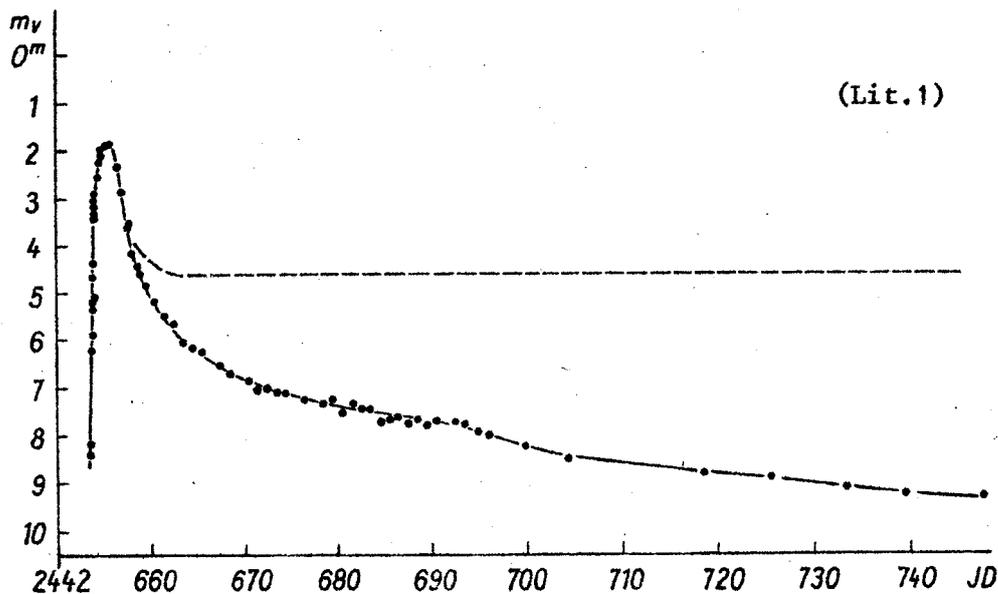


Primärkomponente	Sekundärkomponente			
	Hauptreihe (oder Unterreihe)	Riese	Weißer Zwerg	Neutronenstern
Hauptreihe (oder kühler Unterzweig)	klassische Bedeckungssterne mit Wechselwirkung)		—	—
Weißer Zwerg	starkes Magnetfeld	Polare (AM Her), Novae (?)	Symbiotische Sterne (Z And, sehr langsame Novae, rekurrierende Novae)	AM CVn
	schwaches Magnetfeld	Zwergnovae (U Gem), Novae		
Neutronenstern	starkes Magnetfeld	massearme Röntgenpulsare (HZ Her)	massereiche Röntgenpulsare, Symbiotische Röntgensterne (V 2116 Oph)	KZ TrA, 4U 1915-05?
	schwaches Magnetfeld	Röntgenburster		
Massereiches kompaktes Objekt (> 3 Sonnenmassen)	?	V 1357 Cyg (= Cyg X-1)	?	Doppelpulsar (PSR 1913+16)

(Lit.1)

- Novae

Von der Gasscheibe auf den Weißen Zwerg fallender Wasserstoff sammelt sich an dessen Oberfläche, bis Temperatur und Druck am Boden dieser Wasserstoffschicht ausreicht, um eine thermonukleare Reaktion auszulösen. Explosionsartig wird genug Energie frei, um die oberste Schicht auf mehr als Entweichgeschwindigkeit zu beschleunigen. Die durchschnittliche absolute Helligkeit, die während eines solchen Ausbruchs erreicht wird ist -7^M6 . Während eines Jahres strömen etwa 10^{-7} Sonnenmassen Materie zum weißen Zwerg.



Lichtkurve der Nova V1500 Cyg (1975) nach Young u. Mitarb. (1976);
gestrichelt: Verlauf der bolometrischen Helligkeit nach Truran

- U Geminorum Sterne

Bei diesen Systemen strömen etwa 10^{-8} Sonnenmassen pro Jahr vom kühleren Begleiter zum weißen Zerg. Die Ausbrüche sind von geringerer Intensität als bei den Novae, es kann daher die fortgeschleuderte Materie nicht vom System entweichen. Mögliche Ursachen für die Explosion:

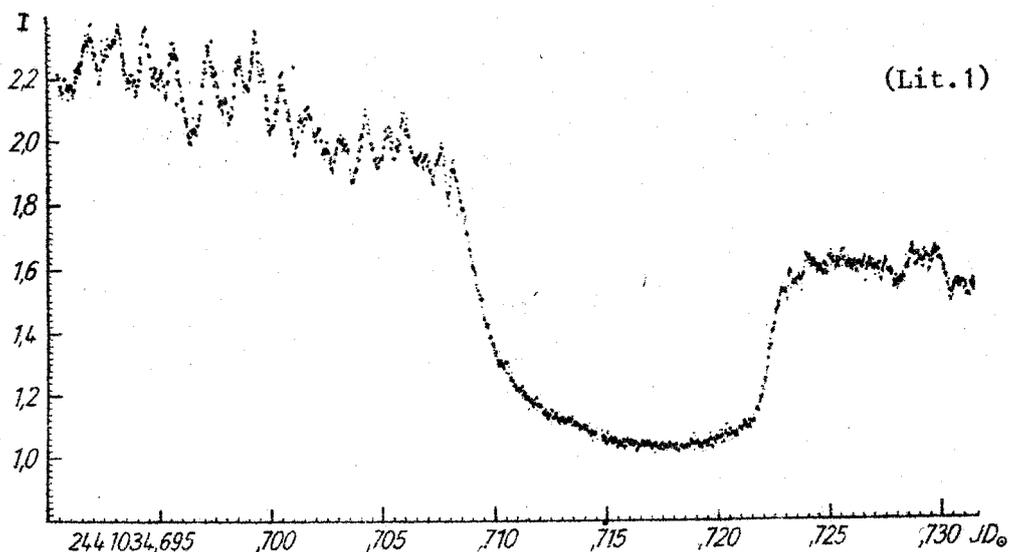
- a) Wegen anderer chemischer Zusammensetzung des weißen Zwerges wird bei den thermonuklearen Reaktionen nicht so viel Energie frei wie bei einem Nova-Ausbruch. Die Explosionen sind schwächer, dafür aber häufiger. Das fortgeschleuderte Material wird in der Gasscheibe abgebremst und heizt diese auf.
- b) Durch Instabilitäten des Begleiters verursachte quasiperiodische Änderungen im Materiefluß zur Gasscheibe. Dadurch bedingte Änderung der Leuchtkraft der Gasscheibe.
- c) Instabilitäten in der Gasscheibe.

Die durchschnittliche absolute Helligkeit, die beim Ausbruch erreicht wird, liegt etwa im Bereich zwischen $+2^M$ bis $+4^M$.

Der Prototyp, U Geminorum, wurde 1855 von J.R.Hind entdeckt. Der Stern zeigt auch einen Bedeckungslichtwechsel mit einer Periode von 0,177808 Tagen. Im Abstand von einigen Monaten zeigt der Stern Helligkeitsausbrüche um etwa 5^m , während dem der Bedeckungslichtwechsel unbeobachtbar wird. Der Anstieg zur maximalen Helligkeit dauert 1-2 Tage. Zwei Arten von Maxima treten auf: solche von etwa 17 Tagen und solche mit etwa 9 Tagen Dauer.

Die Bedeckungslichtkurve zeigt die raschen Helligkeitsänderungen (Flackern), vor allem vor der Bedeckung. Dies wird durch das Auftreffen der Materie auf die Gasscheibe hervorgerufen, denn dort entsteht ein heißer Fleck, von dem auch ein Großteil des Lichtes ausgeht.

10. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne



Bedeckungslichtkurve von U Gem; Verschwinden des «flickering» während der Bedeckung des «Hellen Flecks» durch die Sekundärkomponente (nach WARNER).

- Polare

Durch das starke Magnetfeld der Primärkomponente (weißer Zwerg) wird der Materiestrahl auf dessen Pole gelenkt; es bildet sich keine Gasscheibe. Beim Aufprall der Materie wird Röntgenstrahlung erzeugt; diese erhitzt wiederum die dem weißen Zwerg zugewandte Seite des kühlen Sekundärsterns, von dem die Materie kommt.

Faktoren, die die Form der Lichtkurve bestimmen:

- a) Drehung der birnenförmig deformierten Sekundärkomponente.
- b) Sichtbarkeit des durch die Röntgenstrahlung auf der Sekundärkomponente hervorgerufenen heißen Flecks.
- c) Veränderung der Projektion des Materiestrahls durch den Umlauf der Sterne.

- Massearme Röntgenpulse

Modell wie Polare, nur ist die Primärkomponente ein Neutronenstern; der Aufprall der Materie auf dessen Oberfläche setzt deshalb etwa 1000mal mehr Energie frei.

HZ Her wurde 1972 von Liller als Röntgenquelle Her X-1 identifiziert.

Ein Neutronenstern rotiert mit einer Periode von 1,24 Sekunden. Die von dessen Polen ausgesandte Röntgenstrahlung zeigt deshalb einen Leuchtturmeffekt: alle 1,24 Sekunden werden Röntgenblitze beobachtet. Optische Gegenstücke dieser Blitze sind manchmal mit sehr kleiner Amplitude zu sehen. Dieser Neutronenstern umkreist einen FO-Stern mit einer Umlaufzeit von $1,70017^d$. Die dem Neutronenstern zugekehrte und daher der starken Röntgenstrahlung ausgesetzte Seite des FO-Sterns wird aufgeheizt und erscheint als B8-A0 Stern. Durch diesen Effekt ergibt sich eine Amplitude von 1^m5 im blauen Spektralbereich mit einer Periode von $1,70017^d$.

HZ Her kann auch mehrere Jahre hindurch inaktiv sein. In dieser Zeit, in der keine Röntgenstrahlung freigesetzt wird, erscheint uns der Sekundärstern als FO. Es treten dann nur geringe Amplituden auf, die Blauhelligkeit liegt dann bei etwa $+15^m$.

- Röntgenburster

Ähnlich den Novae, nur ist die Primärkomponente ein Neutronenstern. Der von der Gasscheibe auf die Oberfläche des Neutronensterns stürzende Wasserstoff wird spontan in Helium umgewandelt. Sind Druck und Temperatur des aufgesammelten Heliums groß genug geworden, so findet eine nukleare Explosion statt, so daß die Helligkeit des Sterns für einige Sekunden im Röntgenbereich um den Faktor 10, im sichtbaren Licht um den Faktor 2 ansteigt. Zwischen zwei Ausbrüchen vergehen je nach Objekt Stunden bis Tage.

11. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

- Symbiotische Sterne

Die spektralen Kennzeichen dieser Gruppe sind Absorptionslinien eines kühlen Sterns und Emissionslinien hoch angeregter Ionen.

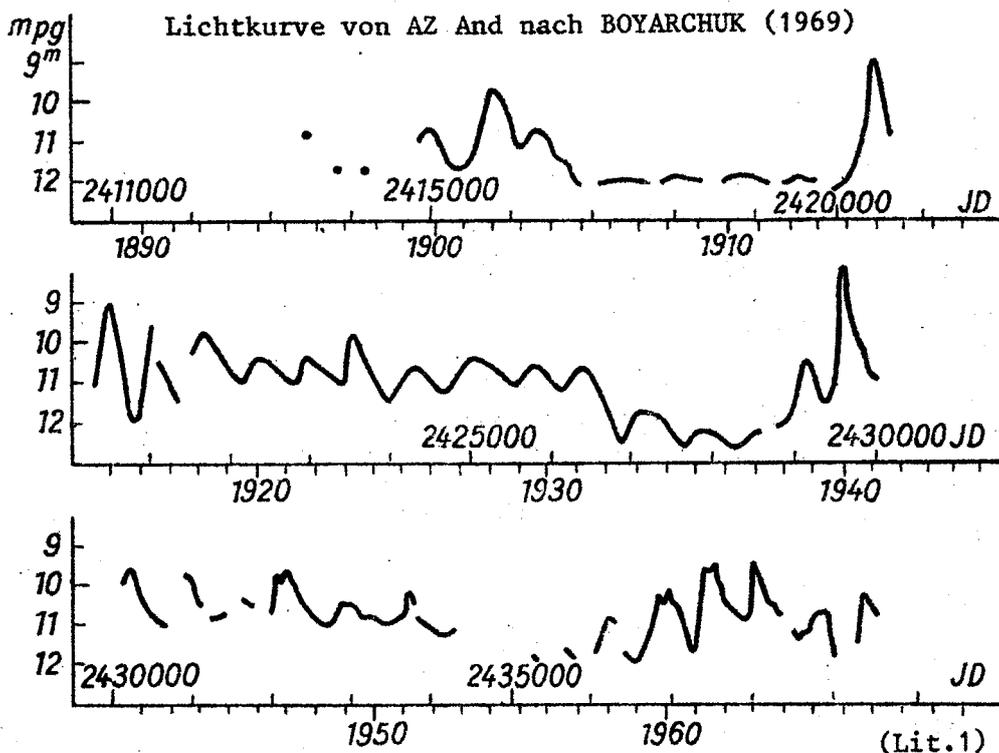
Ein Riesenstern der Spektralklasse M, selten G oder K, mit einem Durchmesser von etwa 100 Sonnendurchmessern und ein heißer Unterzwerg oder weißer Zwerg mit weniger als 0,5 Sonnenmassen und 100000K Oberflächentemperatur umkreisen einander mit einer Umlaufzeit in der Größenordnung von Jahren. Die absolute Helligkeit des Systems liegt um -3^M bis -4^M .

Beide Sterne sind von Gashüllen umgeben, die vom Riesenstern durch dessen Sternwind oder Pulsation (Mira-Stern) abgegeben werden. Die heiße Primärkomponente sammelt Gasmaterie auf und erzeugt hochangeregte Emissionslinien in der Gashülle sowie niedrig angeregte Emissionslinien in der ihr zugewandten Seite des Riesensterns.

Die Veränderlichkeit kann verschiedene Ursachen haben:

- a) Gashülle, deren Durchsichtigkeit bzw. Anregung
- b) heiße Primärkomponente, Veränderung der Massenaufsammlungsrate, ev. Kernexplosionen.
- c) Pulsationen des Riesensterns (Mira-Typ).
- d) Bedeckungslichtwechsel
- e) Rotationslichtwechsel durch Reflexion des Lichtes des helleren Sterns am dunkleren Stern.

Z Andromedae zeigt in der Lichtkurve Helligkeitsausbrüche bis 4^m im Abstand von 10-20 Jahren sowie kleinere periodische Schwankungen mit einer Periode von etwa 700 Tagen. Es handelt sich um einen roten Riesen (Spektralklasse M) und einen heißen B-Unterzwerg. Das Spektrum zeigt während eines Ausbruchs breite Emissionslinien (novaähnliches Hüllenspektrum, P Cygni-Profil).



- Massereiche Röntgenpulsare

Ein Überriese frühen Spektraltyps mit einer Masse von etwa 20 bis 40 Sonnenmassen, der optisch dominant ist, wird von einem Neutronenstern, der die Quelle der Röntgenstrahlung ist, umkreist. Der Abstand der beiden Sterne ist groß, demzufolge ist auch die Umlaufzeit größer als 2 Tage. Der Anteil der in sichtbares Licht umgewandelten Röntgenstrahlung ist deshalb auch gering, sodaß sich nur eine kleine Amplitude um einige Zehntel Größenklassen im sichtbaren Spektralbereich ergibt. Die Röntgenstrahlung entsteht durch Auf sammeln des starken Sternwindes des Überriesen durch den Neutronenstern.

4. Entwicklungsmäßig extrem junge Sterne

- T Tauri Sterne

Alter: hunderttausend bis eine Million Jahre, Temperaturen 3000-5000K, Spektralklassen G bis M, absolute Helligkeiten $+3^M$ bis $+7^M$. Diese Sterne treten in Gruppen in den sogenannten T-Assoziationen auf. Wir finden sie in unmittelbarer Nähe zu Staub- und Molekülwolken. In den Spektren zeigen sich Emissionslinien von H, He, von neutralen und einmal ionisierten Metallen, z.B. Fe, die in einer chromosphäreähnlichen Hülle entstehen dürften. Die Sterne sind die Quelle starker Infrarotstrahlung, die von etwa 1000K heißem Staub herrührt. Anzeichen gewaltigen Massenverlustes sind bei einigen Sternen zu erkennen, bei anderen wiederum scheint Materie auf den Stern einzufallen. Lithium ist etwa 100mal häufiger als in der Sonne; diese Überhäufigkeit findet man auch in irdischem Eruptivgestein und in Chondrit- und Silikatmeteoriten. Es handelt sich dabei offenbar um eine Erscheinung der Frühphase der Sternentwicklung. Herbig-Haro Objekte treten in der Umgebung von T Tauri Sternen auf und werden durch sie beleuchtet. Die Lichtkurve der T Tauri Sterne ist durch irregulären Lichtwechsel gekennzeichnet.

T Tauri und der mit ihm assoziierte veränderliche Nebel NGC 1555 wurden von J.R.Hind im Oktober 1852 entdeckt. Danach ist der Nebel mehrmals schwächer, zeitweise sogar unbeobachtbar geworden. Die Position des Nebels veränderte sich ebenfalls. Anfangs lag er etwa $40''$ südwestlich von T Tau, heute liegt er westlich von T Tau; auch ist er im Laufe der letzten 50 Jahre deutlich heller geworden.

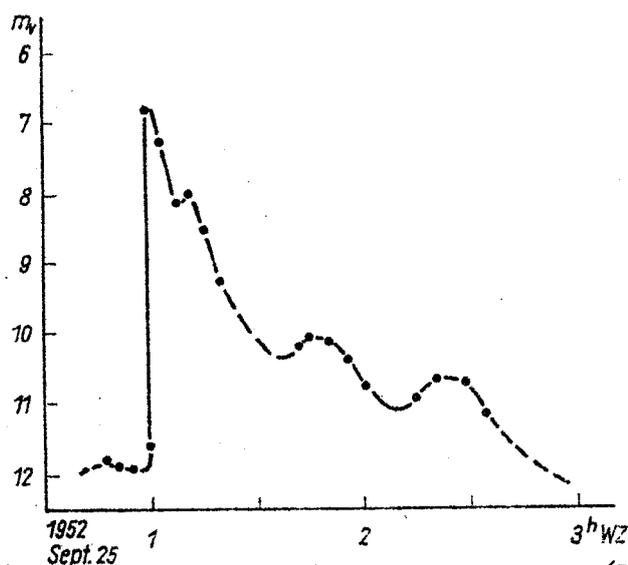
Das Spektrum von T Tauri verändert sich unabhängig vom Lichtwechsel zwischen G4 und G8.

- Flare-Sterne

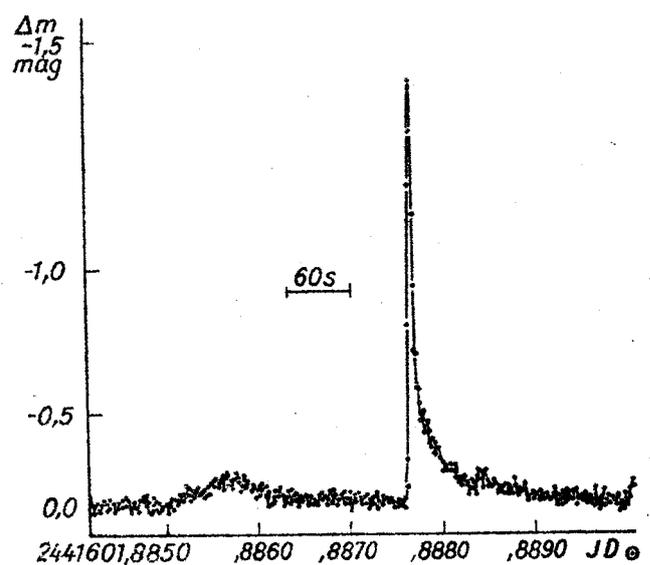
Es handelt sich um rote Zwergsterne der Spektralklassen K0 bis M6, die starke Helligkeitsausbrüche zeigen, welche in Minuten, manchmal aber auch in 10 Sekunden (Spike-Flare) ablaufen. Diese Sterne treten häufig in T-Assoziationen und jungen Sternhaufen auf, teilweise in der Nähe von interstellaren hellen oder dunklen Nebeln. Es tritt durchschnittlich etwa ein Flare heller als $0,1^m$ in einer Stunde auf. Während eines Ausbruchs werden die Emissionslinien von H und He wesentlich heller und das Kontinuum zeigt einen Blauüberschuß. Gleichzeitig mit den optischen Flares treten Radiobursts auf.

UV Ceti ist ein Flarestern, der die schwächere Komponente des 1949 von W.J.Luyten entdeckten Doppelsternsystems L 726-8 ist.

Extremes Flare von UV Ceti



Spikeflare von UV Ceti



(Lit.1)

5. Heiße Hüllensterne

- S Doradus Sterne

Kennzeichnend für diese extrem hellen und massereichen Objekte ist ein langsamer, unregelmäßiger Lichtwechsel im Laufe von Jahren. Deren absolute Helligkeiten liegen zwischen etwa -6^M bis -10^M , Spektralklassen B bis A, Massen um etwa 50 Sonnenmassen.

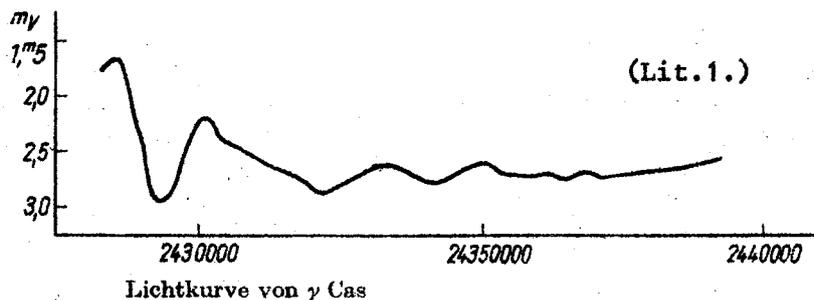
Bei manchen Objekten finden wir einen extrem hohen Massenverlust, im Fall von P Cygni etwa 10^{-4} Sonnenmassen pro Jahr, bei Eta Carinae gar 0,1 Sonnenmassen pro Jahr!

Die mögliche Entwicklung von S Dor kann wie folgt skizziert werden: Ein Stern der Spektralklasse O mit 60 Sonnenmassen verliert langsam Masse; mit abnehmender Temperatur und Masse nimmt die Massenverlustrate schnell zu, bis zum jetzigen Wert von $7 \cdot 10^{-4}$ Sonnenmassen/Jahr. Nach einigen Zehntausend Jahren ist die Wasserstoffatmosphäre weggeblasen; eine Heliumatmosphäre bleibt und der Stern wird wieder heißer und tritt als Wolf-Rayet-Stern in Erscheinung.

- Gamma Cassiopeiae Sterne

Sterne dieser Gattung erleiden einen großen Masseverlust. Die Ursache dafür sind große Fliehkräfte auf Grund sehr schneller Rotation. Die beobachteten äquatorialen Geschwindigkeiten erreichen etwa 400km/s. Unterstützt wird das Abströmen der Materie durch den starken Strahlungsdruck dieser heißen Sterne. Ein Teil der Materie besitzt die richtigen Drehmomente, um eine Gasscheibe um den Sternäquator (Be-Sterne) oder eine Hülle um den Stern zu bilden. Veränderungen in diesen Gebilden sind für die Veränderlichkeit dieser Sterne verantwortlich.

Typisch sind lange, flache Wellen mit einer Länge von etwa 50 bis 100 Tagen in der Lichtkurve. Die meisten Sterne weisen geringe Amplituden des Lichtwechsels auf, welcher oft nur lichtelektrisch nachweisbar ist.



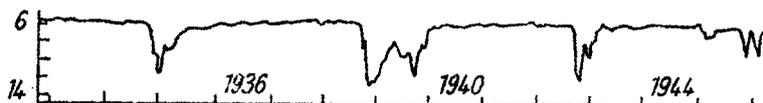
6. R Coronae Borealis Sterne

Sie zeigen ein helles Normallicht, das von tiefen Minima mit sehr unregelmäßigem Lichtkurvenverlauf unterbrochen wird.

Es handelt sich vermutlich um wasserstoffarme, kohlenstoffreiche Sterne mit absoluten Helligkeiten zwischen -3^M und -5^M .

Der Lichtwechsel dieser Sterne wird vermutlich durch eine Verdunkelung durch Wolken aus Kohlenstoff-Partikeln verursacht. Die Sterne zeigen einen Infrarotüberschuß durch thermische Strahlung einer zirkumstellaren Staubhülle.

Lichtkurve von R CrB in den Jahren 1933 bis 1945

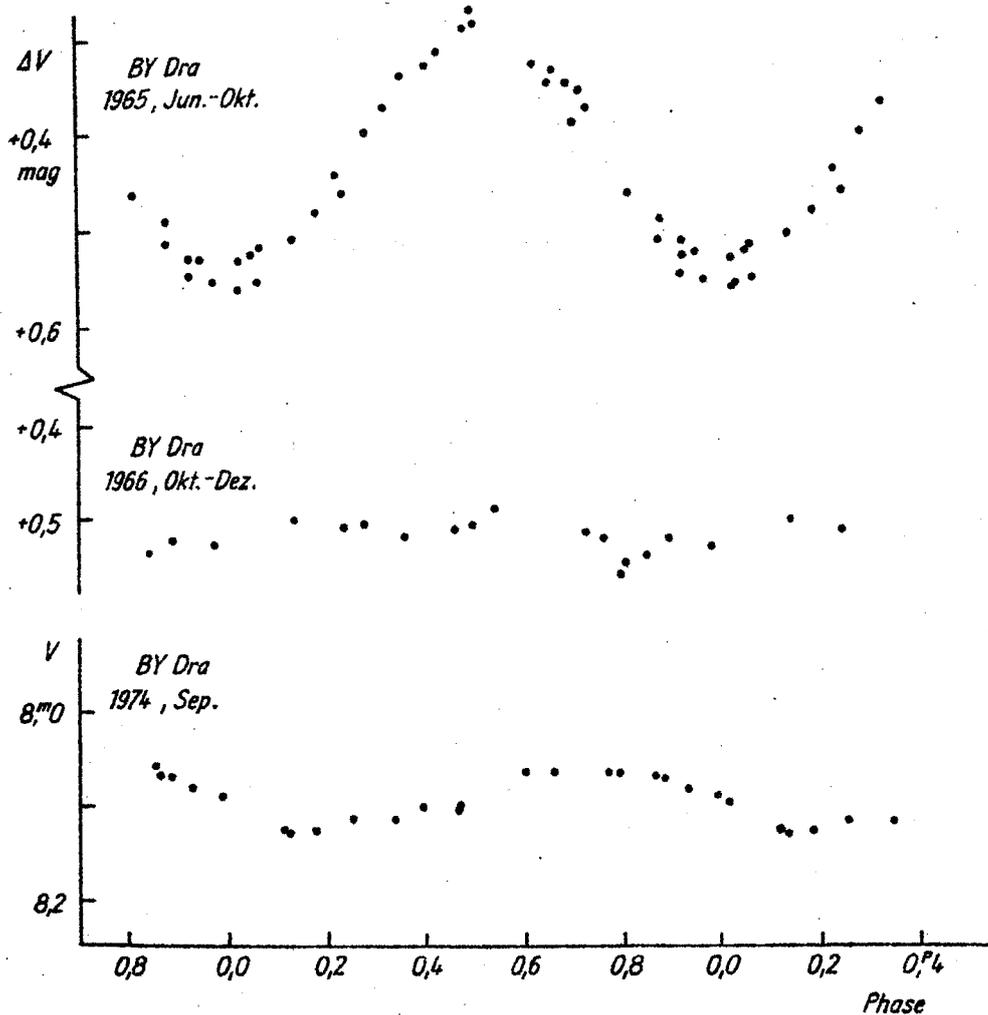


(Lit.1)

14. Fortsetzung Referat: Übersicht Veränderliche Sterne

7. BY Draconis Sterne

Die Veränderlichkeit dieser Sterne beruht vermutlich auf der Entwicklung von ausgedehnten Aktivitätszentren in der Photosphäre (große "Sternflecken"). Es handelt sich um Emissionsliniensterne später Spektralklassen, die periodische Helligkeitsschwankungen mit veränderlicher Amplitude aufweisen (von 0^m bis 0^m5). Die Form der Lichtkurve variiert, die Perioden betragen meist einige Zehntel Tage bis einige Tage.



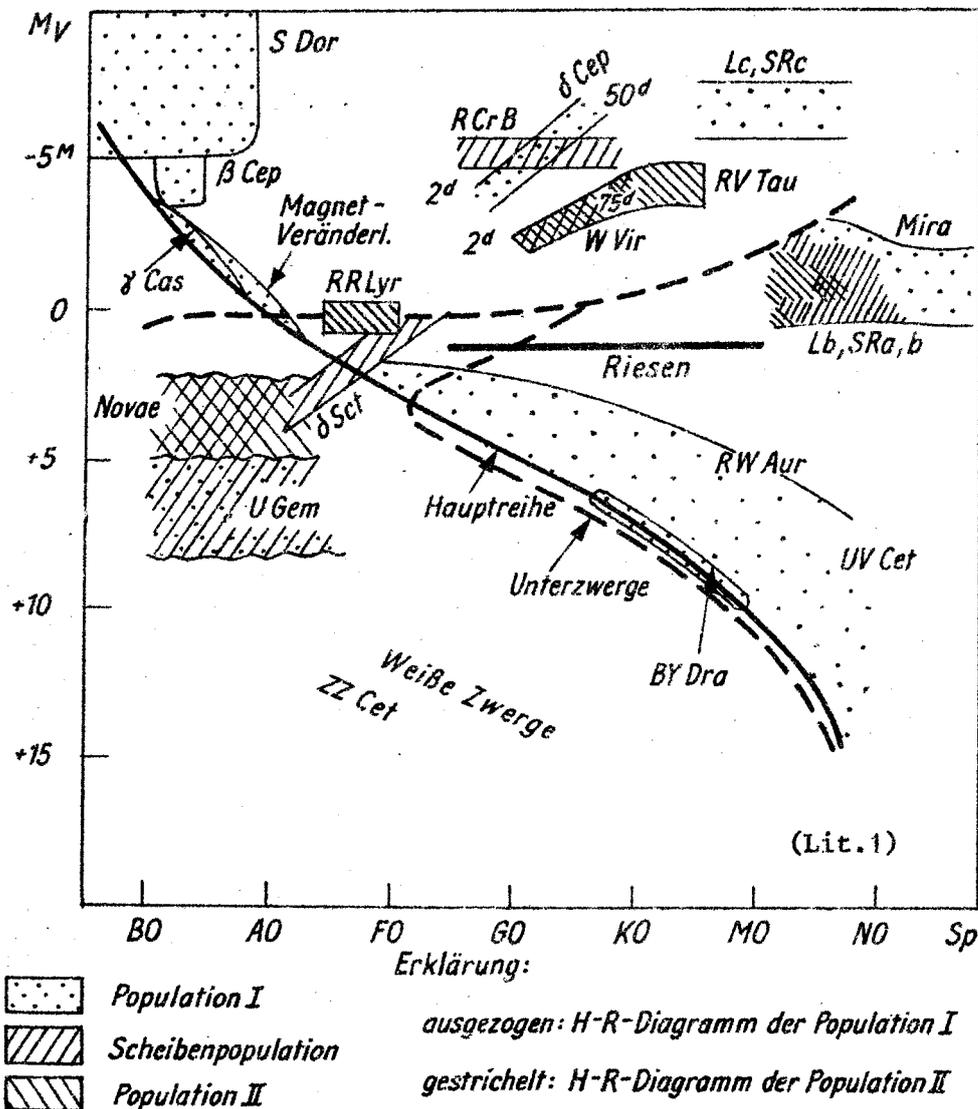
Lichtkurven von BY Dra im visuellen Bereich, nach Rodono (1980)

(Lit.1)

8. Alpha2 Canum Venaticorum Sterne (Magnetsterne)

Die Spektralklasse ist Ap. Die Lichtwechselamplitude liegt meist unter 0,1^m. Ihre Magnetfelder haben ähnliche Stärke wie bei Sonnenflecken; Ungewöhnliche Häufigkeit der Elemente der Fe-Gruppe (10-100x Sonnenhäufigkeit), Sr, Y, Zr (1000x Sonnenhäufigkeit) und seltene Erden (300 bis über 1000x Sonnenhäufigkeit); Veränderlichkeit von Magnetfeldern, Spektren und Helligkeiten.

LAGE DER VERÄNDERLICHEN IM HERTZSPRUNG-RUSSELL-DIAGRAMM (HRD)



Literatur:

- 1 Hoffmeister, Richter, Wenzel, Veränderliche Sterne, Springer-Verlag 1984
- 2 Burnham's Celestial Handbook, Vol. 1-3, Dover Publications 1978
- 3 Generalkatalog Veränderlicher Sterne, Moskau 1969-1976.
- 4 Sky And Telescope, 1986 Dec p578, 1985 Dec p540, 1984 Dec p517, 1984 Oct p306, 1984 Aug p112, 1983 May p413, 1982 Sep p216, 1982 Jul p25, 1981 Oct p300, p340, 1981 Jan p20, 1980 Sep p180, 1980 Jul p21, 1979 Feb p132, 1978 Feb p115, 1977 Dec p468, 1977 May p351, 1976 Jan p26, 1975 Jun p359, 1973 Nov p298.

Veränderlicher (Name)	Epoche 2000.0		Periode (Tage)	scheinbare Helligkeit	Spektrum	Durchm. (in Sonneneinheiten)	Masse	Leuchtkr.	Entfernung (Lichtjahre)	Bemerkungen
	Rekt.	Dekl.								
Delta Cep	22 ^h 29,2 ^m	+58°25'	5,366341	3 ^m 6 - 4 ^m 3 v	F5-G2	27-30	5	3000	1300	Lichtwechsel 1784 vom Amateurastronomen John Goodricke entdeckt. 6 ^m 3 heller Begleiter in 41" Distanz.
W Vir	13 26,0	- 3 23	17,2736	9,51-10,71v	F0-G0	20	0,5	1500	11000	1866 von E.Schönfeld entdeckt; Periode wird um 0,16 ^d /1000 Jahre länger.
RR Lyr	19 25,5	+42 47	0,56682326	7,0 - 8,0 v	A8-F7	5	0,5	3,5	200	Die Form der Lichtkurve ändert sich in 40,8 tägigem Zyklus.
Delta Sct	18 42,3	- 9 03	0,193770	4,98- 5,16b	F3	3	1,9	25	160	dürfte zum Taurus-Strom gehören; Lichtkurve ähnlich RR Lyr.
Omkron Cet "Mira"	2 19,3	- 2 59	ca. 330	ca. 3,5-9,3	M6-M9	250	1	1-200	250	Minimumhelligkeiten zwischen 8 ^m 6 und 9 ^m 6, Maximumhelligkeiten zwischen 2 ^m 6 und 4 ^m 8, Periode schwankt zwischen 304 und 355 ^d .
RV Tau	4 47,1	+26 11	79	9,8 -13,3 p	G2-M2		20	6000	20000	Periode von ca. 1300 ^d Länge ist überlagert.
Beta Cep "Alfirk"	21 28,7	+70 34	0,1904844	3,3 - 3,35p	B2			2000	750	Begleiter 8.Größe in 14" Distanz.
Beta CMa "Murzim"	6 22,7	-17 57	0,2513003	1,93- 2,00v	B1	10	10	7000	700	1908 entdeckt S.Albrecht die variable Radialgeschwindigkeit, 1928 J.Stebbins den Lichtwechsel von Beta CMa.
ZZ Cet	1 36,2	-11 20	0,0024637	14,09-14,11v	dA				0,0002	40
W UMa	9 43,8	+55 57	0,33364667	7,9 - 8,7 v	F8 F6	1,14 0,83	0,99 0,62	1,45 1,0	170	Sternabstand 0,01AE. Ein weiterer Begleiter, 13 ^m hell, wurde 1920 von T.E.Espin in 7" Distanz entdeckt.
Beta Lyr "Sheliak"	18 50,1	+33 22	12,9079	3,34- 4,20v	B8 A7	20 15	10 20	3000	800	Sternabstand 0,25AE. 2 visuelle Begleiter: in 47" ein spektr. Doppelstern, 7 ^m hell und ein 9 ^m heller Stern in 86" Distanz.
Beta Per "Algol"	3 08,2	+40 57	2,86739	2,13- 3,40v	B8 K0	3 3,4	4 1	100 5	96	Sternabstand 0,07AE, dritter Begleiter in 2,9AE Abstand mit 1,8613 Jahren Umlaufzeit.

Veränderlicher (Name)	Epoche 2000.0 Rekt. Dekl.		Periode (Tage)	scheinbare Helligkeit	Spektrum	Durchm. Masse Leuchtkr. (in Sonneneinheiten)			Entfernung (Lichtjahre)	Bemerkungen
U Gem	7 ^h 55,1 ^m +22°01'			8 ^m 8 -14 ^m 2 v	dB dK	0,025 0,7	1,2 1,3	0,02-2	300	Helligkeitsausbrüche um 5 ^m im Abstand einiger Monate, der Anstieg dauert 1-2 ^d
AM Her	18 16,2	+49 52		12,4 -14,2 v		0,008 1	1 0,5			1923 von M.Wolf in Heidelberg entdeckt, 1976 mit Satellit UHURU als Röntgenquelle 3U1809+50 identifiziert.
HZ Her	16 57,8	+35 20	1,70017	13,0 -14,5 p						1972 von Liller als Röntgenquelle Her X-1 identifiziert.
Z And	23 33,6	+48 49		8,0 -12,4 p						Helligkeitsausbrüche bis 4 ^m im Abstand von 10-20 Jahren, kleinere Schwankungen mit einer Periode von etwa 700 Tagen.
T Tau	4 22,0	+19 33		9,0 -13,5 v	G4-G8			1	520	assoziiert mit dem veränderlichen Nebel NGC1555. Infraroter Begleiter in 0,7" Abstand; dessen Temperatur: 800K, Durchmesser 0,5AU, Massenverlust etwa 5.10 ⁻⁸ Sonnenmassen/Jahr; die den Begleiter umgebende Staubhülle absorbiert etwa 60 ^m im visuellen Bereich.
UV Cet	1 38,8	-17 57		7 -12,9 v	dM6		0,035	0,000035	8,8	Mitglied des 1949 von W.J.Luyten entdeckten Doppelsterns L 726-8, Umlaufzeit 200 Jahre.
S Dor	5 18,2	-69 15		9 -12 v	A0		50	1400000	180000	Gehört zur Großen Magellanschen Wolke und zum offenen Sternhaufen NGC 1910.
Gamma Cas	0 56,7	+60 43		1,6 - 3,0 v	B0	10		5000	800	beleuchtet die Reflexionsnebel IC 59 und IC 63.
R CrB	15 48,6	+28 09		5,8 -14,8 v	G0			8000	5000	unregelmäßige, tiefe Minima.
BY Dra	18 33,9	+51 43	3,826	9,2 - 9,46p	K6					Amplituden im blauen Spektralbereich zwischen 0 ^m 05 und 0 ^m 45.
Alpha2 CVn "Cor Caroli"	12 56,0	+38 19	5,46939	2,78- 2,81b	A0			80	120	5 ^m 6 heller Begleiter mit Spektrum F0 in 20" Distanz. Magnetfeld von -4000 bis +5000 Gauss veränderlich.

Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

Das hier vorliegende Material zu meinem Vortrag über "Pulsierende Veränderliche" besteht aus Kopien von zwei Aufsätzen, die Alfred Weigert und ich für die Zeitschrift "Sterne und Weltraum" geschrieben haben und aus Auszügen aus meinem Buch "Licht vom Rande der Welt", die die Bedeutung der δ -Cephei-Sterne für die Eichung der kosmischen Entfernungsskala erklären. Da die Texte zu verschiedenen Zeiten und für verschiedene Zwecke geschrieben wurden, sind sie nicht aufeinander abgestimmt. Bitte betrachten Sie die Dokumentation als eine Art "Lesebuch" zum Thema Pulsierende Sterne.

Rudolf Kippenhahn

Quellennachweis:

R.Kippenhahn, A.Weigert: Die Geschichte eines Delta-Cephei-Sterns. Sterne und Weltraum 3, 173-177 (1964).

R.Kippenhahn, A.Weigert: Warum pulsieren die Delta-Cephei-Sterne? Sterne und Weltraum 4, 148-151 (1965).

R.Kippenhahn: Licht vom Rande der Welt - Das Universum und sein Anfang. Ausschnitte aus den Seiten 101-129. Deutsche Verlags-Anstalt, Stuttgart, 3.Auflage (1985).

Anschrift:

Univ.-Prof.Dr.Rudolf Kippenhahn, Max Planck Institut für Astronomie und Astrophysik, Karl Schwarzschild Str.1, D-8046 GARCHING bei München, BRD.

In der Vortragspause besteht Gelegenheit, sich Bücher von Prof.Kippenhahn signieren zu lassen.

RUDOLF KIPPENHAHN UND ALFRED WEIGERT

Die Geschichte eines Delta-Cephei-Sterns

Zwei Mitarbeiter des Max-Planck-Institutes für Astrophysik in München berichten hier über die Ergebnisse ihrer Untersuchungen zur zeitlichen Entwicklung eines Sterns von 7 Sonnenmassen.

I.

Heutzutage kann uns eine elektronische Rechenmaschine, in der alle Gesetze der Physik des Sterninnern in Form eines Programms gespeichert sind, den Lebenslauf eines Sterns vorrechnen.

Drei Generationen von Astrophysikern haben geklärt, welche physikalischen Prozesse im Innern eines Sterns ablaufen. Heute wissen wir daher: Sterne sind Gaskugeln, die durch ihre eigene Gravitation zusammengehalten werden. Von ihrer Oberfläche strahlen sie eine große Menge Energie in den Weltraum; die Kraftquellen, aus denen der Stern gespeist wird, sitzen im tiefen Innern des Sterns. Die dort frei werdende Energie — es handelt sich im wesentlichen um Kernenergie — wird auf zweierlei Weise nach außen transportiert. Einerseits können Lichtquanten den gesamten Transport übernehmen, die Energie wird dann also durch Strahlung transportiert. Zum anderen kann in solchen Gebieten, in denen der Strahlungstransport nicht ausreicht, heiße Materie nach außen steigen und gleichzeitig kühlere nach innen sinken und damit Energie transportiert werden, was man als Konvektion bezeichnet. Beide Vorgänge spielen zum Beispiel in jedem Zimmer eine Rolle, dem von einem Ofen Wärmeenergie zugeführt wird. Die Energiequellen im Sterninnern sind natürlich nicht unerschöpflich; wenn sie zur Neige gehen, entwickelt sich der Stern, er altert.

Gesteuert wird diese Entwicklung eines Sterns also letzten Endes von Vorgängen in den allerinnersten Schichten; die Eigenschaften der Vorgänge in den Außenschichten beeinflussen nur die Details der Entwicklung, müssen aber natürlich für die quantitativen Ergebnisse berücksichtigt werden. In Zentrumsnähe läuft während der normalen Entwicklung (wir wollen von katastrophenartigen Vorgängen und ihren Folgen absehen) folgender Vorgang in mehrfacher Wiederholung ab: In einer bestimmten Art von Kernreaktionen wird ein leichteres Element zu einem schwereren „verbrannt“. Ist der Brennstoff verbraucht, so kontrahiert der ausgebrannte Kern und erhitzt sich dabei. Wenn dadurch die Temperatur genügend hoch gestiegen ist, werden andere Kernprozesse möglich,

bei denen die nach den vorangegangenen Reaktionen übrigbleibenden Elemente den Brennstoff bilden, der sich dann schließlich auch wieder erschöpft usw. Phasen mit Kernreaktionen im Zentralgebiet dauern relativ lange (Millionen bis Milliarden Jahre, je nach Sterngröße und Art des Brennens), die dazwischenliegenden Phasen der zentralen Kontraktion sind dagegen etwa 100mal kürzer.

Mit der Entwicklung verbunden sind im allgemeinen Änderungen des gesamten Sterns, zum Beispiel auch der beobachtbaren Oberflächeneigenschaften. Damit wird die Sternentwicklung der Beobachtung zugänglich. Wenn nun eine Rechenmaschine die Entwicklung eines Sterns theoretisch verfolgt hat, so kann man ihre Ergebnisse mit den Informationen vergleichen, die man aus der Beobachtung erhält.

Ein entsprechendes Rechenmaschinen-Programm für eine Rechanlage vom Typ IBM 7090 wurde zum Beispiel im letzten Jahr am Max-Planck-Institut für Astrophysik in München ausgearbeitet. Damit wurde als ein erster Test die Entwicklung eines Sterns gerechnet, der aus siebenmal soviel Masse besteht wie unsere Sonne und etwa aus der gleichen Mischung der chemischen Elemente, also eines massereichen Sterns der Population I. Die Resultate zeigen unter anderem, wie ein normaler Stern sich in einen Roten Riesen verwandeln kann, und wie er zeitweise zum δ -Cephei-Veränderlichen wird¹. Diese Ergebnisse werden im Folgenden besprochen.

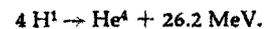
II.

Bei den Rechnungen müßte man eigentlich beginnen mit der Entstehung des Sterns aus einer interstellaren Wolke, die sich zu einem sternartigen Gebilde verdichtet. Bei dieser Kontraktion erhitzt sich die Materie immer mehr, bis die Zentraltemperatur ausreicht, um Kernreaktionen in Gang zu setzen. Diese anfängliche Kontraktionsphase ist sehr schwer zu berechnen (Ungewißheit über den genauen Anfangszustand, kein

¹Sternentwicklung I, II, III, E. HOFMEISTER R. KIPPENHAHN und A. WEIGERT, Zeitschrift für Astrophysik, 1964. Diese Arbeiten sind nur ein Beispiel für ähnliche Rechnungen zur Sternentwicklung, wie sie zur Zeit an verschiedenen Stellen ausgeführt werden.

Druckgleichgewicht und komplizierter Energietransport in der noch durchsichtigen Wolke). Glücklicherweise ist sie aber verhältnismäßig kurz, und vor allem hat sie praktisch keinen Einfluß auf die weitere Geschichte des Sterns. Man kann sie daher überspringen.

So beginnen wir die Rechnung mit dem Moment, in dem der Stern seine Hauptenergiequelle erschließt, das Wasserstoffbrennen. Der Stern hat im Zentrum eine Temperatur von 25 Millionen Grad. Bei derart hohen Temperaturen haben alle Atome längst ihre Elektronenhülle verloren, und die Atomkerne bewegen sich so schnell, daß die Wasserstoffkerne (Protonen) die Barrieren der elektrischen Abstoßung von anderen Kernen gelegentlich überwinden können und dann Kernreaktionen hervorrufen. Im Endeffekt verschmelzen dabei (von Zwischenreaktionen abgesehen) vier Wasserstoffkerne zu einem Heliumkern. Es wird Kernenergie frei, und zwar pro entstandenem Heliumkern 26.2 Millionen Elektronenvolt ($\approx 1/25000$ erg):



Das ist die Energiequelle in der ersten Entwicklungsstufe.

Je nach Temperatur und Zusammensetzung der Materie erfolgt das Wasserstoffbrennen über ganz verschiedene Zwischenreaktionen. In unserem Fall läuft der sogenannte Kohlenstoff-Stickstoff-Sauerstoff-Zyklus ab, bei dem Kerne dieser drei Elemente in den Zwischenreaktionen als Katalysatoren wirken. Es ist charakteristisch für diese Art von Reaktionen, daß die pro Sekunde in 1 g Sternmaterie freiwerdende Energie sehr stark mit der Temperatur dieser Materie ansteigt. Unser Stern bestreitet daher seine gesamte Leuchtkraft nur aus seinen allerheißesten Teilen, d. h. nur aus einem verhältnismäßig kleinen Gebiet um das Zentrum. Deshalb geht dort innen durch die Flächeneinheit ein so hoher Energiestrom, daß der Transport durch Strahlung hierfür nicht ausreicht; ganz innen wird daher die Energie durch Konvektion transportiert (Abb. 1b). Dieser konvektive Kern enthält etwa $1/4$ der Gesamtmasse des Sterns. Weiter außen wird die Energie durch Strahlung transportiert, die Materie ist in Ruhe.

Der Stern hat eine Oberflächentemperatur von $21\,000^\circ$, seine Leuchtkraft (= ausgestrahlte Energie pro Sekunde) ist 2100mal so groß wie die der Sonne. Ein Vergleich dieser Resultate mit den Meßwerten für die verschiedenen bekannten Sterntypen zeigt: Unser theoretisch berechneter Modellstern repräsentiert anfangs die beobachteten Sterne vom Spektraltyp Bo.

2. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

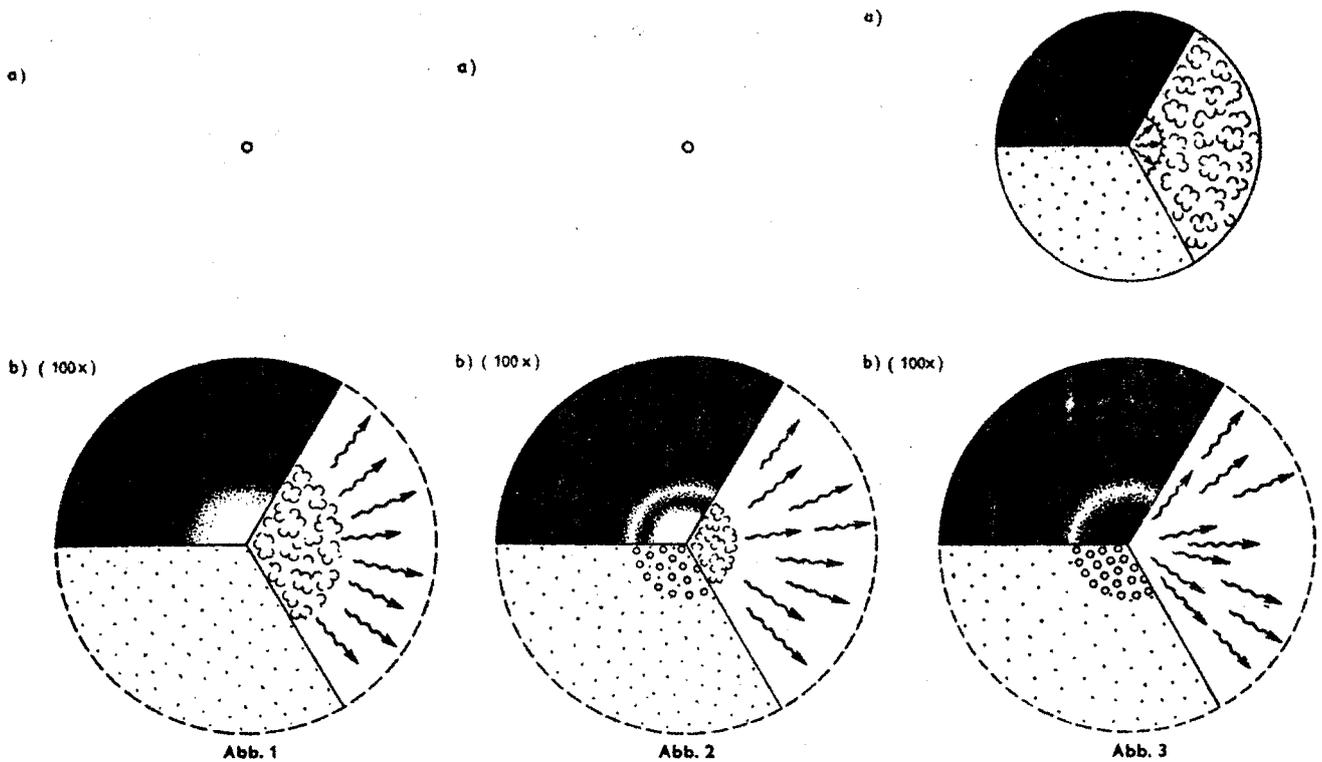


Abb. 1-6: Diese 6 Abbildungen zeigen einige Eigenschaften des Sterns zu 6 verschiedenen Zeitpunkten seiner Entwicklung. Die Abb. 1a, 2a, 3a, 4a, 5a, 6a sind jeweils Querschnitte durch den ganzen Stern; die Durchmesser dieser Kreise (alle im gleichen Maßstab) sind ein Maß für den jeweiligen Sterndurchmesser. In den mit b) bzw. c) bezeichneten Teilabbildungen sind die Innenteile des Sterns jeweils herausvergrößert, um die Eigenschaften dieser innersten Teile zu verdeutlichen, die räumlich sehr klein sind. Die Maßstäbe dieser Vergrößerungen relativ zu der Darstellung in a) sind angeschrieben. — Die Querschnitte durch den Stern und durch die Innenteile des Sterns sind jeweils in 3 Sektoren geteilt. Im Sektor links oben ist der Sitz der Energiequellen gezeichnet (weiß: Gebiete, in denen Kernenergie frei wird). Der Sektor rechts veranschaulicht, wo die Energie durch Strahlung (\rightarrow) und wo die Energie durch Konvektion (wolkige Gebiete)

nach außen transportiert wird. Der Sektor links unten zeigt die chemische Zusammensetzung in den verschiedenen Teilen des Sterns (::: = Urchemie mit viel Wasserstoff; \circ = Helium, :: = Kohlenstoff).

Die dargestellten Stadien sind: **Abb. 1:** Anfangsstadium (Hauptreihenstern); a) ganzer Stern, R (Radius) = $3.37 R_{\odot}$ (Sonnenradien); b) Innenteil von $r = 1.44 R_{\odot}$, enthält 82% der Gesamtmasse, 100fach gegen a) vergrößert. **Abb. 2:** Stern nach 26 Millionen Jahren, Beginn des Ausbildens einer Schalenquelle; a) ganzer Stern, $R = 5.33 R_{\odot}$; b) Innenkugel von $r = 1.44 R_{\odot}$, enthält 75% der Gesamtmasse, 100fach gegen a) vergrößert. **Abb. 3:** Stern nach 26.5 Millionen Jahren, er ist ein Roter Riese geworden; a) ganzer Stern, $R = 102 R_{\odot}$; b) Innenkugel von $r = 1.44 R_{\odot}$, 100fach gegen a) vergrößert, enthält 20% der

Gesamtmasse. **Abb. 4:** Stern nach 26.6 Millionen Jahren, nach Beginn des Heliumbrennens; a) ganzer Stern, $R = 137 R_{\odot}$; b) Innenkugel von $r = 1.44 R_{\odot}$, 100fach gegen a) vergrößert, enthält 20% der Gesamtmasse; c) in b) ausgesparte Innenkugel von $r = 0.144 R_{\odot}$, 1000fach gegen a) vergrößert, enthält 16% der Gesamtmasse. **Abb. 5:** Stern nach 34 Millionen Jahren, das Helium im Zentrum ist verbrannt, 2 Schalenquellen; a) ganzer Stern, $R = 72 R_{\odot}$; b) Innenkugel von $r = 0.288 R_{\odot}$, 500fach gegen a) vergrößert, enthält 26% der Gesamtmasse. **Abb. 6:** Stern nach 36 Millionen Jahren, die Wasserstoff brennende Schalenquelle ist abgestorben; a) ganzer Stern, $R = 144 R_{\odot}$; b) die in a) ausgesparte Innenkugel von $r = 4.8 R_{\odot}$, 30fach gegen a) vergrößert, enthält 32% der Gesamtmasse; c) innerste Teile von b mit $r = 0.048 R_{\odot}$, 3000fach gegen a) vergrößert, enthält 13% der Gesamtmasse des Sterns.

Zu Beginn ist natürlich die Verteilung der chemischen Elemente überall im Stern dieselbe wie die der interstellaren Gaswolke, aus der der Stern entstand („Urchemie“). Für die Urchemie wurden die Massenverhältnisse von (H) : (He) : (schwerere Elemente) wie 0.60 : 0.36 : 0.04 gesetzt. In Zentrumsnähe wird laufend Wasserstoff in Helium umgewandelt und das neuentstehende Helium durch die Bewegung der Materie über den ganzen konvektiven Kern vermischt. Während die Außengebiete ihre anfängliche Zusammensetzung beibehalten, steigt im konvektiven Kern der Heliumgehalt: der Stern beginnt zu altern. Gleichzeitig ändert sich die gesamte Struktur des Sterns, sein Radius wird größer, seine Oberflächentemperatur sinkt zuerst und steigt dann wieder, die Leuchtkraft nimmt zu.

Diese Entwicklung geht anfangs, wenn noch viel Brennstoff (Wasserstoff) vorhanden ist, sehr langsam vor sich. Sie wird später, wenn sich der Wasserstoffgehalt erschöpft, immer schneller. Tat-

sächlich verbringt der Stern den größten Teil seiner gesamten Lebenszeit beim Wasserstoffbrennen.

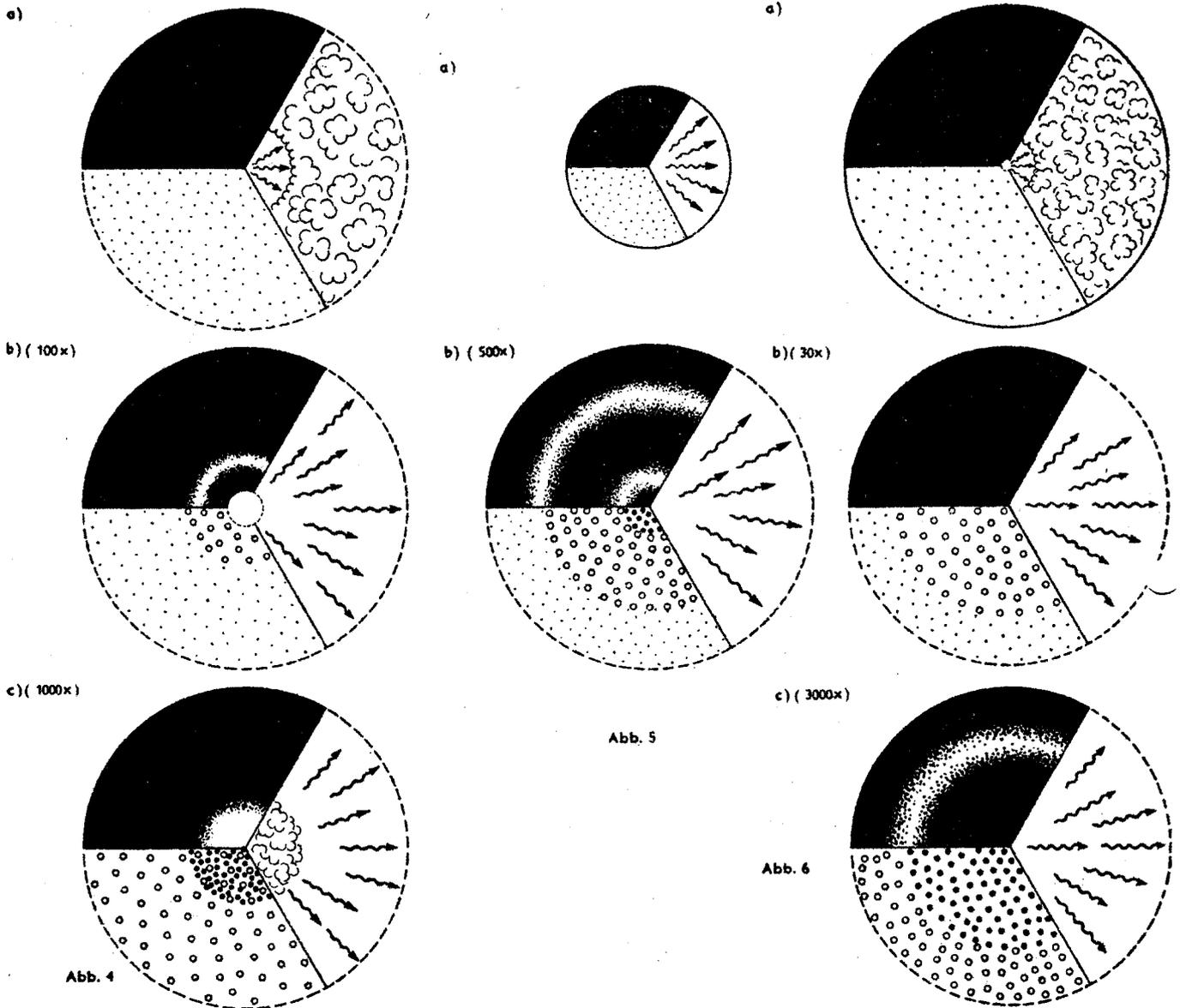
Die dem Beobachter am leichtesten zugänglichen Größen eines Sterns — seine Leuchtkraft und seine Oberflächentemperatur — werden gewöhnlich in ein Hertzsprung-Russell-Diagramm (HR-Diagramm) eingezeichnet. Jedes Entwicklungsstadium des Sterns entspricht einem Punkt im HR-Diagramm, so daß sich aus diesen zeitlich aufeinanderfolgenden Punkten im Diagramm ein Entwicklungsweg ergibt. Abb. 7 zeigt den Entwicklungsweg unseres Sterns. Bei (1) ist das Anfangsstadium, es liegt auf der Hauptreihe. Es ist ja bekannt, daß die beobachtete Ansammlung der Sterne auf der Hauptreihe dadurch zustande kommt, daß dort die Sterne in ihrer Entwicklung besonders lange verweilen, während sie ihren Wasserstoff im Zentralgebiet verbrennen. Unser Stern braucht dazu 25 Millionen Jahre.

Mit dem Erschöpfen des Wasserstoffgehaltes im Zentrum (bei (2) auf dem Ent-

wicklungsweg in Abb. 7) gehen auch im Innern des Sterns wesentliche Veränderungen vor sich. Der konvektive Kern wird immer kleiner, und die Energieerzeugung im Zentralgebiet reicht nicht mehr aus, die Leuchtkraft des Sterns zu decken. Deshalb beginnt jetzt der Wasserstoff etwas weiter außen zu brennen, in einem schalenförmigen Bereich um den ausgebrannten Kern herum (Abb. 2), in einer sogenannten Schalenquelle. Dort ist ja noch von der Urchemie her Wasserstoff vorhanden, und die Temperatur reicht gerade zum Wasserstoffbrennen aus.

Die nun folgende Entwicklung geht schnell. Der Heliumkern innerhalb der Schalenquelle kontrahiert und erhitzt sich, das Äußere aber expandiert und wird kühler. So nimmt die Oberflächentemperatur stark ab, die Leuchtkraft ändert sich nicht wesentlich. Der Stern wird ein roter Überriese. Das Ganze passiert in nur 500 000 Jahren. In dieser relativ kurzen Zeit durchläuft also der Stern das gesamte HR-Diagramm von links

3. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche



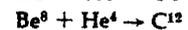
nach rechts. Die Wahrscheinlichkeit ist gering, einen Stern auf diesem rasch durchlaufenen Teil seines Entwicklungsweges zu beobachten.

Abb. 3 gibt einen Querschnitt durch den Stern gegen Ende dieser Phase ((3) in Abb. 7). Im Gebiet der roten Überriesen tritt eine neue Erscheinung auf. Bei der Abkühlung sind die Außenschichten für Strahlung undurchlässiger, der Energietransport durch Strahlung ist weniger effektiv geworden. Daher übernimmt hier die Konvektion den Energietransport. So hat der Stern jetzt eine dicke äußere Konvektionszone, die von der Oberfläche bis tief ins Innere reicht. Wenn sie ihre maximale Tiefe erreicht, enthält sie nicht weniger als die äußeren 70% der gesamten Sternmasse. Das ist nahe an der Grenze dessen, was der Stern ohne einschneidende Veränderungen überstehen kann. Würde nämlich die äußere Konvektionszone noch etwas tiefer nach innen wachsen als sie es tatsächlich tut, dann würde sie unten in Gebiete reichen, in denen merkliche Mengen von neuem, beim anfänglichen Wasserstoffbrennen entstandenem Helium

lagern. Dieses Helium würde dann durch die turbulenten Konvektionsbewegungen in die Außengebiete gemischt, wo dann also nicht mehr die Urchemie vorhanden wäre. Das würde den ganzen Aufbau und die weitere Entwicklung des Sterns einschneidend beeinflussen. Aber wie gesagt, dazu reicht die maximale Tiefe der äußeren Konvektionszone nicht ganz aus.

Tatsächlich tritt der Stern nun in eine neue Phase seiner Entwicklung ein. Aber nicht die Eigenschaften der Außengebiete sind dafür verantwortlich, sondern wieder einmal steuert das tiefe Innere, das zentrumsnahe Gebiet des Sterns, dessen weitere Entwicklung. Wie schon erwähnt, hatte zuletzt nur das Außengebiet expandiert, der ausgebrannte Heliumkern aber gleichzeitig stark kontrahiert. Dabei stieg die Dichte im Zentrum bis auf 6000 g/cm^3 , und die Materie erhitzte sich bei dieser Kompression mehr und mehr. Bei der Erhitzung wird die Wärmebewegung der Heliumkerne immer schneller. Wenn die Temperatur im Zentralgebiet des Sterns etwa 100 Millionen Grad erreicht, treten erstmalig neue

Kernreaktionen in merklicher Menge auf. Jetzt sind nämlich auch die Heliumkerne, obwohl sie eine größere Masse und eine größere elektrische Ladung als die Protonen haben, so schnell, daß sie beim Zusammenstoßen ihre gegenseitige elektrische Abstoßung gelegentlich überwinden können und zu Beryllium (Be^8) verschmelzen. Der entstehende Kern Be^8 ist zwar instabil und zerfällt nach winzigen Bruchteilen von einer Sekunde (in 10^{-17} sec) wieder. Trifft er aber in seiner Lebenszeit auf einen weiteren schnellen Heliumkern, so kann dieser eindringen, und es entsteht der stabile Atomkern C^{12} , ein Kohlenstoffkern vom Atomgewicht 12. Dann ist im Endeffekt aus 3 Heliumkernen (jeweils vom Atomgewicht 4) ein C^{12} -Kern entstanden. Dabei wird pro Reaktion eine Energie von 7.3 Millionen Elektronenvolt ($= 1/85000 \text{ erg}$) frei:



$\text{He}^4 + \text{He}^4 + \text{He}^4 \rightarrow \text{C}^{12} + 7.3 \text{ MeV}$.
Der Stern hat also eine neue Energiequelle gefunden, das Heliumbrennen.

4. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

Wie schon vorher das Wasserstoffbrennen, so ist auch nun das Heliumbrennen stark auf die allerinnersten, zentrumsnahen Teile des Sterns konzentriert. Hier entsteht wieder ein, wenn auch vergleichsweise kleiner, konvektiver Kern. Nun wird aber keineswegs sofort die gesamte Leuchtkraft des Sterns aus diesem Heliumbrennen gedeckt. Nach wie vor haben wir ja weiter außen, wo noch von der Urchemie her genügend Wasserstoff ist, das Wasserstoffbrennen in einer Schalenquelle (Abb. 4). Sie liefert noch immer den weitaus größten Teil der ausgestrahlten Energie.

Zunächst steigt die Zentraltemperatur noch auf 140 Millionen Grad, wobei die Heliumreaktionen immer häufiger werden, die Energieerzeugung in Zentrumsnähe immer größer wird. Dadurch wird die Kontraktion des Kerns gestoppt, er fängt sogar an, etwas zu expandieren, während die Außenschichten nun kontrahieren.

Wie sind nun die (beobachtbaren) Oberflächeneigenschaften des Sterns zu diesem Zeitpunkt der Entwicklung? Die Leuchtkraft ist auf das 4000fache der Sonnenleuchtkraft gestiegen (was in der bolometrischen Helligkeit eine Zunahme von nur 0.75 Größenklassen gegenüber dem anfänglichen Hauptreihenstern ausmacht). Die Oberflächentemperatur ist 4000° . Das HR-Diagramm (Abb. 7) zeigt daher den Stern rechts, bei der dort mit (4) bezeichneten Stelle. Der Stern ist ein roter Überriese vom Spektraltyp K. Viele der beobachteten roten Überriesen dürften sich gerade im entsprechenden Stadium des Heliumbrennens befinden! Der Entwicklungsweg kehrt bei (4) um, läuft etwas in sich selbst zurück, eine kleine Spitze bildend. So spiegelt sich auch im HR-Diagramm der Beginn der neuen Entwicklungsphase, des Heliumbrennens, wider.

In der Folgezeit laufen im Zentralgebiet wieder qualitativ die gleichen Vorgänge wie anfangs beim Wasserstoffbrennen ab: Die Kernreaktionen verwandeln im konvektiven und daher stets durchmischten Kern allmählich immer mehr von dem dort vorhandenen Helium in Kohlenstoff. Wenn sich der Brennstoff Helium erschöpft, schrumpft der konvektive Kern; er kontrahiert, um durch Temperatur- und Dichteerhöhung ein Absinken der Energieerzeugung wegen Brennstoffmangels zu verhindern. Schließlich ist aber alles Helium im Kern verbraucht; der Stern hat einen Kohlenstoffkern, in dem keine Energie erzeugt wird und demzufolge auch keine Konvektion vorhanden ist. Das Heliumbrennen geht allerdings an der Außenschale des ausgebrannten Kerns weiter, dort, wo ja noch genug Helium vorhanden ist: Es ist

eine zweite (Helium brennende) Schalenquelle entstanden. Sie liegt innerhalb der noch immer aktiven Wasserstoff-Schalenquelle, von der sie durch das Gebiet des praktisch reinen Heliums getrennt ist (Abb. 5). Das Schwergewicht der Energieerzeugung verlagert sich ständig mehr von der Wasserstoff-Schalenquelle in die Helium-Schalenquelle, bis schließlich die erstere überhaupt absterbt. An sie erinnert jetzt nur noch der Sprung von reinem Helium zu Urchemie in der chemischen Zusammensetzung (Abb. 6b), die Temperatur reicht dort nicht aus, weiter Wasserstoff zu verbrennen.

innern herkommenden Strahlungsstrom genommen. Die Außenschichten „verschlucken“ so durch ihre Expansion zeitweilig sogar mehr als die Hälfte der im Sterninnern erzeugten Energie! Könnte man den Stern zu diesem Zeitpunkt ohne seine Außenschichten beobachten, so wäre er mehr als doppelt so hell.

Mittlerweile ist im Zentrum die Temperatur auf 360 Millionen Grad gestiegen. Eine weitere Erhitzung durch Kontraktion wird später, wenn etwa 500 Millionen Grad erreicht sind, wieder neue Kernreaktionen anlaufen lassen, das Kohlenstoffbrennen. Aber hier haben wir unsere Rechnungen zunächst unter-

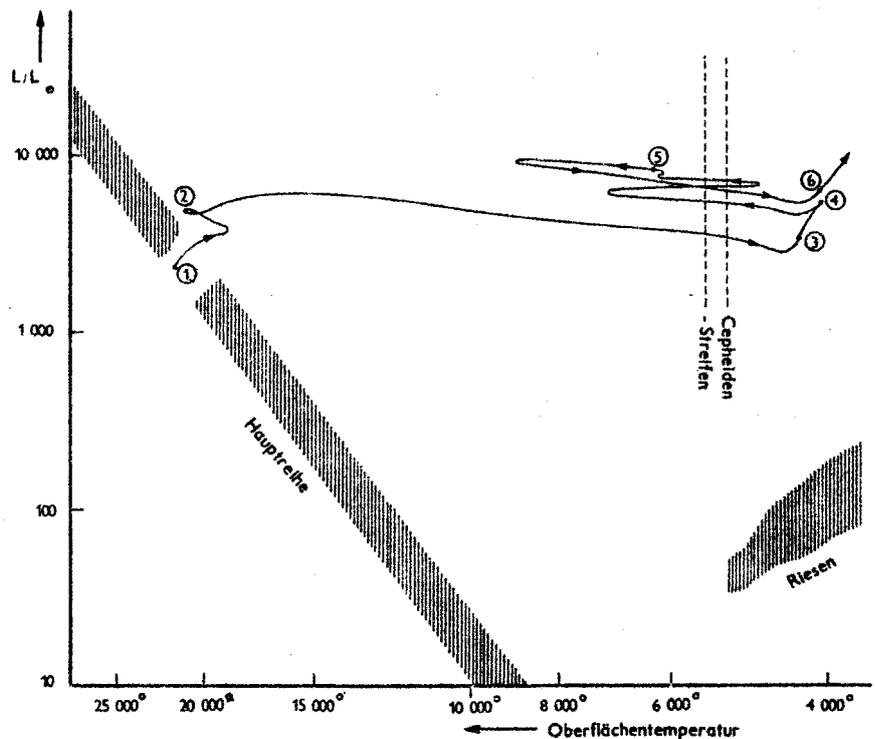


Abb. 7: Der „Entwicklungsweg“ des Sterns von 7 Sonnenmassen im Hertzsprung-Russell-Diagramm (HR-Diagramm). Nach oben ist die Leuchtkraft des Sterns aufgetragen in Einheiten der Sonnenleuchtkraft, nach links wachsend die Oberflächentemperatur. Der Entwicklungsweg zeigt, wie sich diese beiden beobachtbaren Größen des Sterns im Laufe seiner Entwicklung ändern. Er beginnt bei (1), auf der Hauptreihe (schraffiertes Gebiet links), wo sich die meisten beobachteten Sterne befinden. Dann

geht er nach rechts (in Richtung der Pfeile) ins Gebiet der Überriesen, oberhalb des Bereiches der normalen Riesensterne. Fünfmal läuft der Entwicklungsweg durch den schmalen senkrechten Streifen, in dem die klassischen δ -Cepheiden Sterne liegen (durch gestrichelte Geraden begrenzt). Zu den 6 Zeitpunkten der Entwicklung, für die in den Abb. 1 bis 6 Querschnitte durch den Stern gezeichnet sind, befindet sich der Stern in diesem Diagramm an den mit (1) bis (6) bezeichneten Punkten seines Entwicklungsweges.

In der ganzen Zeit hatte der ausgebrannte Kohlenstoffkern kontrahiert. Die Außenschichten erfuhren währenddessen einen dauernden Wechsel von Kontraktion und Expansion. Der Wechsel von Expansion und Kontraktion der Außenschichten, wobei diese sich jeweils abkühlen bzw. erhitzen, spiegelt sich im HR-Diagramm durch ein mehrfaches Hin und Her des Entwicklungsweges wider. Die letzte Expansionsphase der Außenschichten ist so schnell, daß hierzu eine große Expansionsarbeit geleistet werden muß. Diese wird aus dem vom Stern-

brochen, da der Rechenmaschine erst noch weitere, jetzt wichtig werdende physikalische Gesetze gelehrt werden müssen. Die Dichte im Zentrum des Sterns ist nämlich nunmehr auf $200\,000\text{ g/cm}^3$ gestiegen. Bei so hohen Dichten zeigt die Materie aber ein ganz anderes thermisches Verhalten als bei kleineren Dichten: Sie wird „relativistisch entartet“. Die hierfür gültigen Gesetzmäßigkeiten und die Formeln für Energieerzeugung und Änderung der chemischen Zusammensetzung durch Kohlenstoffbrennen müssen nun im Programm mit aufge-

5. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

nommen werden. Dann kann auch die folgende Entwicklungsphase des Sterns gerechnet werden.

Seit Beginn des Heliumbrennens sind etwa 9 Millionen Jahre verflossen. Der Stern hat ein Alter von 35.8 Millionen Jahren erreicht. Diese Entwicklungsspanne kann von der Rechenmaschine in etwa 10 Stunden Rechenzeit theoretisch nachvollzogen werden.

III.

Bisher haben wir noch nicht beachtet, daß der Entwicklungsweg unseres Sterns mehrfach einen besonders interessanten Streifen im HR-Diagramm gekreuzt hat, der in Abb. 7 durch zwei senkrechte, gestrichelte Geraden eingegrenzt ist. Das ist der Streifen, in dem alle Veränderlichen vom Typ δ Cephei liegen, also Sterne, die periodisch radiale Pulsationen ausführen, die mit Helligkeitsänderungen verknüpft sind. Die Perioden liegen zwischen 1 und 40 Tagen. Hier soll nicht die physikalische Ursache des Lichtwechsels der δ -Cephei-Sterne diskutiert werden, man glaubt sie heute zu kennen und man hat Kriterien, nach denen man entscheiden kann, ob ein vorliegendes Sternmodell pulsationsveränderlich ist oder nicht. Eine entsprechende Untersuchung für unseren Stern ergab, daß er jedesmal, wenn er eine Oberflächentemperatur von etwa 5300° hat, zu pulsieren anfängt. Da der Entwicklungsweg fünfmal durch diesen kritischen Temperaturbereich führt, wird unser Stern im Laufe seiner Entwicklung fünfmal vorübergehend zum veränderlichen Stern. Das zweite dieser Cepheidenstadien dauert 350 000 Jahre, das dritte und vierte dauert jeweils etwa halb so lange. Das erste und fünfte dagegen sind sehr viel kürzer, jeweils nur einige tausend Jahre, da sie während sehr schneller Phasen der Kernkontraktion auftreten.

Während dieser Cepheidenstadien sind also der bisher beschriebenen Entwicklung rasche Schwankungen um eine Mittelage überlagert, welche die langfristige Entwicklung des Sterns nicht beeinflussen. Die Frequenz der Pulsationen läßt sich berechnen, sie gibt die beobachtbare Periode des Lichtwechsels. So ist zum Beispiel im zweiten Cepheidenstadium die Periode etwa 11.4 Tage. Diese Periode ist abhängig vom Aufbau des Sterns. Während der Stern infolge seiner Entwicklung seinen Aufbau langsam ändert, verändert sich auch die Periode seiner kurzzeitigen Schwingungen. Bewegt sich der Stern beim Durchgang durch den Cepheidenstreifen im HR-Diagramm von links nach rechts, so vergrößert sich seine Periode langsam, beim Durchgang in entgegengesetzte Richtung verkleinert sie sich. Im Durch-

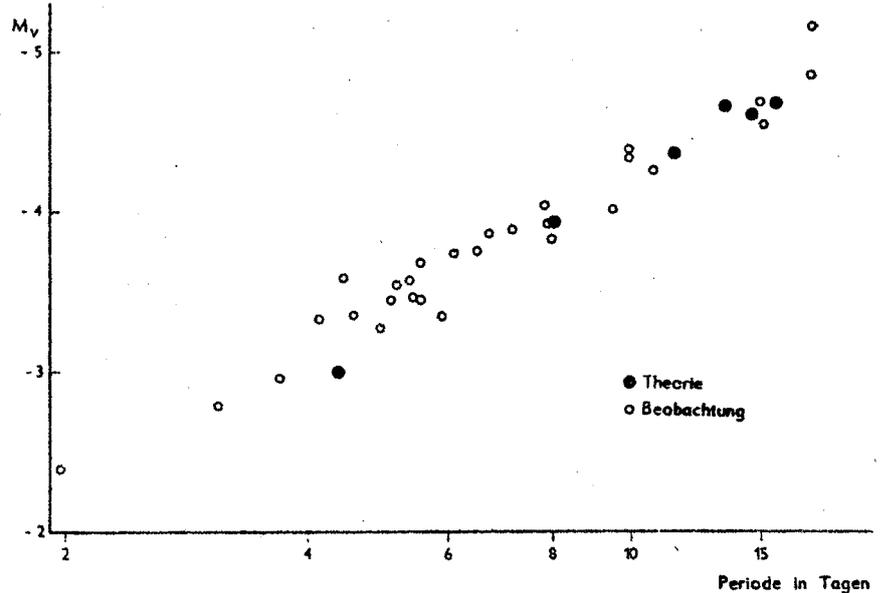


Abb. 8: Die Perioden-Helligkeits-Beziehung der δ -Cephei-Sterne. Als Ordinate die absolute visuelle Helligkeit in Größenklassen, als Abszisse nach rechts ansteigend die Periode (in Tagen). Die theoretischen Punkte stammen von den 5 Cepheidenstadien des Sterns von 7 Sonnenmassen — entsprechend seinen 5 Durchgängen durch den Cepheidenstreifen während seiner Entwicklung —

schnitt verändert sie sich um etwa 0.03 Sekunden pro Periode. In der Tat kennt man einige δ -Cephei-Sterne, deren Periode mit der Zeit wächst, andere, deren Periode mit der Zeit abnimmt. Die Größe der beobachtbaren Periodenänderungen ist mit der berechneten nicht im Widerspruch. Im Prinzip könnte man die Sternentwicklungsrechnungen mit Hilfe der beobachteten Periodenänderungen prüfen — jedoch müßte dazu erst mehr Beobachtungsmaterial geschaffen werden. Eine der wichtigsten Eigenschaften der δ -Cephei-Sterne ist die 1912 von Miss LEAVITT entdeckte Perioden-Helligkeits-Beziehung: Cepheiden gleicher Periode haben gleiche Leuchtkraft; je größer die Periode, um so größer die Leuchtkraft. Diese Beziehung ist bekanntlich ein wichtiges Hilfsmittel für die Entfernungsbestimmung extragalaktischer Objekte. Eine theoretische Begründung dieser empirischen Beziehung kann letzten Endes nur von der Theorie der Sternentwicklung herkommen. Hat man die Entwicklung eines Sterns bis zu einem Cepheidenstadium verfolgt, so kennt man Leuchtkraft und Periode dieses „theoretischen“ δ -Cephei-Sterns.

Entsprechend den fünf Durchgängen durch das Cepheidengebiet gibt unser Entwicklungsweg fünf theoretische Cepheiden. Diese sind zusammen mit einem Cepheidenstadium eines Sterns von 5 Sonnenmassen (dessen Entwicklung inzwischen ebenfalls gerechnet worden ist) in Abb. 8 eingetragen. Dort sind auch die empirischen Punkte der Perioden-

und einem Cepheidenstadium eines Sterns von 5 Sonnenmassen. Die Unsicherheit in den Grundlagen der theoretischen Rechnung läßt sich schwer abschätzen, doch wäre es durchaus denkbar, daß alle theoretischen Punkte um 0.5 Größenklassen nach oben oder unten verschoben werden müssen.

Leuchtkraft-Beziehung dargestellt. Wie man sieht, stimmt die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung der „theoretischen“ Cepheiden mit der beobachteten überein. Man darf sich aber nicht von der guten Übereinstimmung bestechen lassen und glauben, damit wäre die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung durch die Theorie quantitativ festgelegt. In den theoretischen Punkten der Abb. 8 stecken mehrere Unsicherheiten, die zum Beispiel daher rühren, daß die benutzten Werte für den Absorptionskoeffizienten von Sternmaterie, der zur Berechnung des Entwicklungsweges eingeht, nicht hinreichend genau bekannt sind. Aber auch die genaue Lage des Cepheidenstreifens (genauer: die Oberflächentemperatur der δ -Cephei-Sterne) kann theoretisch nicht mit zu großer Sicherheit festgelegt werden. Deshalb ist es wahrscheinlich, daß die genaue Übereinstimmung von Theorie und Beobachtung in Abb. 8 zufällig ist und die theoretischen Punkte ebenso gut alle etwas nach oben oder unten verschoben sein können (vielleicht maximal um 0^m5). Die Steigung der durch die theoretischen Punkte gelegten Geraden dürfte aber auch dann nicht allzu sehr von der durch die Beobachtung erhaltenen abweichen.

In jedem Fall stehen die Ergebnisse der Theorie nicht im Widerspruch mit der Beobachtung, und damit spricht nichts dagegen, daß die hier beschriebene Entwicklung eines Sterns wirklich einen Teil der Lebensgeschichte eines δ -Cephei-Veränderlichen beschreibt.

6. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

RUDOLF KIPPENHAHN und ALFRED WEIGERT

Warum pulsieren die Delta-Cephei-Sterne?

In einem früheren Beitrag (SuW 3, 173) haben die beiden Autoren über ihre Untersuchungen zur zeitlichen Entwicklung eines Delta-Cephei-Sterns berichtet. Hier setzen sie diesen Bericht fort mit Überlegungen zur Pulsation solcher Sterne.

Eigentlich stand die Antwort schon 1926 in EDDINGTONS Buch über den inneren Aufbau der Sterne. Aber als Sir ARTHUR S. EDDINGTON 1944 starb, wußte er nicht, wie nahe er 20 Jahre vorher der Lösung des Problems gewesen war. 1952 brachte der sowjetische Mathematiker A. ZHEVAKIN, an EDDINGTON anknüpfend, das Problem ein gutes Stück weiter. Seine Arbeit wurde jedoch anfangs wenig beachtet. Erst in den Jahren 1960/61 wurde schließlich durch genauere Rechnungen gezeigt, daß die Eddington-Zhevakinsche Theorie die Pulsation der Delta-Cephei-Sterne erklärt. Zwar ist man auch heute noch weit davon entfernt, alle Eigenschaften der Delta-Cephei-Sterne im Detail zu verstehen. Es scheint aber durchaus so zu sein, daß die Frage nach der Ursache ihrer Pulsation heute richtig beantwortet ist.

Wir wollen hier versuchen, diese Ursache der Cepheiden-Pulsation mit Hilfe einfacher Modelle anschaulich zu machen, womit natürlich nur die wesentlichen Effekte verdeutlicht werden können.

Sterne im Gleichgewicht

Ein Stern wird durch seine eigene Gravitation zusammengehalten. Die Gravitation verhindert, daß das Sterngas durch seinen Druck in den Raum geblasen wird. Der Gasdruck im Inneren wiederum sorgt dafür, daß die Gravitation den Stern nicht vollständig in sich zusammenfallen läßt. Bei einem normalen Stern sind Gravitation und Gasdruck gerade im Gleichgewicht. Diese Gleichgewichtseigenschaft eines Sterns läßt sich durch ein einfaches Modell anschaulich machen. In Abb. 1a schließt ein beweglicher, schwerer Kolben einen Topf nach oben so gut ab, daß kein Gas zwischen Kolben und Topfwänden hindurch kann. Im Topf befindet sich ein komprimiertes Gas, das vom Kolben zusammengedrückt und am Entweichen gehindert wird. Obwohl die Schwerkraft den Kolben nach unten zu ziehen versucht, kann er sich doch nicht bis auf den Boden des Topfes bewegen, wenn im Topf ein Gas (Luft) eingeschlossen ist. Er bleibt vielmehr in einer bestimmten Höhe (abhängig von Schwere und Größe des Kolbens und vom Gasdruck) über dem Topfboden in Ruhe. Denn wenn sich der Kolben über diese Ruhelage hinaus nach unten bewegen würde, dann würde

er das Gas zu stark komprimieren; der Gasdruck würde dadurch größer werden und den Kolben zurück in die Ruhelage drücken. Normalerweise, d. h. wenn der Kolben in der Ruhelage steht, sind die am Kolben wirkende Schwerkraft und der dagegen wirkende Gasdruck gerade im Gleichgewicht. Dann haben wir einen entsprechenden Zustand wie bei einem normalen Stern.

Periodische Schwingungen

Wenn man nun den Kolben in unserem Modell mit Gewalt etwas aus der Ruhelage hinaus nach unten drückt und ihn dann losläßt, so beginnt er zu schwingen, denn das Gas im Topf wirkt wie eine Feder. Ist nämlich der Kolben unterhalb der Gleichgewichtslage, dann ist der Gasdruck für das Gewicht des Kolbens zu groß und der Kolben wird nach oben gedrückt; ist der Kolben oberhalb der Gleichgewichtslage, dann ist der Gasdruck zu gering und die Schwerkraft zieht den Kolben wieder nach unten (Abb. 1b). Dazwischen bleibt der Kolben nicht einfach in der Gleichgewichtslage stehen; denn ist er einmal in Bewegung, dann läßt ihn seine Trägheit über diese Lage hinauschießen, so daß er jeweils zwischen den beiden Extremen hin- und herpendelt. Der in Bewegung gesetzte Kolben schwingt also um eine Mittellage. Zur Vereinfachung nehmen wir nun an, daß der Topf und der Kolben sehr gute Wärmeisolatoren seien. Dann wirkt das Gas genau wie eine ideale Feder. Alle Energie, die das Gas bei der Kompression vom Kolben erhält, gibt es bei der Expansion wieder zurück (als Bewegungsenergie und potentielle Energie) an den Kolben, der dann wiederum während der Kompression seine Energie an das Gas zurückgibt usw. Keine Energie geht verloren (die Reibungseffekte denken wir uns vernachlässigbar klein). Wir haben dann ein Modell, das beliebig lange periodisch schwingt. Die Schwingung ist ungedämpft, d. h. die maximale Abweichung des Kolbens von der Mittellage (die Amplitude) bleibt gleich. Die Periode der Schwingung hängt von den Eigenschaften unseres Modells ab, z. B. von der Masse des Kolbens und von der (mittleren) Temperatur des Gases. Man kann leicht eine Formel für die Periode angeben.

In grober Näherung verhalten sich die Sterne ähnlich. Würde man einen Stern von allen Seiten gleichmäßig zusammendrücken und dann loslassen, so würde der erhöhte Gasdruck die Materie wieder allseitig nach außen drücken, und sie würde über die Gleichgewichtslage hinauschießen. Dort aber würde die Schwerkraft stärker sein als der Gasdruck und das Gas wieder in Richtung zum Sternzentrum ziehen. Der Stern würde radial pulsieren. Einmal aus dem Gleichgewicht gebracht, würde der Stern weiterschwingen. Die Periode der Schwingung des Sterns kann dabei — ähnlich der Schwingungsperiode unseres Modells — berechnet werden, wenn die Eigenschaften des Sterns, seine Masse, die Temperaturverteilung in seinem Innern, also wenn sein innerer Aufbau bekannt ist. Kennt man demnach den inneren Aufbau eines Delta-Cephei-Sterns, so ist man in der Lage, seine Schwingungsperiode zu bestimmen, auch ohne die eigentliche Ursache der Pulsation zu kennen. Wie weit paßt aber auf den schwingenden Stern die Annahme, die wir bisher beim Topfmodell gemacht haben, daß nämlich die schwingende Materie wärmeisoliert ist (daß also keine Energie nach außen fließt)? Diese Eigenschaft ließ ja erst die Schwingungen periodisch, also ungedämpft, werden, da nur so einer einmal angeregten Schwingung keine Schwingungsenergie entzogen wird. Durch die Sternmaterie hindurch kann aber z. B. die beim Zentrum erzeugte Energie in Form von Strahlung fließen, die dann von der Oberfläche in den Weltraum ausgesandt wird. Die Sternmaterie ist also sicher nicht gänzlich isolierend gegen einen Energiefluß (Wärmefluß). Daher muß das bisherige Topfmodell noch abgeändert werden.

Gedämpfte Schwingungen

Ein Stern schwingt nicht vollständig wärmeisoliert (adiabatisch). Das Topfmodell wird den Verhältnissen im Stern mehr gerecht, wenn die Wärmeisolation des Topfes an einer Stelle nicht vollständig ist (Abb. 1c). Durch diese Stelle soll zwar nicht das Gas hindurchströmen, wohl aber Wärme (also Energie) aus dem Topf in die Umgebung oder umgekehrt fließen können. Dieses „Wärmeleck“ ist in der Abbildung 1c am Boden des Topfes durch fehlende Schraffierung angedeutet. Wir bringen außerdem den Topf in ein umgebendes Medium, dessen Temperatur gerade gleich der Temperatur des Gases im Topf während der Gleichgewichtslage ist. Wenn der Kolben wieder angestoßen ist und nach unten schwingt, dann komprimiert er das Gas im Topf und erhitzt es damit. Jetzt fließt aber etwas Wärmeenergie durch die Undichtigkeit aus dem erhitzten Topf in die

7. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

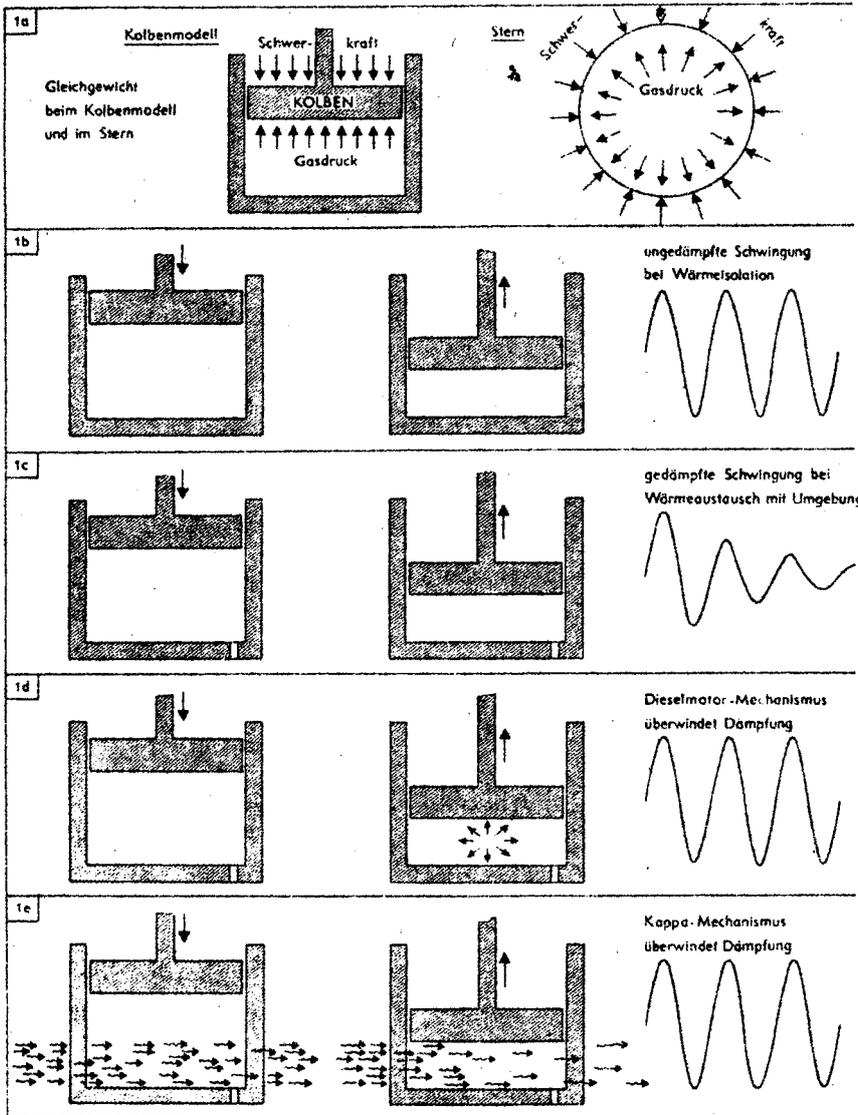


Abb. 1:

- Das Gleichgewicht zwischen Schwerkraft und Gasdruck beim Kolbenmodell und beim Stern.
- ungedämpfte (periodische) Schwingungen des Kolbens über dem Gas bei guter Wärmeisolation.
- Dämpfung der Schwingung des Kolbens infolge schlechter Wärmeisolation; durch ein Leck am Topfboden (unschraffiert) kann Wärme mit der Umgebung ausgetauscht werden.
- Im Augenblick der Kompression wird mehr nukleare Energie erzeugt als sonst und der Kolben verstärkt nach oben zurückgestoßen. Dieser Dieselmotor-Mechanismus kann ungedämpfte Schwingungen aufrecht erhalten trotz der schlechten Wärmeisolation.
- Im Augenblick der Kompression wird mehr Energie absorbiert als sonst, und der Kolben wird verstärkt nach oben zurückgestoßen. Dieser „Kappa-Mechanismus“ kann gleichfalls ungedämpfte Schwingungen trotz schlechter Wärmeisolation aufrecht erhalten.

Arbeiten die Delta-Cephei-Sterne wie Dieselmotoren oder mit Hilfe von „Strahlungsventilen“?

Wir bringen jetzt in Gedanken in unseren Topf Wasserstoff von so hoher Temperatur, wie sie im Innern der Sterne herrscht. Dabei können Wasserstoffatome zu Helium verschmelzen. Bei jeder einzelnen Verschmelzung wird ein bestimmter Betrag von Energie frei. Diese „Kernreaktionen“ sind sehr temperatur-empfindlich, sie werden sofort sehr viel häufiger, wenn man die Temperatur nur ein wenig erhöht. Die Umwandlung geht langsam vor sich, so daß während jeder Schwingung nur ein sehr kleiner Bruchteil des Wasserstoffs verbraucht wird. In der Gleichgewichtslage wird im Topf ständig Wärmeenergie durch die Kernreaktionen erzeugt, die durch die Wärme-Undichtigkeit in die Umgebung abfließt. Wenn jetzt wieder der Kolben rasch nach unten gedrückt wird, erhitzt sich das Gas im Topf durch die Kompression. Da bei höherer Temperatur mehr Wasserstoffatome zu Helium verschmelzen, wird im Topf mehr Energie frei als in der Gleichgewichtslage. Die Innentemperatur steigt also mehr an als ohne nukleare Energieerzeugung und damit auch der Innendruck. Dadurch wird der Kolben mit verstärkter Kraft nach oben gedrückt (vgl. Abb. 1d). Es ist ein Vorgang, der ähnlich wie beim Dieselmotor die Schwingung des Kolbens in Gang halten kann trotz der durch die Undichtigkeit bewirkten Dämpfung. Der Stern als Dieselmotor – ein verführerischer Gedanke für die Möglichkeit, einen Delta-Cephei-Stern in Schwingung zu halten! Der Stern erzeugt sowieso dauernd Energie durch Kernreaktionen; wenn er komprimiert ist, erzeugt er in seinem Zentrumsgebiet mehr nukleare Energie als normal und wird wieder auseinandergetrieben. Wenn er aufgebläht

gleichgebliebene Umgebung, da ohne Isolation stets Wärmeenergie vom Gebiet größerer Temperatur in das Gebiet niedrigerer Temperatur fließt. Als Folge davon steigen im Topf Temperatur und Druck weniger stark an. Der Kolben wird somit weniger stark nach oben gedrückt als in dem Fall, daß keine Wärme entweichen könnte, und wird nicht ganz so weit nach oben über die Ruhelage hinauslaufen. Jetzt, bei der Expansion, ist das Gas abgekühlt, und etwas Wärmeenergie fließt von der Umgebung in den Topf zurück – zur unrichtigen Zeit! Denn dadurch werden Temperatur und Druck des Gases etwas erhöht, während die Schwerkraft den Kolben gerade zurück nach unten zieht. So wird von Mal zu Mal die Schwingung kleiner: Das Kolbenmodell schwingt gedämpft. Die anfängliche Schwingungsenergie wird als Wärmeenergie an die Umgebung abgegeben, der Kolben kommt schließlich zur Ruhe.

So verhält sich auch ein normaler Stern. Wenn er bei der Schwingung komprimiert

wird, gibt es in ihm Gebiete, die sich stark erhitzen (sie entsprechen dem Gas im Topf des Modells) und solche, die sich weniger erhitzen (sie entsprechen dem Medium, das den Topf umgibt). Es fließt dann – vor allem in den äußeren Schichten des Sterns – Wärmeenergie zwischen den verschiedenen erhitzten Gebieten hin und her, was die Schwingung des Sterns dämpft. Genauere Rechnungen zeigen, daß danach ein künstlich in Schwingung versetzter Stern von den Dimensionen eines Delta-Cephei-Sternes nach etwa 5000–10000 Schwingungen, also etwa nach 100 Jahren, wieder in Ruhe sein müßte. Wir wissen aber aus den Beobachtungen, daß der Stern Delta Cephei selbst seit seiner Entdeckung im Jahre 1784 mit unverminderter Stärke pulsiert. Wo ist also der Motor, der die Schwingungen eines solchen Sterns aufrecht hält, obwohl sie nach den bisherigen Überlegungen in relativ kurzer Zeit abklingen sollten? EDDINGTON diskutierte hierfür in seinem eingangs zitierten Buch zwei Möglichkeiten.

8. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

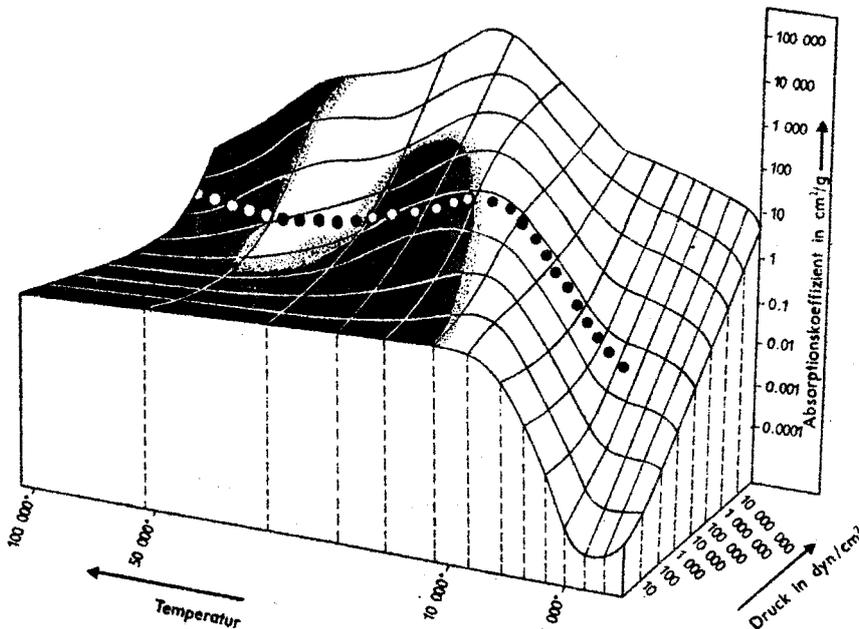


Abb. 2: Ein dreidimensionales Modell der Absorptionseigenschaften des Gases in den äußeren Schichten eines Sterns (Kappa-Gebirge). Zu vorgegebenen Werten von Druck und Temperatur gibt die jeweilige Höhe der Oberfläche ein Maß für den Absorptionskoeffizienten κ (in cm^2/g). Der Druck ist gegeben in dyn/cm^2 (1 Million dyn/cm^2 ist etwa 1 Atm). Die punktierte Linie zeigt an, welche Kombinationen von Druck und Temperatur in den äußeren Schichten eines Delta-Cephei-Sterns auftreten. Das rechte Ende der punktierten Kurve entspricht der Oberfläche. Je weiter nach links man entlang der Kurve geht, um so tiefer kommt man in den Stern. Hell gezeichnete Gebiete der Fläche sind solche, bei denen die Absorption auf eine Schwingung anregend wirkt, dunkel gehaltene Gebiete regen nicht an. Ein Delta-Cephei-Stern hat also zwei anregende Gebiete. Außen (im Bild rechts) ist das erste Gebiet. Davon durch ein dämpfendes Gebiet getrennt liegt tiefer innen (weiter links) ein zweites anregendes Gebiet. Noch weiter innen (ganz links) wirkt die Sternmaterie wieder dämpfend.

ist, dann ist seine Energieproduktion zu gering, und er fällt zusammen.

Der englische Astrophysiker T. G. COWLING konnte jedoch im Jahre 1936 quantitativ zeigen, daß dieser Effekt im Stern nicht ausreicht, die Dämpfung zu überwinden. Wenn nämlich ein Stern schwingt, dann schwingen vorwiegend die äußeren Schichten, deren Temperatur für Kernreaktionen viel zu niedrig ist. Das Sterninnere dagegen, vor allem das heiße Zentrumsgebiet, wo die Kernreaktionen stattfinden, wird nur sehr wenig mitbewegt und seine Temperatur nur wenig verändert. Das Zentrumsgebiet merkt also kaum, daß die Außenschichten schwingen, und dementsprechend ist die nukleare Energieerzeugung im Stern im Augenblick der größten Kompression kaum größer als im Augenblick der größten Expansion des Sterns. Bei den Delta-Cephei-Sternen ist demnach dieser so anschauliche Dieselmotor-Mechanismus praktisch unwirksam. Es ist aber gut möglich, daß er bei anderen Sternen wichtig wird.

EDDINGTON machte in seinem Buch auch noch auf einen anderen möglichen Mechanismus aufmerksam, der nicht im Zentrumsgebiet des Sterns, sondern in seinen stark schwingenden Außenschichten wirksam werden soll. Diese Schichten haben, wie erwähnt, so niedrige Temperaturen, daß in ihnen keine Kernprozesse ablaufen; sie werden aber von einer starken vom Zentrum kommenden Strahlung durchflossen. Zur Veranschaulichung denken wir uns dementsprechend

unseren Topf wieder bei niedrigerer Temperatur aber zusätzlich von Strahlung durchsetzt, die das Gas im Topf etwa von links nach rechts durchsetzt, vergleiche Abbildung 1e. (Es mag vielleicht widersprüchlich erscheinen, daß das Topfmaterialeinerseits sehr gut wärmeisolierend sein soll und andererseits der Topf von Strahlung durchsetzt werden soll. Im Prinzip ließe sich das erreichen, wenn man zum Beispiel Röntgenstrahlung nimmt, und wenn das Topfmateriale zwar keinen Wärmeaustausch zwischen dem Gas im Topf und der Umgebung zuläßt, für Röntgenstrahlung aber eine gewisse Durchlässigkeit besitzt.) Das Gas im Topf sei ferner nicht vollständig durchsichtig und verschlucke daher einen Teil der Strahlung. Es wird sich deswegen anfangs etwas aufheizen, bis der Temperaturunterschied zwischen dem Gas im Topf und der Umgebung gerade so groß geworden ist, daß durch das Loch in der Wärmeisolation in der Sekunde genauso viel Energie nach außen abgeführt wird, wie dem Gas durch die Absorption eines Teils der Strahlung zugeführt wird. Man erhält dann wieder eine Gleichgewichtslage, in welcher sich der Kolben nicht bewegt.

Der Anteil der Strahlung, den das Gas verschluckt, wird von der Absorptionseigenschaft des Gases, quantitativ von dem sogenannten Absorptionskoeffizienten κ bestimmt; er gibt an, welcher Bruchteil der eintretenden Strahlung von einer Materieschicht der Dicke 1 cm und der Dichte 1 g/cm^3 absorbiert wird. Seine

Größe ändert sich im allgemeinen mit Temperatur und Druck des Gases.

Wir gehen von der Gleichgewichtslage des Kolbens in unserem Topf aus und drücken den Kolben ein kleines Stück nach innen. Das Gas wird komprimiert, und Druck und Temperatur werden vergrößert. Im Prinzip sind nun zwei Fälle denkbar: Der Absorptionskoeffizient (der sich mit Temperatur und Druck ändert) wird bei dieser Kompression größer oder wird kleiner. Betrachten wir den ersten Fall. Wenn bei Kompression die Absorption ansteigt, dann wird mehr Strahlungsenergie absorbiert als in der Ruhelage. Durch diese Zusatzenergie kann der durch die Undichtigkeit entstehende Wärmeverlust kompensiert werden. Durch den Überdruck wird der Kolben nun genauso stark wie ohne Dämpfung nach oben gehoben über die ursprüngliche Ruhelage hinaus. Dann aber ist das Gas dünner und kühler als in der Ruhelage und daher die Absorption geringer. Das Gas erhält weniger Energie als in der Ruhelage, wodurch der nun erfolgende Wärmezufuß aus der Umgebung kompensiert und unschädlich gemacht wird. Die schwankende Absorption gleicht also stets den Wärmeaustausch mit der Umgebung aus. Der Kolben bewegt sich so ungedämpft auf und ab. Wenn in einem Stern in einer Schicht die Absorption die eben beschriebene Eigenschaft hat, dann kann die den Stern durchdringende Strahlung den Stern zur Schwingung anregen, also die Effekte der Dämpfung überwinden. Wenn der Stern komprimiert ist, kann die vom Innern des Sterns nach außen dringende Strahlung nicht so gut durch die betrachtete Schicht nach außen. Das Innere heizt sich auf und treibt den Stern auseinander. Der Stern bläht sich nach einer Kompression auf. Ist der Stern dann in seiner größten Ausdehnung, dann ist umgekehrt die hemmende Wirkung der Absorption reduziert. Es kann mehr Energie nach außen als sonst, das Innere kühlt sich ab, und der Stern fällt wieder in sich zusammen; die Expansion wird also wieder von einer Kompression gefolgt. Die Absorption der Sternmaterie wirkt wie ein Ventil für die nach außen gehende Strahlung, das sich im Rhythmus der Pulsation öffnet und schließt. Wir wollen dies als den Kappa-Mechanismus bezeichnen.

Dieser Mechanismus ist bereits in EDDINGTONS Buch (1926) beschrieben. Und nun kommt die Tragik. Zu EDDINGTONS Zeiten kannte man nur eine grobe Näherungsformel für den Absorptionskoeffizienten im Sterninnern, die sogenannte Kramersche Formel. Nach ihr verringert sich stets die Absorption bei Kompression. Dann aber treten statt der eben

9. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

besprochenen gegenteilige Effekte auf, der Absorptionsmechanismus wirkt gerade in falscher Richtung. Im Topfmodell wird jetzt bei größter Kompression weniger Strahlung absorbiert als in der Normlage, und die Energie reicht nun erst recht nicht aus, eine Schwingung aufrechtzuerhalten. Im Gegenteil, solche Absorptionsprozesse dämpfen zusätzlich die Schwingung. Dies ist der Grund, weswegen EDDINGTON selbst seinen zweiten Mechanismus beiseite legte.

ZHEVAKINS neue Diskussion der alten Idee

Bis zum Beginn der fünfziger Jahre hatte man die Absorptionseigenschaften des Sterns gases wesentlich besser erforscht. Man wußte, daß die alte Kramersche Näherung (die EDDINGTON letzten Endes zur Aufgabe seines Mechanismus zwang) nur im tiefen Innern der Sterne richtig ist. Für die äußeren Sternschichten dagegen hatte sich die Absorption als eine sehr komplizierte Funktion von Druck und Temperatur herausgestellt (vgl. Abb. 2). Dabei wurde klar, daß es in den Außenschichten eines Sterns Teilgebiete gibt, in welchen die Absorption bei Kompression ansteigt, in welchen also der Absorptionsmechanismus Pulsationen unterstützt. Dem standen allerdings die Innenschichten des Sterns gegenüber, welche nach wie vor im ganzen gesehen dämpfend wirken. ZHEVAKIN zeigte nun in einer fundamentalen Arbeit im Jahre 1953, daß bei einem Delta-Cephei-Stern die schwingungsanregende Wirkung der äußeren Schichten ausreicht, die gesamte Dämpfung im übrigen Stern zu überwinden und den Stern ungedämpft schwingen zu lassen. EDDINGTONS Absorptionsmechanismus hält also einen Delta-Cephei-Stern gegen die Dämpfungseffekte in Schwingung.

Man kann heute die Struktur der äußeren Schichten eines Sterns recht genau berechnen. Die Abbildung 3 zeigt die äußeren 1000000 km eines Delta-Cephei-Sterns; aus ihr lassen sich Temperatur und Druck in verschiedenen Tiefen entnehmen. In Abbildung 2 ist der Absorptionskoeffizient κ von Sternmaterie als Funktion von Druck und Temperatur in Form eines Modells wiedergegeben. Mit Kenntnis der Struktur des Sterns (Abb. 3) und mit Kenntnis des Absorptionskoeffizienten kann man nun im Prinzip feststellen, ob eine bestimmte Schicht im Stern bei Pulsation anregend oder dämpfend wirkt. Dies geschieht dadurch, daß wir fragen, ob die Materie dieser Schicht mit ihrem Druck und ihrer Temperatur in einen Topf eingeschlossen bei (adiabatischer) Kompression ihren Absorptionskoeffizienten vergrößern oder verringern würde.

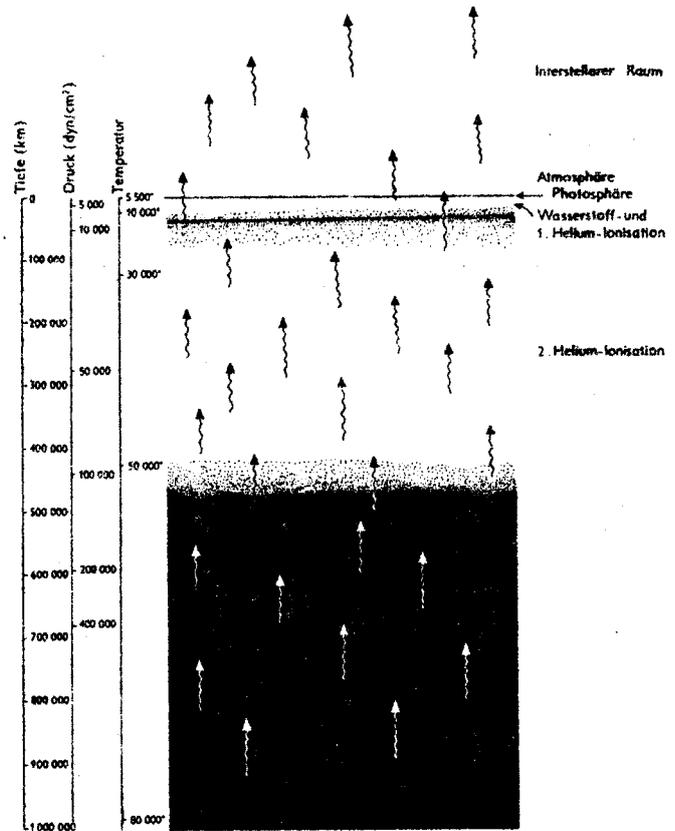


Abb. 3: Schnitt durch die äußeren Schichten eines Delta-Cephei-Sterns bis in die Tiefe von 1 Million km, welche die äußeren 2% des Sternradius enthalten. Links ist die Tiefenskala, daneben sind Druck- und Temperaturwerte für verschiedene Tiefen. Jede Tiefenschicht entspricht gemäß ihren Druck- und Temperaturwerten einem Punkt der punktierten Linie in Abb. 2. Im mittleren vertikalen Streifen sind die anregenden Gebiete hell, die dämpfenden dunkel gezeichnet. Man beachte, daß die äußere anregende Zone geometrisch sehr dünn ist. In ihr ist nur wenig Masse enthalten. Wesentlich wichtiger ist die zweite anregende Zone. Sie gibt die hauptsächlichste Anregung, die bei den Delta-Cephei-Sternen ausreicht, die Dämpfung zu überwinden. Die Pfeile sollen die Strahlung darstellen, welche die Sternmaterie von innen nach außen durchdringt, und deren Absorption in den hellen Zonen die Schwingung anregt und in den dunklen Zonen auf die Schwingung dämpfend wirkt.

Zu vorgegebenen Werten von Druck und Temperatur gehört ein Punkt auf der Fläche der Abbildung 2 (Kappa-Gebirge). Wenn sich Druck und Temperatur ändern, dann wandert der Punkt im Kappa-Gebirge. Gas in einem Topf wird — nach dem vorher Gesagten — genau dann schwingungsanregend wirken, wenn sich der Absorptionskoeffizient bei Kompression vergrößert, also wenn der zugehörige Punkt im Kappa-Gebirge bei Kompression an Höhe gewinnt. Alle diese Gebiete des Kappa-Gebirges sind in der Abbildung 2 hell gezeichnet. In allen anderen Gebieten dagegen (in Abb. 2 schwarz gezeichnet) wirkt der Absorptionsmechanismus gerade verkehrt, also zusätzlich dämpfend. Ein Stern wird um so eher pulsieren können, je mehr von seiner Materie derartige Druck- und Temperaturwerte hat, daß der Absorptionskoeffizient im hellen Teil des Kappa-Gebirges liegt.

In die Abbildung 3 haben wir eingezeichnet, welche Schichten des Sterns anregend wirken (weiß), welche nicht (schwarz). Daraus ersieht man, daß das Innere des Sterns dämpfend und nur eine dünne Oberflächenschicht anregend wirkt. Wenn man quantitativ Anregung und

Dämpfung gegeneinander abschätzt, findet man, daß nur unter ganz besonderen Umständen die Anregung überwiegt und den Stern zum Pulsieren zwingt. Sind aber diese Bedingungen einmal erfüllt, dann genügt eine beliebig kleine Störung (wie sie im Stern stets vorhanden ist, und die im allgemeinen wegen der Dämpfung wieder verschwindet) um den Schwingungsmechanismus in Gang zu setzen. Im Laufe ihrer Entwicklung kommen manche Sterne für einige Zeit in diesen Zustand, in dem sie dann als Delta-Cephei-Sterne beobachtet werden können. Diese Entwicklung kann man heutzutage berechnen, wie in einem früheren Aufsatz in dieser Zeitschrift berichtet wurde (siehe SuW 3, 173). Verknüpft man nun solche Entwicklungsrechnungen mit Pulsationsrechnungen, bei denen der hier beschriebene Mechanismus berücksichtigt wird, dann kommt man zu sehr befriedigenden Ergebnissen. Man kann so gewisse beobachtete Eigenschaften der Delta-Cephei-Sterne erklären, wie z. B. die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung. Es ist recht wahrscheinlich, daß auch andere Gruppen von veränderlichen Sternen, etwa die RR-Lyrae-Sterne, mit Hilfe des hier beschriebenen Mechanismus schwingen.

Delta Cephei Sterne und die kosmische Entfernungsskala

In der Geschichte der Erforschung des Weltalls haben die pulsierenden Sterne eine große Rolle gespielt. Man benutzt dazu die Perioden - Leuchtkraft - Beziehung.

Fast war es, als ob uns die Natur ein Geschenk gemacht hätte, um uns die Entfernungsbestimmungen im Weltall zu erleichtern. Denn es schien, als hätte sie einer gewissen Sorte von Sternen eine Art Preisschild umgehängt, an dem man die Leuchtkraft des Sterns ablesen kann, um dann die Größe der Welt allein nach diesen Sternen zu errechnen. Denn wir wissen, daß die Entfernung bestimmt werden kann, wenn man zur Leuchtkraft die scheinbare Helligkeit dazunimmt. So nützlich dies auch war, die Astronomen wurden in eine Falle gelockt, und es bedurfte Jahrzehnte, um wieder herauszufinden. Die Sterne, um die es hier geht, haben die Eigenschaft, daß ihre Leuchtkraft sich im Laufe der Zeit rhythmisch ändert (Abb. 4.4). Es begann mit einer Astronomin in Amerika. Miss Henrietta Leavitt kam 1902 an die Harvard-Sternwarte. Ihr Arbeitsgebiet waren die Veränderlichen Sterne. Tausende von Himmelsaufnahmen, immer wieder von allen Feldern des Himmels aufgenommen, standen im Harvard-Plattenarchiv. Durch Vergleich von Aufnahmen, die zu verschiedenen Zeiten von derselben Gegend des Himmels gewonnen worden waren, kann man Sterne herausfinden, die ihre Helligkeit mit der Zeit ändern, sogenannte *Veränderliche Sterne*. Wenn man einmal auf solch einen Stern aufmerksam geworden ist, und sein Verhalten auf allen vorhandenen Platten studiert, kann man herausfinden, von welcher Art seine Veränderungen sind, ob unregelmäßig oder periodisch.

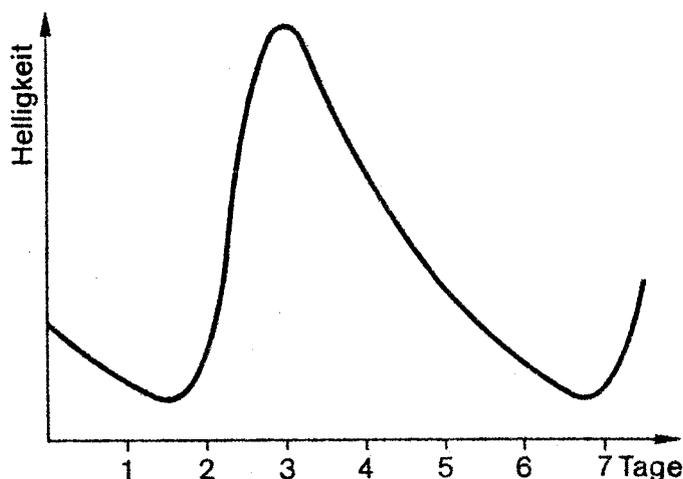


Abb. 4.4: Die Helligkeitsänderung des Sterns Delta Cephei. Nach oben ist die Helligkeit aufgetragen, nach rechts die Zeit in Tagen. Im Rhythmus von 5.4 Tagen wird der Stern heller und schwächer. Delta-Cephei-Sterne haben die wichtige Eigenschaft, daß die mittlere Strahlungsleistung bei Sternen längerer Periode größer ist als bei solchen kürzerer Periode. Es gibt eine einfache Beziehung (Abb. 4.5), die es gestattet, aus der Periode die Strahlungsleistung eines solchen Sterns zu bestimmen. Damit sind die Delta-Cephei-Sterne ideale Standardkerzen für die Bestimmung kosmischer Entfernungen.

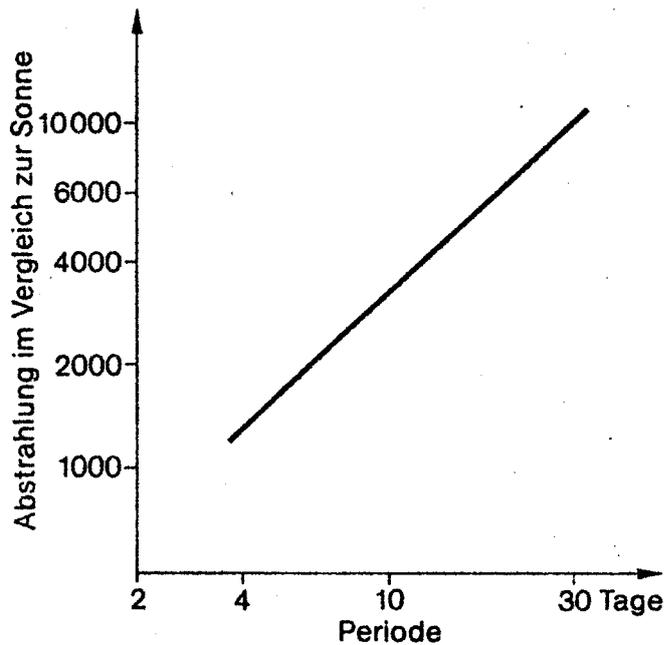


Abb. 4.5: Die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung der Delta-Cephei-Sterne. Zu jeder Periode der Helligkeitsänderungen gehört eine ganz bestimmte mittlere Strahlungsleistung. Da man die Periode durch geduldiges Beobachten eines Delta-Cephei-Sterns ermitteln kann, läßt sich für jeden dieser Sterne aus dem Diagramm sofort die mittlere Leuchtkraft bestimmen. Diese gibt zusammen mit der scheinbaren Helligkeit die Entfernung. Ein Fehler in der Eichung dieser Beziehung hat den Astronomen für Jahrzehnte falsche Entfernungen der Galaxien gebracht.

Die Harvard-Sternwarte hatte über viele Jahrzehnte in Peru Aufnahmen von den beiden Magellanschen Wolken gesammelt. Wir wissen schon, es sind zwei kleine Begleitgalaxien, die in etwa 60 kpc Entfernung bei unserem Milchstraßensystem stehen und die im Teleskop in Einzelsterne aufgelöst werden können. Miss Leavitt suchte nach Veränderlichen Sternen in den beiden Wolken. Im Jahre 1908 kam sie mit insgesamt 1777 Veränderlichen Sternen in diesen Systemen heraus. Nur bei 17 von ihnen, die in der Kleinen Magellanschen Wolke standen, war ihr der Nachweis gelungen, daß sie ihre Helligkeit in regelmäßigem Rhythmus ändern. Es waren alle pulsierende Sterne, die sich rhythmisch aufblähen und wieder zusammenfallen, sogenannte *Delta-Cephei-Sterne*, wie man sie schon in den verschiedensten Gebieten unserer Milchstraße gesehen hatte. Der schnellste von Miss Leavitts pulsierenden Sternen änderte sein Licht rhythmisch mit einer Periode von 1.25 Tagen, der langsamste brauchte 127 Tage dazu. Dabei fiel ihr auf, daß die Sterne mit kurzer Periode als lichtschwache Pünktchen erscheinen, während die mit längerer Periode sehr viel heller sind. Es sah so aus, als ob die Regel besteht: Die Delta-Cephei-Sterne mit den längsten Perioden sind auch die hellsten.

Dabei muß man beachten, daß die Sterne – wegen der riesigen Entfernung im Vergleich zum Durchmesser der Wolke – praktisch alle gleich weit von uns entfernt stehen. Das bedeutet dann, daß die Sterne, die scheinbar heller sind, auch in Wahrheit mehr Licht abstrahlen. Wenn sich bestätigt, daß man aus der Periode eines Delta-Cephei-Sterns seine Leuchtkraft bestimmen kann, ist man einen großen Schritt weiter. Denn bis in die fernsten Winkel unserer Milchstraßenscheibe erspähen wir pulsierende Sterne. Wenn man ihre Helligkeitsänderungen geduldig verfolgt, findet man ihre

12. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

Schwingungsperiode. Wenn es nun eine eindeutige Beziehung zwischen Periode und Leuchtkraft gibt, dann können wir aus der Periode die Leuchtkraft ermitteln und aus der scheinbaren Helligkeit ihre Entfernung. Mit den Delta-Cephei-Sternen hat man dann Standardkerzen im Weltraum, aus deren Helligkeit am Himmel ihre Entfernung bestimmt werden kann. Sie sind Meilensteine im Weltall!

Aber noch war es nicht soweit, noch hatte Miss Leavitt nur 17 Sterne. Vier Jahre später hatte sie mehr Material, und sie fand: Es gibt tatsächlich eine Perioden-Leuchtkraft-Beziehung! Je größer die Periode, um so größer die Leuchtkraft (Abb. 4.5).

Wie weit draußen stehen die Kugelsternhaufen?

Was Miss Leavitt gefunden hatte, war in Wahrheit eine Beziehung zwischen Periode und *scheinbarer Helligkeit*. Was man braucht, um die Delta-Cephei-Sterne für die Entfernungsbestimmung zu nutzen, ist eine Perioden-Leuchtkraft-Beziehung. Es fehlte nur noch die Entfernung eines einzigen pulsierenden Sternes, um das Ganze zu eichen. Welche Leuchtkraft ein Stern mit einer Periode von, sagen wir, drei Tagen hat, das wußte man noch nicht. Dazu fehlte die Entfernung der Kleinen Magellanschen Wolke. In der Nachbarschaft der Sonne ist kein pulsierender Stern der Parallaxenmethode zugänglich, auch in der Hyadengruppe steht keiner. So hatte man zwar die wunderschöne Gesetzmäßigkeit von Miss Leavitt, aber es fehlte noch der entscheidende Punkt, die Eichung. Da tauchte im richtigen Augenblick ein neunundzwanzigjähriger Astronom auf, Harlow Shapley.

Shapley, Jahrgang 1885, hatte mit 16 Jahren als Reporter bei der Zeitung einer kleinen Stadt im Staate Kansas begonnen, dann verlegte er für kurze Zeit seine Tätigkeit nach Missouri, wo er als Gerichtsreporter arbeitete. Dort ging er im Jahre 1907 an die Universität, weil er Journalismus von Grund auf erlernen wollte. Aber die Schule für Journalismus der Universität sollte erst ein Jahr später eröffnet werden. So sah er sich nach einem anderen Studienfach um. Später schrieb er, daß er beim Blättern durch das Vorlesungsverzeichnis mit seinen vielen Lehrangeboten merkte, daß er »astronomy« leichter aussprechen konnte als »archaeology«. Das nahm ihn angeblich für das Fach ein – und so belegte er Astronomie. Im Jahre 1914 bot man ihm eine Stellung am Mt.-Wilson-Observatorium in Kalifornien, nördlich von Los Angeles, und er nahm an.

Versetzen wir uns in die Situation jener Zeit. Irgendwie ahnte man schon, daß wir in einer flachen Scheibe von Sternen leben, aber es war schwierig, ihre genauen Maße zu finden. Wenn man mit dem Teleskop in irgendeine Richtung blickte, die auf die Milchstraße wies, und wenn man schätzte, bis wie weit hinaus in diese Richtung noch Sterne stehen, so schien es, als ob im Abstand von wenigen kpc die Zahl der Sterne merklich abnahm und man schon am Rande des Systems angelangt wäre. Die Dichte schien nach allen Richtungen der Milchstraßenebene gleich stark abzufallen. Das legte den Gedanken nahe, daß wir mit unserer Sonne im Zentrum der Scheibe stehen und daß die Scheibe selbst einen Durchmesser von höchstens 16 kpc besitzt. Die Dicke nahm man zu 3 kpc an. In diesem Bild waren wir wieder einmal irgendwo in einer Mitte. So wie wir vor Kopernikus in der Mitte des Sonnensystems waren und sich alles einschließlich der Sonne um uns bewegte, so sollten wir jetzt im Zentrum des Milchstraßensystems sein, und Milliarden anderer Sterne sollten ihre Bahnen um uns ziehen.

13. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

Das war die Situation, als der junge Shapley auf den Mt. Wilson kam. Miss Leavitt hatte gerade die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung für Delta-Cephei-Sterne verbessert. Es fehlte nur noch die Kenntnis der Entfernung eines einzigen Objektes dieser Gruppe von Veränderlichen Sternen. Das paßte nun gut mit den Interessen des Neuen am Mt.-Wilson-Observatorium zusammen. Ihm hatten es die Kugelsternhaufen angetan. Wir hatten schon in Kapitel 1 und 3 gesehen, daß im Halo, außerhalb der Milchstraßenscheibe, Kugelsternhaufen stehen. Darüber hinaus stehen im Halo auch Einzelsterne. Sowohl in den Kugelsternhaufen wie auch unter den Einzelsternen im Halo gibt es viele Veränderliche Sterne, deren Lichtkurven an die der Delta-Cephei-Sterne erinnern. Besonders auffallend ist, daß es unter ihnen viele pulsierende Sterne mit Perioden unter einem Tag gibt. Nach einem solchen Stern, den wir im Sternbild der Leier sehen, hat man sie *RR Lyrae-Sterne* genannt. Man kennt im Halo über 4000 von ihnen. Daneben gibt es noch zahlreiche regelmäßige Veränderliche, deren Perioden in der Gegend mehrerer Tage liegen, so, wie die Perioden von Miss Leavitts Delta-Cephei-Sternen in der Kleinen Magellanschen Wolke. Es lag also nahe, das Problem der Größe unseres Milchstraßensystems mit den Halosterne anzupacken.

Aber vorerst war Miss Leavitts Perioden-Leuchtkraft-Beziehung nicht anwendbar. Noch mußte sie geeicht werden. Shapley benutzte eine besondere Methode dafür. Sie beruht auf einem uns allen geläufigen Prinzip. Denken wir uns, wir würden des Nachts auf einer Wiese stehen und würden in der Entfernung Straßenlaternen sehen. Da wir das Gelände nicht erkennen können und nur die hellen Punkte der Lampe sehen, die vielleicht auch noch verschiedene Strahlungsleistungen haben, so ist es schwierig zu entscheiden, welche der Lampen nahe sind und welche weit entfernt. Das wird sofort anders, wenn wir beim Gehen die Lampen verfolgen. Die in der Nähe stehenden werden sich deutlich verschieben, wir gehen ja nahe an ihnen vorbei, anfangs scheinen sie vor uns zu sein, bald haben wir sie hinter uns gelassen. Die Lampen aber, die in großer Entfernung stehen, wandern nur ganz langsam. Sie scheinen am Horizont stillzustehen. Anders ausgedrückt: Während wir über die Wiese gehen, beobachten wir bei den nahen Laternen eine große Eigenbewegung, bei den entfernteren dagegen eine geringere. Wenn ich eine Gruppe von vielleicht 20 Laternen herausgreife, ihre Eigenbewegung während meiner Wanderung messe und finde, daß sie alle eine große Eigenbewegung zeigen, dann weiß ich, daß ich recht nahe Laternen ausgewählt habe. Wenn ich meine Gehgeschwindigkeit kenne, so kann ich den durchschnittlichen Abstand meiner ausgewählten Laternen bestimmen.

Das gleiche Prinzip läßt sich auch bei Sternen verwenden. Shapley wandte es auf die *RR Lyrae-Sterne* an. Das waren die pulsierenden Sterne in der Halopopulation, deren Schwingungsperioden unter einem Tag liegen und die so erscheinen, als ob sie kurzperiodische Delta-Cephei-Sterne wären. Mitten zwischen ihnen wandert die Sonne durch den Raum. Sie zeigen deshalb Eigenbewegungen, aus denen Shapley eine mittlere Entfernung dieser Sterne von uns herleiten konnte. Aus dieser Entfernung und aus ihrer scheinbaren Helligkeit konnte er ihre wahre Leuchtkraft abschätzen. Er fand, daß sie alle etwa gleich stark strahlen. Ihre Strahlungsleistung liegt bei etwa dem Hundertfachen der Leuchtkraft der Sonne. Damit war der Nullpunkt der berühmten Perioden-Leuchtkraft-Beziehung von Miss Leavitt festgelegt, so schien es damals zumindest. Da die Kugelsternhaufen ebenfalls solche *RR Lyrae-Sterne* enthalten, ja auch noch hellere Veränderliche mit größerer Periode, war der Weg frei, die Kugelsternhaufen in bezug auf ihre räumliche Verteilung einer genaueren Prüfung zu unterziehen.

Harlow Shapley vertreibt uns aus dem Zentrum der Milchstraße

Shapley war sich ziemlich sicher, daß alle RR Lyrae-Sterne ungefähr die gleiche Strahlungsleistung haben. Es gab genügend von ihnen in den Kugelsternhaufen. Dabei zeigte sich, daß die Sternhaufen, deren RR Lyrae-Sterne recht schwach wirken, am Himmel auch kleiner waren als andere Haufen, deren RR Lyrae-Sterne heller erschienen. Das legte nahe, daß die Haufen, die uns kleiner vorkommen, weiter von uns entfernt stehen. Deshalb ist auch die scheinbare Helligkeit ihrer RR Lyrae-Sterne kleiner. Entferntere Sterne erscheinen eben schwächer als gleich helle nähere. Damit war der Weg frei, das System der Kugelsternhaufen, also den Halo der Milchstraße, auszumessen.

Was zuerst auffällt, ist die Tatsache, daß man in der Gegend, in der die Milchstraße durch das Sternbild Sagittarius geht, viel mehr Kugelsternhaufen sieht als in der Gegenrichtung (Abb. 4.6 und 4.7). Wären wir mit der Sonne im Zentrum der Milchstraße, wie man damals glaubte, und wäre dieses Zentrum der Milchstraße auch gleichzeitig das Zentrum des Halos, dann müßten wir, in welche Richtung wir auch blickten, gleichviel Kugelsternhaufen sehen. Wir sind also ganz sicher nicht im Zentrum des Systems der Kugelsternhaufen. Da Shapley es aber für unsinnig hielt anzunehmen, daß Galaxis und Halo zwei verschiedene Zentren besitzen, so blieb nur die Schlußfolgerung übrig, daß wir auch nicht im Zentrum des Milchstraßensystems sitzen.

Damit war es aber noch nicht genug. Da die RR Lyrae-Sterne alle gleiche Leuchtkraft haben, dienen sie als Standardkerzen. Da die Kugelsternhaufen RR Lyrae-Sterne enthalten, konnte er auch die Abstände der Kugelsternhaufen von uns bestimmen und damit den Durchmesser des Halos. Shapley schätzte ihn damals auf 100 kpc. Wir glauben heute, daß die Kugelsternhaufen in einem kugelförmigen Raumbereich stehen, dessen Durchmesser bei 30 kpc liegt. Dabei nimmt die Dichte, mit der die Haufen im Halo stehen, nach außen hin ab. Je mehr man sich dem Zentrum der Milchstraßenscheibe nähert, um so dichter stehen sie beieinander. Das Zentrum der Milchstraße ist der Ort besonders hoher Kugelsternhaufendichte. Aus der Entfernung der Kugelsternhaufen können wir auch lernen, wie weit wir mit unserer Sonne vom Zentrum der Milchstraße entfernt stehen. Der heute allgemein angenommene Wert liegt bei 10 kpc.

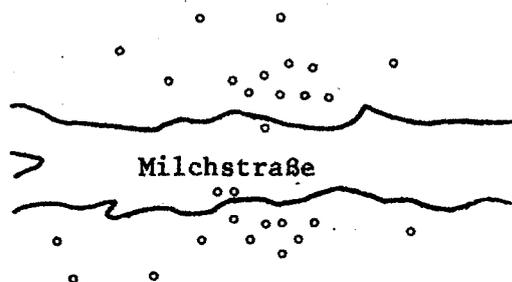


Abb. 4.6: Zu beiden Seiten des Bandes der Milchstraße sieht man in Richtung des Sternbildes Sagittarius (Schütze, in der Bildmitte) besonders viele Kugelsternhaufen (in der Zeichnung schematisch durch helle Punkte dargestellt), in der Milchstraße selbst aber nur wenige. Das rührt daher, daß sie in Richtung des galaktischen Zentrums besonders konzentriert sind, zum anderen, weil das Milchstraßensystem in der Nähe der Mittelebene undurchsichtig ist (vgl. Abb. 4.7).

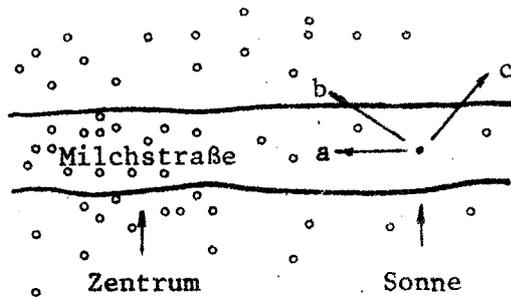


Abb. 4.7: Galaktische Scheibe und Kugelsternhaufen. Wenn wir vom Ort der Sonne aus in die Richtung a blicken, so sehen wir zwar in eine Richtung, in der die Kugelsternhaufen recht dicht stehen. Durch die Absorption des Staubes in der Milchstraßenebene aber reicht unser Blick nicht sehr weit, wir sehen nicht besonders viele. Beim Blick in Richtung b sehen wir aus der Staubschicht hinaus und sehen viele Kugelsternhaufen. Auch in der Blickrichtung c schauen wir aus der Staubschicht heraus, aber es stehen nur wenige Objekte dort, da die Kugelsternhaufen zum galaktischen Zentrum hin konzentriert sind. Viele Kugelsternhaufen sieht man also, wenn man nicht in Richtung des Milchstraßenzentrums blickt, sondern etwas »daneben«, so daß man aus der Staubschicht herauschaut. Die meisten Kugelsternhaufen sind also an den beiden Rändern des Milchstraßenbandes zu sehen, in der Gegend des galaktischen Zentrums, wie in Abb. 4.6 dargestellt ist.

Die Shapleyschen Arbeiten hatten noch ein wichtiges Nebenergebnis. Da in den Kugelsternhaufen auch viele Veränderliche Sterne stehen, deren Perioden bei mehreren Tagen liegen und deren Lichtkurven denen der Delta-Cephei-Sterne stark ähneln, die Miss Leavitt in der Kleinen Magellanschen Wolke fand, lag es nahe, mit Shapley anzunehmen, daß man mit den Halo-Sternen alle pulsierenden Sterne, also auch die von Miss Leavitts Liste, geeicht hat. Das sollte sich als ein schwerer Irrtum herausstellen. Aber dazu mußten erst noch 30 Jahre ins Land gehen.

Die Milchstraße war ausgemessen. Wo immer man einen Kugelsternhaufen beobachtete, die Veränderlichen Sterne in ihm verrieten seine Entfernung. Shapley hatte uns aus dem Mittelpunkt der Milchstraße vertrieben, er hatte uns auch ein größeres, ein besseres Milchstraßensystem geschenkt. Schätzt man den Durchmesser des Halos heutzutage zu 30 kpc, so liegt der Durchmesser der Milchstraßenscheibe bei 25 kpc, ist also wesentlich größer als man vor Shapley geglaubt hatte.

Als der Erste Weltkrieg begann, dachte man noch, wir stünden im Zentrum der Milchstraße. Bei seinem Ende wußte man, daß das falsch ist. (Hätte man die Wahrheit gleich gewußt, es hätte auch nicht viel ausgemacht.) Daß wir nicht im Zentrum der Milchstraßenscheibe stehen sollen, war eine Überraschung. Glaubte man doch triftige Gründe dafür zu haben, daß wir im Nabel der Milchstraße leben. In welche Richtung der Scheibe man auch blickt, es scheint, als ob die Sterne mit wachsender Entfernung immer spärlicher den Raum erfüllen. Es scheint, als ob der Scheibenrand in jeder Richtung gleich weit von uns entfernt ist, so wie es zu erwarten wäre, wenn wir im Zentrum säßen. Aber dieser Schluß ist falsch, vorgetäuscht durch die das Sternlicht absorbierenden Staubmassen in der Milchstraßenscheibe.

Dazu ein Beispiel: Nehmen wir an, wir stünden auf einer Wiese. Es herrsche Nebel und unser Blick reiche nur so weit, wie der Nebel gestattet. Die Sichtgrenze ist dann bei gleichförmig verteiltem Nebel nach allen Richtungen hin gleich weit von uns entfernt. Wir stehen im Zentrum der für uns sichtbaren Welt. Daraus dürfen wir aber nicht schließen, daß wir in der Mitte der Wiese stehen. Wenn sich der Nebel lichtet, erkennen wir vielleicht, daß die Wiese im Süden von einem nahen Wald begrenzt ist, während sie sich nach Nor-

16. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

den sehr weit ausdehnt. Der Nebel aber hatte uns vorgespielt, wir seien in der Mitte. So ist es auch in der Milchstraße. In welche Richtung in der Scheibe wir auch blicken, stets schwächen die galaktischen Nebelschleier das Licht der entfernteren Sterne. Wir bekommen das Gefühl, wir seien in der Mitte.

Glücklicherweise stößt unser Blick nicht in jeder Richtung auf Staubvorhänge. Nur in der Nähe ihrer Mittelebene ist unsere Galaxis staubig, und nur wenn wir in Richtung des Randes der Scheibe blicken, wird unsere Sicht begrenzt. Der Staub behindert uns fast nicht, wenn wir aus der Scheibe hinausblicken. Davon hatte Shapley profitiert, denn seine Kugelsternhaufen stehen im Halo. Um auf sie zu schauen, müssen wir unseren Blick aus der Milchstraßenebene herausheben. Der galaktische Staub stört uns dabei nur wenig.

Bis in die zwanziger Jahre war man nicht sicher, ob die Spiralnebel Gasnebel in unserer Galaxis sind oder Systeme in großer Entfernung. Die Kontroverse gipfelte in der sogenannten "Weltinseldebatte" am 20. April 1920.

Die Entscheidung, wer recht hatte, fiel später auf dem Mt. Wilson. Es begann damit, daß man in Spiralnebeln Veränderliche Sterne entdeckte. Zuerst sah John C. Duncan in einem Spiralnebel im Dreieck einige, während er nach Novae suchte. Später kamen mehr. Dann durchsuchte Hubble den Andromedanebel. Zuerst fand er zwei weitere Novae. Bald erkannte er, daß ein dritter Stern, der seine Helligkeit veränderte, ein Delta-Cephei-Stern war. Seine Periode lag bei einem Monat. Hubbles Beobachtungsbuch, in das er alle von ihm gewonnenen Fotoplaten eintrug, weist bei der Platte H335H eine Randbemerkung von seiner Hand auf. Die Aufnahme war am 5. Oktober 1923 vom Andromedanebel (M31) mit 45 Minuten Belichtungszeit gewonnen worden. Hubble schrieb: »Auf dieser Platte . . . sind drei Sterne gefunden worden, zwei davon Novae, während einer sich als veränderlich zeigte und später als Cepheid identifiziert wurde – der erste im M31 gefundene.« Sofort bestimmte er seine Periode, ging damit in Shapleys Perioden-Leuchtkraft-Beziehung und fand die Entfernung: 300 kpc (daß diese Beziehung noch einen Fehler enthielt und wir heute glauben, daß die doppelte Entfernung die richtigere ist, konnte Hubble nicht wissen). Damit war klar, daß der Andromedanebel weit außerhalb unserer Milchstraßenscheibe lag, ja auch weit außerhalb des Halobereiches, dessen Durchmesser bei 30 kpc liegt. Der Streit war entschieden. Die Nachricht wurde im Dezember 1924 auf einer Tagung der Amerikanischen Astronomischen Gesellschaft bekanntgegeben. Hubble selbst war nicht anwesend, er hatte aber ein Manuskript eingereicht, das verlesen wurde. Inzwischen hatte er 36 Delta-Cephei-Sterne in Spiralnebeln gefunden. Alle bestätigten die Weltinseltheorie.

Für Shapley war Hubbles Mitteilung keine Überraschung mehr. Hubble hatte ihm schon am 19. Februar 1924 geschrieben: »Es wird Dich interessieren zu erfahren, daß ich im Andromedanebel einen Cepheiden gefunden habe.« Shapley war schon damals sofort klar, daß die von ihm bekämpfte Weltinselhypothese bestätigt und er mit der von ihm selbst geeichten Perioden-Leuchtkraft-Beziehung geschlagen worden war. Von da ab wandte er sich immer mehr dem Studium der »Weltinseln« zu.

17. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

Im Jahre 1924 war es also heraus: Die Spiralnebel sind Weltinseln, sind Milchstraßensysteme wie das unsere, mit all der Vielfalt an Erscheinungen, die wir in ihm beobachten. Aber trotzdem war die Welt noch nicht in Ordnung. Als 15 Jahre später Shapley die Medaille einer astronomischen Gesellschaft verliehen wurde, schrieb Hamilton M. Jeffers in seiner Laudatio: »Es gibt immer noch Anzeichen dafür, daß unser Milchstraßensystem ungewöhnlich ›einmalig‹ ist, nämlich größer als alle anderen Systeme draußen.« Im September 1932 tagte die Internationale Astronomische Union in Cambridge, Massachusetts, und Sir Arthur Eddington, der große Astrophysiker aus Cambridge, England, hielt eine öffentliche Vorlesung. »... wenn die Spiralnebel Inseln sind, so ist unsere eigene Milchstraße ein Kontinent«, sagte er. Und weiter: »Mir ist der Gedanke durchaus nicht sympathisch, daß wir zur Aristokratie des Universums gehören sollten.«

Walter Baade schiebt den Andromedanebel in größere Entfernung

Erst 20 Jahre später sollte die astronomische Welt lernen, daß unsere Milchstraße im Universum keine Vorrechte genießt. Es war wieder eine Tagung der Internationalen Astronomischen Union, auf der die Neuigkeit bekannt wurde. Das war 1952 in Rom. Es war ein Wahlamerikaner aus Nordrhein-Westfalen, der in Rom für eine Überraschung sorgte und zeigte, daß unsere Milchstraße im Weltall keine Aristokratin ist, sondern eine einfache Bürgerin. Gleichzeitig beseitigte er noch einen anderen Schönheitsfehler in unserem Weltbild, auf den wir im nächsten Kapitel noch kommen werden.

Im Jahre 1926 wurde einem deutschen Astronomen ein Rockefeller-Stipendium gewährt. Der aus Schröttinghausen stammende Walter Baade hatte in Münster und Göttingen studiert und hatte eine Stelle an der Sternwarte in Hamburg-Bergedorf. Bei seinem durch das Stipendium finanzierten Amerika-Aufenthalt kam er auch auf die Lick-Sternwarte und auf den Mt. Wilson. Wahrscheinlich war der Besuch des Mt.-Wilson-Observatoriums für sein Leben entscheidend. Fünf Jahre später berief man ihn an diese Sternwarte. Er blieb dort, bis er in den Ruhestand versetzt wurde, dann zog er in die Heimat zurück; 1960 starb er in Göttingen.

Sein ganzes Leben bewegte Baade die Frage, welche Sorten von Sternen in den verschiedenen Sternsystemen vorkommen. Er war es, der als erster bemerkte, daß im Halo der Milchstraße, in dem die Kugelsternhaufen stehen, auch Einzelsterne zu finden sind, und daß es sich dabei um die gleichen Arten von Sternen handelt, die man auch in den Kugelsternhaufen sieht. Er bemerkte weiter, daß demgegenüber die Sterne in den Spiralen anders sind. In den Spiralarmen sind die hellsten Sterne blau oder rot, bei den Halosternen dagegen sind die hellsten Sterne immer nur rot. Das konnte er besonders gut im Andromedanebel sehen. Dort blickt man von außen auf das Sternsystem und sieht viel mehr, als wenn man die Struktur unserer eigenen Milchstraße von unserem Standort, also von innen her, zu erkennen sucht. »Eine mit Wald bedeckte Region«, schrieb Baades Kollege Olin C. Wilson einmal, »kann man von der Luft aus besser übersehen, als von einem Standort mitten zwischen den Bäumen.« Baade entdeckte so, daß es im Andromedanebel und in der Milchstraße zwei *Populationen* von Sternen gibt: die Sterne der Scheibenpopulation und die der Halopopulation.

Baade untersuchte auch die Delta-Cephei-Sterne im Andromedanebel, die Hubble entdeckt hatte. Dabei kam ihm sehr zustatten, daß während des Zweiten Weltkrieges die Stadt Los Angeles verdunkelt war und er daher mit dem 2.5-m-Spiegel schwächere Sterne

18. Fortsetzung Gastvortrag: Pulsierende Veränderliche

fotografieren konnte, als dies zu normalen Zeiten möglich war. Den nächsten Schritt in der Erforschung der Veränderlichen Sterne in der Andromedagalaxie konnte er tun, als im November 1948 der 5-m-Spiegel in Betrieb genommen wurde. Dieses Teleskop war schon 1923 vom damaligen Direktor des Mt.-Wilson-Observatoriums, George Ellery Hale, geplant worden. Erst zehn Jahre nach seinem Tod sollte es fertig werden. Mit diesem Spiegelteleskop am Gipfel des 1706 m hohen Palomar Mountain hatte Baade ein Instrument zur Verfügung, das die Auffangfläche des bisher größten Teleskops der Welt, des 2.5-m-Spiegels, um das Vierfache übertraf. Obwohl der Berg südlich von Los Angeles steht, gehörte das neue Teleskop doch mit zur Mt.-Wilson-Sternwarte, die nunmehr in Mt.-Wilson- und Palomar-Observatorien umbenannt wurde.

Baade ging sofort an die Arbeit. Er hatte abgeschätzt, daß er damit die RR Lyrae-Sterne im Andromedanebel finden müßte. Aber diese Veränderlichen Sterne erschienen nicht auf seinen Aufnahmen. Irgend etwas stimmte nicht. Dabei hatte er doch die Entfernung des Andromedanebels genau nach der Hubbleschen Methode festgelegt, hatte die Perioden der dort stehenden Delta-Cephei-Sterne bestimmt. Die von Shapley geeichte Perioden-Leuchtkraft-Beziehung hatte ihm dann die Strahlungsleistung jener Sterne geliefert, und diese hatte er mit ihrer scheinbaren Helligkeit verglichen. Etwa 300 kpc waren als Entfernung herausgekommen, wie bei Hubble. Bei dieser Entfernung sollte das neue Teleskop die RR Lyrae-Sterne zeigen, die zu Hunderten in den Kugelhaufen dort stehen und wahrscheinlich ebenso häufig unter den Einzelsternen im Halo dieses Sternsystems zu finden sind. Aber die RR Lyrae-Sterne im Andromedanebel blieben unsichtbar.

Baade fand die Lösung des Rätsels, und seine schon vorher gewonnene Erkenntnis von der Verschiedenheit der Populationen gab ihm den Schlüssel dazu. Shapley hatte die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung nach RR Lyrae-Sternen geeicht, also nach Halosternen. Bei der Bestimmung der Entfernung des Andromedanebels aber hatte Baade wie alle anderen Astronomen vor ihm pulsierende Sterne in den Spiralarmen des Andromedanebels herangezogen, also Scheibensterne. Wer aber sagt denn, daß die pulsierenden Sterne der Scheibe derselben Perioden-Leuchtkraft-Beziehung genügen wie die des Halos? Die genauere Untersuchung ergab tatsächlich, daß ein pulsierender Stern der Scheibenpopulation viermal heller ist als ein pulsierender Stern der Halopopulation gleicher Periode. Die Perioden-Leuchtkraft-Beziehung der Scheibenpopulation mußte nun neu geeicht werden. Also mußten alle Entfernungen, die mit pulsierenden Sternen der Scheibenpopulation gewonnen worden waren, und das waren die Entfernungen des Andromedanebels und die einiger anderer naher Spiralnebel, revidiert werden. Das Ergebnis war, daß nunmehr alle Entfernungen zwischen den Galaxien verdoppelt werden mußten. Das Universum war doppelt so groß geworden.

Nun war die Welt wieder in Ordnung. Schien es vorher so, als ob unser Milchstraßensystem das größte ist, so waren jetzt alle Galaxien weiter von uns weggerückt, waren also größer, als man vorher gedacht hatte. Unser System stellte sich jetzt als eines heraus, das weder durch besondere Größe noch durch irgendeine andere hervorstechende Eigenschaft aus dem Rahmen fällt.

C. Hoffmeister, G. Richter, W. Wenzel

Veränderliche Sterne

2. völlig überarbeitete Auflage 1984. 170 Abbildungen, 64 Tabellen.
334 Seiten. Gebunden DM 66,-
ISBN 3-540-13396-8

Inhaltsübersicht: Vorwort. – Aus dem Vorwort zur 1. Auflage. – Allgemeine Hinweise. – Pulsierende Veränderliche. – Eruptive Veränderliche. – Bedeckungssterne. – Ergänzungen zur Typologie. – Entdeckung Veränderlicher Sterne. – Bedeutung der Veränderlichen Sterne für die Erforschung des Baus der Galaxis und der Sternentwicklung. – Beobachtungsmethoden und Organisation. – Literatur. – Sachregister und Sternregister.

Das Buch behandelt die Erforschung der Veränderlichen Sterne mit besonderer Berücksichtigung der im "optischen" Spektralbereich beobachtbaren Helligkeitsänderungen, die man vielfach selbst mit einfachen instrumentellen Mitteln verfolgen kann. Auf Fragen der Entwicklung und Physik der Sterne und der Galaxis sowie auf Fragen der mathematischen Statistik wird ebenso eingegangen wie auf Röntgenbeobachtungen von künstlichen Raumfahrzeugen aus. Rolle und Zukunft von Amateurbeobachtungen finden besondere Würdigung.

Das Werk wendet sich an Fachastronomen, besonders auch an Studenten, es sollte aber auch für die meisten Amateure, die an der Beobachtung Veränderlicher Sterne Freude haben, gut verständlich sein.

Näheres über dieses moderne Standardwerk im Referat "Ausgewählte Literatur zu Veränderlichen Sternen", 1. Fortsetzung. Ebendort findet sich auch das Inhaltsverzeichnis.

Weitere himmelskundliche Werke:

Light from the Depths of Time

R. Kippenhahn. 300 Seiten, 87 Figuren, 1987. DM 54.-

Tools of Radio Astronomy

K. Rohlfs. 319 Seiten, 127 Figuren, 1986. DM 118.-

The Invisible Universe - Revealed

G. Verschuur. 180 Seiten, 105 Figuren, 1986. DM 46.-

Cosmology (in Vorbereitung)

G. Contopoulos, D. Kotsakis. 230 Seiten, 54 Fig.

Springer-Verlag

Berlin Heidelberg New York London Paris Tokyo

Referat: Eruptive Veränderliche

ÜBERSICHT

Im Gegensatz zu den pulsierenden Veränderlichen wird der Lichtwechsel bei den eruptiven Veränderlichen durch Ausbrüche hervorgerufen oder wenigstens beeinflusst.

Demzufolge ist der Helligkeitswechsel durch unregelmäßige, jähe und oft große Schwankungen charakterisiert.

Dessen ganz verschiedene Kennzeichen ermöglichen die folgende Einteilung:

1. Eruptive Doppelsterne (Eng umlaufende, wechselwirkende Sterne)
 - 1.1. Novae (Materie wiederholt aus dem System geschleudert)
 - 1.2. U Geminorum Sterne (Helligkeitsausbrüche ohne nennenswerte Materie-Ausschleuderung; "Zwergnovae")
 - 1.3. Symbiotische Sterne (Eine Komponente veränderlich, gemeinsame Hülle. Es gibt auch nichtvariable symbiotische Sterne)
 - 1.4. Röntgendoppelsterne (Energie überwiegend im Röntgenbereich ausgesandt; Materieaufsammlung durch kompakten Begleiter)
2. Supernovae (Gravitationskollaps führt zu gewaltiger Stoßwelle, wodurch Außenschichten abgeschleudert werden. Supernova-Reste)
3. Entwicklungsmäßig sehr junge Sterne
 - 3.1. T Tauri Sterne (Chromosphärenähnliche Hüllen, große Massenverluste, aber auch Aufsammeln von Materie aus der Umgebung - Wechselwirkung mit Materie im Umfeld. Tendenz zur Gruppenbildung: T-Assoziationen)
 - 3.2. Flare Sterne (Extrem kurze Ausbrüche. Mechanismus noch unklar)
4. Heiße Veränderliche mit großen Hüllen
 - 4.1. S Doradus Sterne (Starker, stetiger Massenverlust durch Entweichen - kurzfristige Entwicklungsphase)
 - 4.2. γ Cassiopeiae Sterne ("Hüllensterne": Materie strömt

1. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

in eine Hülle oder Scheibe, bleibt aber im Umfeld)

- 4.3. Veränderliche Planetarische Nebel und deren Kerne
(Massenverlust eines Veränderlichen baut Staub- und Gashülle auf)
5. R Coronae Borealis Sterne (Wasserstoffarme, aber kohlenstoffreiche Sterne; Verdunklungen durch Partikelwolken)
6. Veränderlichkeit infolge lokaler Oberflächenzentren
 - 6.1. BY Draconis Sterne (Flecke und Drehung)
 - 6.2. Pulsare (Strom geladener Teilchen entlang der Magnetfeldachse: Synchrotronstrahlung, zufolge Drehung wird "Leuchtturmeffekt" erzielt. Zunächst nur im Radiobereich, später auch im optischen Bereich nachgewiesen)
 - 6.3. α_2 Canum Venaticorum Sterne (Starke, veränderliche Magnetfelder; Überhäufigkeit von Elementen der Fe-Gruppe, Sr, Y, Zr und seltenen Erden)

EINZELHEITEN

1. Eruptive Doppelsterne

Doppelsternsystem mit Abstand, der dem Durchmesser des größeren Stern entspricht: Gezeitenwirkungen sehr stark, geringer Abstand bedingt raschen Umlauf und damit hohe Fliehkräfte. Wird Stabilitätsgrenze beim größeren, weniger dichten Stern fast erreicht, strömt von ihm Materie in eine Scheibe um den kleineren und dichteren Stern oder auf ihn selbst. Der abströmende Materiestrahl erzeugt auf der Gasscheibe einen "heißen Fleck". Schematische Darstellung siehe Referat "Übersicht Veränderliche Sterne", 8. Fortsetzung.

1.1. Novae

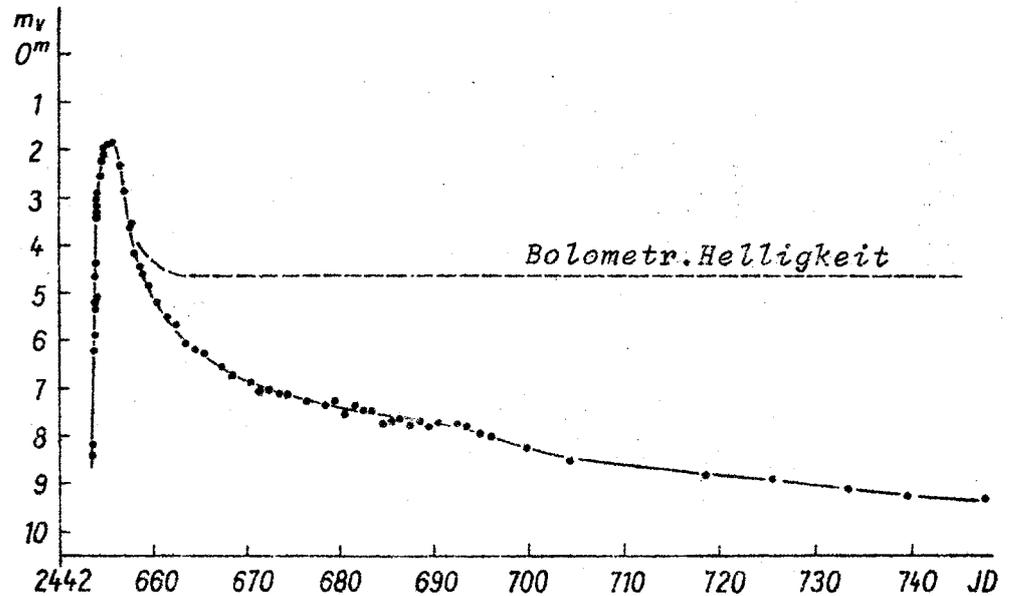
Praenova: Schwacher, blauer Stern.

Postnova: Durch spektrale Besonderheiten gekennzeichnet, Helligkeit schwankt meist um 7 bis 16 Größenklassen, die durchschnittliche absolute Helligkeit im Maximum liegt bei $-7,6^M$. Sie kommen in Population I und II vor.

Entsprechend dem Verlauf der Helligkeitsänderung unterscheidet man vier Gruppen:

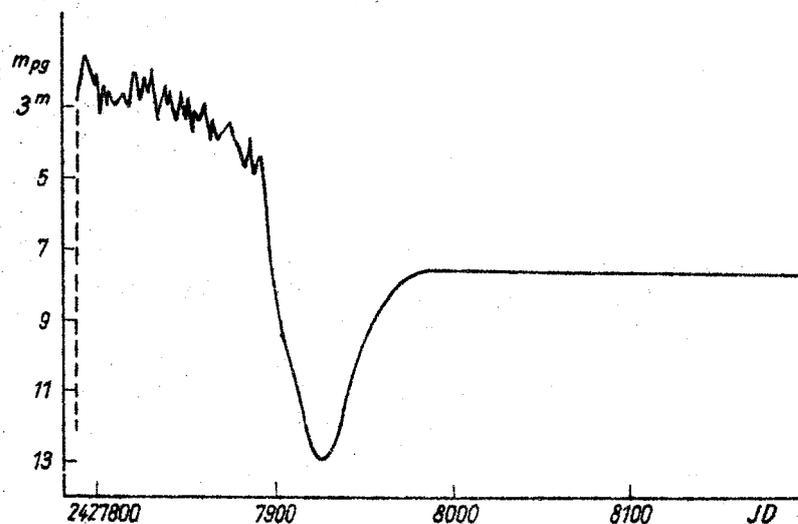
2. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Na Rasche Novae (Sehr steiler Aufstieg, dauert einen oder wenige Tage. Im Abstieg wird eine Helligkeit von 3^{mag} unter der Maximalhelligkeit nach spätestens 110 Tagen, meist früher, erreicht)



Lichtkurve der Nova V 1500 Cyg (1975): Na (Lit.1)

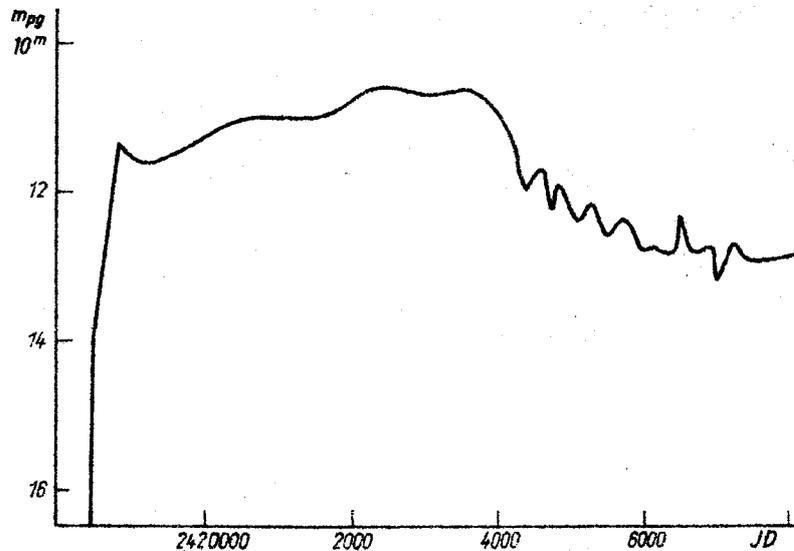
Nb Langsame Novae (Abstieg um 3 Größenklassen nimmt mehr als 100 Tage in Anspruch. Manchmal 4-5 Monate nach dem Maximum tiefes, breites Minimum; dann Wiederanstieg bis zur Helligkeit, die dem ungestörten Abstieg entsprechen würde)



Lichtkurve der Nova DQ Her (1934): Nb (Lit.1)

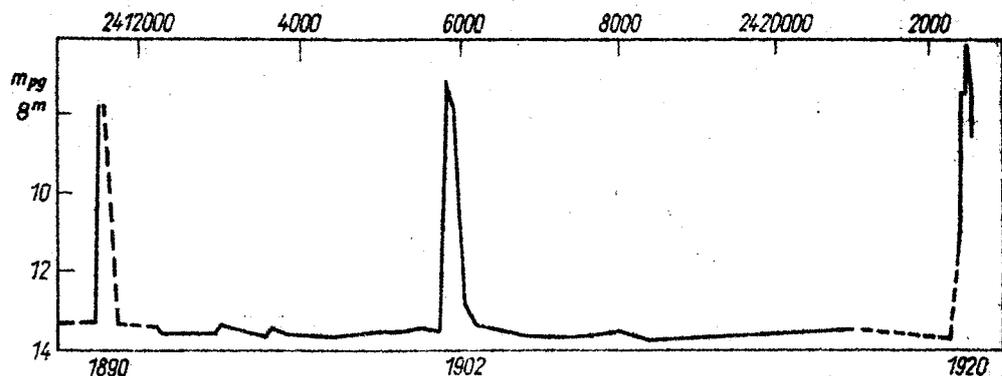
3. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Nc Sehr langsame Novae (Prototyp RT Ser war 1915 langsam auf $+10,5^{\text{mag}}$ angestiegen, behielt diese Helligkeit fast 10 Jahre bei und begann dann sehr langsam schwächer zu werden, bis 1942 auf $+14^{\text{mag}}$)



Lichtkurve der Nova RT Ser (1909): Nc (Lit.1)

Nr Rekurrierende oder wiederkehrende Novae (Mehr als ein Ausbruch beobachtet. Wahrscheinlich sind alle Novae rekurrierend, aber wegen der meist sehr langen Zwischenzeit nur ein Ausbruch beobachtet)



Lichtkurve der Nova T Pyx: Nr (Lit.1)

Verlauf eines Nova-Ausbruchs im sichtbaren Bereich:
Praenova zeigt als blaues (heißes) Objekt in vielen Fällen geringen Lichtwechsel / Anstieg um 7 bis 10^{mag} in 24 Stunden / Kurz vor Maximum kurzer Stillstand, dann Endanstieg um etwa 2^{mag} / Abfall glatt bis etwa $3,5^{\text{mag}}$ unter Maximalhelligkeit / Dann lebhaftere Schwankungen

4. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

von etwa 1^{mag} und Wellen von 5 bis 10 Tagen, doch auch regelloser Lichtwechsel in diesem Abschnitt beobachtet / Bei Nb dann steiler Abfall zum Zwischenminimum; es folgt hier steiler Wiederaufstieg und danach Abfall unter geringen Fluktuationen. Bei Na wird dieser Zustand nach Abklingen der lebhaften Schwankungen erreicht / Langsamer Abstieg, wenn Helligkeit 6^{mag} unter Maximalhelligkeit liegt / Annäherung an die Postnova, die rasche Helligkeitsschwankungen geringer Amplitude zeigt.

Spektrum während des Helligkeitsausbruchs:

Gleicher Verlauf bei allen Novae (deshalb zunächst eigener Spektraltyp Q0 bis Q9), heute Unterscheidung:

Vormaximum-Spektrum (2 Tage vor bis wenige Tage nach dem Maximum ähnlich dem eines B-, A-, oder F-Sterns mit breiten, violettverschobenen Absorptionslinien (Hülle dehnt sich mit 100 bis 1000 km/s aus).

Hauptspektrum (beginnt mit Helligkeitsmaximum, wenn Nova 100 Sonnenradien erreicht hat. Ähnlich Überriese A-F.

Im Violett erscheinen neue scharfe Absorptionslinien, im Roten helle, breite Emissionslinien (H, CaII, FeII); letztere breit, weil sie von allen Teilen der durchsichtig gewordenen Hülle stammen. Einige Tage nach dem Maximum Hülle so verdünnt, daß "verbotene Emissionslinien" (OI, NII, OIII) auftreten).

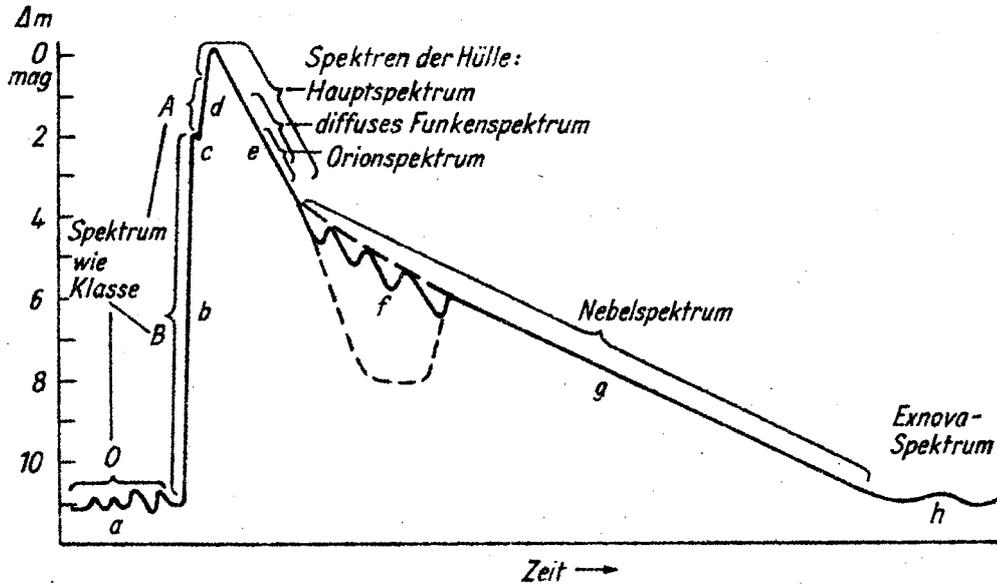
Diffuses Funkenspektrum (Sehr breite, diffuse Absorptionslinien deuten Turbulenz in der ausdehnenden Hülle an).

Orionspektrum (wie B-Sterne in der Orion-Assoziation: Absorptionslinien des HeI, OII, NII, CII bei gleichzeitigem Mangel an Balmerlinien des Wasserstoffs. Violettverschiebung schwankt und deutet Schwankungen der Hüllen-Ausdehnungsgeschwindigkeit an).

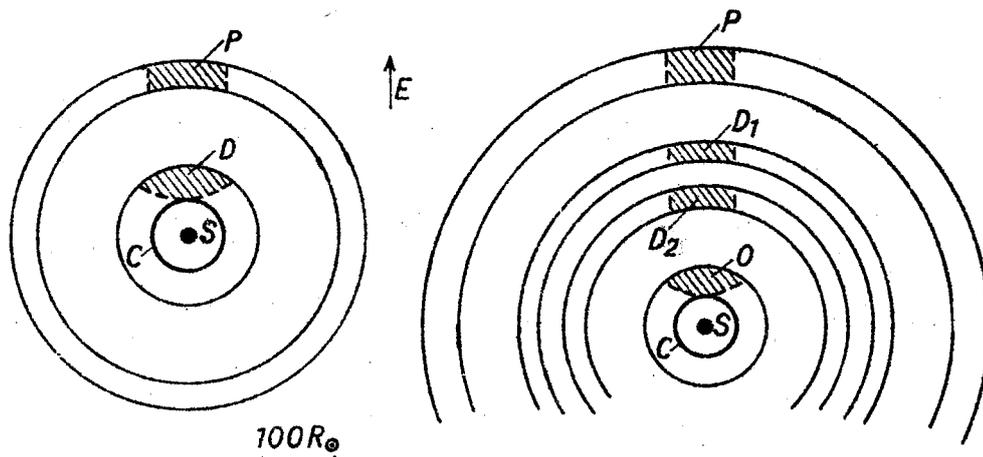
Nebelstadium (Hülle hat sich zerstreut, Spektrum gleicht dem eines Planetarischen Nebels mit Emissionen von H, He). In manchen Fällen wurde der sich ausdehnende Gasnebel sogar sichtbar, ebenso dessen Ausdehnen. Damit, bei kugelsymmetrischer Ausdehnung, auch Tangentialgeschwindigkeit meßbar (" / Zeiteinheit), was zusammen mit der Radialgeschwindigkeit (km / Zeiteinheit) sichere Entfernungen liefert!).

5. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Exnovastadium (Heißes Kontinuum mit mehr oder weniger breiten, deutlichen Emissionslinien von HeI, HeII, CaII).



Schematische Lichtkurve einer Nova mit Spektralstadien.
 a Praenova / b, d Anstieg / c Pause vor Maximum / e Beginn Abfall / f Übergangsstadium / g Endgültiger Abfall / h Postnova. (Lit.1)



Schematischer Querschnitt durch schnelle Nova, 3 Tage (links) und 6 Tage (rechts) nach Maximum. Pfeil E zeigt zur Erde. S Stern / C Effektive Photosphäre, liefert kontinuierliches Spektrum / D, D1, D2 schraffiert: Funkenspektrum / O schraffiert: Orionspektrum / P schraffiert: Hauptspektrum. (Lit.1)

Schlußfolgerungen aus den spektralen Vorgängen:
 Explosionsartiger Vorgang / Auswurfgeschwindigkeiten höher als Fluchtgeschwindigkeit, d.h. Hülle geht der

6. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Nova verloren / Nova verliert pro Ausbruch etwa 1/100 000 ihrer Masse.

Ursache und Ablauf einer Nova-Explosion:

Klärung erst, als Doppelsternnatur der Novae erkannt worden war und Spektraluntersuchungen auch im IR und UV möglich wurden. Da zeigte sich, daß der Helligkeitsabfall nach dem Maximum nur im sichtbaren Bereich erfolgt, im IR, UV geht Anstieg noch weiter: Zirkumstellare Staubhülle, die allmählich durchsichtig wird und den Blick auf die fluktuierende Photosphäre freigibt.

Die Ursache einer Nova-Explosion ist der Massentransport von der roten Komponente über den Materiering zum weißen Zwerg: Auf diesem entsteht eine Wasserstoffschicht, deren Bodenzonen werden dichter und heißer, bis thermonukleare Reaktionen beginnen und durch Selbstaufschaukelung dieses Prozesses die Explosion ausgelöst wird. Nach dem Ausbruch bleibt der weiße Zwerg zurück.

Grundsätzlich könnten weiße Zwerge auch als Einzelsterne "Masse im interstellaren Raum auffegen", aber selbst in Gaswolken ist die Materieausbeute sehr gering. Eine "Einzelstern-Nova" wäre sehr selten.

1.2. U Geminorum Sterne (Zwergnovae)

1.2.1. U Geminorum Sterne im engeren Sinn = SS Cygni Sterne

Mehr oder weniger lange Stillstände im schwachen Licht, dann Anstieg um 2 - 8^{mag} in 1 bis 2 Tagen. Abstieg mehrere Tage bis Wochen, Abstand zwischen zwei Ausbrüchen 10 bis einige 10 000 Tage.

Untergruppen:

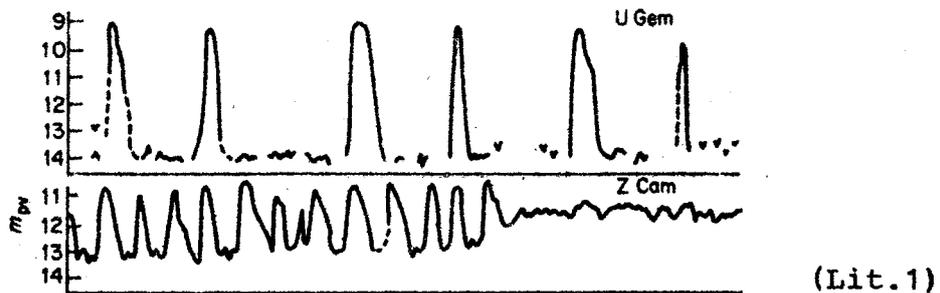
SU Ursae Maioris Sterne (nach jeweils 3 - 10 Zyklen "Supermaxima". Sehr kurze Perioden, unter 2^h).

WZ Sagittae Sterne (größte Zyklenlänge, um 11 900 Tage, kaum von rekurrierenden Novae zu unterscheiden; dies nur spektral möglich):

1.2.2. Z Camelopardalis Sterne (Stillstände im kleinsten Licht so kurz, daß fast stetiger Lichtwechsel vor-

7. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

handen - aber Perioden fast konstanten Lichts in mittlerer Helligkeit.



Spektrum:

Im Minimum kräftige Balmer-Emissionen des Wasserstoffs, oft breit, auf schwachem blauen Kontinuum. Keine verbotenen Linien. Die große Linienbreite deutet auf rasche Rotation der den weißen Zwerg umgebenden Gasscheibe; sind die Linien schmal, blicken wir wahrscheinlich auf einen der beiden Pole. Spektren ähnlich jenen der Post-novae, sind aber nicht so stark angeregt.

Im Maximum Spektrum anders als bei den Novae, hier fehlen alle Kennzeichen einer expandierenden Hülle. Kontinuum verstärkt, sehr breite Absorptionen treten dazu.

Ursache der Zwergnova-Explosionen:

Weißer Zwerg sammelt wasserstoffreiches Material von roter Komponente auf, ist aber im Gegensatz zum weißen Zwerg bei einer Nova anders strukturiert. Dadurch viele kleine statt einer seltenen großen Explosion. Material wird deshalb auch nicht so stark beschleunigt, daß es das System wie bei den Novae verlassen kann.

Andere Deutungen: Veränderlicher Massenverlust des roten Sterns verändert Massenaufsammlung und Helligkeit der Gasscheibe / Gasscheibe reagiert auf Energieaussendung des weißen Zwerges / Gasscheibe ist selbst veränderlich.

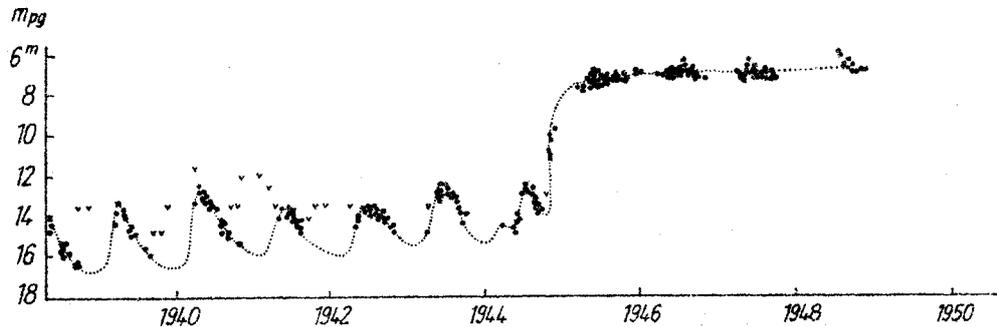
Jedenfalls ist der Ort der Eruptionen entweder die Scheibe oder der weiße Zwerg. Geringe absolute Helligkeit, im Maximum zwischen $+2$ bis $+4^M$ (Novae $-7,6^M$).

Sie gehören einer jüngeren Population als die Novae an.

8. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

1.3. Symbiotische Veränderliche

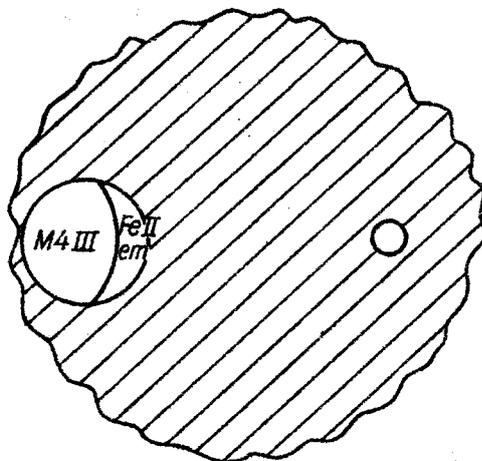
Es handelt sich um Objekte, bei denen ein komplizierter, unregelmäßiger Lichtwechsel mit mehr oder weniger langen Maxima beobachtet wird.



Lichtkurve von RR Tel von 1926 bis 1949 (Lit.1)

Im Spektrum sind Absorptionslinien späten Spektraltyps (TiO-Banden, CaI, CaII, u.a.) und Emissionslinien hoch angeregter Ionen (HeII, OIII) mit Dopplerbreite von nicht mehr als 100 km/s nachweisbar. Die Helligkeiten können um bis zu 3^{mag} schwanken, die Zyklen mehrere Jahre dauern. Viele Symbiotische Sterne zeigen einen Infrarotüberschuß, der von einer ausgedehnten Staubhülle herrührt, die beide Komponenten umgibt.

Modell eines Symbiotischen Veränderlichen:



Heißer Unterzwerg von rund 0,5 Sonnenradien Halbmesser (100 000 K) und M-Riese von ca. 100 Sonnenradien Halbmesser mit Abstand von ca. 1000 Sonnenradien. Radius der gemeinsamen Hülle ca. 50 000 Sonnenradien. (Lit.1)

Quelle der Hülle ist der rote Riese, der durch Sternwind oder Pulsation (Langperiodischer oder Mira-Stern) Masse abgibt. Alle drei Komponenten können zum Lichtwechsel beitragen, es überlagern folgende Effekte:

9. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Veränderlichkeit in Durchsichtigkeit und Anregung der Hülle / Veränderlichkeit der heißen Komponente durch Unregelmäßigkeiten in der Massenaufsammlung, bis hin zu nuklearen Explosionen / Unregelmäßiger langperiodischer oder auch Mira-Lichtwechsel der kühlen Komponente / In wenigen Fällen Bedeckungslichtwechsel / Unterschiedliche Flächenhelligkeiten erzeugen Rotationslichtwechsel.)

Je nach den vermutlichen physikalischen Ursachen können 5 Typen Symbiotischer Veränderlicher unterschieden werden:

- 1.3.1. Typ I (Leuchtkraft der heißen Komponente kommt aus stabil brennender Wasserstoffschale, Veränderlichkeit zufolge veränderlicher Massenaufsammlungsrate. Z And, CI Cyg, BF Cyg, AG Dra, AG Peg, AX Per). Lichtkurve von Z And siehe Referat "Übersicht Veränderliche Sterne", 11. Fortsetzung).
- 1.3.2. Typ II (Wasserstoffbrennen der heißen Komponente in "Wasserstoffschalen-Blitzen" analog zu klassischen Novae. Unterschied zu diesen: Andere Beschaffenheit des weißen Zwerges - kein Überschuss an C, N, O - oder in der dichten Hülle, die Nova-Phänomen optisch verändert. Ähnlich den "sehr langsamen Novae". RX Pup, RR Tel, RT Ser, siehe 3. Fortsetzung).
- 1.3.3. Rekurrierende Novae (Hier dünnere Hüllen, siehe 3. Fortsetzung. RS Oph, T Pyx).
- 1.3.4. Symbiotische Sterne mit harter Röntgenstrahlung (Statt heißer Komponente ein Neutronenstern. Röntgenpulsar 3U 1728-24, bisher einziges Objekt).
- 1.3.5. Symbiotische Langperiodische (Kühlere Komponente hat Mira-Lichtwechsel. UV Aur, o+VZ Cet).

Absolute visuelle Helligkeit der Symbiotischen Sterne zwischen -3 und -4^M , sie gehören zur Population II.

10. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

1.4. Röntgendoppelstern-Veränderliche

Diese Objekte senden im Röntgenbereich mehr Energie aus, als in allen anderen Spektralbereichen zusammen; sie wurden erst durch Beobachtungen von Erdsatelliten aus entdeckt.

Nach genauer Lokalisierung zeigen sie alle ein optisch veränderliches Gegenstück.

Ein kompakter Begleiter sammelt Materie auf; je kleiner und massenreicher dieser ist, desto kurzweiliger ist die ausgesandte Röntgenstrahlung.

Folgende Typen können unterschieden werden:

1.4.1. AM Herculis Sterne oder Polare (Langzeitliche Veränderungen: Aktiver und inaktiver Zustand / Kurzperiodische Phänomene zufolge Umlaufsystem / Rasches Flackern. Kühles und heißes Objekt, Materiestrahl zur heißen Komponente, aber es fehlt die Materiescheibe um den weißen Zwerg, die wegen starken Dipol-Magnetfeldes nicht gebildet werden kann. Der Strahl muß nahe den Magnetpolen auf den weißen Zwerg treffen, dort entsteht ein "heißer Fleck" mit starker Röntgenemission; das löst wieder Aufheizung auf der dem weißen Zwerg zugewandten Seite des nicht kugelförmigen kühlen Sterns aus - Rotationslichtwechsel, gegebenenfalls Bedeckungsphänomene. AM Her, EF Eri, VV Pup, AN UMA, PG 1500).

1.4.2. HZ Herculis Sterne oder massenarme Röntgenpulsare (Röntgenblitze / Frequenzmodulation dieser Röntgenblitze zufolge Dopplereffekt beim Umlauf / Periodisches Verschwinden der Röntgenpulse infolge Bedeckung durch den Begleiter / Längeres Aussetzen der Röntgenstrahlung durch Präzessionseffekt, der die polnahe Röntgenquelle zeitweise "nach hinten" dreht. Hier kein weißer Zwerg, sondern Neutronenstern mit starkem Magnetfeld. Dazu eine massenarme, kühle Komponente in engem Umlauf und deshalb hoher Aufheizung der dem Pulsar zugewandten Seite.

11. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Infolge Umlaufs ist diese helle Seite periodisch uns zu- und abgewandt, es entsteht daher ein Lichtwechsel von 1 bis 2^{mag} im Rythmus der Umlaufperiode, der visuell gut beobachtbar ist. Her X-1 = HZ Her, Cen X-3 = Krzeminskis Stern, 3U 0352-30 = X Per).

1.4.3. Massereiche, exzentrische Röntgenpulsare

(Wie vorher, aber hier ist eine Komponente kein Stern von 1-2, sondern von 20-40 Sonnenmassen. Demzufolge ist das System nicht so eng, die Aufheizung durch die Röntgenquelle viel schwächer und das Hauptlicht kommt von der kühlen Komponente: Lichtwechsel visuell ganz gering. Große Bahnexzentrizitäten führen zu großen Abstandsunterschieden mit entsprechenden Folgen im Lichtwechsel: Periodisches "Überkochen" mit starkem Materieaustausch in Periastronnähe. Cyg X-1 = V 1357 Cyg, Cir X-1 = BR Cir).

1.4.4. Röntgenburster (Massearme Röntgendoppelsterne,

bestehend aus einem Stern mit 0,5 Sonnenmassen und einem Neutronenstern. Von mehr oder weniger stabilem Niveau erfolgen quasiperiodische Ausbrüche, in denen die Röntgenhelligkeit um den Faktor 10 wächst. Der damit verbundene Anstieg im sichtbaren Bereich ist wenige Sekunden nach dem Röntgenblitz zu sehen - Röntgenstrahlung wird von der Materiescheibe absorbiert und als sichtbares Licht wieder ausgesandt.

Es handelt sich um "gealterte" Röntgendoppelsterne (Population II), bei denen der Neutronenstern kein so starkes Magnetfeld hat wie bei 1.4.1. Aufgesammelter Wasserstoff wird in Helium umgewandelt, bis die "Heliumbombe" zünden kann. Extrem geringe optische Leuchtkraft, Röntgenleuchtkraft 10 000 mal stärker. MXB 1735-44 = V 926 Sco, Sco X-1 = V 818 Sco).

12. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

2. Supernovae

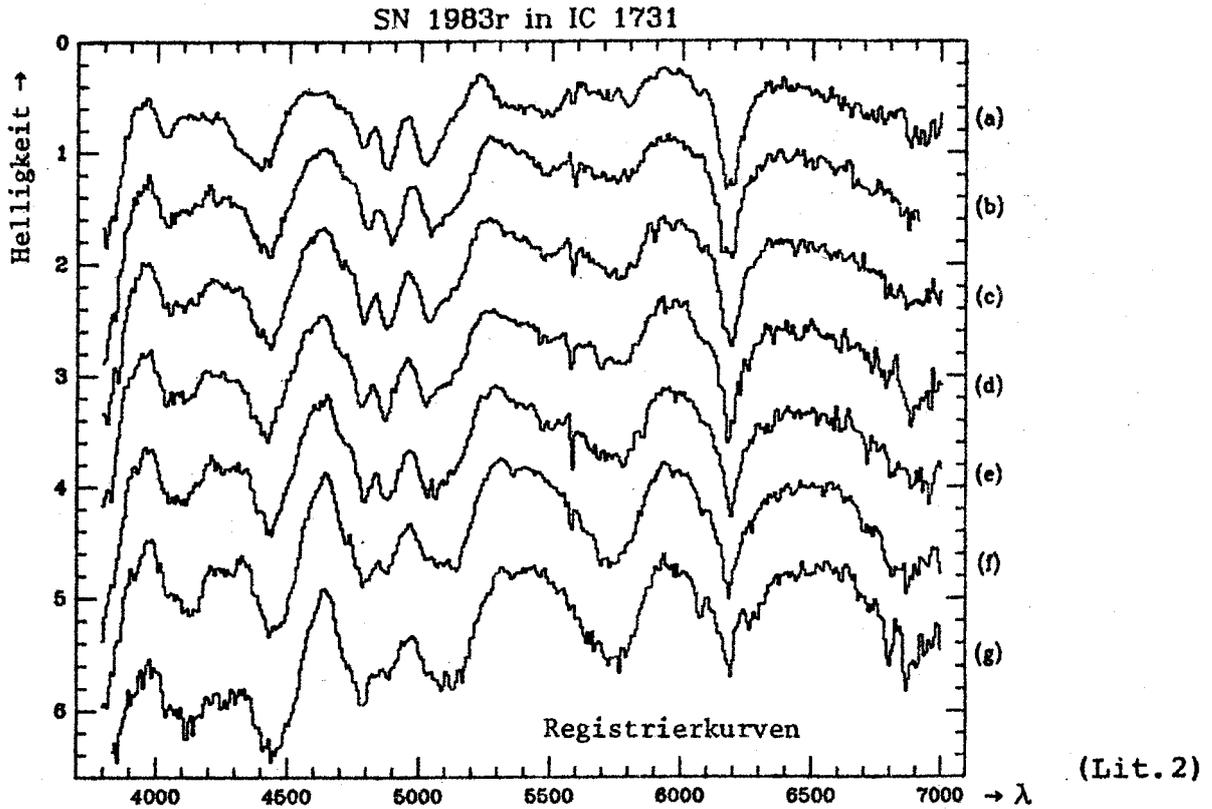
Was wir als "Supernovae" beobachten, zählt zu den gewaltigsten Vorgängen im Weltall überhaupt: Die Leuchtkraft einer Supernova in der Zeit ihres Maximums kann mit jener der ganzen Galaxie verglichen werden, in der sie steht.

Solche Sternexplosionen führen zu maximalen absoluten Helligkeiten von -16 bis -21^M , das ist gegenüber einer gewöhnlichen Nova mit knapp -8^M im Mittel mehr als 10 000 mal mehr Licht. Kein Wunder, daß man von "Super"-Novae spricht.

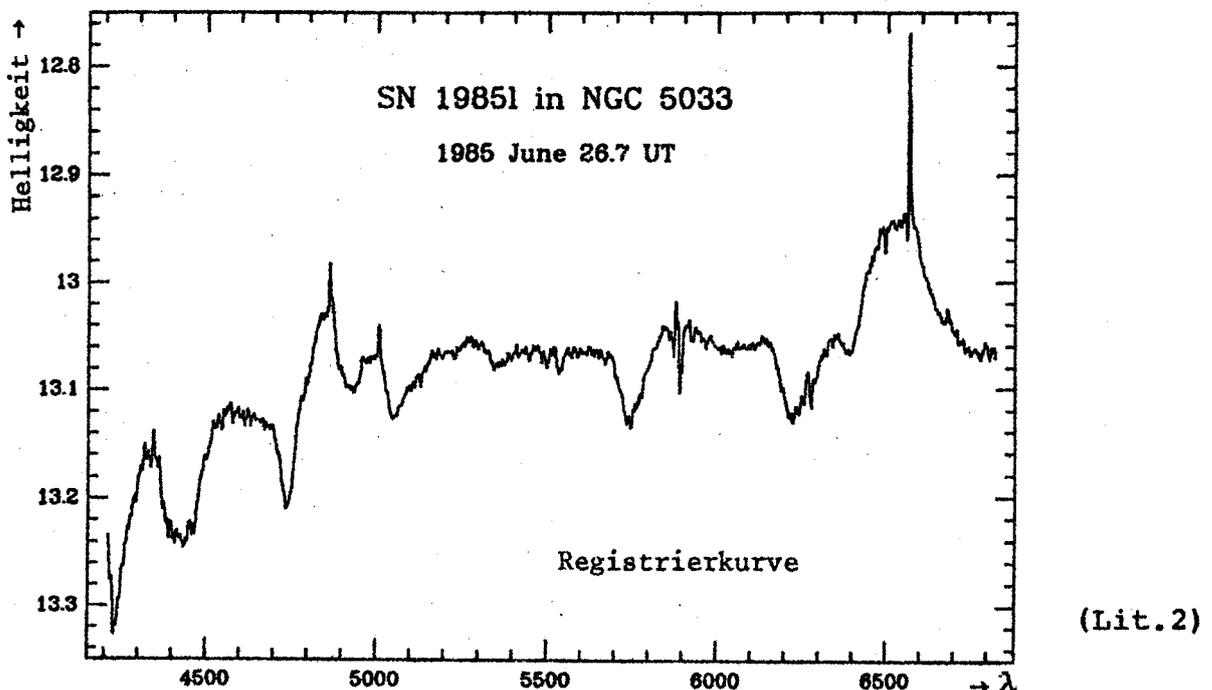
Die große Mehrzahl der Supernovae läßt sich in zwei Gruppen einteilen, die hauptsächlich durch ihre optischen Spektren unterschieden werden. Auch die Lichtkurven (siehe Referat "Galaktische Novae und Supernovae", Titelseite) sind unterschiedlich, aber aus ihnen allein ist eine zweifelsfreie Zuordnung nicht immer möglich.

- SN I * Ihr Spektrum zeigt keine breiten Wasserstofflinien, sie sind nahezu kontinuierlich ohne besondere Einzelheiten. Nach dem Maximum treten breite helle und dunkle Zwischenräume geringer Intensität auf.
- * Ihre Lichtkurve zeigt einen ziemlich steilen Abstieg, etwa 3 Größenklassen in 25 bis 40 Tagen, dann etwa 1 Größenklasse in 60 bis 70 Tagen.
 - * Die absolute Helligkeit liegt meist zwischen -18 und -21^M , der Mittelwert beträgt $-19,1^M$ (phot).
 - * Die Dauer der Erscheinung ist kürzer als die der SN II.
 - * Die Mehrzahl der SN I steht der Scheiben- und Sternpopulation II nahe.
 - * SN I kommen in allen Galaxienarten vor.
- SN II * Ihr Spektrum zeigt im Gegensatz zu SN I nach dem Maximum breite Wasserstofflinien und ein Kontinuum, das weit ins UV reicht
- * Ihre Lichtkurve steigt langsamer und vielgestaltiger ab und zeigt einen charakteristischen Buckel, etwa 20 Tage nach dem Maximum.
 - * Die absolute Helligkeit liegt meist zwischen $-16,5$ und -18^M , der Mittelwert beträgt $-17,2^M$ (phot), ist also geringer als die der SN I.
 - * Sie gehören zur Spiralarm-Population I und sind bei

13. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche



Spektren von SN 1983R (SN I). a, b, c, d, e, f, g bedeutet 6, 9, 10, 11, 12, 16, 18 Okt. 1983, Maximum später Sep.; deutliche Senke bei $\lambda = 6180$ ist wichtigstes und stetigstes Kennzeichen für Typ I, blauverschobene Linie des Si III, -8000 km/s. Weiters der sich vertiefende Trog $\lambda = 5500$ bis 5900 . Blaukontinuum sinkt stärker.



Spektrum von SN 1981L (SN II), einige Monate nach dem Maximum. Starke Wasserstoff-Emissionen. Schmal: H_{α} , H_{β} : HII-Regionen.

14. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

der Entdeckung durch die interstellaren Dunkelwolken unserer Milchstraße beeinträchtigt.

* SN II kommen meist in den Armen von Spiralgalaxien vor.

Die Häufigkeit von Supernovae kann aus den beobachteten Überresten von SN in unserer Milchstraße und aus Analogieschlüssen von SN in anderen Galaxien abgeschätzt werden zu 30 bis 100 SN pro Jahrtausend.

Physik der Supernovae:

Supernovae konnten bisher mit optischen Hilfsmitteln und modernen Methoden nur in anderen Galaxien, nicht in unserer Milchstraße, beobachtet werden. Hier war die letzte Supernova jene von 1604, siehe Referat "Galaktische Novae und Supernovae". Insbesondere wäre es wichtig, eine Präsupernova zu identifizieren, wozu vielleicht SN 1987A (LMC) endlich Gelegenheit bietet.

Die Theorie der Sternentwicklung kann jedoch auf die Entstehung von thermonuklearen und gravitativen Instabilitäten hindeuten, die Supernovae bedingen:

In einem "gewöhnlichen" Stern hält der Gas- und Strahlungsdruck von innen der von außen wirkenden Schwerkraft das Gleichgewicht. Ist der Wasserstoff im Inneren in Helium umgewandelt, kollabiert das Sterninnere und erhitzt sich, so daß ein neuer Kernbrennstoff, das Helium, zu reagieren beginnt. Nacheinander laufen Kernfusionsprozesse ab, bis schließlich die Elemente der Eisengruppe aufgebaut sind oder im Fall geringer Masse ein weißer Zwerg entstanden ist. Im weißen Zwerg hält der Druck des entarteten Elektronengases der Schwerkraft das Gleichgewicht. Bei massereichen Sternen - oberhalb 1,4 Sonnenmassen - ist der Druck des entarteten Elektronengases zu schwach, um den GRAVITATIONSKOLLAPS, der nur 2 Sekunden dauert, aufzuhalten. Dadurch entsteht eine Sterndichte von 10^{12} bis 10^{15} g/cm³, ein NEUTRONENSTERN ist entstanden. Bei dieser Implosion werden ungeheure Mengen an Gravitationsenergie freigesetzt, eine gewaltige STOSSWELLE entsteht und reißt die äußeren Sternschichten sehr schnell fort. Diese GASHÜLLE, sich rasch ausbreitet, stellt das beobachtbare Supernova-Phänomen dar.

Moderne Arbeiten lassen es möglich erscheinen, daß SN I keine

15. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

kompakten Reste hinterlassen, und daß Neutronensterne von SN II erzeugt werden.

Wenig behindert durch galaktische Materie, bietet die nahe, hochinteressante SN 1987A (LMC) moderner Beobachtungstechnik vielversprechende Möglichkeiten, Supernovaforschung zu fördern.

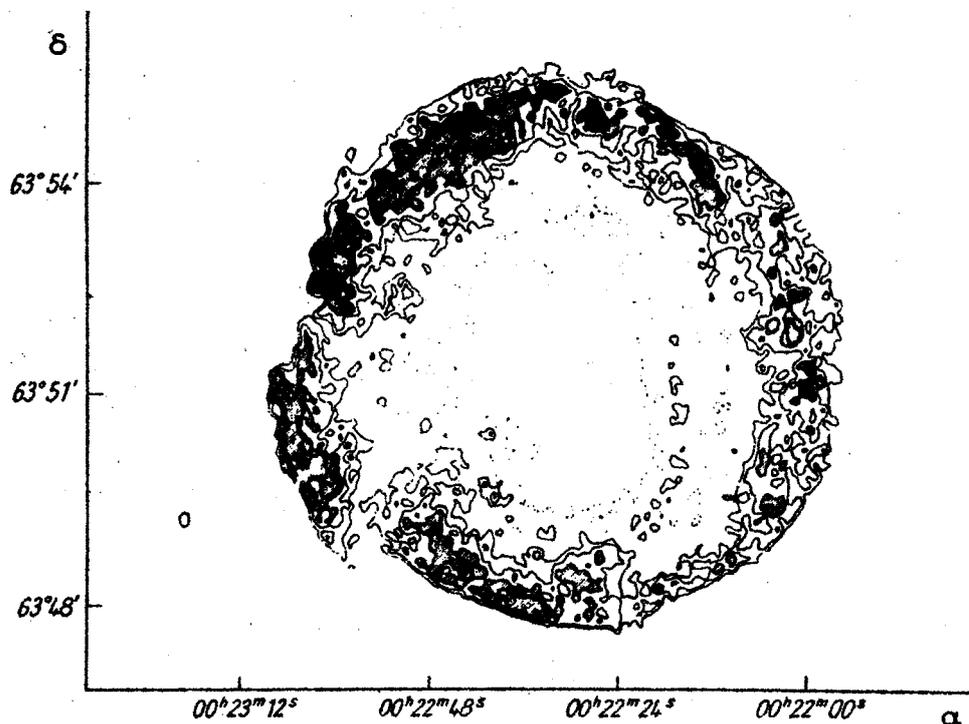
Supernova-Reste:

Ein großer Teil der Sternmaterie wird bei einer Supernova-Explosion in den Raum geschleudert und kann in mehreren Fällen optisch beobachtet werden: Bekannte Beispiele sind der Crab-Nebel, M1, im Stier oder die Cirrus-Nebel, NGC 6960, 6979, 6992, 6995, im Schwan.

Radioastronomisch können viele Supernova-Reste nachgewiesen werden, wobei keine Beeinträchtigung durch interstellare Absorption besteht.

Auch kompakte Reste, wie der Pulsar im Crab-Nebel, können am Ort zahlreicher, wenngleich nicht aller, Supernovae aufgefunden werden.

Siehe dazu auch Referat "Galaktische Novae und Supernovae". Hier ist die Struktur des SNR von SN 1572 (Tychonische Supernova, Cassiopeia), wie sie sich radioastronomisch bei 4995 MHz darstellt, wiedergegeben (Ort 1950,0):



(Lit.1)

3. Entwicklungsmäßig sehr junge Sterne

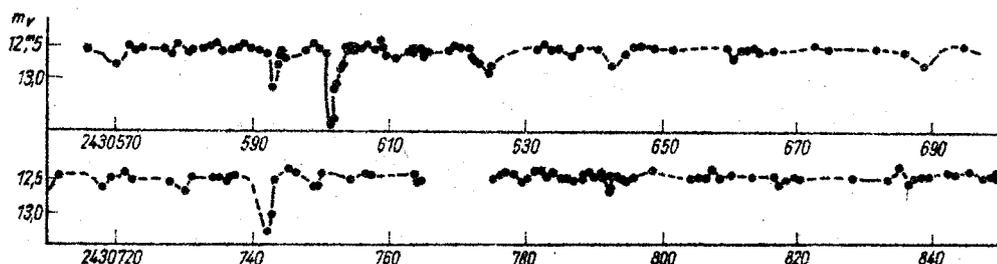
Erste gefundene, aber noch nicht ihrem Wesen nach erkannte Sterne waren die Veränderlichen im Orion-Nebel. Veränderliche dieses Typs treten in oder in der Nähe interstellarer Materiewolken auf und zunächst wurden Zusammenhänge mit diesen Wolken gesucht. Mit der Sternentwicklungstheorie konnten die Beobachtungen dann richtig auf sehr geringes Steralter hin gedeutet werden.

3.1. T Tauri Sterne

Massen zwischen 0,3 und 3 Sonnenmassen, Spektraltypen G bis M. Unregelmäßiger Lichtwechsel, viele Komponenten wirken einzeln oder zusammen, aber ein besonderes Kennzeichen ist die Ruhehelligkeit. Sie tritt aber nicht immer an der gleichen Stelle des Zyklus auf.



Visuelle Lichtkurve von T Cha (1953) (Lit.1)



Visuelle Lichtkurve von BO Cep (1942) (Lit.1)

Folgende Untergruppen wurden unterschieden:

- 3.1.1. Typische RW Aur Sterne (früher genereller Name, 1,5 bis 4 Größenklassen Amplitude, regellos; RW Aur, RR Tau, T Cha).
- 3.1.2. RW Aur-ähnliche Sterne (eine der Eigenschaften von 3.3.1. ist nur abgeschwächt vorhanden - langsamer Lichtwechsel, kleinere Amplitude oder beides. T Tau).
- 3.1.3. Algol-ähnliche Variante (unregelmäßige Minima. T Ori, BO Cep, WW Vul).

17. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Den T Tauri Typ charakterisieren spektrale Besonderheiten, wie eine große Zahl von Emissionslinien niedriger Ionisationsstufen (Balmerreihe und CII, sowie neutrale und einfachionisierte Metalle, wie Fe). Das deutet auf eine Hülle von chromosphärenähnlichem Zustand, auch Regionen hoher Temperaturen wurden im Umfeld dieser Sterne nachgewiesen.

Der große Massenverlust wird durch das Profil der Linien H, K und C angezeigt - offenbar die Regel bei sehr jungen Sternen. Aber auch ein Materieeinströmen wird bei manchen Objekten beobachtet.

Ein Kennzeichen für sehr geringes Alter ist die Überhäufigkeit des Lithiums.

Die Gashülle um T Tauri Sterne zeigt sich durch Strahlungsüberschüsse im Ultraviolett, Blau und Infrarot; der Infrarotüberschuß kann auch durch eine Staubhülle erklärt werden. Absolute Helligkeiten zwischen +3 und +7^M.

T Tauri Sterne zeigen auch Gruppenbildung, die sogenannten T-Assoziationen. Die Untersuchung solcher T-Assoziationen bot die Möglichkeit, theoretische Untersuchungen über das Vor-Hauptreihenstadium mit Beobachtungen zu verbinden. Sie können, weil sie sehr stark der auflösenden Wirkung der differentiellen galaktischen Rotation unterliegen, nicht älter als rund einige Millionen Jahre sein. Auch ihre Farbenhelligkeitsdiagramme passen zu Sternen, die noch in ihrer ersten Kontraktionsphase stehen.

Herbig Haro Objekte sind kleine, schwach leuchtende Nebelgebiete in Dunkelwolken innerhalb von T-Assoziationen; sie haben mehrere, irregulär veränderliche Nebelknoten. Nur rund 100 000 Jahre alt, könnten sie die Vorläufer von T Tauri Sternen sein, die hinter sehr dichten Staubhüllen verborgen sind.

3.2. Flare Sterne

Hier finden sich starke, oft in Minuten ablaufende, starke Helligkeitssteigerungen. Solche Sterne stehen in jungen Sternhaufen und in T-Assoziationen. UV Cet, AD Leo, EV Lac.

18. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Es gibt zwei Arten von Lichtkurven:

Typ I Aufstieg zum Maximum extrem steil, wenige Sekunden bis Minuten. Durchschnittlich 1 Flare/Stunde größer als $0,1^{\text{mag}}$. Abstieg 10 Minuten bis 2 Stunden.

UV Cet, $+13$ bis $+7^{\text{mag}}$, siehe Referat Übersicht Veränderliche Sterne, 12. Forts., einmal in 31 Sekunden Anstieg um $6,5^{\text{mag}}$!

Während des Ausbruchs Emissionslinien H und HeI, Kontinuum im Blau und UV Helligkeitsüberschuß.

Gelegentlich kommen "Hochgeschwindigkeits-Flares" vor, Aufstieg und Abstieg zusammen nur 10 Sekunden.

Typ II zeigt alles etwa 10fach langsamer.

Gleichzeitig mit den optischen Flares Radiostrahlungsausbrüche.

Physikalischer Mechanismus noch ungeklärt.

4. Heiße Veränderliche mit großen Hüllen

Drei Veränderlichengruppen zusammengefaßt, die nicht sicher mit einander verwandt sind, aber alle drei ausgedehnte Hüllen haben.

4.1. S Doradus Sterne

Lichtwechsel langsam, unregelmäßig; extreme Leuchtkraft, absolute Helligkeit, um -8^{M} . Früher Bezeichnung P Cygni Sterne - sie zeigen Emissionslinien mit Absorptionslinien an ihrer kurzwelligen Seite, das auch bei anderen Sternen vorkommende "P Cygni Phänomen". Es zeigt eine vom Stern stationär abströmende Gashülle.

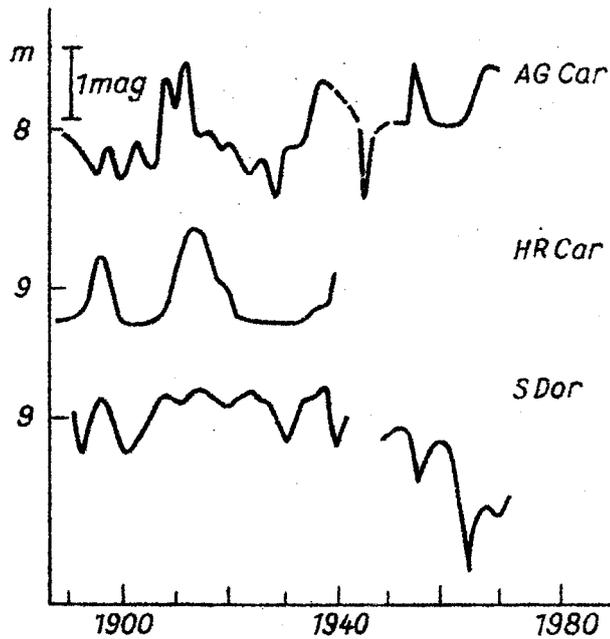
S Dor ist einer der absolut hellsten Sterne, $-9,2^{\text{M}}$ visuell, und steht in der Großen Magellanwolke. Sein Massenverlust beträgt $5 \cdot 10^{-8}$ Sonnenmassen/Jahr.

P Cyg verliert 10^{-4} Sonnenmassen/Jahr.

η Car, zwischen 1826 und 1952 Helligkeiten zwischen $+7,8$ und $-0,8^{\text{mag}}$ zeigend, ist zurzeit eine der intensivsten IR-Quellen des Himmels. Massenverlustrate gegenwärtig etwa $7,5 \cdot 10^{-2}$ Sonnenmassen/Jahr, zur Beschleunigung auf Entweichgeschwindigkeit Energien wie bei Supernovae nötig.

In der expandierenden Hülle ständig Stauberzeugung. Um den Stern irregulärer, veränderlicher Nebel, das Objekt hat vermutlich eine Masse von 150 Sonnenmassen.

19. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche



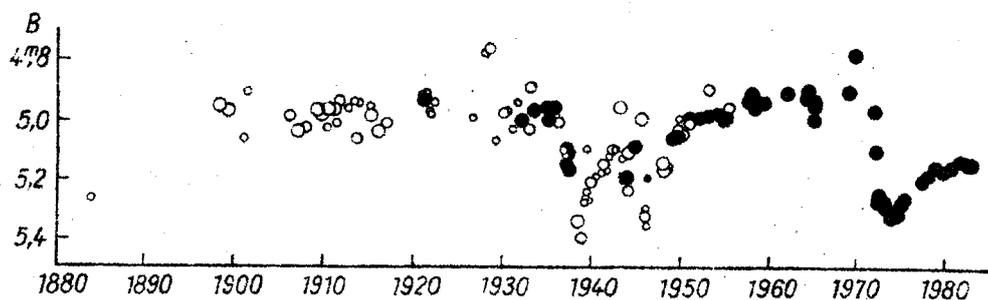
Lichtkurven von drei S Doradus Sternen (Lit.1)

4.2. γ Cassiopeiae Sterne - Be und Hüllensterne im engeren Sinn. Ausströmgeschwindigkeiten kleiner als beim S Dor Typ, daher kein Entweichen, sondern Verbleiben der abgeströmten Materie im Umfeld, als Scheibe oder Hülle. Bei ein und demselben Objekt kann ein Übergang von Scheibe zur Hülle und umgekehrt erfolgen. Rasche Rotation, große Fliehkräfte. Geringer, oft nur photoelektrisch nachweisbarer Lichtwechsel mit langen, flachen, regellosen Wellen von 50-100 Tagen Länge mit Tendenz zur Minimabildung.

Aktivster Vertreter ist γ Cas (Lichtkurve siehe Referat "Übersicht Veränderliche Sterne, 13. Fortsetzung).

Bekanntes Objekt ist BU Tau (Pleione in den Plejaden):

Wie bei γ Cas konnte während einer Periode verstärkter photometrischer Aktivität spektroskopisch der Aufbau bzw. die Verstärkung der Hülle beobachtet werden. Nach Hüllenausstoß bei Pleione in den folgenden Jahren Abnahme der Helligkeit. Hier Lichtkurve BU Tau (Vollkreise photoelektr.)



(Lit.1)

20. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

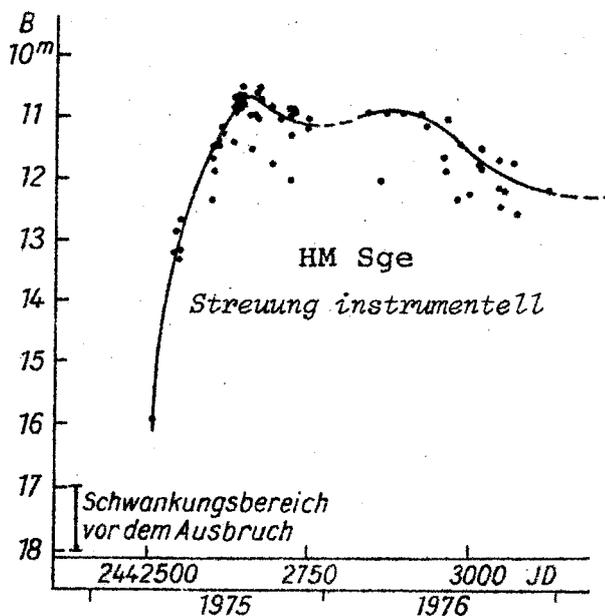
Pleione rotiert rund 100mal schneller als die Sonne, 1938 maß die Hülle 7,5 Sonnendurchmesser querdurch.

Der Lichtwechsel dieser Sterne ist den Veränderungen in der Umfeld-Materie, der Ringe oder Hüllen, zuzuschreiben. Generell gesehen, gibt es aber auch viele unveränderliche Hüllensterne.

4.3. Veränderliche Planetarische Nebel und deren Kerne

Planetarische Nebel sind helle Gasnebel mit Durchmessern von einigen zehn bis einigen hundert AE. Bisher nur wenige Fälle veränderlicher Planetarischer Nebel (diese tragen auch Veränderlichen-Bezeichnung) gut gesichert: AE Ara, V 1016 Cyg, V 1329 Cyg, FG Sge, V2416 Sgr, HM Sge. Viele Identifizierungen in der Literatur falsch, keine veränderlichen Planetarischen Nebel, sondern Mira- und Z And Sterne, etc.

HM Sge konnte in Bildung begriffener Planetarischer Nebel sein: 1975/76 Ausbruch von 6^{mag} in wenigen hundert Tagen, mit anschließendem allmählichen Abstieg. Erst das Emissionslinien-Spektrum zeigt die Verwandtschaft mit Planetarischen Nebeln. Massenverlust des roten Riesen baut Gas- und Staubhülle auf, bis heißer Kern frei und leuchtanregen kann.

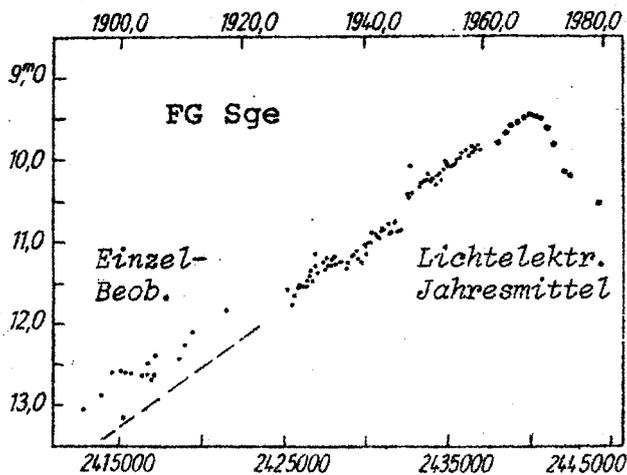


(Lit.1)

Besonders eigentümlich ist das Objekt FG Sge: Zunächst für einen Stern gehalten, ist es das Zentralgebiet eines

21. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Planetarischen Nebels, der unabhängig gefunden wurde. Das Objekt wurde ständig heller; hier die Lichtkurve (Lit.1):



Helligkeitsanstieg zu-
folge großer spektraler
Veränderungen:
1955,8 B4I / 1967,5 A5Ia /
1972,6 F5Ip / 1975,5 G2 /
ab 1967 Linien einfach
ionisierter Seltener Erden,
deren Stärke bis 1972 auf
25x solarer Häufigkeit!

Wird für "Testobjekt der Sternentwicklung" gehalten:

Kernenergie-Produktion in später Entwicklungsphase nicht mehr in der Mitte, sondern in dünner Kugelschale ($3 \text{ He}^4 \rightarrow \text{C}^{12}$), die sich nach außen frißt. Zu bestimmtem Entwicklungszeitpunkt entsteht Instabilität, die zu starker Temperatur- und Leuchtkrafterhöhung führt und die in die noch H-reichen Außenteile des Stern reicht: Mischung von C^{12} mit Protonen $\rightarrow \text{C}^{13}$ und daraus durch Verschmelzung mit α -Teilchen unter Neutronenabgabe O^{16} -Kerne. Neutronen zum Aufbau schwerer Elemente der Eisen-Gruppe (Fe, Ni, etc.) verwendet, es bilden sich Seltene Erden.

Es gibt übrigens auch Doppelsterne als Zentralkörper von Planetarischen Nebeln (Bedeckungssterne).

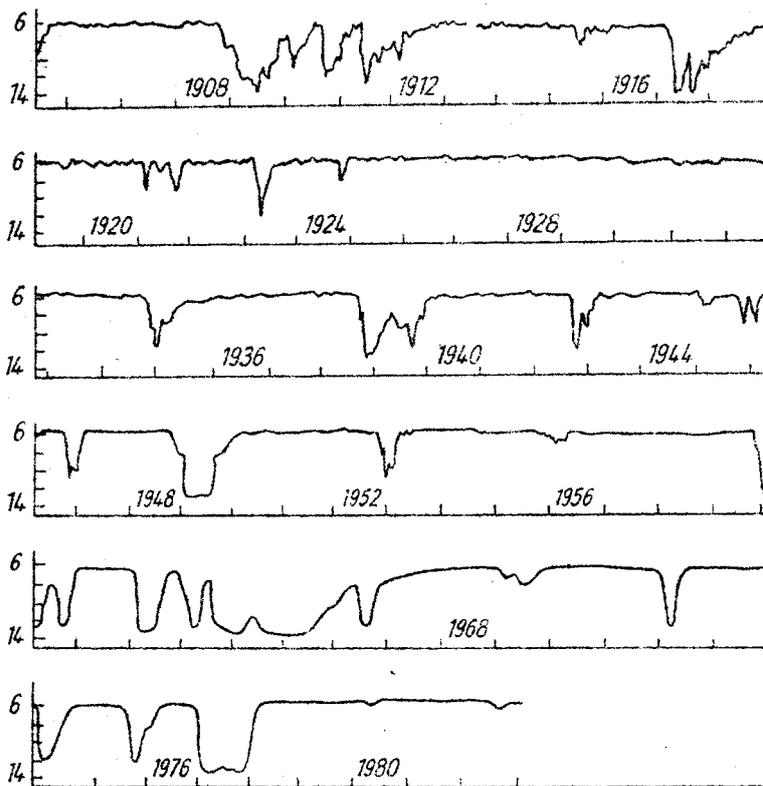
5. R Coronae Borealis Sterne

Helles Normallicht wechselt mit tiefen Minima - Lichtkurve unregelmäßig: Minima von ganz unterschiedlicher Länge und Tiefe. Sterne hoher Leuchtkraft, absolute Helligkeiten um -4^M .

Die Amplitude von R CrB beträgt bis zu 9 Größenklassen, +5,8 bis +14,8^{mag}, der Abstieg manchmal in 30 bis 35 Tagen, der Aufstieg, besonders im oberen Teil, langsamer.

Spektren zeigen wasserstoffarme, kohlenstoffreiche Sterne an, die von einer Wolke aus Partikeln (Kohlenstoff) verdunkelt werden. Infrarot-Exzesse deuten zusätzlich vorhandene Staubhülle im Umfeld an, die auch außerhalb der Minima vorhanden ist.

22. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche



Visuelle Lichtkurve von R CrB von 1905 bis 1982.

Nach statistischer Analyse erkennt schon 1934 T.E. Sterne: Minima folgen aufeinander in "ideal unregelmäßiger Weise"

Weitere R CrB Sterne: XX Cam, RY Sgr, SU Tau

(Lit.1)

Während des Abstiegs wandelt sich das Absorptionslinien-Spektrum in ein chromosphären-ähnliches Emissionsspektrum mit denselben Linien um: Partikelwolke ausgestoßen, die wie bei einer Sonnenfinsternis wesentliche Teile der Photosphäre verdeckt und Chromosphärenteile freilässt.

6. Sonstige Typen

Veränderlichkeit entspringt aus dem Bestehen eng begrenzter Aktivitätszentren - "Flecken" - mit ganz verschiedenen Entstehungsmechanismen.

6.1. BY Draconis Sterne (Emissionslinien-Sterne später Spektralklassen, die periodische Helligkeitsschwankungen mit veränderlicher Amplitude, 0,3 ... 0,5 bis 0,0^{mag}, zeigen. Perioden einige Zehnteltage bis Tage.

Lichtkurven von BY Dra Sternen: Siehe Referat "Übersicht Veränderliche Sterne", 14. Fortsetzung. Die Gestalt der Lichtkurven verändert sich.

Erklärung durch ungleichförmige Verteilung der Helligkeit auf der Oberfläche eines rotierenden Sterns. Lebensdauer der Aktivitätsgebiete in der Größenordnung von Monaten).

23. Fortsetzung: Eruptive Veränderliche

6.2. RS Canum Venaticorum Sterne

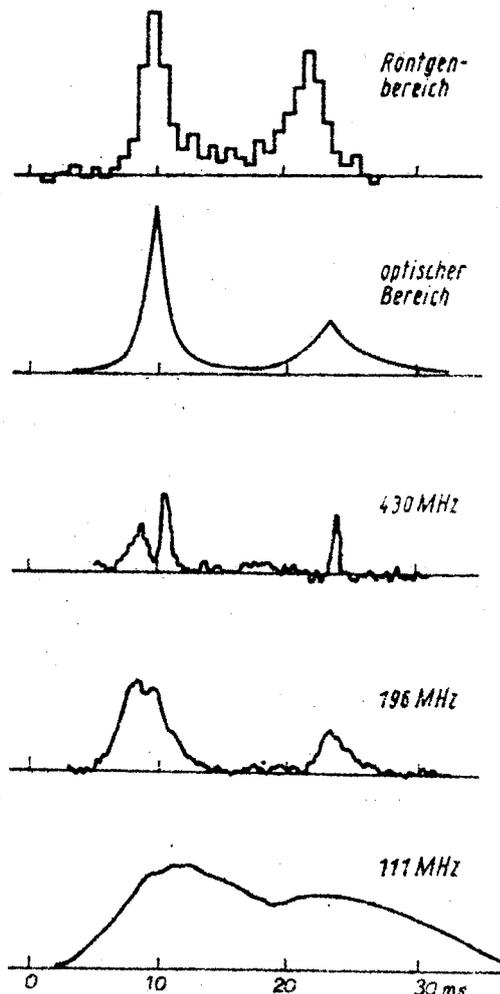
Doppelsysteme G-K Unterriese und F-G Zwerg mit Flecken auf Oberfläche der kühleren Komponente. Aktive Prozesse flare-ähnlicher Art.

Bedeckungslichtkurve mit überlagerten Wellen mit Amplituden bis $0,2^{\text{mag}}$, wobei kennzeichnend ist, daß diese überlagerte Welle dem Bedeckungslichtwechselverlauf entgegen, also zu kleineren Phasenwerten, wandert.

Modellvorstellung: Flecken in differentieller Rotation, Magnetfeldwirkungen, Chromosphäre und Korona aber im Vergleich zur Sonne gewaltig größere Aktivität).

6.3. Pulsare

Zuerst im Radiobereich als pulsierende Radioquellen beobachtet - aber keine Pulsation wie etwa bei den δ Cep Sternen, sondern rasche Drehung eines Aktivitätsgebietes.



Crab-Pulsar CM Tau:
Pulsform im Röntgenbereich, im sichtbaren Bereich und im Radiobereich, Periode 33ms.

Auch HU Vel pulst im optischen Bereich: 89ms.

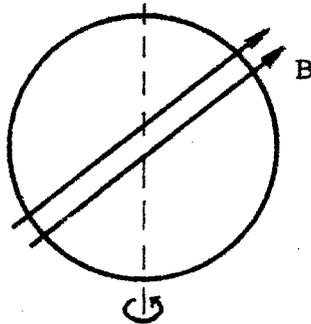
Wegen der so kurzen Perioden Spezialgeräte nötig, die lichtelektrisch arbeiten und elektronisch im Periodenrythmus für Empfang bereitgemacht werden.

(Lit.1)

24. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

Sowohl CM Tau als auch HU Vel stehen inmitten von Supernovaresten - Supernovae hinterlassen in bestimmten Fällen rasch rotierende Neutronensterne: Wird der Sternradius auf ein Millionstel des ursprünglichen Wertes komprimiert, verdichten sich schwache Magnetfeldstärken auf das Billionenfache (10^{12} -fache) und die Rotationsperiode nimmt wegen der Erhaltung des Drehimpulses auf Sekundenbruchteile ab.

Es entwickelt sich ein Strom geladener Teilchen, die entlang der magnetischen Achse - nicht der Drehachse - fast auf Lichtgeschwindigkeit beschleunigt werden. Dadurch wird elektromagnetische Strahlung (Synchrotronstrahlung) ausgesandt, die im Rythmus der Drehung die Erde treffen kann: "Leuchtturm-Effekt".



Schematischer Querschnitt durch ein Pulsarmodell, ohne Berücksichtigung der Abplattung.
Magnetfeld B

Liegt die Erde nicht in der Mantelfläche des Drehkegels, wird kein Pulsar beobachtet. Möglicherweise erklärt das, warum nicht in allen SNR's Pulsare beobachtet werden.

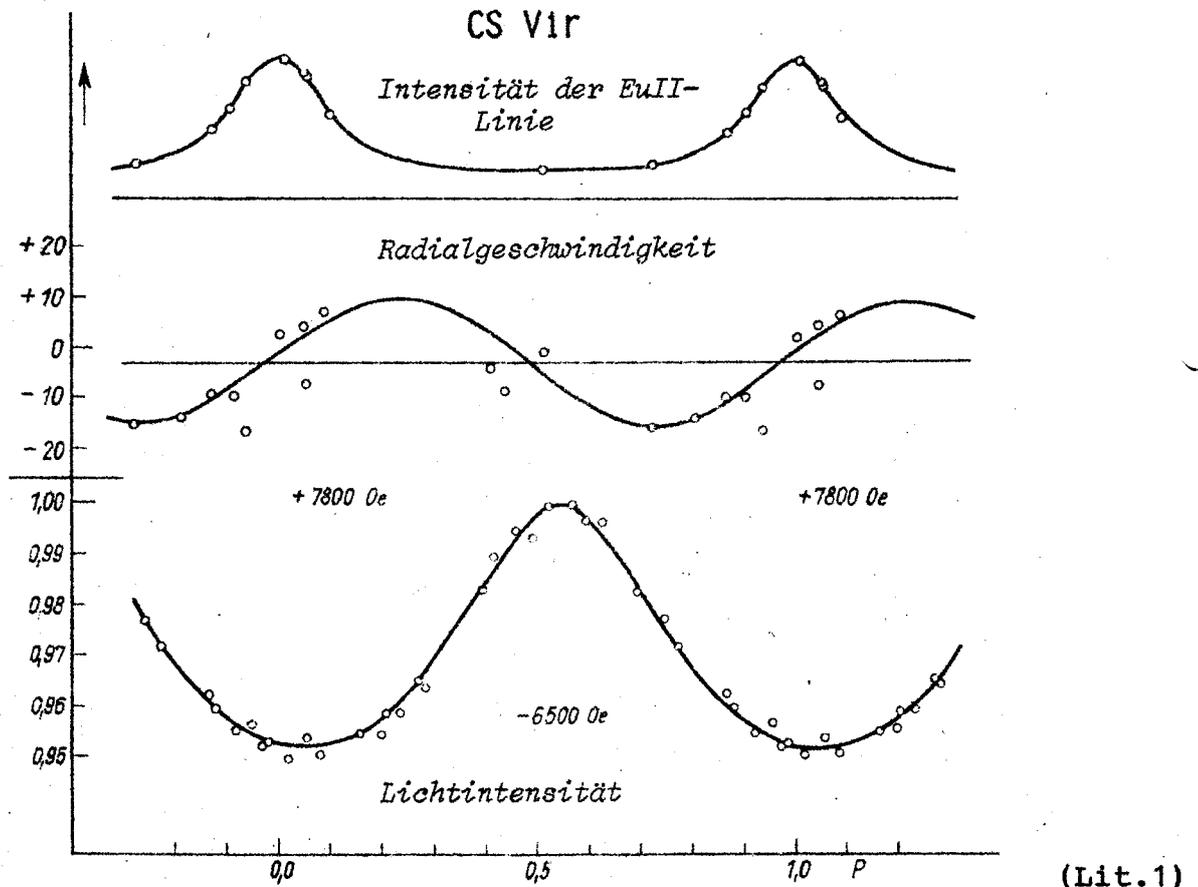
6.4. α_2 Canum Venaticorum Sterne - "Magnetsterne"

Geringe Veränderlichkeit unter $0,1^{\text{mag}}$, daher nur lichtelektrisch beobachtbar. Folgende Kennzeichen bestehen:

- * Sehr starke, großräumige Magnetfelder (Zeemann-Aufspaltung der Spektrallinien), Feldstärken wie bei den Sonnenflecken.
- * Ungewöhnlich starke Spektrallinien zeigen Überhäufigkeit der Elemente der Eisengruppe (10 bis 100x), von Strontium, Yttrium und Zirkonium (1000x) und seltenen Erden (300 bis 1000x), deshalb Bezeichnung "Ap Stern" = peculiarer A Stern.

25. Fortsetzung Referat: Eruptive Veränderliche

- * Veränderlichkeit der Magnetfelder, Spektren und Helligkeiten. Typische Perioden 5 bis 9 Tage, aber auch wenige Sterne mit Perioden von einigen Jahren. Veränderungen laufen alle drei synchron.



Modellvorstellung: Fleckenmodell, in dem relativ zu einer ungestörten Atmosphäre eine durch das Magnetfeld verursachte unterschiedliche Tiefenabhängigkeit der Temperatur angenommen wird. Höchste Schichten des Flecks mehr als 2000 K kühler als Umgebung. Der Lichtwechsel wird ebenso wie die unterschiedlichen Magnetfeldstärken durch die Drehung des Sterns erzeugt. Ansichten über Entstehung, Struktur und Lage des Magnetfeldes zur Drehachse noch umstritten.

Literatur:

- 1 C.Hoffmeister, G.Richter, W.Wenzel, Veränderliche Sterne, 2.Aufl., Springer Verlag, Berlin 1984
- 2 Transactions IAU, Vol.XIXB, Proceedings 19th General Assembly, New Delhi 1985. D.Reidel Publ.Comp., Dordrecht 1986.

Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne mit einfachen Mitteln

1. Einführung, Ziele, Beobachtungsmethoden

1.1. Einführung und Ziele

Mit geringem instrumentellem Aufwand und etwas Übung steht die Veränderlichenbeobachtung jedem Sternfreund offen. Neben der persönlichen Befriedigung über gelungene und faszinierende Beobachtungen kann hier ein Beitrag zur Astronomie geleistet werden.

Es ist tatsächlich so, daß ein großer Teil der Kenntnisse über den Lichtwechsel veränderlicher Sterne von der gesammelten Arbeit vieler Sternfreunde über Jahrzehnte stammt (im Archiv der AAVSO befinden sich über 5 Millionen Helligkeitsschätzungen!).

Vor zwölf Jahren habe ich begonnen, veränderliche Sterne zu beobachten. Dabei hatte ich größere Schwierigkeiten, da Anleitungen dazu in der Literatur nur spärlich und verstreut aufzufinden waren.

Die Erfahrungen, die ich seitdem bei etwa 11.000 Helligkeitsschätzungen machen konnte, sind die Basis für diesen Beitrag.

Mein Ziel ist eine Art "Werkzeugkiste" für den Sternfreund, der erstmals Veränderliche beobachten will. Auch für weitere Vorhaben werden sich einige Anregungen finden.

Für mich ist die Veränderlichenbeobachtung immer noch faszinierend. Mira leuchtet jetzt im Maximum mit 3. Größe am Winterhimmel (Februar 1987), vor zwei Monaten konnte ich sie mit meinem Feldstecher noch nicht sehen. Vielleicht sind Sie beim nächsten Maximum im Jänner 1988 dabei?

1.2. Beobachtungsmethoden

In der Veränderlichenbeobachtung werden

lichtelektrische Photometrie
photographische Beobachtung
visuelle Beobachtung

eingesetzt. Von diesen drei Methoden ist die lichtelektrische Photometrie die bei weitem genaueste. Bei richtiger Anwendung können Genauigkeiten unter $0,01^m$ erzielt werden. Sie stellt aber auch hohe Anforderungen und wird sowohl technisch wie methodisch in weiteren Referaten dieses Seminars behandelt.

1. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Für viele Beobachtungen ist aber die Genauigkeit von $0,1^m$, die bei photographischer oder visueller Beobachtung erzielt wird, durchaus ausreichend. So z.B. bei folgenden Aufgaben:

- * Lichtwechsel von Mirasternen
- * Kontrolle der Elemente von Bedeckungsveränderlichen oder RR-Lyrae-Sternen
- * Überwachung von Zwergnovae auf Ausbrüche

Hier bieten sich diese beiden Methoden an, da sie "arbeitsökonomisch günstig" (Lit. 1) sind, das heißt bei wenig Aufwand die erwarteten Ergebnisse bringen. Für den Sternfreund ist meist die visuelle und photographische Beobachtung die allein verfügbare. Daher werden nur diese beiden Methoden hier behandelt.

Der Schlüssel zum Erfolg ist eine einfache Stufenschätzmethode, die Friedrich Argelander 1844 angegeben hat. Diese Methode kann sowohl direkt am Himmel als auch auf photographischen Aufnahmen angewendet werden.

Die erreichbare Genauigkeit ist visuell und photographisch etwa die gleiche.

2. Argelanders Stufenschätzmethode

2.1. Stufenschätzung

Das Prinzip der Argelanderschen Stufenschätzmethode ist der Vergleich des Veränderlichen mit mindestens zwei (konstanten!) Vergleichssterne, von denen der eine heller, der zweite schwächer als der Veränderliche ist.

Nun wird versucht festzustellen, um wieviele Stufen der Veränderliche v schwächer als der hellere Vergleichssterne a und heller als der schwächere Vergleichssterne b ist.

Diese Stufen hat Argelander wie folgt definiert:

Stufe 0: Erscheinen mir beide Sterne (Veränderlicher v und Vergleichssterne x) gleichhell oder möchte ich bald den einen, bald den anderen etwas heller schätzen, so nehme ich beide als gleich hell an und schreibe $x0v$ oder $v0x$.

Stufe 1: Kommen mir beide Sterne auf den ersten Blick als gleich hell vor, erscheint mir aber bei aufmerksamer Betrachtung und bei wiederholtem Hinundhergehen zwischen beiden Sternen der eine immer oder fast immer heller als der andere, so nenne ich den Unterschied eine Stufe und schreibe $x1v$ oder $v1x$, wobei der hellere Stern stets vorgesetzt wird.

Stufe 2: Erscheint der eine Stern stets unzweifelhaft heller, so nehme ich die Differenz als zwei Stufen an und schreibe $x2v$ bzw. $v2x$.

Stufe 3 und 4: Eine auf den ersten Blick in die Augen fallende Verschiedenheit wird als drei Stufen bezeichnet - $x3v$ oder $v3x$. Endlich kann man noch auffallendere Unterschiede als 4 oder 5 Stufen bezeichnen.

2. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Argelanders eigene Bemerkung dazu: "Jede Beobachtung sollte so viele Vergleichssterne als möglich heranziehen, ohne eine zu große Anzahl Stufen, und immer zumindest einen helleren und einen schwächeren Vergleichssterne, auch wenn der Veränderliche genau oder nahezu gleich einem Vergleichssterne erscheint".

Geübte Beobachter schätzen auch mehr als vier Stufen und unterteilen auch noch in halbe Stufen.

Die ganze Prozedur hört sich schwieriger an, als sie ist: am besten ist es, das auszuprobieren! In jeder klaren Nacht besteht schon mit freiem Auge die Möglichkeit dazu! Jedenfalls dauert eine Stufenschätzung nicht so lange wie ihre Beschreibung.....

2.2. Verhältnisse

Wichtig erscheint mir, daß zwar Helligkeitsdifferenzen in Stufen geschätzt werden, aber durch die Verwendung von zwei Vergleichssterne eigentlich Verhältnisse festgelegt werden: schätze ich $a2v3b$, so ist v auf $2/5$ des Unterschieds $a-b$ eingeordnet.

Auf diese Art können auch leicht mehr als vier Stufen geschätzt werden, ohne allzu ungenau zu werden: Schätze ich $a3v$ und b ist viel schwächer als v , etwa dreimal den Abstand $a-v$, so schreibe ich $a3v9b$; etwas weniger als dreimal den Abstand: $a3v8b$; etwas mehr: $a3v10b$.

Mit einiger Übung wird man auch hier keine größere Ungenauigkeit begehen.

Zur Überprüfung ist es auch günstig, wenn bei kleinen direkt geschätzten Verhältnissen wie $alv3b$ zur Bestätigung auch noch beurteilt wird, ob $v-b$ wirklich dreimal so groß wie $a-v$ ist.

Diese Erweiterung stammt von Paul Ahnert (Lit. 3) und ich habe dabei sehr gute Erfahrungen gemacht!

2.3. Stufen und Helligkeiten

Wenn nun die Helligkeit der Vergleichssterne a und b bekannt ist, so kann direkt aus der Schätzung die Helligkeit des Veränderlichen v berechnet werden:

Habe ich $a6v2b$ geschätzt, und a ist $8,0^m$, b $8,6^m$ hell, so errechnet sich die Helligkeit von v zu $8,0^m + 6/8 * 0,6^m = 8,45^m$.

Die Größe einer Stufe ergibt sich aus dem Beispiel zu $0,6^m / 8 = 0,075^m$.

Diese Stufengröße liegt etwa zwischen $0,05^m$ und $0,2^m$, als Mittelwert bei einigermaßen erfahrenen Beobachtern kann etwa $0,08^m$ bis $0,10^m$ gelten.

Die Stufengröße sinkt mit zunehmender Erfahrung, um sich dann auf einen für einen Beobachter recht konstanten Wert einzupendeln. Die Stufengröße hängt auch noch vom Veränderlichen und seinen

3. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Vergleichssterne (Färbung, Position am Himmel, ...) in geringem Maß ab.

Jedenfalls hat die Größe einer Stufe kaum Einfluß auf die Genauigkeit der Helligkeitsschätzung.

2.4. Stufenskala

Es ist durchaus möglich, auch ohne Kenntnis der Vergleichssternhelligkeiten eine Lichtkurve zu erhalten, bzw. bei vorhandenen Vergleichssternhelligkeiten eine "individuelle" Sequenz abzuleiten und die Genauigkeit zu verbessern.

Dazu werden alle Schätzungen eines Veränderlichen aus einem gewissen Beobachtungszeitraum hergenommen und die Stufenskala nach folgendem Beispiel erstellt:

Beispiel: Beobachtung von chi Cygni 1986

Ich beobachtete den Mirastern chi Cygni von Juni bis Oktober 1986 mit einem Feldstecher 10x50, um sein Maximum mitzuverfolgen. Als Beispiel einer Vergleichssternkarte siehe Punkt 10, die Beobachtungen sind in Tabelle 1 zusammengestellt.

Da immer zwei Vergleichssterne benutzt wurden, lassen sich die mittleren Stufenabstände zwischen den Vergleichssterne leicht ausrechnen.

Beispiel: als Helligkeitsdifferenz in Stufen schätzte ich zwischen den Vergleichssterne c und d:

am 30.06.86	8 Stufen
04.07.	10
25.09.	7,5
29.09.	8
02.10.	7,5
05.10.	8

Die mittlere Helligkeitsdifferenz zwischen c und d beträgt daher 8,2 Stufen.

Wenn diese Mittelwertbildung nun für alle Vergleichssterne gemacht wird, führt das zur Aufstellung der Stufenskala:

<u>Sterne</u>	<u>Anzahl Beob.</u>	<u>Stufenabstand</u>	<u>Standardabweichung</u>
a-b	8	11,3	0,9
b-c	10	11,1	1,3
c-d	6	8,2	0,9

Man reiht nun die Vergleichssterne, wobei wie bei Größenklassen der niedrigere Wert größere Helligkeit bedeutet, der hellste Vergleichsstern a erhält die Helligkeit $0,0^{\text{st}}$:

a	$0,0^{\text{st}}$
b	11,3
c	22,4
d	30,6

4. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

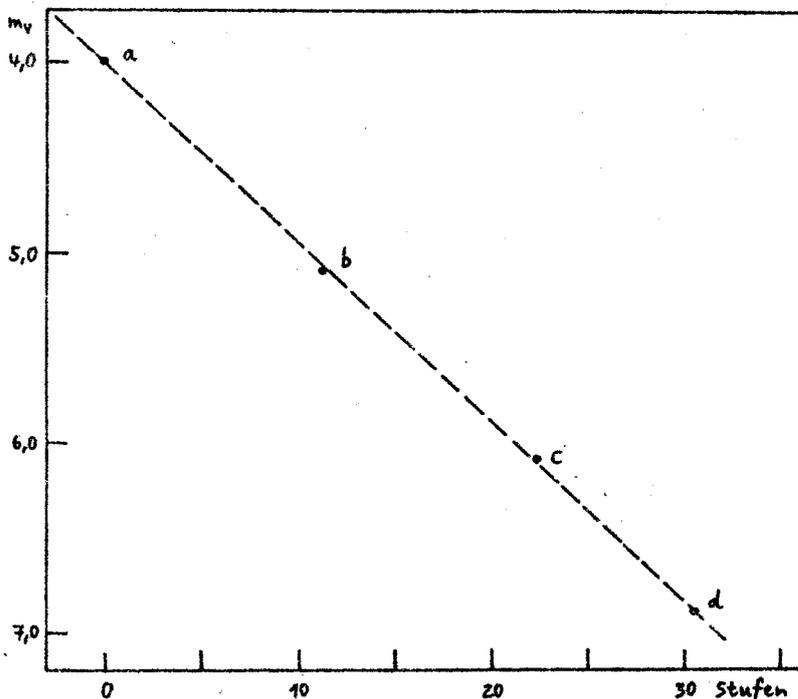
2.5. Helligkeiten

Mit der fertig aufgestellten Stufenskala können nun die individuellen Vergleichssternhelligkeiten berechnet werden. Dazu ist es nicht nötig, für alle Vergleichssterne photometrische Helligkeitswerte zu besitzen, es genügen mindestens zwei!

Das kann entweder graphisch oder rechnerisch gelöst werden.

Graphische Darstellung:

Bild 1:
Stufenskala
chi Cyg



Rechnerisch: Durch eine Linearregression Stufenwert gegen Kataloghelligkeit kann ebenfalls die Stufenskala in Helligkeiten umgewandelt werden:

mit obigem Beispiel: $m = 4,01^m + 0,0946 * st$

was folgende Tabelle ergibt:

<u>Stern</u>	<u>st</u>	<u>m (Katalog)</u>	<u>m (beobachtet)</u>
a	0,0	4,0	4,01
b	11,3	5,1	5,08
c	22,4	6,1	6,12
d	30,6	6,9	6,90

Man sieht, daß die benutzten Vergleichssternhelligkeiten gut mit den geschätzten individuellen Helligkeiten übereinstimmen. Die Stufengröße für diese Beobachtungsreihe ergibt sich zu $0,095^m$ - liegt also durchaus im mittleren Bereich.

5. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

2.6. Einordnung des Veränderlichen in die Stufenskala

Die Helligkeit des Veränderlichen erhält man dadurch, daß man die Schätzung zur Stufenskala in Beziehung setzt.

Die Schätzung am 30.6. lautet c6v2d. Die mittlere Stufendifferenz c-d ist $8,2^{\text{st}}$, c ist $22,3^{\text{st}}$ hell. Die Helligkeit des Veränderlichen errechnet sich zu

$$v = (\text{Diff. c-d Mittel} / \text{Diff. c-d Schätzg.}) * (\text{Diff. c-v}) + c$$

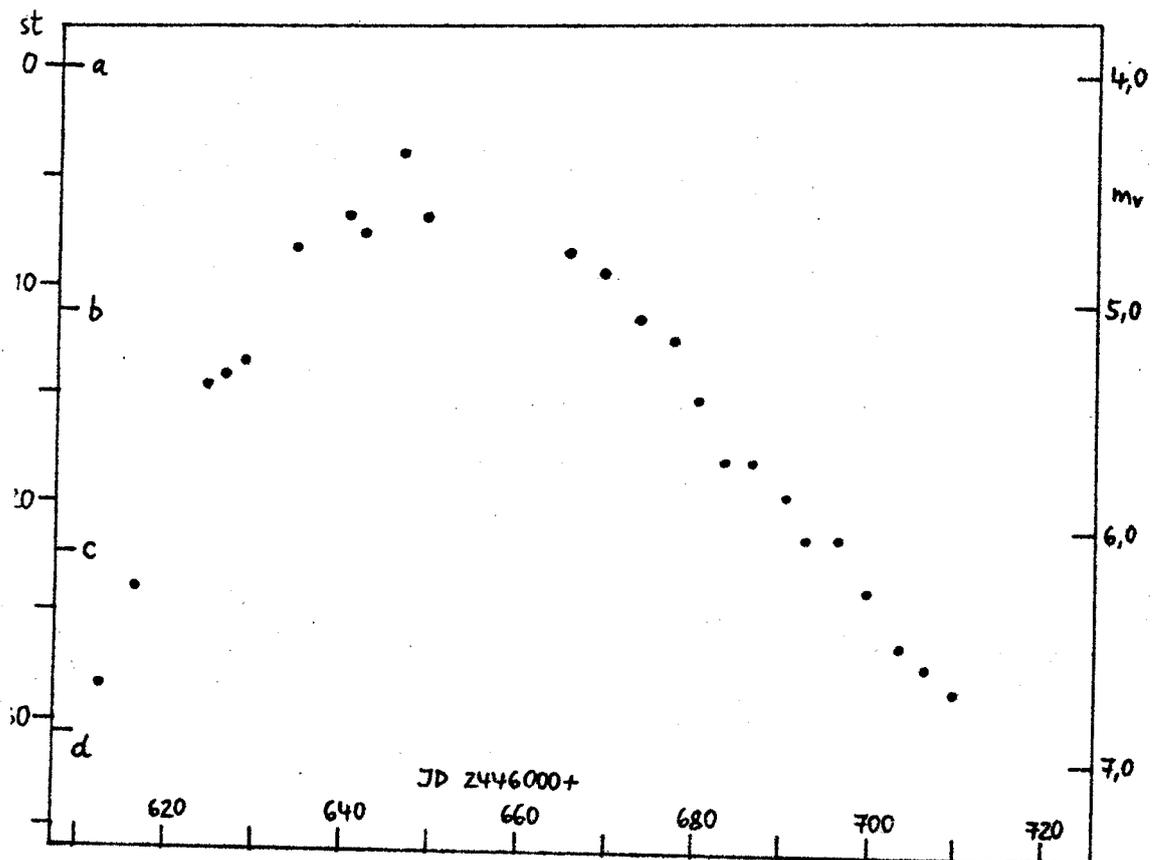
$$v = (8,2/8) * 6 + 22,3 = 28,5^{\text{st}}$$

Die Helligkeit des Veränderlichen in Größenklassen läßt sich jetzt aus der graphischen oder rechnerischen Stufenskala zu $6,71^{\text{m}}$ ablesen (muß auf $6,7^{\text{m}}$ gerundet werden! - alle im folgenden auf 1/100 Größenklassen angegebenen Helligkeiten sind natürlich ebenfalls zu runden!).

2.7. Lichtkurve

Jetzt kann die Lichtkurve von chi Cygni gezeichnet werden:

Bild 2:
Lichtkurve chi Cyg
Maximum 1986



6. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Tabelle 1: Beobachtungen von chi Cygni 1986

1986	MEZ	JD	Schätzung	Stufe	Helligkeit
Jun.	30 22:55	2446612,4	c6v2d	28,5	6,71
Jul.	4 23:00	616,4	c2v8d	23,9	6,27
	12 23:30	624,4	b3v7,5c	14,5	5,38
	14 23:30	626,4	b3v9c	14,1	5,34
	16 23:50	628,5	b2v8c	13,5	5,29
	22 22:20	634,4	a8v3b	8,2	4,79
	28 23:50	640,4	a6v4b	6,8	4,65
	30 22:30	642,4	a8v4b	7,5	4,72
Aug.	4 00:40	646,5	a4v8b	3,8	4,37
	6 23:00	649,4	a6v4b	6,8	4,65
	22 20:50	665,3	a9v3b	8,4	4,80
	26 21:00	669,3	a9v2b	9,2	4,88
	30 21:15	673,4	b0v	11,3	5,08
Sep.	3 20:30	677,4	a12b1v12c	12,2	5,16
	6 18:40	680,2	b3v6c	15,0	5,43
	9 19:00	683,3	b6v4c	17,9	5,70
	12 19:00	686,3	b6v4c	17,9	5,70
	16 18:45	690,2	b9v3c	19,6	5,86
	18 20:00	692,3	b10v2c	20,5	5,95
	22 18:45	696,2	b10v2c	20,5	5,95
	25 19:15	699,3	c1,5v6d	23,9	6,27
	29 20:20	703,3	c4v4d	26,4	6,51
Okt.	2 19:00	706,3	c4,5v3d	27,2	6,58
	5 19:00	709,3	c6v2d	28,4	6,70

3. Argelandermethode visuell

Einige Tips aus meiner Praxis:

1. Alle Beobachtungen sollten in einem Beobachtungsbuch mit allen Umständen notiert werden (Veränderlicher, Schätzung, Zeit, Fernrohr, Luftqualität, Störungen, Ungenauigkeiten, ...)

In der Veränderlichenbeobachtung werden oft folgende Zeichen zur Kennzeichnung von Schätzergebnissen verwendet:

- : Beobachtung ist etwas unsicher (z.B. 8,7^m.)
- :: Beobachtung ist sehr unsicher
- (Veränderlicher war schwächer als ...
(z.B. (11,4 bedeutet: Veränderlicher nicht zu sehen; der schwächste sichtbare Vergleichssterne war 11,4^m hell - auch eine wertvolle Beobachtung!)

2. Zu Beginn sollten nur Sterne mit einer Amplitude größer als eine, besser 1,5 Größenklassen beobachtet werden. Auch erfahrene Beobachter sollten besser nicht unter 0,5^m Amplitude gehen - Ausnahmen bestätigen die Regel!
3. Eine der größten Fehlerquellen bei allen Beobachtungen ist die Voreingenommenheit. Wenn wir etwas sehen wollen, so tendieren wir dazu, es auch wirklich zu sehen!

Notieren Sie, was Sie sehen, und nicht was Sie glauben, daß Sie sehen sollten!

7. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

4. Bei roten Veränderlichen (Mirasterne und die meisten Langperiodischen) macht der als Purkinje-Effekt bekannte Farbfehler oft zu schaffen.

Einige Tips zur Vermeidung dieses Problems (durch die quick glance Methode) finden Sie im Kapitel über Mirasterne.

5. Damit im Zusammenhang: achten Sie auf die Farben Ihrer Vergleichssterne. Sie sollten möglichst gleichfarbig mit dem Veränderlichen sein. Oft ist dieses Ziel leider nicht erreichbar, nach Möglichkeit sollten aber vor allem rote Veränderliche mit gelben oder roten Vergleichssterne verglichen werden. (Achtung bei roten Vergleichssterne: diese sind oft selbst veränderlich!)
Ich habe oft lieber größere Stufenabstände zwischen Vergleichssterne in Kauf genommen, um möglichst gleichfarbige Sterne zu haben!

6. Gesichtsfeld und Vergrößerung sollten den Vergleichssterne angepaßt sein. Weitere Hinweise finden Sie in Punkt 11.

7. Besonders zu beachten ist der Helligkeitsbereich, in dem Schätzungen mit guter Genauigkeit gemacht werden können. Zu helle oder zu schwache Sterne lassen sich nicht oder nur ungenau schätzen!

Eine lineare Beziehung zwischen den Helligkeitsstufen und den Größenklassen ist nur in dem Helligkeitsbereich gewährleistet, in dem die Sinnesempfindungen dem Weber-Fechnerschen Gesetz gehorchen.

Für das freie Auge in klarer Nacht liegt dieser theoretische Bereich etwa von $0,5$ bis $3,5^m$ (bei Verwendung eines Fernrohrs entsprechend dem Helligkeitsertrag mehr!).

In der Praxis zeigt sich aber, daß auch Helligkeitsschätzungen bis 1 oder $0,5^m$ über der Grenzgröße genaue Ergebnisse bringen.

Das bedeutet auch, daß sich das benutzte Instrument für die Beobachtung eines Veränderlichen nach der erwarteten Helligkeit und den Sichtbedingungen (Grenzgröße) richten sollte.

Im Normalfall reicht ein Feldstecher oder Sucher für hellere Veränderliche, während alle anderen mit dem Fernrohr bis zur Grenzgröße beobachtet werden sollten.

Zu häufiger oder unnötiger Wechsel des Beobachtungsinstruments ist ebenfalls nicht empfehlenswert, da die Stufen und Farben der Sterne mit unterschiedlichem Fernrohr etwas anders empfunden werden. Der entstehende Fehler ist klein.

Das benutzte Beobachtungsinstrument sollte aber zumindest im Beobachtungsbuch vermerkt werden.

8. In der Literatur werden öfters noch weitere systematische Fehler der Argelander-Methode genannt (z.B. Stundenwinkelfehler). Diese Fehler sind meist von geringem Betrag und können vernachlässigt werden.

4. Photographische Anwendung der Argelander-Methode

Prinzipiell vollkommen analog der visuellen Beobachtung!

8. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Wichtig ist allerdings, den Farbbereich (und damit das Helligkeitssystem der Film/Filter-Kombination) zu beachten!

4.1. Farb- oder Schwarzweißfilm?

Um photometrisch auswertbare Bilder zu erhalten, muß auf jeden Fall SW-Film verwendet werden. Farbfilme eignen sich gut, um z.B. einen roten Mirastern sehr hübsch aufzunehmen. Für genaue Photometrie sind sie leider nicht so gut geeignet, da das durch den Film definierte Helligkeitssystem nur sehr schwierig auf ein Standardsystem reduziert werden kann.

Trotzdem kann für einen ersten Versuch in der Veränderlichenbeobachtung erfolgreich Farbfilm verwendet werden. Während der Beobachtungsreihe sollte man allerdings Film und Belichtungszeit besser nicht ändern, um gute Ergebnisse zu erzielen.

4.2. Strichspuraufnahmen

Versuchen Sie einmal mit Ihrer Kamera mit Normalobjektiv auf Stativ einen helleren Veränderlichen photographisch zu verfolgen! Meine Versuche mit Objektiv 1,8/50mm und Tri-X Film (auf 1600ASA entwickelt) zeigten bei einer Belichtungszeit von 30s Sterne 8.Größe! Zum Schätzen verwendbar war der Helligkeitsbereich von 3,5 bis 7,5^m.

Auf diese Art kann ein Algolminimum oder das Maximum eines helleren Mirasterns photographisch dokumentiert werden.

4.3. Auswertung

Zur Helligkeitsschätzung sollten auf jeden Fall die Negative verwendet werden. Zwei erfolgreiche Methoden:

- a. Beobachtung mit einem Mikroskop bei niedriger Vergrößerung auf einem Lichttisch
- b. Diaprojektor

Günstig ist es, jede Aufnahme viermal in je um 90 Grad verdrehter Position zu beobachten und die Ergebnisse zu mitteln. Dadurch können zufällige Fehler vermieden und die Genauigkeit verbessert werden.

4.4. Ausmessung von Photographien

In der Literatur (siehe z.B. Lit. 4) ist oft auch das Meßverfahren der Sterndurchmesser beschrieben. Dabei wird das Negativ z.B. mit einem Diaprojektor projiziert und die Sterndurchmesser von Veränderlichem und mehreren Vergleichssterne mit einem Lineal gemessen.

In einem größeren Bereich verhält sich die Helligkeit umgekehrt proportional zum Bildchendurchmesser des Sterns.

Die Argelandermethode erzielt aber genauere Ergebnisse als dieses einfache Meßverfahren. Das liegt daran, daß bei einer Schätzung

9. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

automatisch nicht nur der Durchmesser sondern auch die Schwärzung des Sternbildchens berücksichtigt wird!

Erreichbare Genauigkeiten:

Bilddurchmesser Meßverfahren:	etwa 0,2 ^m
Argelandersche Stufenschätzmethode:	etwa 0,1 ^m !

4.5. Farbbereiche

Jeder Film hat seine eigene Farbempfindlichkeit und damit seine eigenen Helligkeiten!

Um die ermittelten Helligkeiten in ein vergleichbares Farbsystem zu bekommen, gibt es mehrere Möglichkeiten:

- a. mpg: man kann mit blauempfindlichen Astroplatten arbeiten, um die "photographische Helligkeit" zu bekommen
- b. mpan: eine weitere Möglichkeit ist die Verwendung von panchromatischem Material. Die Helligkeiten werden nahe den visuellen liegen - aber eben nicht genau!
- c. mpv: am besten ist die Verwendung von panchromatischem Material mit einem leichten Gelbfilter. Die genaue Film/Filterkombination muß aus den Datenblättern der Hersteller ermittelt werden. In der Praxis bringt normaler Tri-X Film mit einem Gelbfilter 2x fast ganz genau die visuellen Helligkeiten.

4.6. Kameras

Sehr gut eignen sich Teleobjektive aller Größen. Nicht empfehlenswert ist eine Schmidtkamera! Die Sternbildchen sind optisch "zu gut", um genau schätzen zu können. Bei Teleobjektiven und Fernrohren sind die Sternbilder dagegen größer und können leicht geschätzt werden.

Mit einem 135mm Teleobjektiv können schon bei kurzer Belichtungszeit von einigen Minuten viele Veränderliche bis zur 11. Größe beobachtet werden.

Man sollte durch Testaufnahmen bei verschiedenen Belichtungszeiten die Grenzgröße der Kamera ermitteln und danach sein Beobachtungsprogramm aufstellen.

Auch hier sollte der auswertbare Helligkeitsbereich beachtet werden! Die Aufnahmen sollten den Stern in einem bequemen Helligkeitsbereich zeigen, der noch gut photometrierbar ist. Aufnahmen, die das Objekt zu hell oder zu schwach zeigen, liefern ungenaue, manchmal auch unbrauchbare Ergebnisse. Daher sollte zumindest ungefähr die Helligkeit des Veränderlichen bekannt sein (gleichzeitige visuelle Kontrolle!), um die Aufnahme richtig zu belichten.

4.7. Visuelle oder photographische Beobachtung?

Beide Arten haben ihre Vor- und Nachteile!

10. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Zum Unterschied von anderen Gebieten der Astronomie haben photographische Beobachtungen die visuellen hier nicht abgelöst, da sie weder besser noch genauer sind.

Einige Hinweise:

a. Vorteile photographischer gegen visuelle Beobachtung:

- Reproduzierbarkeit und Dokumentation
- komfortable Schätzung im warmen Zimmer
- bei roten Sternen weniger fehleranfällig als visuelle Beob.

b. Vorteile visueller gegen photographische Beobachtung

- weniger aufwendig
- sehr gute visuelle Beobachtungen sind etwas genauer als photographische (durch die innere Ungenauigkeit der Platte)
- bei kurzperiodischen Sternen oft günstiger (bei photographischer Beobachtung "verschmiert" die Helligkeit über die Belichtungszeit; bei kurzer Belichtungszeit aber sehr großer Filmverbrauch!)
- visuelle Beobachtungen sind auch bei Vollmond und unter Stadtbedingungen ausführbar!

(Sie sehen vielleicht an der Aufstellung, daß ich ein visueller Veränderlichenbeobachter bin..... Das sollte Sie nicht von photographischer Veränderlichenbeobachtung abhalten!)

5. Mirasterne und Langperiodische

5.1. Überblick

Mirasterne werden durch den großen Lichtwechsel leicht entdeckt. Für den Sternfreund sind sie sehr empfehlenswerte Objekte! Der Lichtwechsel ist von dramatisch großer Amplitude, benötigt aber doch einige Wochen, um Änderungen um Größenklassen zu zeigen. Im Maximum genügt bei den helleren Sternen oft ein Sucher oder Feldstecher, im Minimum ist meist schon ein mittleres Amateurfernrohr nötig! Beispiel chi Cyg: mittlere Amplitude 5,2-13,4^m Extremwerte 3,3-14,2^m.

5.2. Beobachtung

Für die Mirasterne gibt es eine Vielzahl von Karten mit bereits bestimmten Vergleichssternhelligkeiten (vor allem von der AAVSO; eine kleine Auswahl finden Sie in Punkt 10!).

Die Häufigkeit der Beobachtungen richtet sich nach der Periodenlänge. Eine gute Faustregel besagt, daß Beobachtungen im Abstand von etwa 1% der Periodenlänge die Lichtkurve gut darstellen können. Aber auch längere Lücken von ein oder zwei Wochen stören nicht, wenn der Stern nicht gerade im Maximum steht.

Alle Mirasterne sind rötlich, und so ist der Vergleich mit den im Kontrast oft bläulich erscheinenden Vergleichssternen nicht leicht (Purkinje-Effekt!). Hier bewährt sich die "quick glance" Methode

11. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

der AAVSO sehr gut:

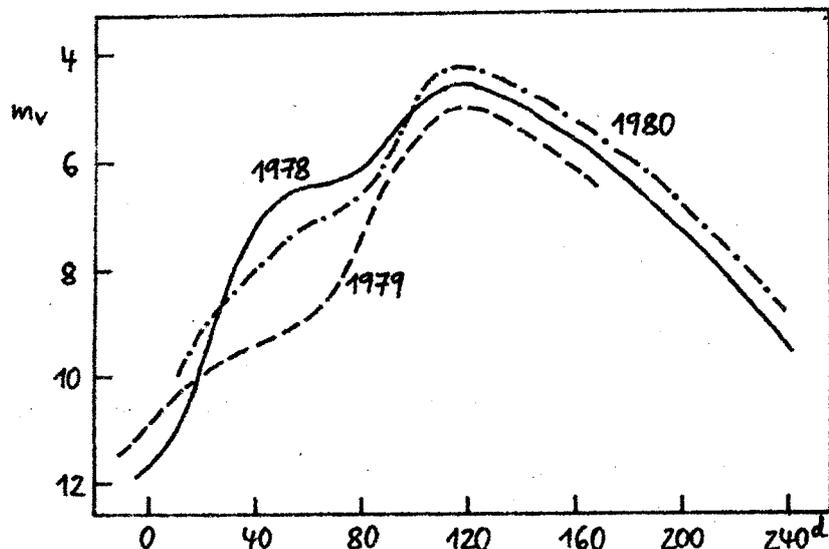
der Veränderliche und der Vergleichssterne werden nicht fixiert, sondern rasch nacheinander hin- und herwechselnd betrachtet. Wenn man diese Vorsichtsmaßnahme nicht beachtet, können größere Fehler bis zu einer Größenklasse oder auch mehr entstehen.

Aber auch bei Anwendung der quick-glance-Methode gibt es oft systematische Unterschiede von einigen Zehntel Größenklassen zwischen verschiedenen Beobachtern, so daß die gesamte Lichtkurve in Richtung der Helligkeitsachse parallel verschoben ist. Da es aber hauptsächlich auf die Bestimmung der Maxima und Minima ankommt, schadet aber die Nichtberücksichtigung dieses Farbfehlers nicht viel.

5.3. Lichtkurven

Die Lichtkurven der Mirasterne sind sehr variabel. Periodenlänge, Maximal- und Minimalhelligkeit und Form der Lichtkurve wechseln stark. So wird chi Cygni im Maximum im Mittel $5,2^m$ hell, es wurden aber auch schon Maxima $3,3^m$ bis nur 7^m beobachtet!

Bild 3: Maximumslichtkurven
chi Cygni 1978-80



Diese großen Veränderungen sind sehr reizvoll zu beobachten. Gleichzeitig ist die Dauerüberwachung auch wertvoll, um Perioden- und Lichtkurvenänderungen festzuhalten. Besonders wichtig ist die Bestimmung der Maxima und Minima.

5.4. Bestimmung der Maxima und Minima

Die einfachste Methode arbeitet graphisch und hat genügende Genauigkeit.

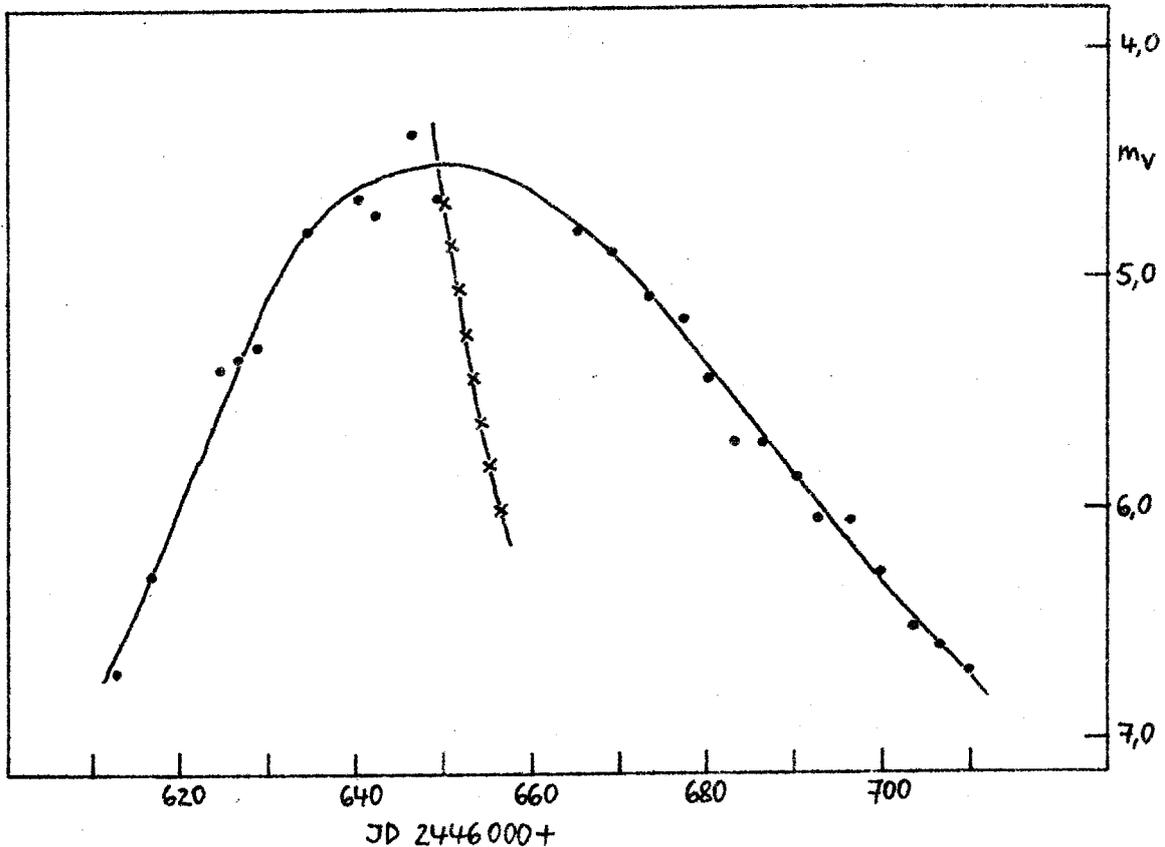
Da oft nicht genügend Beobachtungen um das Maximum herum vorliegen, wird der auf- und absteigende Ast der Lichtkurve mit einbezogen.

Durch die Beobachtungspunkte wird nach Augenmaß eine Lichtkurve gezeichnet (Maßstab etwa 10d auf $0,5^m$). Dann werden in Abständen von $0,5^m$ parallel zur Zeitachse Linien gleicher Helligkeit gezeichnet, die die Lichtkurve schneiden. Die Mittelpunkte dieser

12. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Linien werden eingezeichnet und dann eine Linie durchgezogen, die auf das Maximum hin extrapoliert wird (Sehnenverfahren nach Pogson).

Bild 4: chi Cygni 1986
(Lichtkurve aus Punkt 2):



Das Maximum ergibt sich zu JD 2446650 (7. Aug. 1986), Helligkeit 4,4^m.

Analog wird mit den Minima verfahren.

Das Verfahren funktioniert nur bei sinusähnlichen Lichtkurven. Daher ist auf Buckel o.ä. in der Lichtkurve zu achten.

Wie veränderlich die Elemente auch über relativ kurze Zeit sind, zeigt ein Vergleich dieses chi-Cyg-Maximums mit den 1969 gültigen Elementen aus dem GCVS:

Maximum (beobachtet):	JD 2446 650
Maximum (berechnet):	JD 2446 581
B-R:	+69d !!!

5.5. Vorausrechnungen

Da die Mirasterne so große Helligkeitsänderungen zeigen, sind Vorausrechnungen ihrer Maxima und Minima sehr brauchbare Beobachtungshilfen. Diese Vorhersagen bekommt man z.B. von der AAVSO. Auch Sky & Telescope veröffentlicht zu erwartende Maxima hellerer Mirasterne.

13. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Eine grobe Abschätzung des Maximumstermins erlauben auch die Elemente (Lit. 5), die ja leider sehr variabel sind - aber gerade deshalb ist die Beobachtung der Mirasterne ja wertvoll! Aber auch ohne solche Vorausrechnung kann man Mirasterne beobachten. Man sieht einfach einmal im Monat in einer mondlosen klaren Nacht nach, ob der Stern wieder in den Beobachtungsbereich des Fernrohrs aufgestiegen ist.

5.6. Sonstige Langperiodische Veränderliche

Überblick

- dabei handelt es sich um die
Halbregelmäßigen (SR)
Unregelmäßigen (L)
RV-Tauri Sterne (RV)
- Beobachtung allgemein analog den Mirasternen, aber schwieriger, da geringere Amplituden
- oft komplexer Lichtwechsel, der manchmal sehr langperiodisch (Jahre!) ist - nicht so "dramatisch" wie die Mirasterne
- erst mit einiger Erfahrung und Freude an der Veränderlichenbeobachtung empfehlenswert

Beobachtung

- kürzere Perioden (bis ca. 100d): manche SR und RV-Sterne daher manchmal tägliche Beobachtung nötig
meist nicht so rot
- längere Perioden (über ca. 100d): manche SR und L-Sterne meist reicht Beobachtung alle 10d aus
oft sehr rot ---> Farbproblematik!
- allgemein oft individueller Lichtwechsel mit Anpassung des Beobachters an den Stern!

6. Bedeckungsveränderliche

6.1. Überblick

Es handelt sich zwar nicht um echte Veränderliche Sterne, die Beobachtungsmethoden sind aber die gleichen. Die Bedeckungsveränderlichen stellen eine sehr heterogene Klasse von Veränderlichen mit ganz unterschiedlichen Periodenlängen und Amplituden dar. Auch hier findet jedes Instrument - vom freien Auge bis zum größten Amateurspiegel - "seinen" Stern!

Interessant ist bei ihnen die Bestimmung der Minima, da sie oft Periodenänderungen zeigen (auch Algol z.B.!). Diese Periodenänderungen können mit visuellen Methoden entdeckt und verfolgt werden. Daher ist ihre Beobachtung reizvoll und von Wert.

14. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

6.2. Beobachtung

Die meisten Bedeckungsveränderlichen können an einem Abend im Minimum beobachtet werden. Meistens ist nur das Primär- oder Hauptminimum von genügender Amplitude, um mit der Argelandermethode festgestellt zu werden. Bei manchen Sternen (z.B. W UMA, AR Aur) ist aber auch das Sekundärminimum zu beobachten.

6.3. Vorbereitung eines Beobachtungsabends

Neben der Vorbereitung einer Karte ist zunächst einmal festzustellen, wann ein günstig beobachtbares Minimum eintreten wird. Für die Zwecke der Vorausrechnung genügen die heliozentrischen Zeitpunkte aus den Elementen.

Beispiel:

Wann sind beobachtbare Minima von RZ Cas zwischen 10. und 20. Sept. 1987?

RZ Cas: Typ EA, $6,2-7,7^m$, $D=0,17$, $d=0,00$
Min = $43200,3063 + 1,195247 * E$

Beobachtbar sei zwischen 20 und 24 Uhr MEZ, Stern höher als 30 Grad. Aus den Elementen findet man zwei Minima:

47051,392	Sept. 12	22,4h
057,368	18	21,8

Ein kleines Computerprogramm, das diese Rechnung durchführt, und auch gleich prüft, ob die Sonne tief und der Stern hoch genug steht, ist sehr praktisch!

Eine Abschätzung, wann vor dem Minimum spätestens mit der Beobachtung begonnen werden muß, erlaubt die Bedeckungsdauer D : $D=0,17$, $P=1,195d$, Bedeckungsdauer $0,17*1,195d=4,9h$, Abstiegsdauer = $D/2 = 2,4h$. Bei der Annahme eines linearen Abstiegs ändert sich die Helligkeit um $0,5^m$ (dieser Teil der Lichtkurve sollte zumindest beobachtet werden) in $0,5^m/1,5^m * 2,4h = 0,8h$. Spätestens eine Stunde vor dem berechneten Minimum ist mit der Beobachtung zu beginnen!

Bei Sternen mit totaler Bedeckung (Phase konstanten kleinsten Lichts) ist auch diese Dauer d in die Abschätzung einzubeziehen.

U Cep: $P=2,493d$, $D=0,15$, $d=0,04$, $6,8-9,1^m$

Dauer des Abstiegs: $2,493d * 0,15/2 = 4,5h$

Dauer des Abstiegs um $0,5^m$: $0,5/2,3 * 4,5h = 1,0h$

Totale Bedeckung: $2,493d * 0,04 = 2,4h$

Spätestens $1,0+1,2h = 2,2h$ vor dem Minimum muß mit der Beobachtung begonnen werden.

6.4. Beobachtung eines Minimums

Entsprechend dieser Abschätzung beginnt man die Beobachtung frühzeitig und setzt sie fort, bis das Minimum deutlich überschritten ist. Dabei macht man etwa alle 10-15 Minuten eine Schätzung. Die Beobachtungszeit auf eine Minute genau notieren! Besonders zu achten ist hier auf die Voreingenommenheit - möglichst objektiv aufzeichnen, was gesehen wird! Wenn der Stern

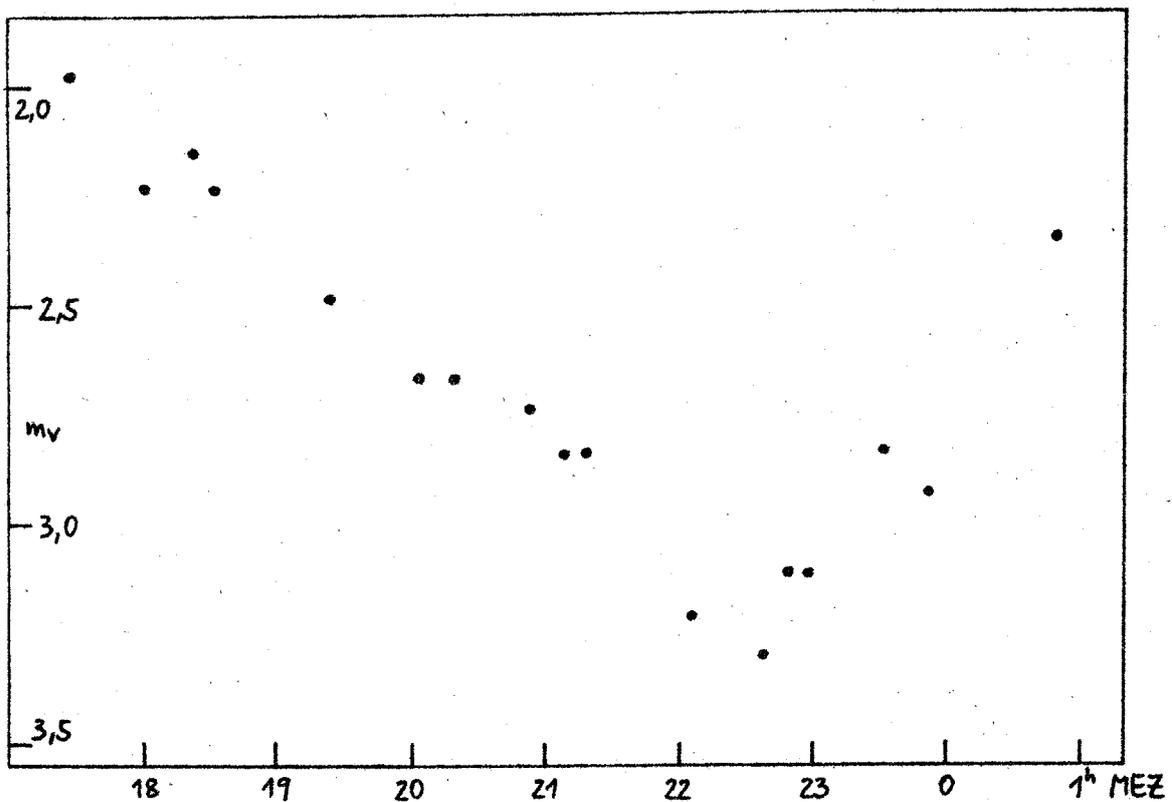
15. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

sich nicht so verhält, wie Sie es erwarten, notieren Sie es trotzdem und analysieren Sie später!

6.5. Lichtkurve

Die Lichtkurve soll den auf- und absteigenden Ast etwa in einem Winkel von 45 Grad zeigen - Maßstab entsprechend wählen!

Bild 5: Algol am 11. Jan. 1975
(eine meiner ersten erfolgreichen Veränderlichenbeobachtungen!)

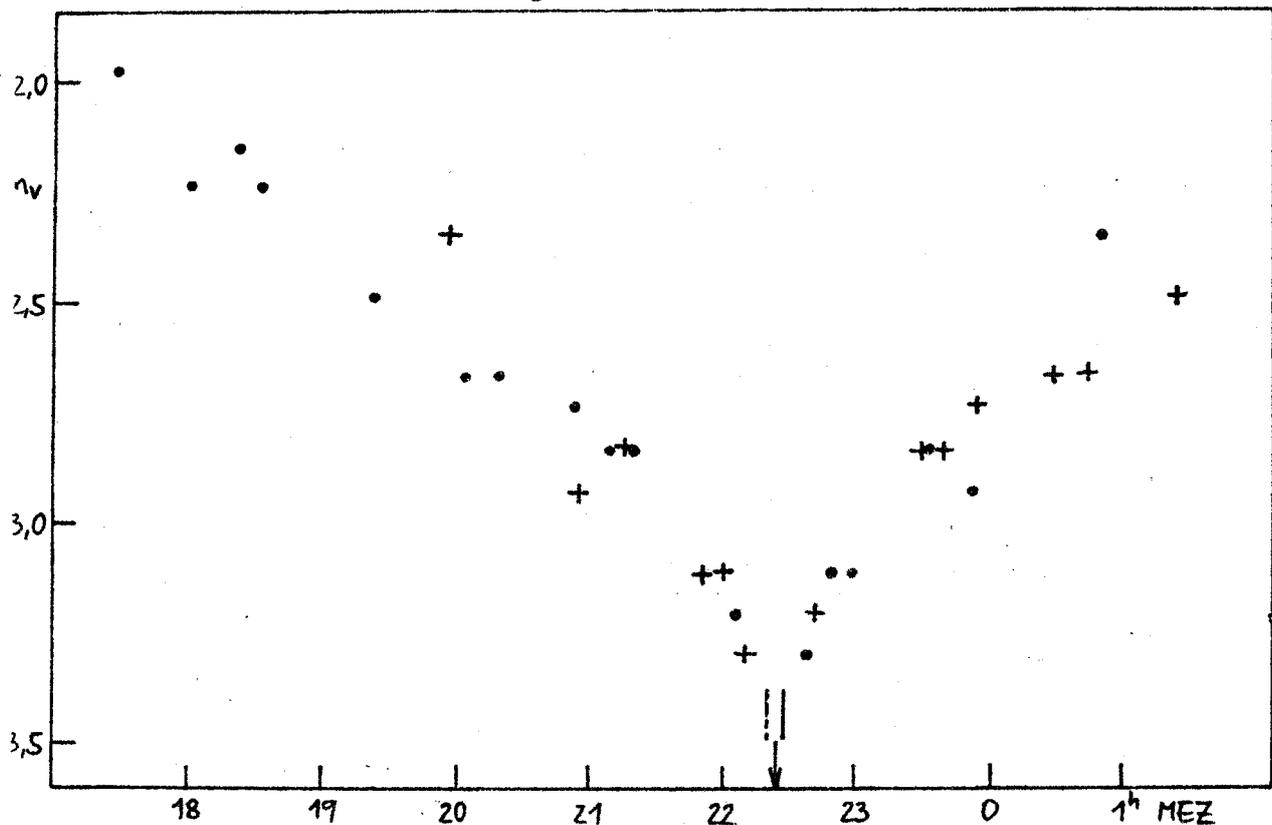


16. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

6.6. Ableitung des Minimums

Kordylewski hat eine einfache graphische Methode angegeben: die gezeichneten Beobachtungspunkte, das geschätzte Minimum und die Zeitachse der Lichtkurve werden auf durchsichtiges Papier durchgepaust. Nun wird das Pauspapier umgedreht und auf der Zeitachse so lange verschoben, bis sich die Beobachtungspunkte der beiden Kurvenäste möglichst gut decken. Das Minimum liegt dann in der Mitte zwischen der ursprünglichen und der gepausten Minimumsmarkierung:

Bild 6: Algolminimum am 11.1.1975
Minimumsbestimmung



Das beobachtete Minimum ergibt sich zu
1975 Jan. 11, 22h 24m MEZ = JD 2442 424,392

17. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

6.7. Berechnung des geozentrischen Minimums

Die Elemente liefern heliozentrische Termine des Minimums. Um sie mit den Beobachtungen vergleichbar zu machen, müssen sie noch auf den geozentrischen Wert umgerechnet werden (Korrektur maximal 8 Minuten für einen Stern in der Ekliptik):

Algolminimum von Punkt 6.6:

Elemente: $\text{Min} = 40953,4657 + 2,8673075 * E$ (Lit. 5)
 $\text{Rekt} = 3^{\text{h}}08,2^{\text{m}}$, $\text{Dekl.} = 40^{\circ}57'$ (2000,0)

Berechnetes Minimum (heliozentrisch) aus den Elementen:

$H = \text{JD } 2442\ 424,3945$

$$\begin{aligned} T &= (H - 2451545,0) / 36525 &&= -0,24970857 \\ L &= 280,4659 + 35999,371946 * T &&= 291,1142 \\ M &= L - 282,9405 - 0,322204 * T &&= 8,2542 \\ la &= L + 1,9148 * \sin M + 0,0200 * \sin 2M &&= 291,3948 \\ nu &= la - L + M &&= 8,5348 \\ R &= 0,99972 / (1 + 0,01671 * \cos nu) &&= 0,983468 \\ l &= \cos \text{Dekl} * \cos \text{Rekt} &&= 0,514619 \\ m &= 0,91748 * \cos \text{Dekl} * \sin \text{Rekt} \\ &\quad + 0,39778 * \sin \text{Dekl} &&= 0,767913 \\ \tau &= 0,005775 * R * (l * \cos la + m * \sin la) &&= -0,0030d \\ G &= H + \tau &&= 2442424,3915 \end{aligned}$$

(entnommen Lit. 5; τ ist die Korrektur auf Lichtlaufzeit Sonne-Erde; G das berechnete geozentrische Minimum)

Die Abweichung Beobachtung minus Rechnung ($B-R$) betrug bei dieser Beobachtung daher $0,000d$ - die Elemente stimmen gut mit der Beobachtung überein (die so gute Übereinstimmung ist Zufall, da der Beobachtungsfehler sicher $10 \text{ Min.} = 0,007d$ beträgt!).

Wie schnell sich auch hier die Elemente ändern können, zeigt ein Vergleich mit den 1969 gültigen aus dem GCVS: $B-R = -0,062d$, d.h. die Rechnung war um 1,5 Stunden zu spät!

7. Delta-Cephei-Sterne

7.1. Überblick

Viele Delta-Cephei Veränderliche sind mit freiem Auge und Feldstecher beobachtbar. Für den Sternfreund sind sie ausgezeichnete Übungsobjekte für das Erlernen der Argelandermethode, da sie sehr regelmäßige Lichtkurven mit genau eingehaltenen Perioden zeigen. Für die Astronomie haben daher solche Beobachtungen kaum Wert, da sie besser lichtelektrisch erfolgen und die so ermittelte Lichtkurve für lange Zeit gültig ist.

7.2. Beobachtung

Die Schätzungen sollten etwa in Abständen von 1% der Periodenlänge erfolgen (bei delta Cep selbst: Periode $5,366d =$ etwa alle 1,3 Stunden).

18. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Außer bei den längerperiodischen Sternen werden in einer Periode nicht genügend Beobachtungen gemacht werden können, um die Lichtkurve zu zeichnen.

Daher macht man Schätzungen an jedem Beobachtungsabend über einen längeren Zeitraum und rechnet dann auf eine Periode zurück.

Die Uhrzeit sollte auf 0,01d (15min), besser 0,001d (1,5min) notiert werden.

7.3. Auswertung

Es sollten zumindest 100 Schätzungen, die über die ganze Lichtkurve verteilt sind, vorliegen.

Beispiel: Ich beobachtete SV Vul 1986 mit einem 10x50 Feldstecher. Aus Lit. 5 stammen die Elemente:

$$\text{Max} = 2438\,268,9 + 45,035 * E$$

Nun berechnet man für jede Beobachtung die Phase:

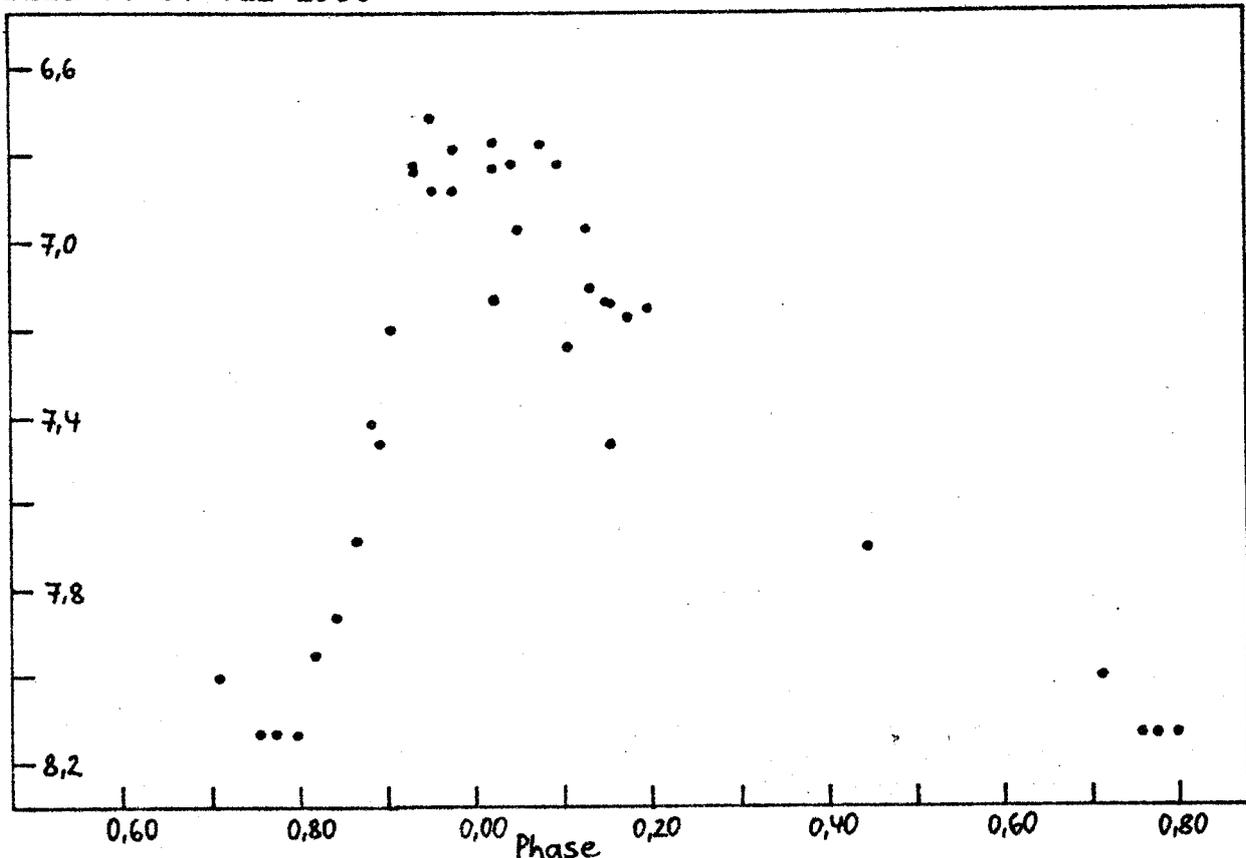
$$\text{Phase} = (\text{JD} - \text{Epoche}) / \text{Periode}$$

Eine Beobachtung JD 2446634,44 ergibt daher die Phase 185,756 wobei der ganzzahlige Teil (= Anzahl der Perioden seit dem Ausgangsmaximum) weggelassen werden kann.

Eine Aufstellung der Beobachtungsreihe an SV Vul entnehmen Sie Tabelle 2.

Nun kann die Lichtkurve gezeichnet werden, indem die Helligkeit gegen die Phase aufgetragen wird:

Bild 7: SV Vul 1986



19. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

7.4. Mittelwerte über Phasenintervalle

Wenn genügend viele Beobachtungen vorliegen, können Mittelwerte der Helligkeit über Intervalle von 0,05 Phasen berechnet werden, um die Lichtkurve klarer zu machen.

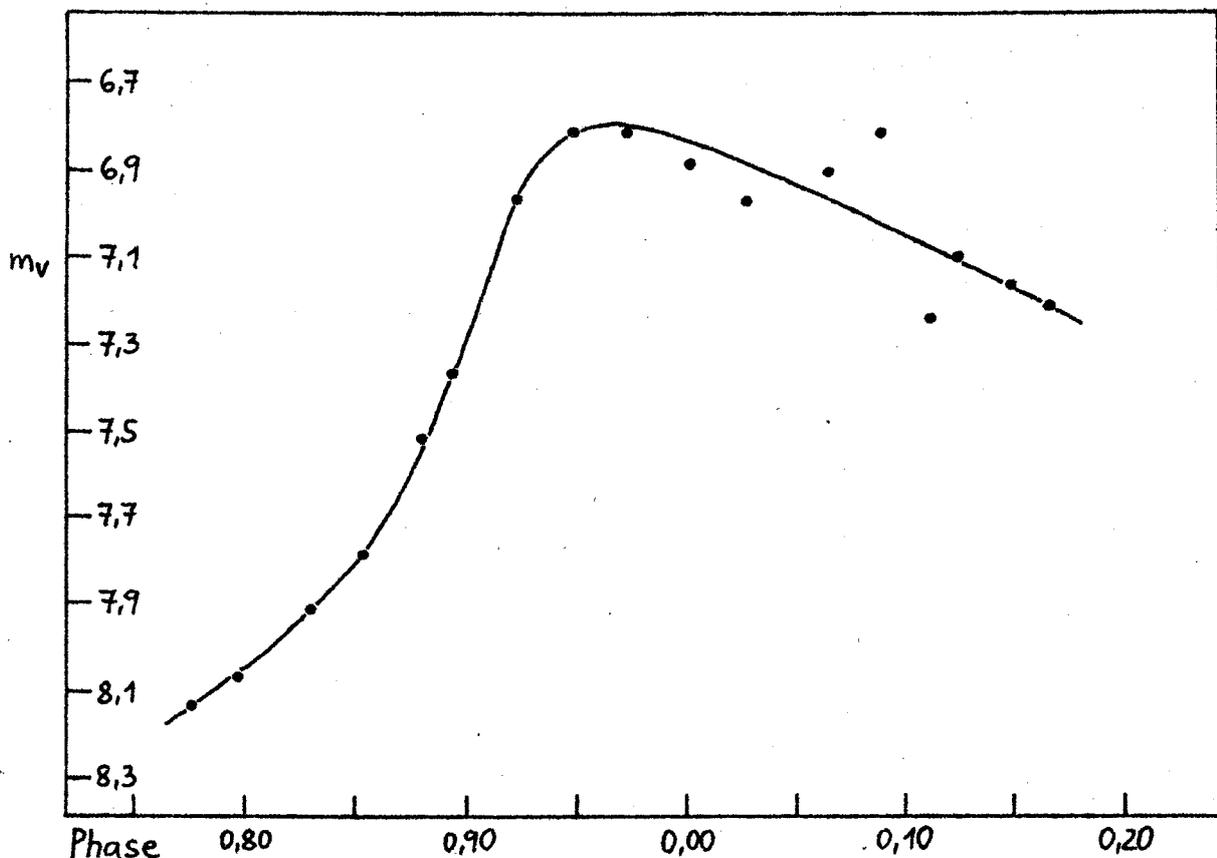
Für die Beobachtungsreihe aus Tabelle 2 ist in Tabelle 3 diese Mittelwertbildung für das Maximum (Phase 0,000) durchgeführt.

Zu beachten ist dabei, daß nicht nur die Helligkeiten, sondern auch die Phasenwerte gemittelt werden, um einen Punkt zu erstellen!

Außerdem wurde zweimal für um 0,025 verschobene Intervalle zu 0,05 Phasen gemittelt - quasi eine "Verdoppelung" der Beobachtungen!

Wenn für alle Phasen diese Mittelwertbildung durchgeführt wird, kann nun wieder eine Lichtkurve, diesmal geglättet, gezeichnet werden:

Bild 8: SV Vul
Maximumskurve Mittelwerte



Wie die obige glatte Lichtkurve zeigt, können mit dieser Technik ungenaue Beobachtungen leicht erkannt und behoben werden.

Das Verfahren eignet sich allerdings nur für Sterne, die innerhalb des Beobachtungszeitraums eine definierte bekannte Periode aufweisen und absolut regelmäßigen Lichtwechsel. Das trifft auf die delta-Cephei-Sterne zu.

20. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Tabelle 2: Beobachtungen von SV Vul 1986

	J.D.	Phase	Stufe	mag
2446	634,44	185,756	20,8	8,13
	640,46	,890	12,9	7,46
	646,50	186,024	9,1	7,13
	649,40	,089	5,4	6,82
	650,41	,111	10,3	7,24
	652,39	,155	12,9	7,46
	665,37	,443	15,8	7,70
	677,36	,709	19,3	8,00
	680,31	,775	20,8	8,13
	681,28	,796	20,8	8,13
	682,31	,819	18,7	7,95
	683,27	,841	17,7	7,86
	684,34	,864	15,6	7,69
	685,25	,885	12,4	7,41
	686,24	,907	9,9	7,20
	687,24	,929	5,7	6,84
	687,41	,933	5,5	6,83
	688,24	,951	4,1	6,71
	688,32	,953	6,1	6,88
	689,23	,973	5,1	6,79
	689,39	,977	6,1	6,88
	690,23	,995	4,8	6,77
	690,31	,997	5,5	6,83
	691,30	187,019	5,4	6,82
	692,29	,041	7,2	6,97
	696,23	,128	7,2	6,97
	696,33	,131	8,7	7,10
	697,25	,151	9,1	7,13
	697,34	,153	9,1	7,13
	698,22	,173	9,5	7,17
	699,26	,196	9,3	7,15

Tabelle 3: Mittelwerte über Phasenintervalle - SV Vul 1986

1. Rechnung:

Phase	von	bis	Beobachtung	mittl. Phase mittl. Hell.
0,950	0,875	- 0,924	0,929 6,84 0,933 6,83 0,951 6,71 0,953 6,88 0,973 6,79	0,948 6,81
0,000	0,975	- 0,024	0,977 6,88 0,995 6,77 0,997 6,83 0,019 6,82 0,024 7,13	0,002 6,89

21. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

2. Rechnung:

Phase	von	bis	Beobachtung	mittl. Phase mittl. Hell.
0,975	0,950 - 0,999	0,951	6,71	0,974 6,81
		0,953	6,88	
		0,973	6,79	
		0,977	6,88	
		0,995	6,77	
		0,997	6,83	
0,025	0,000 - 0,049	0,019	6,82	0,028 6,97
		0,024	7,13	
		0,041	6,97	

8. RR-Lyrae-Sterne und Zwergcepheiden

8.1. Überblick

RR-Lyr-Sterne sind sehr häufig, aber oft auch von geringer scheinbarer Helligkeit. Bis auf wenige Ausnahmen ist zu ihrer Beobachtung ein 15cm-Spiegel oder mehr erforderlich. Ein Beobachter sollte auch schon etwas Erfahrung mitbringen, und Beobachtungen hoher Genauigkeit ($0,1^m$ oder besser) machen können.

Wieder geht es vor allem um die Bestimmung der Maxima, um die öfters veränderlichen Perioden zu kontrollieren.

Zwergcepheiden (AI Vel-Sterne) werden analog den RR Lyr-Sternen beobachtet.

Besonders reizvoll ist bei ihnen, daß durch ihre sehr kurzen Perioden (1 bis 3h!) die Veränderlichkeit "live" sichtbar ist und man sich beim Aufstieg oft mit den Schätzungen beeilen muß, um mit dem Hellerwerden des Sterns Schritt zu halten!

8.2. Vorbereitung

Bei den RR-Lyr-Sternen mit Perioden um 1d ist genauso wie bei Bedeckungsveränderlichen eine Ephemeridenrechnung zur Bestimmung beobachtbarer Maxima nötig.

Bei den Zwergcepheiden kann auch das entfallen, da in einem Beobachtungszeitraum von 3-4 Stunden mindestens ein Maximum feststellbar ist.

8.3. Beobachtung

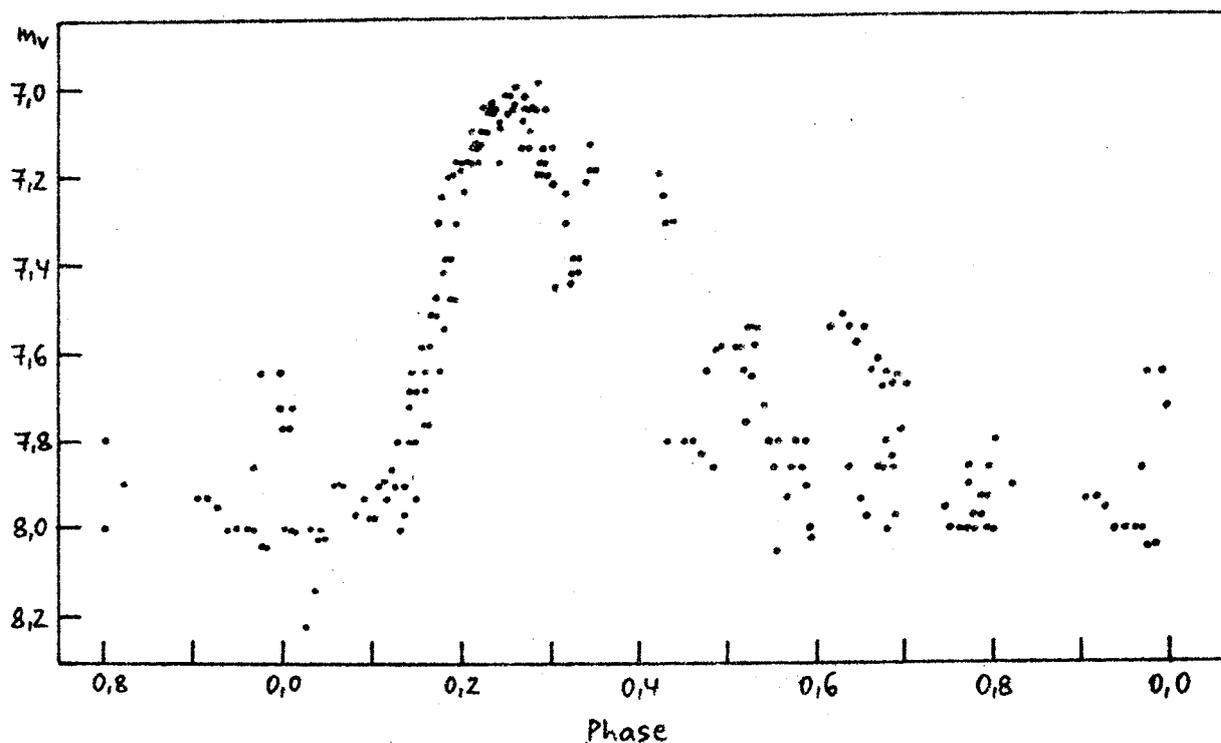
Bei den RR Lyr-Sternen ist mindestens eine Stunde vor dem errechneten Maximumstermin mit der Beobachtung zu beginne. Dann macht man etwa alle 10 Minuten eine Schätzung, bis das Maximum deutlich überschritten ist. Das wird etwa 2 Stunden nach dem Maximum der Fall sein.

22.Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Besser ist es, noch früher vor dem Maximum mit der Beobachtung zu beginnen, um auch das davor liegende Minimum noch zu erfassen. Eine Abschätzung des Minimumstermins ermöglicht der Asymmetriefaktor F der Lichtkurve:

RR Lyr: Periode 13,6h, $F=0,19$
das Minimum erfolgt etwa 2,6h vor dem Maximum

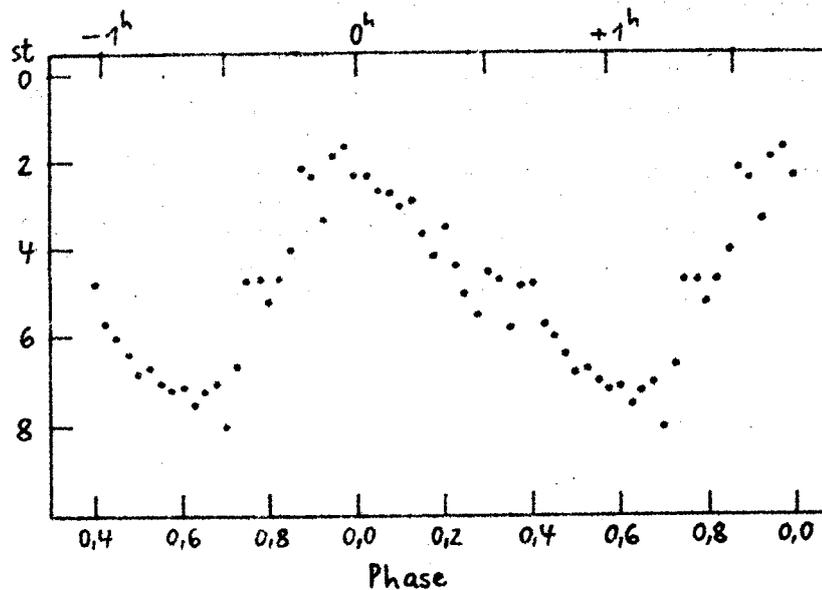
Bild 9: Lichtkurve von RR Lyr aus 200 Beobachtungen zwischen 7. und 23.9.1986 - Einzelschätzungen mit 10x50!
Die große Streuung im absteigenden Ast liegt nicht nur an der Beobachtungsgenauigkeit, sondern hauptsächlich am bei diesem Stern vorhandenen Blazhko-Effekt (bewirkt eine veränderliche Lichtkurve mit Periode 41d)



Die Zwergcepheiden werden einfach solange beobachtet, bis ein Maximum feststellbar ist. Durch die sehr kurzen Perioden ist eine Beobachtung mindestens alle 5 Minuten empfehlenswert. Zeit mindestens auf eine Minute sichern!

23. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Bild 10: DY Peg (10,00-10,56V) vom 2.-7.8.1980 (15cm-Spiegel)
Mittelwerte aus 70 Beobachtungen über 0,05 Phase
Beachten Sie die obere Zeitskala!



8.4. Auswertung

Die Lichtkurve wird in der üblichen Art gezeichnet und das Maximum kann graphisch ermittelt werden.

Genauer ist meist, die mittlere Helligkeit beim Aufstieg vom Minimum zum Maximum zu bestimmen, da die Helligkeitsänderung in diesem Teil der Lichtkurve am raschesten erfolgt und der Zeitpunkt sehr genau (wenige Minuten!) bestimmt werden kann.

Nachteil ist hier, daß die Beobachtungen nicht direkt mit den Elementen verglichen werden können.

Eine längere Beobachtungsreihe eines Sterns über Jahre, bei der man jedes Jahr zumindest ein Maximum bestimmt, ist sehr wertvoll und läßt die Periodenänderung (oder Konstanz!) gut erkennen. Ein Stern mit häufiger Periodenänderung (in den letzten 15 Jahren dreimal) ist XZ Cyg (im Maximum 9.Größe).

9. Eruptive Veränderliche und sonstige Typen

9.1. Novae und Zwergnovae

- Beobachtung dieser Objekte ist oft sehr faszinierend, da es rasche, oft unvorhersehbare Helligkeitsänderungen in kurzer Zeit gibt.
- Zwergnovae: eher schwach, verlangen bis auf wenige Ausnahmen (SS Cyg, U Gem) Instrumente > 15cm Durchmesser
- zeigen Helligkeitsausbrüche um Größenklassen mit Perioden von Wochen bis Monaten - Dauer der Ausbrüche einige Tage Wochen
- bei Schätzungen bereiten diese Sterne kaum Schwierigkeiten, meist von weißer Farbe

24. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

- Beobachtungsrythmus: möglichst täglich, bei Ausbrüchen auch mehrmals an einem Abend
die Schwierigkeit liegt bei diesen Sternen oft eher darin, daß gar nicht oft genug beobachtet werden kann!

9.2. sonstige eruptiv Veränderliche

- sehr verschiedene Objekte mit individuellem Verhalten
- manche oft Jahre konstant, dann rasche Änderungen, andere wieder zeigen Änderungen in Stunden
- oft schwierige Objekte für erfahrenere Beobachter (Ausnahme z.B. R CrB)
- am besten ist es, eigene Erfahrungen mit bestimmten Sternen zu sammeln und sich ihrem Verhalten anzupassen

9.3. sonstige Typen

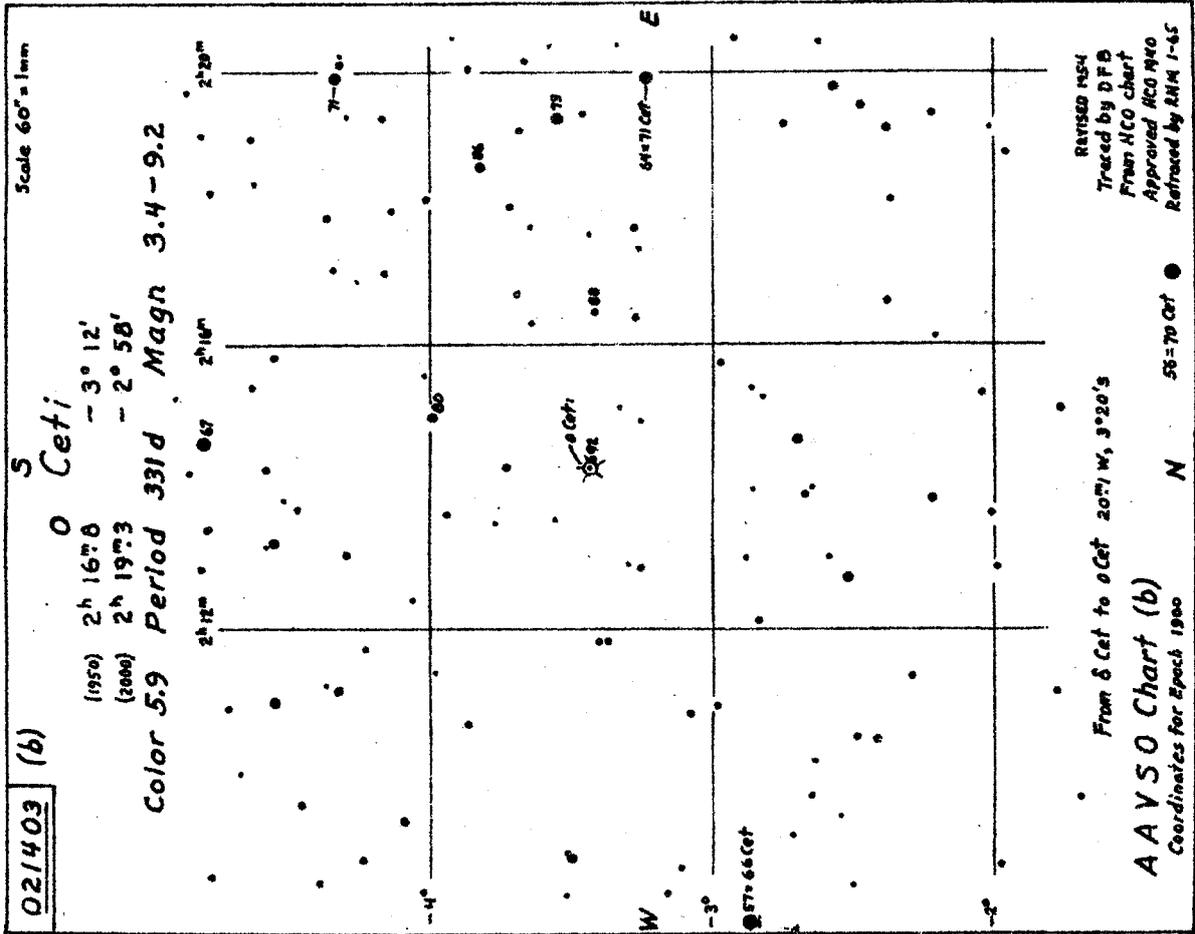
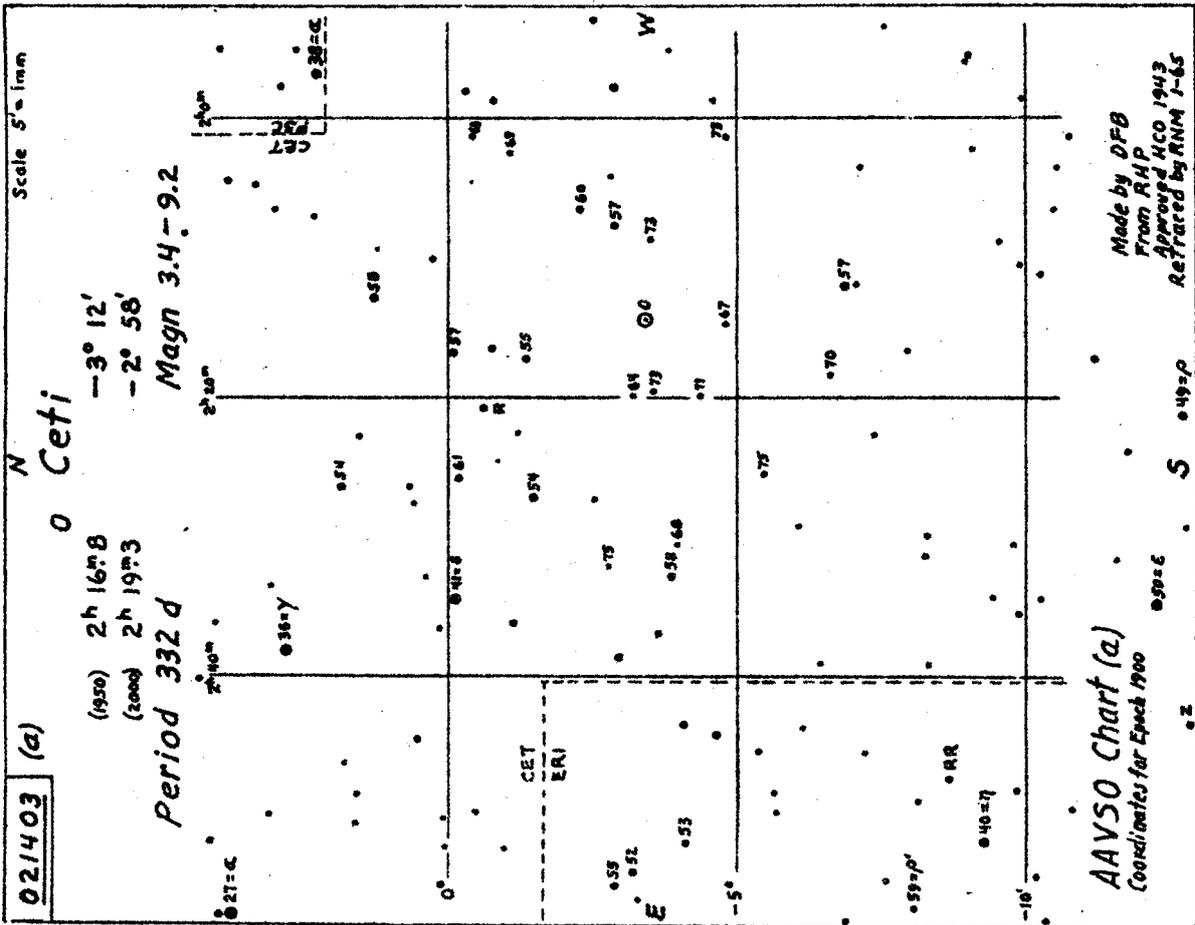
- meist wenig für Amateurbeobachtungen geeignet
- nur mit großer Ausdauer und Erfahrung und vorherigem Literaturstudium sollten diese Objekte beobachtet werden

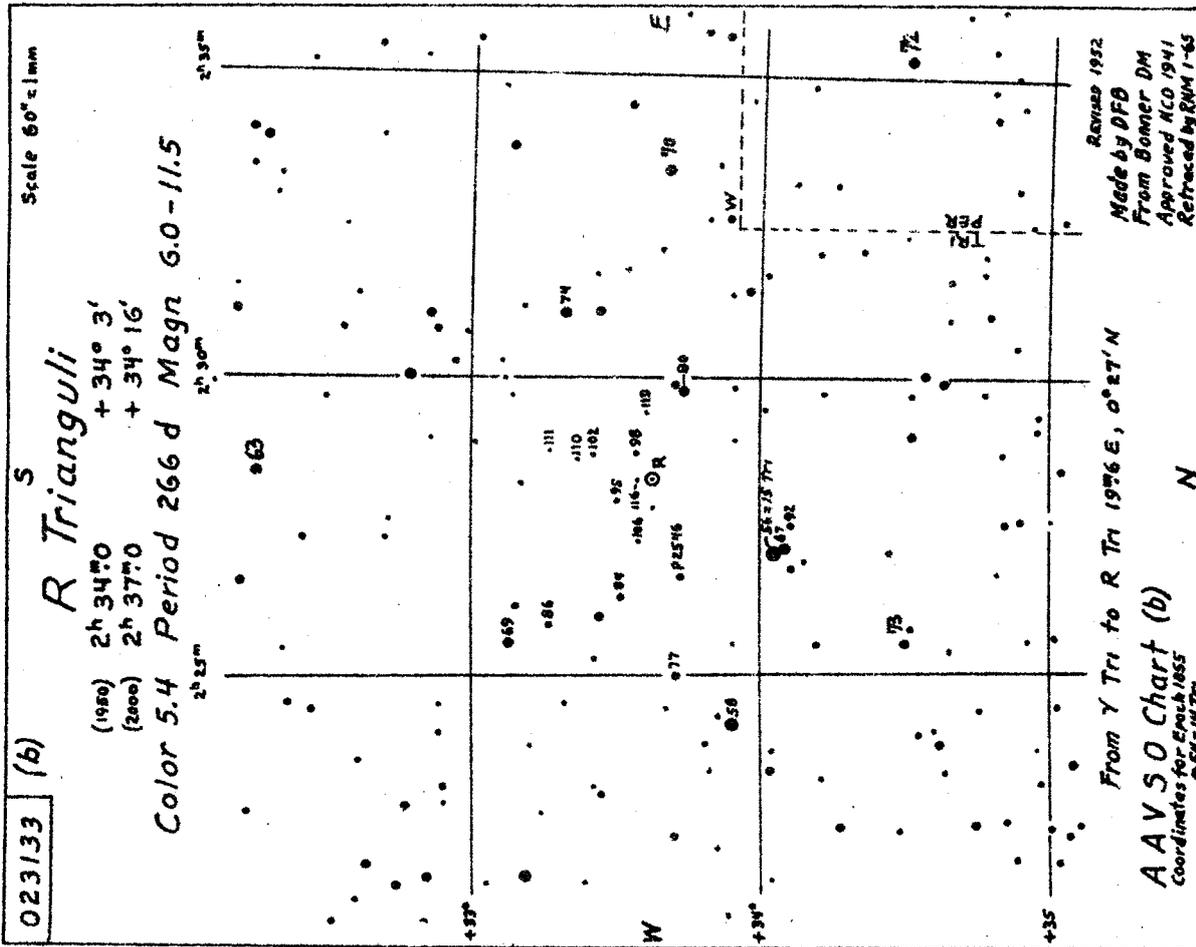
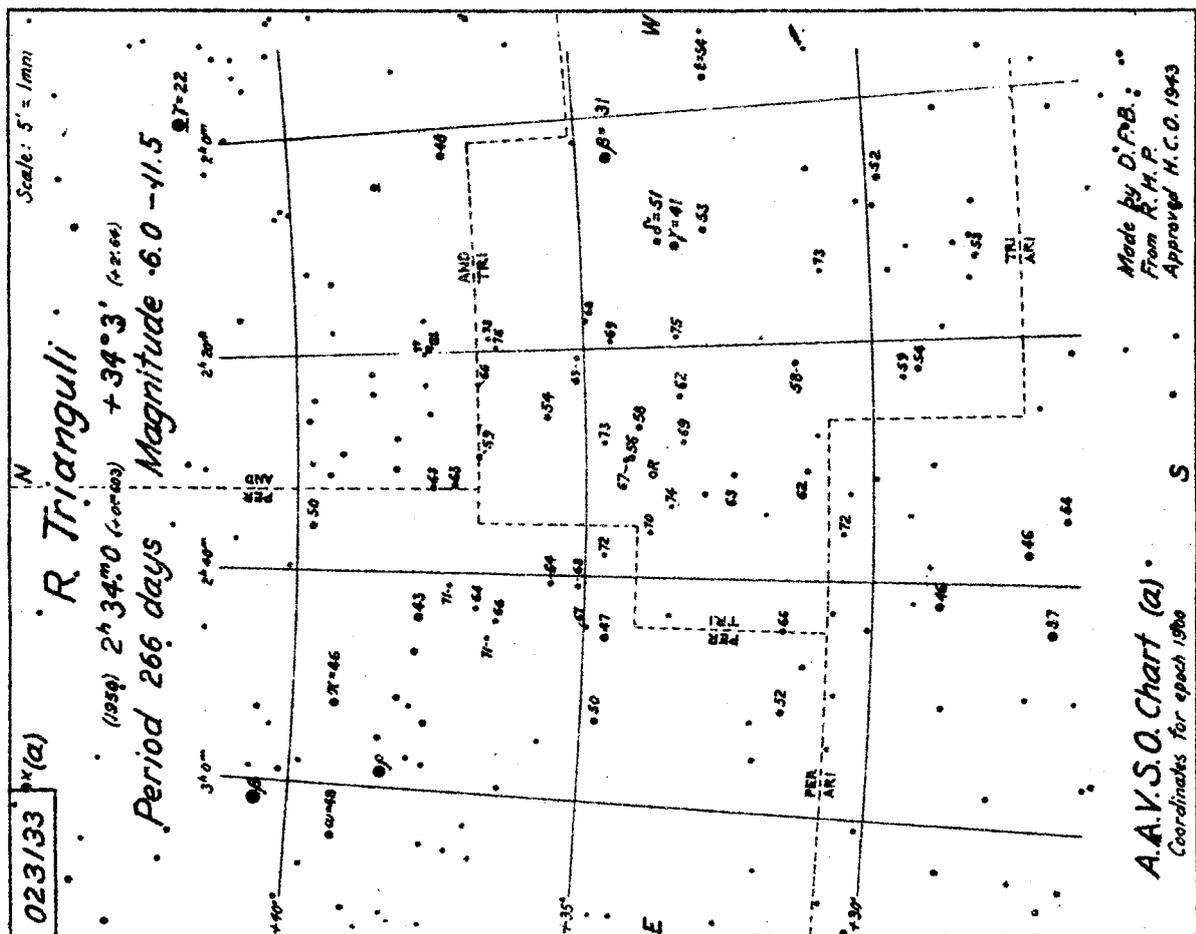
10. Beobachtungsbeispiele mit Karten

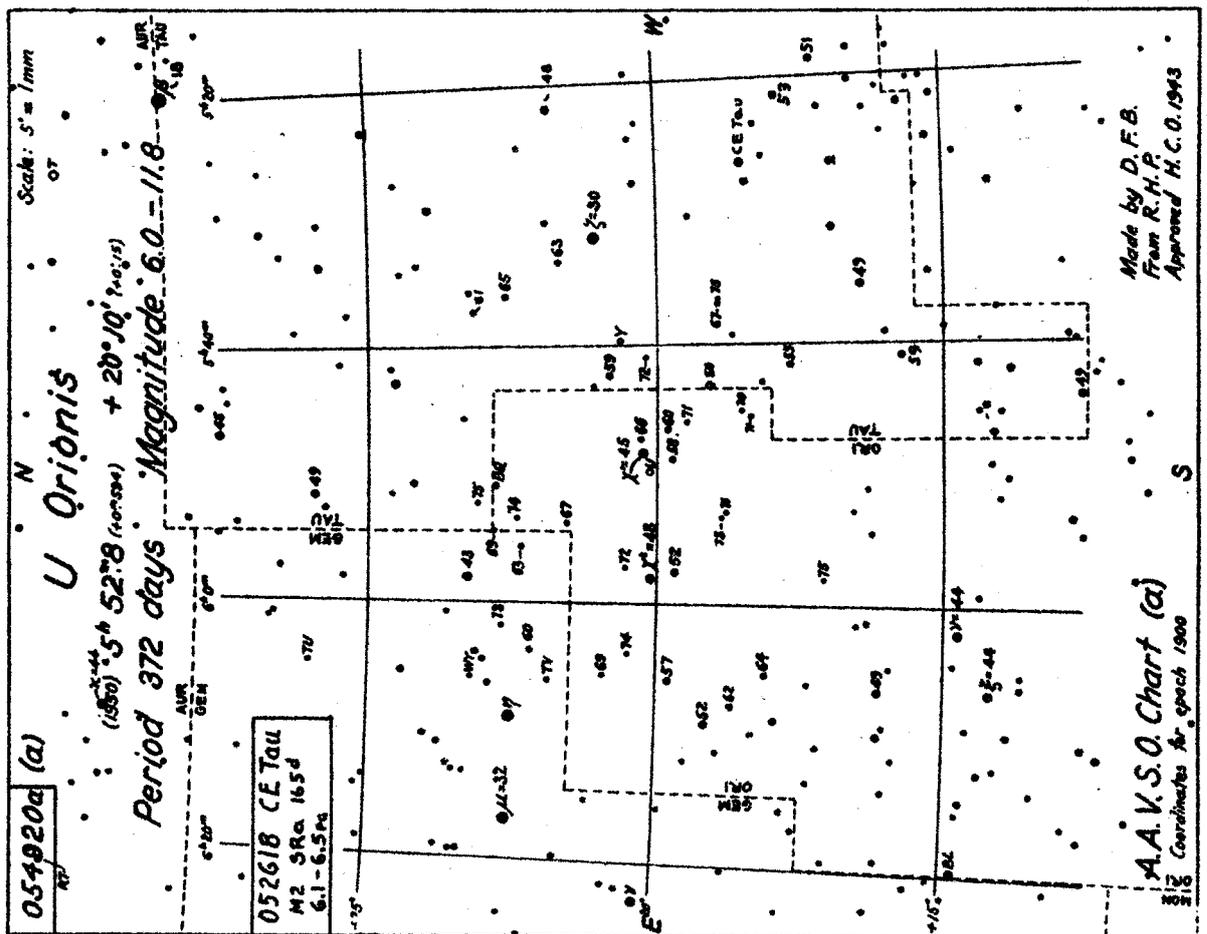
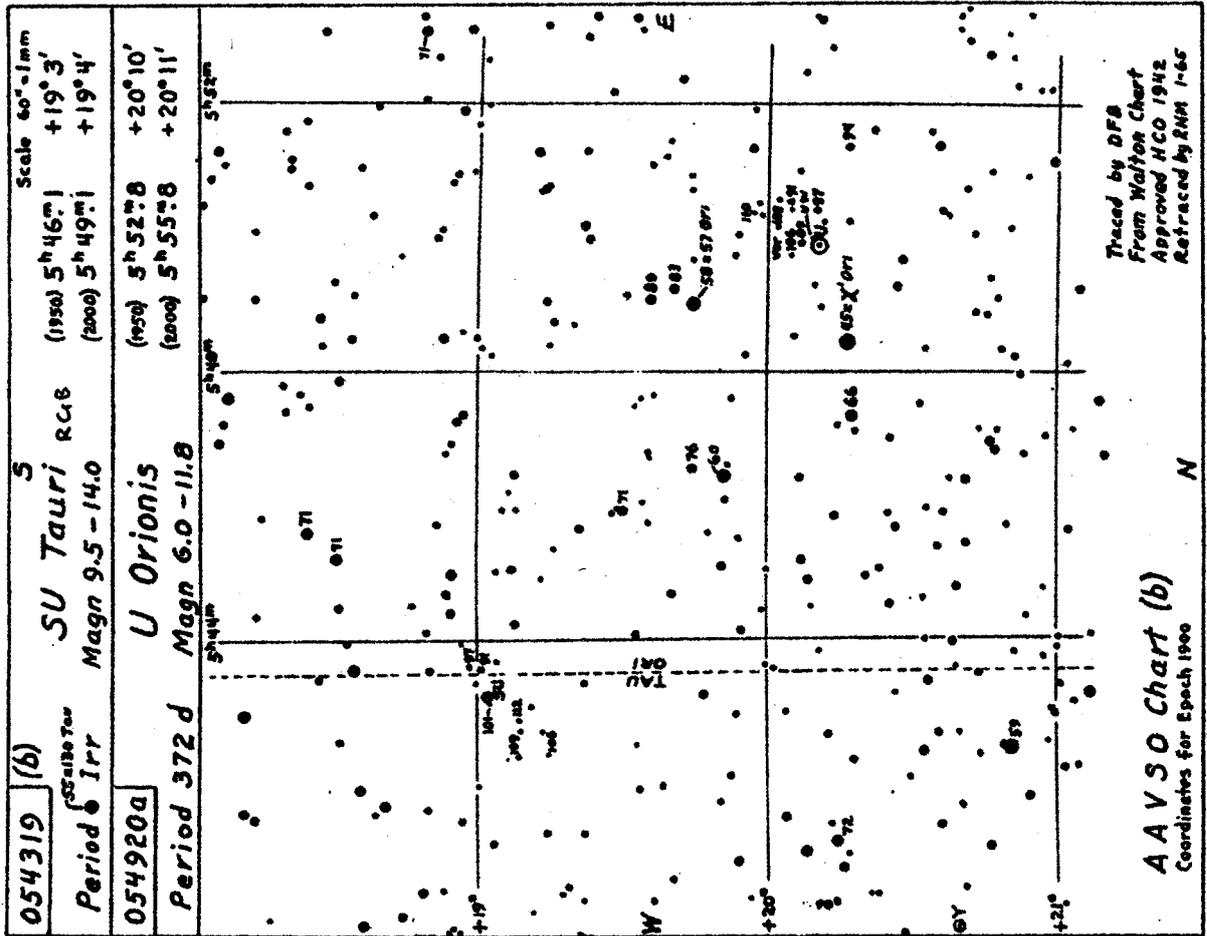
Für die sechs hellsten Mira-Sterne des Nordhimmels (mittleres Maximum heller als $6,5^m$) und Mira sind hier Karten mit Vergleichssternehelligkeiten angegeben. Diese Sterne eignen sich neben hellen Bedeckungsveränderlichen oder Cepheiden besonders gut zur Übung in der Veränderlichenbeobachtung.

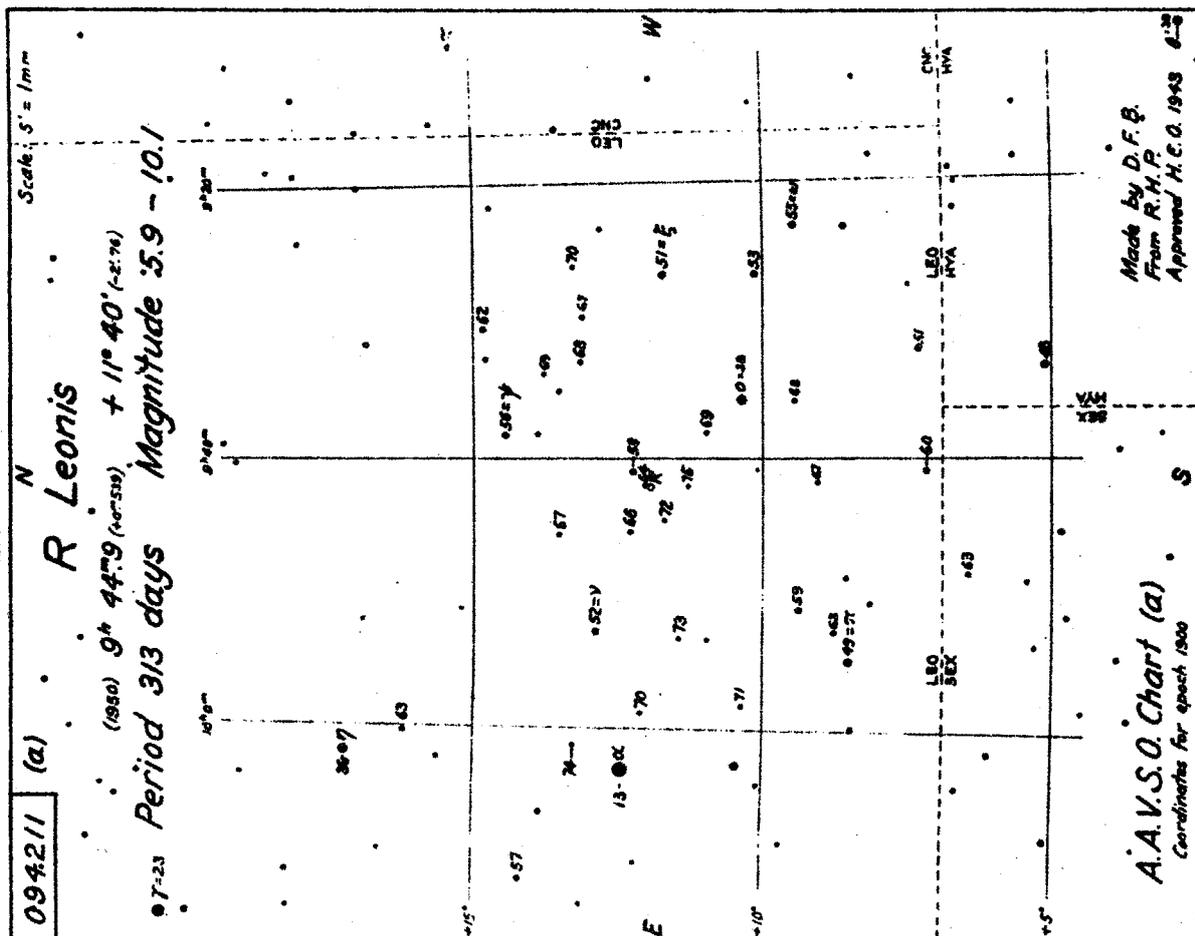
Stern	<Max>	Maximum	Periode	<Min>	Anstieg	Abstieg
α Cet	$3,4^m$	2446838	332,0d	$9,1^m$	125d	205d
R Tri	6,2	7085	266,5	11,7	105	120
U Ori	6,3	7127	372,4	12,0	100	150
R Leo	5,8	6999	312,4	10,0	135	180
R Aql	6,1	7135	284,2	11,5	105	145
χ Cyg	5,2	7060	406,9	13,4	125	145
T Cep	6,0	6935	388,1	10,3	210	180

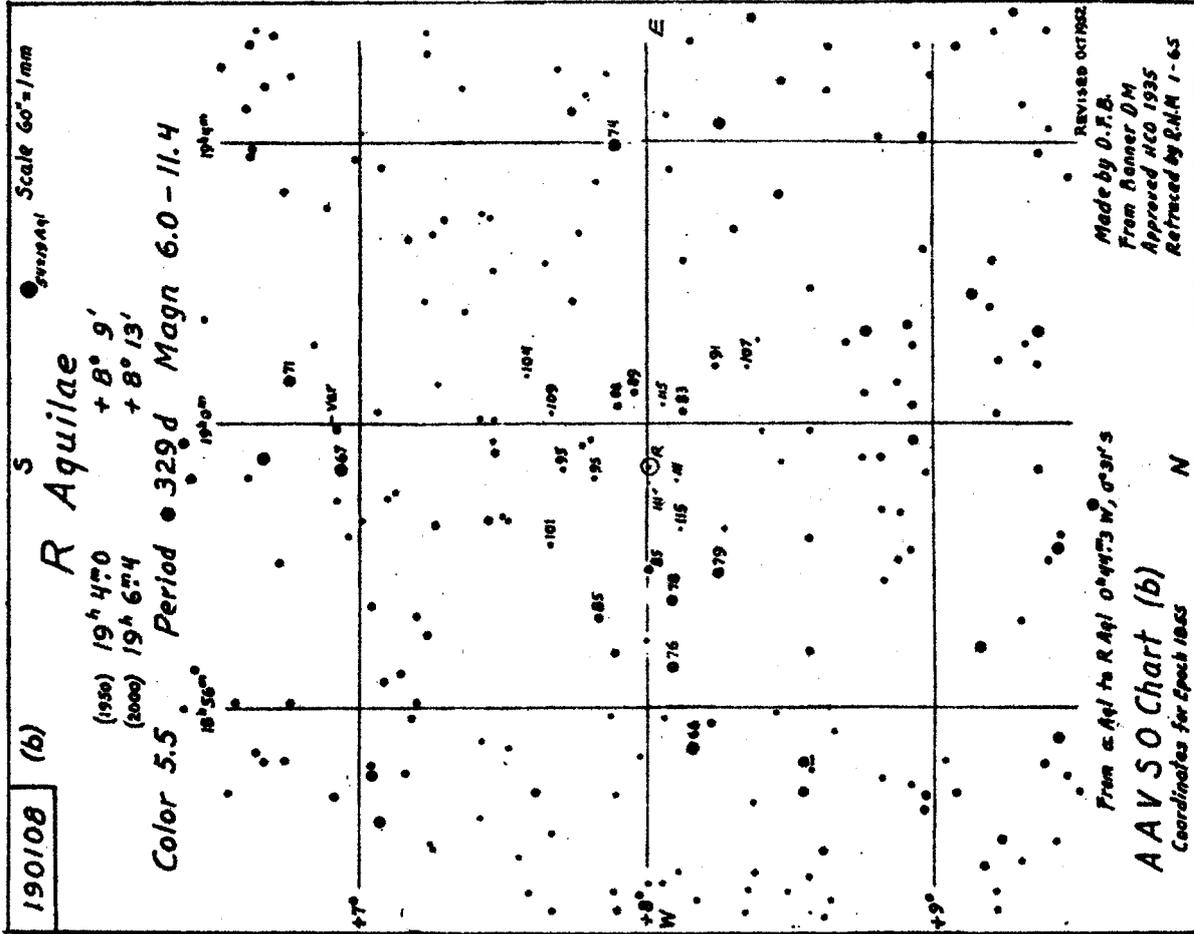
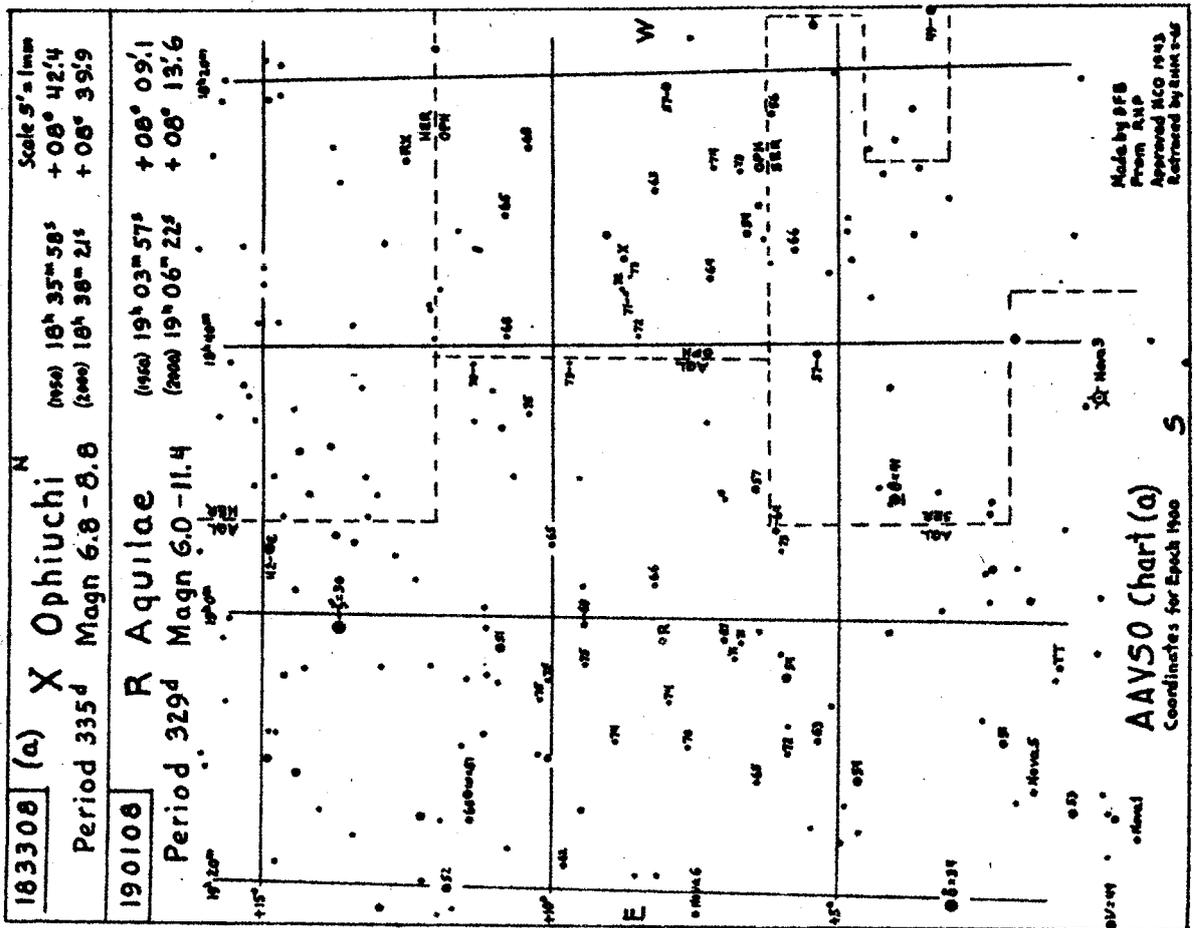
<Max>	mittlere Helligkeit im Maximum
Max, Per	für 1987 - derzeit gültige Werte!
<Min>	mittlere Helligkeit im Minimum
Anstieg	für Sterne <Min> heller $11,0$: Anstieg vom Min. zum Max. für Sterne <Min> schwächer $11,0$: Anstieg von $11,0^m$ bis zum Maximum
Abstieg	wie Anstieg

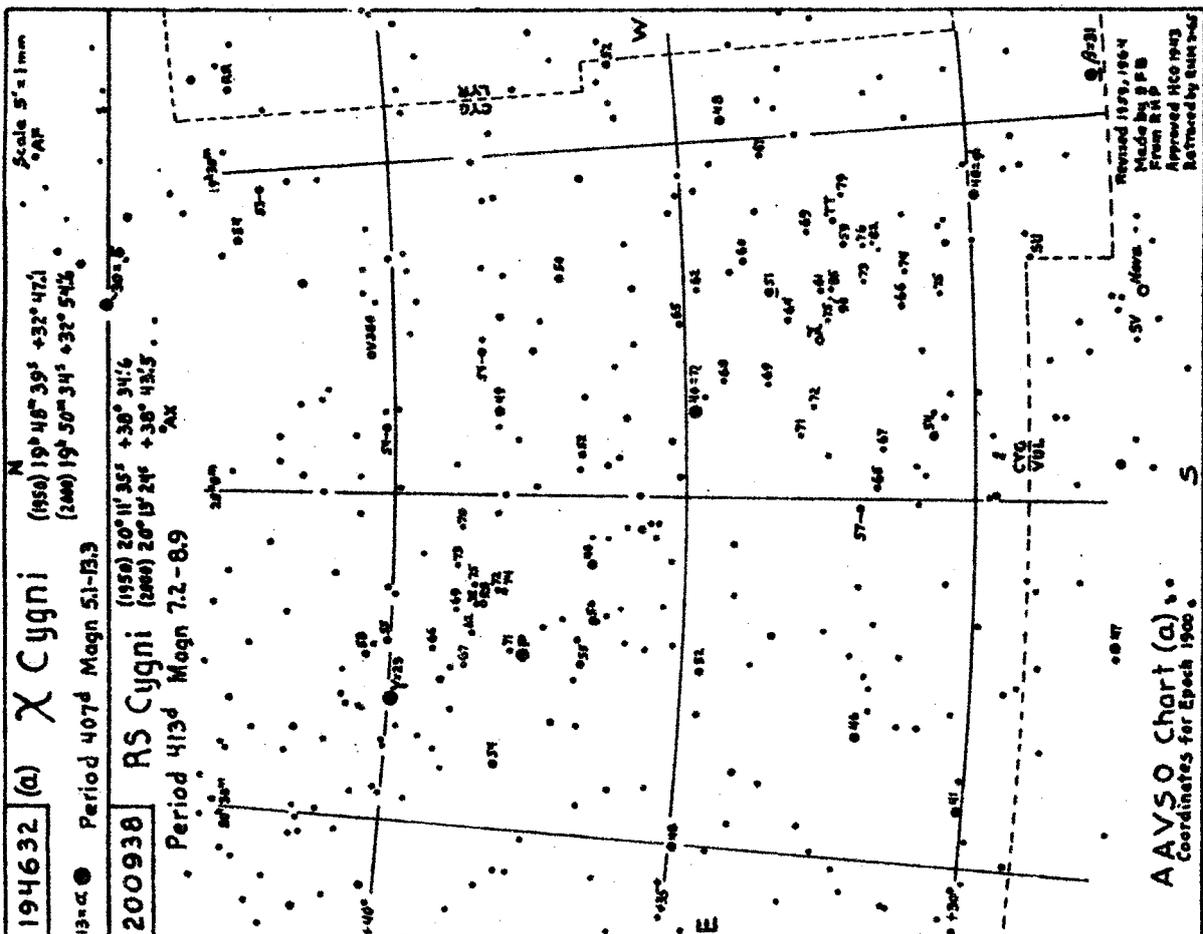
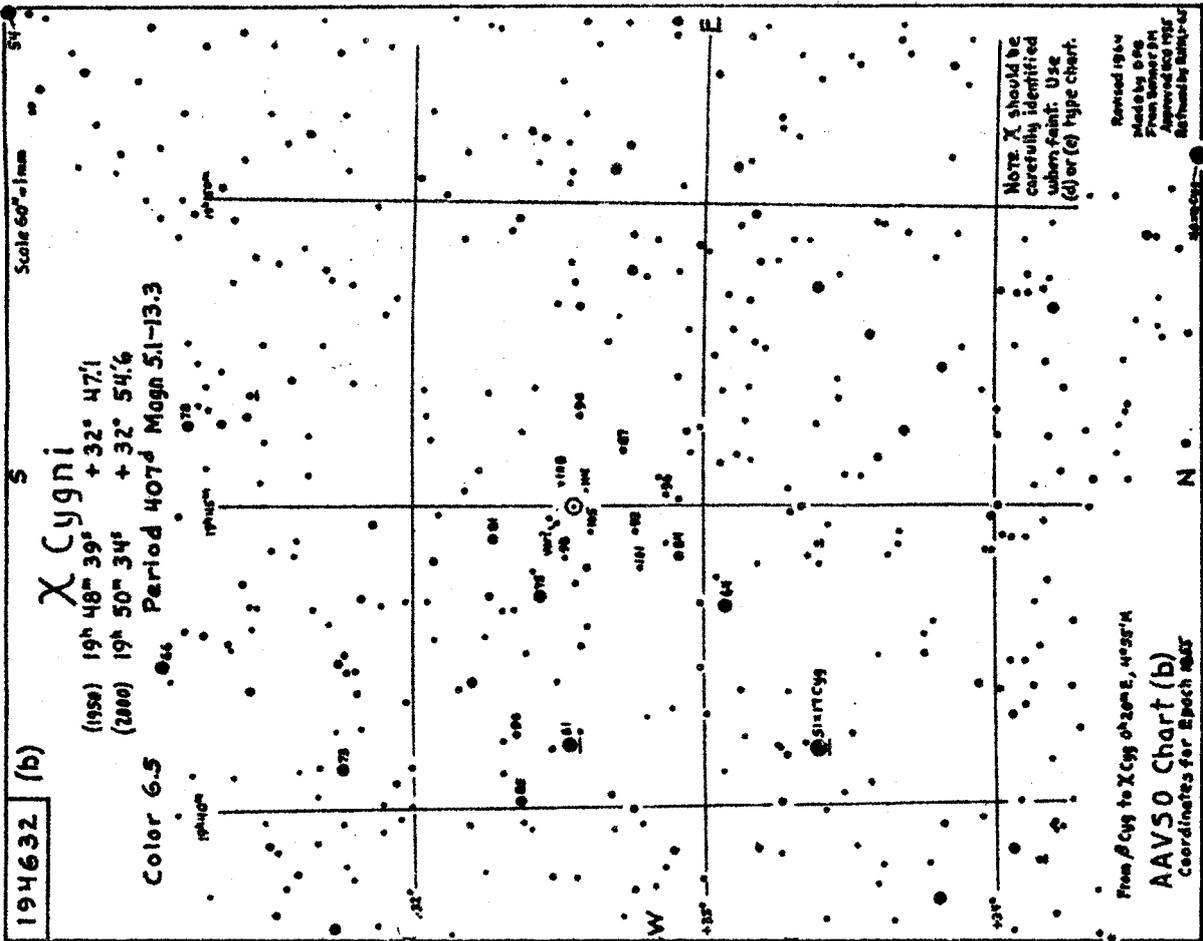


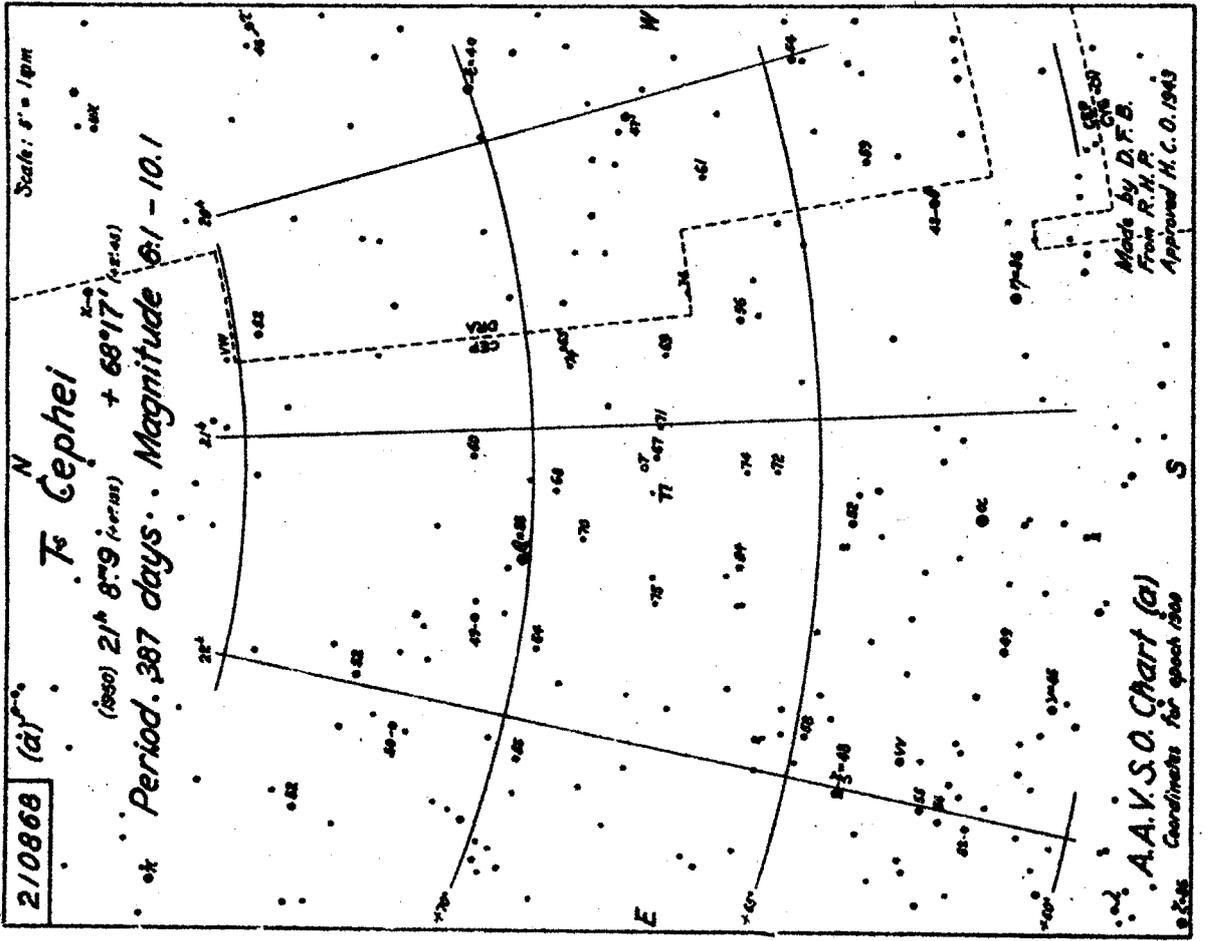
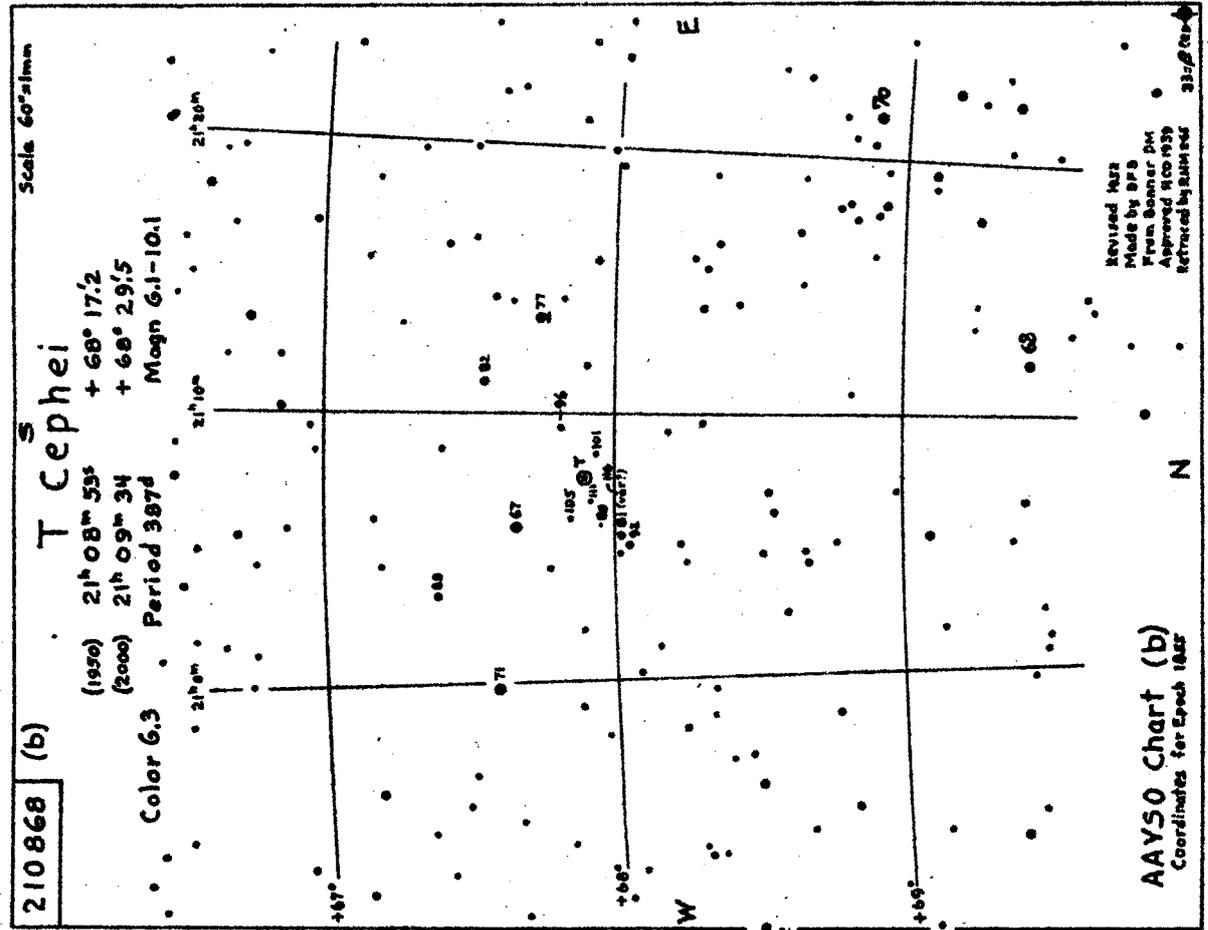












11. Visuelle Grenzgrößen

In der Literatur finden sich viele Faustregeln und Formeln zur Abschätzung der Helligkeit der mit einem Fernrohr gerade noch sichtbaren schwächsten Sterne (= Grenzgröße G).

Da gerade Veränderlichenbeobachter oft im Grenzbereich des Instruments und mit genauen Vergleichssternehelligkeiten arbeiten, gibt es hier die für die Praxis befriedigendsten Ergebnisse.

Folgende Erfahrungen wurden gemacht:

1. Die Angabe einer Grenzgröße für ein Fernrohr ist nur dann sinnvoll, wenn gleichzeitig die Grenzgröße für das freie Auge unter denselben Bedingungen bestimmt wird. Wichtig ist also der Helligkeitsgewinn H gegen das freie Auge.
2. Bei Verdoppelung der Vergrößerung sind $0,6^m$ schwächere Sterne mit dem Fernrohr zu sehen (innerhalb der für Amateurfernrohre verwendbaren Vergrößerungsgrenzen!). Daher zeigt ein 10cm-Fernrohr bei 100x Sterne, die $1,6^m$ schwächer sind als die schwächsten bei 14x sichtbaren! Das entspricht einem 20cm-Fernrohr bei 29x! Der Grund dafür liegt im zunehmenden Kontrast Stern/Himmel bei steigender Vergrößerung. Der Himmel erscheint etwa 50mal so dunkel bei Austrittspupille 1mm gegen die Beobachtung bei AP 7mm (oder gegen das freie Auge!) Der punktförmige Stern wird aber wenig beeinflusst, daher steigt der Kontrast enorm an, mit dem Ergebnis, daß wesentlich schwächere Sterne sichtbar sind!
3. Der theoretisch zu erwartende Helligkeitsgewinn des Fernrohrs gegen das freie Auge im Verhältnis der Quadrate der Eintrittspupillen kann daher nur für eine AP von 7mm am Fernrohr gelten!

$$H = (\log (D^2 * (1 - P/100) / d^2)) / 0,4$$

wobei H ... Helligkeitsgewinn in Größenklassen
D ... Durchmesser Fernrohr in mm
d ... Durchmesser Augenpupille in mm
P ... Lichtverlust im Fernrohr in % (ca. 30%)

Für ein 10cm-Fernrohr, $d=7\text{mm}$, $P=30\%$ ergibt sich H zu $5,4^m$ - gültig für Vergrößerung 14x! Für Vergrößerung 100x ist daher ein Helligkeitsgewinn um $7,0^m$ zu erwarten - was die Praxis bestätigt!

4. Den in der Praxis am besten verwendbaren Ansatz hat die AAVSO ermittelt (hier etwas modifiziert angegeben, siehe Lit. 6):

$$H = 2,8 * \lg D + 1,9 * \lg V + K$$

wobei V ... Vergrößerung
K ... eine individuelle Konstante (Wert ca. $-2,4^m$) abhängig von Beobachter, Fernrohrqualität u.a. bedeutet.

33. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Berechnung wieder für 10cm-Fernrohr:
 bei 14x H=5,4m, bei 100x H=7,0m (vergleiche Punkt 3!)

Anmerkung:

Diese Formel entspricht der unter Punkt 3 genannten, wenn zur Formel 3 noch

$$1,9 * (\lg V - \lg V_n)$$

addiert wird (d=7, P=30). V ist die Vergrößerung, V_n die "Normalvergrößerung", das heißt Austrittspupille = 7mm.

5. Zur Veranschaulichung einige meiner Bestimmungen des Helligkeitsergebnisses mit verschiedenen Fernrohren und Vergrößerungen:

Typ	D	V	n	H	K
F	35	7	12	3,5 ^m	-2,4 ^m
L	40	12	16	4,1	-2,4
F	50	10	28	4,5	-2,2
F	80	20	3	5,4	-2,4
L	80	50	12	6,6	-2,0
S	100	15	25	6,1	-1,7
		25	9	6,6	-1,7
		56	19	7,4	-1,5
S	150	87	19	7,6	-2,2
L	150	87	5	8,1	-1,7
		152	3	8,5	-1,7
S	300	76	2	8,4	-2,1

(Typ: F=Feldstecher, L=Linsenfernrohr, S=Spiegelteleskop,
 n : Anzahl Bestimmungen für H,
 H : Mittelwert aus n Beobachtungen)

Die Konstante K beträgt also für mich -2,0m.

6. Praktische Anwendung:

visuelle Grenzgröße ist 4,3^m (für Wien bereits gut!)

was sehe ich mit meinem 10x50 Feldstecher?

$$H = 2,8 \lg 50 + 1,9 \lg 10 - 2,0 = 4,7^m$$

$$G \text{ daher} = 4,3 + 4,7 = 9,0^m$$

Ich kann mit diesem Instrument heute Veränderliche etwa zwischen 4,0 und 8,5^m Helligkeit beobachten.

Kann ich bei diesen Bedingungen SS Cygni (im Minimum 12. Größe mit einem 15cm-Fernrohr sehen?

Vgr. 30x: H=6,9^m, G=11,2^m. Zu wenig, um ihn zu sehen!

Vgr. 150x: H=8,2^m, G=12,5^m. Ich werde ihn noch sehen können

34. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

7. Wahl der Vergrößerung:

niedrige Vergrößerungen: (AP von 7 bis 4mm)
gut zum Aufsuchen,
für hellere Veränderliche
für großes Gesichtsfeld bei weit entfernten
Vergleichssterne

mittlere Vergrößerungen: (AP von 4 bis 1,5mm)
für viele Zwecke geeignet
hauptsächliche Verwendung

hohe Vergrößerungen: (AP 1,5 bis 0,5mm)
für schwache Sterne im Grenzbereich des Instruments
schwierig zu verwenden, dann aber sehr gut
(ich kenne einen amerikanischen Veränderlichen-
beobachter, der mit seinem 25cm-Spiegel bei Vgr. bis
400x sehr erfolgreich Veränderliche bis zur 16. Größe
beobachtet!)

Sie sollten für Ihr Fernrohr entsprechende Okulare besitzen,
um das Gesichtsfeld und die Grenzgröße dem beobachteten
Variablen anpassen zu können!

12. Großstadtverhältnisse und Extinktion

Da alle Veränderlichenbeobachtungen Relativmessungen zu
Vergleichssterne sind, ist die Extinktion des Sternlichts in der
Erdatmosphäre normalerweise kein Problem.
Wichtig ist in jedem Fall nur die differentielle Extinktion bei
unterschiedlichen Höhen von Veränderlichem und Vergleichssterne.
Bei Beobachtungen unter normalen Himmelsverhältnissen habe ich die
Extinktion nie bemerkt.

Bei Beobachtungen unter Großstadtverhältnissen habe ich aber
einige interessante Erfahrungen gemacht.
Seit einigen Jahren beobachte ich Veränderliche Sterne in Wien.
Meine durchschnittliche Grenzgröße mit freiem Auge beträgt $3,6^m$.
Diese Bedingungen erlauben nur die Beobachtung hellerer Sterne,
haben aber sonst auf die Genauigkeit und Qualität der
Beobachtungen keinen Einfluß.

Bei Beobachtungen in Höhen unter 25° mit dem Feldstecher bemerkte
ich jedoch größere Ungenauigkeiten. Diese habe ich mit der
wesentlich größeren Extinktion unter Großstadtverhältnissen
erklären können.

Zur Bestimmung des Transmissionskoeffizienten habe ich zwei
Verfahren verwendet (siehe Lit. 4):

- Grenzgrößenbestimmung in unterschiedlichen Höhen
- Helligkeitsschätzung von hellen Sternen sehr tief am Himmel
im Vergleich mit Sternen hoch am Himmel.

Dabei habe ich festgestellt, daß der für klare Luft oft angegebene
Transmissionskoeffizient 0,835 (entspricht $0,20^m$ pro "Luftmasse" =
Lichtweg in der Atmosphäre bei Objekten im Zenit) in Wien bei
weitem nicht erreicht wird.

35. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Meine Bestimmungen streuten eher stark, als Mittelwert für durchschnittliche Luftverhältnisse kann aber 0,40 gelten ($1,0^m$ pro Luftmasse).

Für die differentielle Extinktion ergibt sich daher folgendes interessante Resultat:

guter Himmel: TK 0,835
Extinktion in 20° Höhe 0,38^m
Extinktion in 15° Höhe 0,56
differentielle Extinktion 0,18 (kaum zu bemerken!)

Großstadthimmel: TK 0,40
Extinktion in 20° Höhe 1,90^m
Extinktion in 15° Höhe 2,82
differentielle Extinktion 0,92 (sehr auffallend!)

Als Schlußfolgerung daraus sollten Beobachtungen in Höhen unter 30° mit großem Gesichtsfeld in der Großstadt eher vermieden werden.

Ansonsten bietet der aufgehellte Großstadthimmel dem Veränderlichenbeobachter keine Hindernisse, wie sie sonst bei sehr vielen anderen Himmelsbeobachtungen auftreten! Außer der verminderten Grenzgröße, die eben nur Beobachtungen hellerer Sterne zuläßt, sind die Ergebnisse genauso gut wie unter sehr guten Luftverhältnissen.

13. v- und V-Helligkeiten

Oft wird angenommen, daß die photoelektrische V-Helligkeit der visuellen v-Helligkeit eines Sterns genau gleich ist. Das ist jedoch nach verschiedenen Untersuchungen (Lit. 7) nicht der Fall!

Der Grund liegt in einer unterschiedlichen Farbempfindlichkeit des "durchschnittlichen" menschlichen Auges und des lichtelektrischen V-Filters.

Generell sieht das Auge rote Sterne schwächer als der V-Filter.

Dieser Effekt ist schwierig zu umgehen.

Eine Möglichkeit, die mit gutem Erfolg angewendet wurde, ist die Beibehaltung der V-Helligkeiten für die Vergleichssterne und normale Anwendung der Stufenskala für die Bestimmung der individuellen Vergleichssternhelligkeiten.

Nachteil ist vielleicht hier eine gewisse Verfälschung der Helligkeiten des Veränderlichen in Größenklassen (nicht in Stufen!). Das schadet aber nicht, solange alle Beobachter mit den gleichen Vergleichssternhelligkeiten arbeiten, da sich dann dieser Effekt größtenteils aufhebt.

Auch bei der Bestimmung der Maxima und Minima ist eine solche Verschiebung der Lichtkurve nicht schädlich.

Der zweite Weg ist die Umrechnung von photoelektrischen V-Helligkeiten auf visuelle Helligkeiten. Hier wurde aber keine generell anwendbare Formel gefunden.

36. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Eine gute Annäherung, die für viele Zwecke ausreicht, fand Ian Howarth (Lit. 7):

$$v = V + 0,16 * (B-V)$$

Dabei muß die V-Helligkeit und der Farbindex B-V bekannt sein.

Generell ist die Verwendung von Vergleichssternearten mit angegebenen Helligkeiten am besten.

Falls eine eigene Karte gezeichnet werden muß, sollten die verwendeten Helligkeitsquellen der Vergleichssterne und ihre eventuelle Korrektur bei einer Veröffentlichung angegeben werden. Auf jeden Fall sollten die Originalschätzungen nach der Stufenschätzmethode gemacht werden, da bei neuen Vergleichssternearten die Stufen sofort wieder neu auf Größenklassen umgerechnet werden können.

14. Ein persönliches Beobachtungsprogramm

Für einen Interessenten an der Veränderlichenbeobachtung ist ein kleines Beobachtungsprogramm hellerer Sterne zum Kennenlernen zu empfehlen. Eine Auswahl bieten die hier in Punkt 10 angeführten Mirasterne und die mit freiem Auge sichtbaren Bedeckungssterne und Cepheiden. Man sollte sich von jedem Typ ein paar Sterne vornehmen und intensiv beobachten. Dabei können wertvolle eigene Erfahrungen gemacht werden.

Falls Sie Geschmack an der Veränderlichenbeobachtung finden:

Beobachtungen, die in der Schreibtischschublade liegen,
sind keine Beobachtungen!

Daher sollten alle Schätzungen regelmäßig an eine der Sammelstellen der Amateurbeobachter (AAVSO, AFOEV, ...) zur Auswertung und Veröffentlichung gesandt werden.

15. Amateur-Beobachtergruppen

Die AAVSO (American Association of Variable Star Observers) ist die älteste und größte derartige Organisation auf der Welt. Die AAVSO wurde 1911 gegründet und hat seitdem sehr eng mit verschiedenen Fachsternwarten, vor allem dem Harvard College Observatory, zusammengearbeitet.

Derzeit gibt es etwa 1300 Beobachter weltweit, die jährlich etwa 250.000 Schätzungen machen. Seit dem Bestehen der AAVSO konnten mehr als 5 Millionen Helligkeitsschätzungen von Sternen aller Typen gesammelt werden.

Hauptarbeitsgebiet der AAVSO-Beobachter sind die Mirasterne und andere Langperiodische größerer Amplitude und die eruptiven Veränderlichen. Daneben gibt es noch eigene Gruppen, die sich mit Bedeckungsveränderlichen, RR-Lyrae-Sternen, Cepheiden und lichtelektrischer Photometrie beschäftigen. Insgesamt werden 2200 Sterne beobachtet!

Anschrift: AAVSO, 25 Birch St., Cambridge, MA 02138, USA.

Direktor: Frau Janet A. Mattei

Publikationen (in Englisch): Karten, Beobachtungsanleitung,
Beobachtungsberichte, Zeitschrift AAVSO Journal

37. Fortsetzung Referat: Beobachtung Veränderlicher Sterne...

Beispielhaft für viele weitere Gruppen sollen hier noch zwei aufgezählt werden:

AFOEV: Association Francaise des Observateurs d'Etoiles Variables
Emile Schweitzer, 16, rue de Plobsheim, F-67100 Strasbourg
Mitgliedsbeitrag 125 FF jährlich; etwa 100 Beobachter, hauptsächlich in Europa; Hauptarbeitsgebiet Mirasterne und eruptive Sterne (1200 Sterne); Publikationen (in französisch): Karten, Zeitschrift Bulletin d'AFOEV (mit Veröffentlichung der Beobachtungen in Form einer Computerliste)

BAV: Berliner Arbeitsgemeinschaft für Veränderliche Sterne e.V.
(Fachgruppe Veränderliche Sterne der VdS)
Munsterdamm 90, D-1000 Berlin 41
Mitgliedsbeitrag 20 DM jährlich; etwa 30 Beobachter;
Beobachtungsprogramm von 285 Sternen aller Typen (hauptsächlich Bedeckungsveränderliche); Publikationen:

BAV Einführung: Einführung in die visuelle Beobachtung Veränderlicher Sterne.
Broschiert, 247 Seiten, 120 Abb., 2. wesentl. erw. Auflage, DIN A5 DM 20,—

BAV Handbuch für Veränderlichenbeobachter.
Loseblattsammlung in Einzelleieferungen, DIN A4, es liegen vor:
- Physiologie des Auges 12 Seiten DM 1,50
- Lichtelektrische Photometrie 54 Seiten DM 4,—

BAV Umgebungskarten:
- Bedeckungsveränderliche: Standardprogramm 70 Karten DIN A5 DM 15,—
- Bedeckungsveränderliche: Programm 82 62 Karten DIN A5 DM 12,50
- Bedeckungsveränderliche: Langperiodisch 19 Karten DIN A4 DM 9,50
- RR Lyrae Sterne 30 Karten DIN A5 DM 7,50
- Einzelkarten: DIN A5 - DM -,30/DIN A4 - DM -,50

Photometer-Bauplan:
Ausführlicher Bauplan der mechanischen Teile des Photometers von A. Schnitzer, als Unterlage zum Selbstbau geeignet, DIN A4 DM 15,—

BAV Tafeln: Daten der Sterne der BAV-Programme, Stand 1971,
(ohne Programm 82 und ohne langperiodische Bedeckungsveränderliche),
Broschüre, 44 Seiten, DIN A5 DM 5,—

BAV Blätter: Hilfsmittel zur Vorbereitung, Durchführung und Auswertung
von Beobachtungen, DIN A5 DM 1,— bis 4,—

BAV Informationspaket für Anfänger
als sinnvolle Erstausrüstung empfehlen wir für jeden Beobachter:
1. BAV Einführung
2. BAV Umgebungskarten Bedeckungsveränderliche Standardprogramm
3. BAV Blätter Nummer 1 bis 5 und 7
4. BAV Circular - jährliche Vorhersagen zu erwartender Maxima und
Minima der Sterne der BAV Programme Sonderpreis DM 44,—

16. Literatur

1. Hoffmeister, Richter, Wenzel: Veränderliche Sterne. 2. Auflage 1984, Springer Verlag.
2. Margaret W. Mayall: Manual For Observing Variable Stars. AAVSO 1970.
3. Paul Ahnert: Kalender für Sternfreunde 1974 und 1975. Verlag Johann Ambrosius Barth, Leipzig.
4. Otto Zimmermann: Astronomisches Praktikum I und II. BI Mannheim 1977 (SuW-Taschenbuch Nr. 8 und 9)
5. Sky Catalogue 2000.0 - Vol. 1 und Vol. 2. Sky Publishing Corp., Cambridge 1981 und 1984.
6. R.S. Kolman et al: Journal AAVSO 5, 1, p.21 (1976)
7. Ian D. Howarth: Journal AAVSO 8, 1, p.26 (1979)

Wolfgang Vollmann, Baumgasse 17-19/12, 1030 Wien

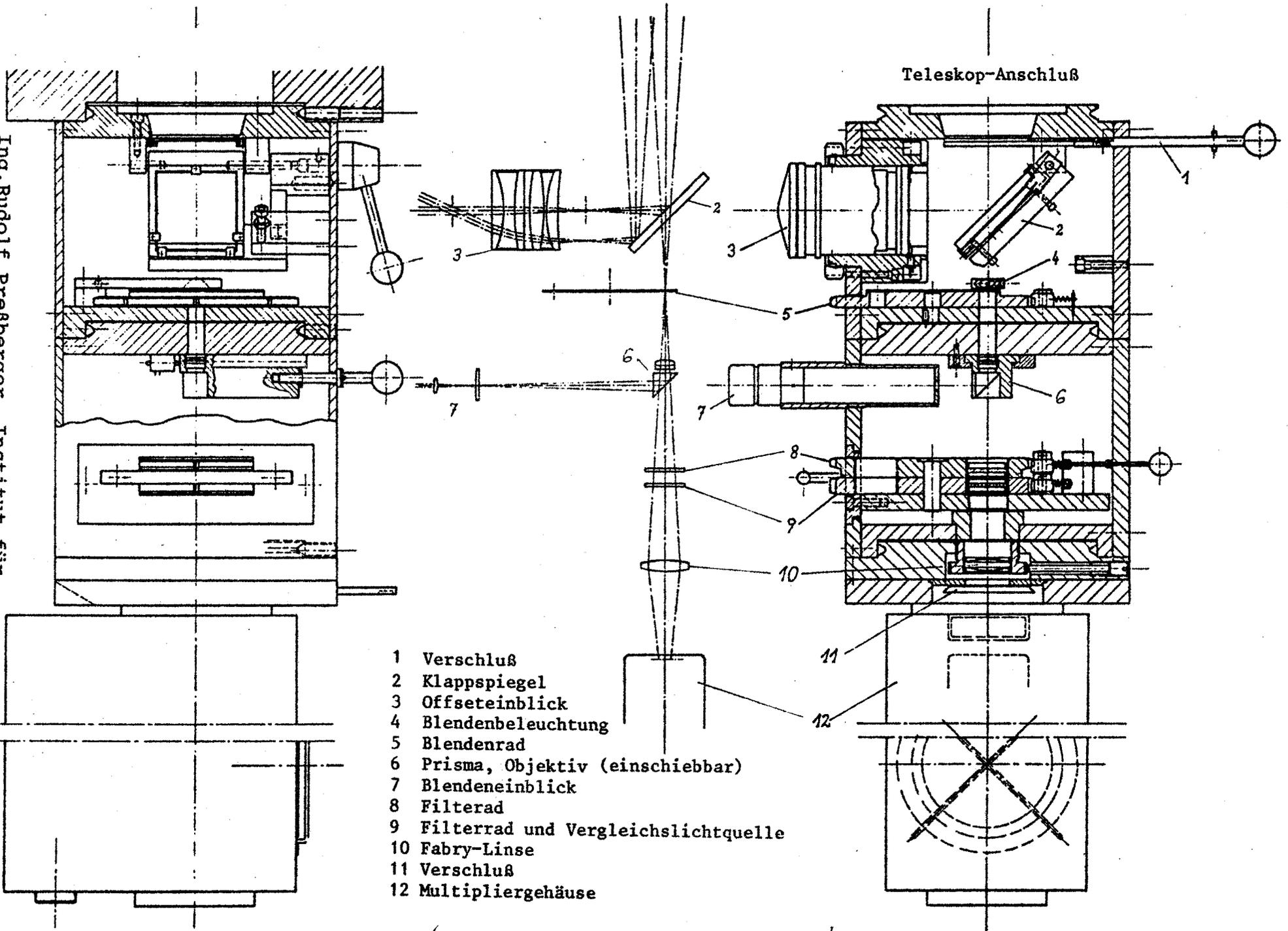
Referat: Lichtelektrische Photometrie von veränderlichen Sternen -
Photometermechanik

Beschreibung und Konstruktionszeichnung des Photometerkopfes für das lichtelektrische Photometer am RC-Teleskop 60cm \emptyset , f/3 und f/8,3, Leopold Figl Observatorium für Astrophysik, Schöpfl NÖ.

- * Der Photometerkopf schließt einerseits direkt an das Teleskop an, andererseits trägt er das Gehäuse mit der Sekundärelektronen-Vervielfacherröhre (Multiplier), siehe Referat Dr.A.Schnell, Abbildungen auf Fortsetzung 22 und 23.
- * Das konvergente Lichtbündel von der Eintrittsöffnung des Teleskops gelangt durch den offenen Verschluss (1) über den Klappspiegel (2) zum Einblick (3). Hier wird das zu messende Objekt grob eingestellt.
- * Nach Umlegen des Klappspiegels (2) gelangt das Lichtbündel in eine der Blenden des Blendenrades (5); die Blendenebene ist zugleich die Fokalfläche des Teleskops.
- * Das nunmehr nach dem Fokus divergente Bündel durchsetzt ein Zwischenabbildungs-Objektiv mit totalreflektierendem Prisma (6) und gelangt in das Okular (7). Hier kann das Objekt genau zentrisch in die Blende, deren Rand durch die Beleuchtung (4) erhellt wird, eingestellt werden.
- * Durch Zurückziehen des Schiebers (6) kann das Bündel weiter durch einen der Filter des Filterrades (8), durch die Fabry-Linse (10), den offenen Verschluss (11) auf den Multiplier (12) gelangen. Die Fabry-Linse bildet die Teleskop-Eintrittsöffnung auf die Photokathode des Multipliers ab - damit werden die Seeing-Bewegungen des Objektes und die etwaigen Empfindlichkeitsunterschiede verschiedener Flächenelemente der Photokathode photometrisch unwirksam gemacht.
- * In einem zweiten Filterrad (9) besteht die Möglichkeit, eine Vergleichslichtquelle (Leuchtpräparat) einzubauen und zu Eichzwecken zu benutzen.

Photometerkopf, Multiplier, Verstärker und Schreiber sind dazu ausgestellt.

Teleskop-Anschluß



- 1 Verschuß
- 2 Klappspiegel
- 3 Offseteinblick
- 4 Blendenbeleuchtung
- 5 Blendenrad
- 6 Prisma, Objektiv (einschiebbar)
- 7 Blendeneinblick
- 8 Filterrad
- 9 Filterrad und Vergleichslichtquelle
- 10 Fabry-Linse
- 11 Verschuß
- 12 Multipliergehäuse

Referat: Lichtelektrische Photometrie von veränderlichen Sternen -
Photometerelektronik und photometrische Systeme

1 Elektronische Komponenten eines lichtelektrischen Photometers

Bei einem lichtelektrischen Photometer unterscheidet man prinzipiell folgende Elektronikkomponenten:

- *Photomultiplier*
- *Verstärker (Vorverstärker) und Anzeigeelektronik*
- *Hilfselektronik (z.B. Thermostatisierung, Stellmotoren, Steuer- und Auswerterechner, ...)*

1.1 Photomultiplier

Ein Photomultiplier ist eine Vakuumröhre, die ankommendes Licht in elektrischen Strom umwandelt. Die Umwandlung erfolgt auf Grund des "Äusseren Lichtelektrischen Effekts". Das heißt, Licht das auf einen speziellen Teil der Röhre — die Kathode — fällt, schlägt dort Elektronen los. Durch ein elektrostatisches Feld werden diese Elektronen beschleunigt und treffen auf folgende aktive Flächen — die Dynoden — wo sie weitere Elektronen freisetzen. Je nach Art der Röhre gibt es für astronomische Anwendungen zwischen 8 und 14 solcher Stufen.

Moderne Röhren sind in der Lage, etwa jedes vierte bis fünfte Photon (Lichtteilchen) zu registrieren. Das bedeutet, jedes vierte (fünfte) Photon schlägt ein Elektron aus der Kathode, das der Multiplier dann um das ein bis zehn millionenfache verstärkt. Für Elektronikexperten: das entspricht 0.16 pA bei einer Zählrate von einem Photon pro Sekunde.

1.2 Verstärker und Anzeigeelektronik

Diese extrem kleinen Ströme (selbst wenn man bedenkt, daß die hellsten mit der Röhre meßbaren Sterne eine Million Photonen pro Sekunde liefern) können nicht direkt angezeigt werden. Man muß sie verstärken. Das kann auf zwei verschiedene Arten erfolgen.

1.2.1 Gleichstromverstärkung

Hierbei wird der von der Anode kommende Strom linear verstärkt und das entstehende Signal angezeigt (Schreiber, Digitale Anzeige). Die Anzeige geschieht meist, nachdem man den Strom in einem Kondensator gesammelt hat, um möglichst viele Photonen zu einer Messung zusammenzufassen.

Der Nachteil dieser Meßmethode besteht darin, daß sich jede Abweichung von der Linearität der Meßkette (Dunkelstrom, Kriechströme, Empfindlichkeitsänderungen, ...) voll in der Messung niederschlägt. In modernen Photometern wird Gleichstromverstärkung nur mehr für die Messung extrem heller Sterne verwendet, da diese nur schwer mit photonenzählenden Instrumenten zu messen sind.

1.2.2 Impulszählende Verstärkung

Die Laufzeit der Elektronen im Photomultiplier ist im Allgemeinen so kurz, daß sich bis zu einer nicht zu großen Helligkeit (5. bis 6. Größenklasse für ein 50 cm Teleskop) die Elektronenlawinen die von verschiedenen Photonen ausgelöst werden, nur selten überlappen. Diese Einzelphotonenimpulse werden nun durch einen Impulsverstärker (Hochfrequenzverstärker) verstärkt, durch einen sogenannten Diskriminator ausgewählt und von einem Impulszähler gezählt.

Der Diskriminator: Der Diskriminator zwischen Verstärker und Zähler läßt nur Impulse passieren, die aus einer bestimmten Anzahl von Elektronen bestehen. Kleinere Impulse werden nicht gezählt. Die Elektronik erkennt also "ungültige" Impulse, die z.B. durch thermische Emission aus den Dynoden entstehen (diese werden nur durch einen Teil des Multipliers verstärkt.) Leichte Driften in der Verstärkung hingegen spielen keine Rolle, solange sie nicht zu groß werden. Auch wirken sich Kriechströme kaum aus. Der Zähler merkt nicht, ob der Impuls aus einer Million oder 1.005.000 Elektronen besteht. Impulszählende Verstärker sind daher wesentlich unempfindlicher auf Störungen aller Art.

Der Zähler: Die einzige Anforderung an die Zähler ist, daß sie einige Millionen Impulse pro Sekunde verarbeiten können. Da die Photonen

völlig unregelmäßig auf das Photometer treffen (entsprechend einer Poisson-Verteilung), kommt es auch bei kleinen Zählraten zu Impulsüberlappungen, sodaß falsche Zählungen resultieren. Diesen Fehler kann man numerisch korrigieren (Koinzidenzkorrektur). Bei großen Zählraten wird der Korrekturfaktor jedoch so groß, daß die Genauigkeit der Messung leidet. In diesem Fall sind Gleichstromverstärker vorzuziehen.

1.3 Hilfselektronik

Neben der Grundfunktion eines Photometers, Helligkeiten zu messen, gibt es eine Reihe von Hilfseinrichtungen, die die Meßcharakteristik (z.B. Empfindlichkeit auf atmosphärische Fluktuationen) bestimmen. Diese Hilfseinrichtungen sind stark vom Photometertyp abhängig, und können unter anderem beinhalten:

- Thermostatisierung der Filter (Filter verändern ihre Durchlässigkeit abhängig von der Temperatur)
- Rasch rotierende Filterräder ermöglichen die Messung von photometrischen Farben auch durch leichte Wolken hindurch.
- Automatisierte Vertauschung von Stern- und Hintergrundkanal (bei Mehrkanalgeräten)
- Steuerung aller beweglichen Teile durch einen Rechner (Blendenrad, Einblicke, Lichtabschwächungssystem, ...).

2 Photometer und Photometrische Systeme

Um photometrische Messungen vergleichen zu können, müssen sie streng genommen mit dem gleichen Photometer und Teleskop sowie unter gleichen atmosphärischen Bedingungen durchgeführt werden. Da dies im Allgemeinen nicht der Fall ist, definiert man sogenannte photometrische Systeme, das heißt man wählt ein ganz bestimmtes Teleskop, bestimmte Filter, ein bestimmtes Photometer und einen bestimmten Multiplier. Die Wellenlängenempfindlichkeit dieses gesamten Systems (inklusive des Standortes!) ergibt dann das photometrische System. Will man Messungen, die

3. Fortsetzung Referat: Photometerelektronik und photometrische Systeme

nicht unmittelbar mit dieser speziellen Konfiguration gewonnen wurden, mit solchen Standardmessungen vergleichen, muß die eigene Konfiguration einige Voraussetzungen erfüllen:

- Die Durchlaßkurven müssen möglichst ähnlich sein (das heißt, Verwendung von Multipliern des selben Typs, wenn nicht von ausgesuchten Exemplaren, Filter aus möglichst der selben Charge wie die des Standardsystems, sowie gleiche Höhenlage des Observatoriums)
- Die unvermeidlichen Abweichungen in den Durchlaßkurven werden durch Messung von Standardsternen korrigiert.

Diese Korrektur ist nur dann mit guter Genauigkeit möglich, wenn das photometrische System vor allem durch die Filter definiert wird, wie das beim uvby-System der Fall ist. Beim UBV-System wird die Blauempfindlichkeit hingegen durch die Atmosphäre, die Rotempfindlichkeit durch den Multiplier begrenzt. Die Atmosphäre ist überhaupt nicht zu kontrollieren, und Multiplier besitzen nur eine begrenzte Stabilität, auch was ihre Wellenlängenabhängigkeit betrifft. Außerdem sind keine zwei Photomultiplier, auch aus der gleichen Serie, in allen Eigenschaften identisch.

Die Auswahl eines bestimmten Systems (eines Photometers, einer Röhre, und Filter) sind stark von der Problemstellung abhängig. Ein Photometer für alle Zwecke kann es auf Grund der oft komplizierten Fragestellungen daher leider nicht geben.

Heinzpeter Stockenhuber
Institut für Astronomie
der Universität Wien
Türkenschanzstraße 17
A-1180 WIEN

Prospektbeilage: Photomultiplier 1983

PHOTON IS OUR BUSINESS		<h2 style="margin: 0;">HAMAMATSU TV CO., LTD.</h2> <p style="margin: 0;">1126 Ichino-cho, Hamamatsu, Japan Phone: 0534-34-3311 Telex: 04225 185 JAPAN Cable: HAMA TV HAMAMATSU U.S.A. Office: HAMAMATSU CORPORATION 120 Wood Avenue Middlesex, N.J. 08846 U.S.A. Phone: (201)469-6640 469-6641 Telex: 833-403</p>
------------------------------	---	---

Side-On Type Photomultiplier Tubes

Type No.	Remarks	Spectral Response			Photo-cathode Material	Window Material	Out-line No.	Dynode Structure No. of Stages	Socket	Maximum Ratings		
		Curve Code	Range (nm)	Peak Wave-length (nm)						Anode to Cathode Voltage (Vdc)	Anode to Last Dynode Voltage (Vdc)	Average Anode Current (mA)

1-1/8 inch (28 mm) Dia. Types with UV to Visible Sensitivity

931A	S-4 response, general purpose	350K (S-4)	300 ~ 650	400	Sb-Cs	Borosilicate	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
1P21	Medium gain and very low dark current variant of 931A				Sb-Cs	Borosilicate	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R105	High gain variant of 1P21 with relaxed dark spec				Sb-Cs	Borosilicate	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R105UH	Ultra-high gain variant of R105				Sb-Cs	Borosilicate	①	CC/9	E678-11A [■]	1000	250	0.1
1P28	S-5 response, general purpose	350U (S-5)	185 ~ 650	340	Sb-Cs	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R212	High gain and low dark current variant of 1P28				Sb-Cs	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R212UH	Ultra-high gain variant of R212				Sb-Cs	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1000	250	0.1
R106	Variant of R212 with fused silica window	350S (S-19)	160 ~ 650	340	Sb-Cs	Fused silica	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R106UH	Ultra-high gain variant of R106				Sb-Cs	Fused silica	①	CC/9	E678-11A [■]	1000	250	0.1
1P28A	Extended red S-5 response	351U	185 ~ 700	450	Sb-Cs	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R282	Variant of 1P28 with HA Coating				Sb-Cs	UV glass	②	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R919	High UV sensitivity, fused silica window	450S	160 ~ 700	400	Bialkali	Fused silica	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R372	Red-enhanced bialkali photocathode	451U	185 ~ 730	340	Bialkali	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R905	Ultra-high gain, red-enhanced bialkali photocathode	452U	185 ~ 750	350	Bialkali	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1050	250	0.1
931B *	Bialkali photocathode, high stability	453K	300 ~ 650	400	Bialkali	Borosilicate	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1
R1516 *	Variant of 931B with UV glass Direct replacement for 1P28B	453U	185 ~ 650	400	Bialkali	UV glass	①	CC/9	E678-11A [■]	1250	250	0.1

- ① *: Newly listed in this catalog.
 - ② Typical spectral response characteristics are shown on pages 53 and 54.
 - ③ Basing diagram symbols are explained on page 11.
 - ④ Dynode structure
CC: Circular-cage
 - ⑤ ■: Sockets may be available from electronics supply houses or our sales offices.
 - ⑥ The maximum ambient temperature range is - 80 to + 50°C.
 - ⑦ Averaged over any interval of 30 seconds maximum.
 - ⑧ Measured using a red filter Toshiba R-68.
 - ⑨ At the wavelength of peak response.
 - ⑩ Voltage distribution ratios used to measure characteristics are shown on page 40.
- a: At 40 A/lm.

1. Fortsetzung Prospektbeilage: Multiplier 1983

at 25°C

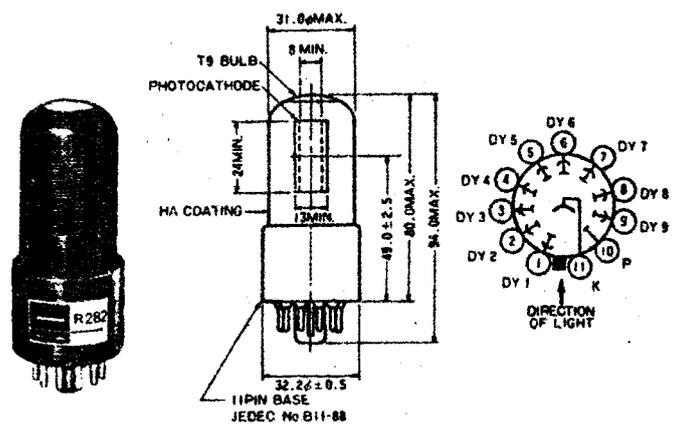
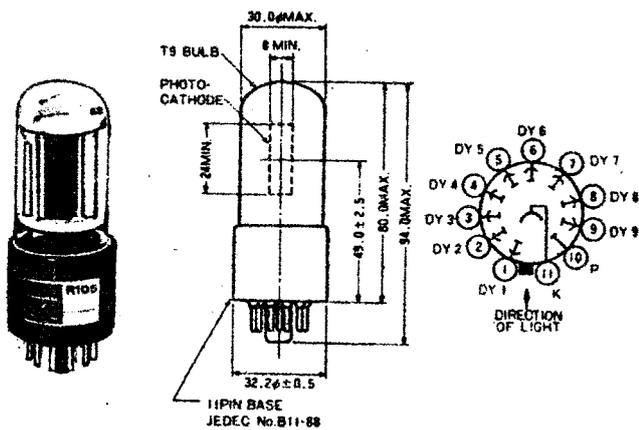
Cathode Sensitivity				Anode to Cathode Supply Voltage (Vdc)	Anode Sensitivity			Current Amplification Typ.	Anode Dark Current			Time Response		Type No.
Luminous		Red/White Ratio Typ.	Radiant Typ. (mA/W)		Luminous		Radiant Typ. (A/W)		After 15 hrs Typ. (nA)	After 5 sec.		Rise Time Typ. (ns)	Electron Transit Time Typ. (ns)	
Min. (μA/lm)	Typ. (μA/lm)				Min. (A/lm)	Typ. (A/lm)				Typ. (nA)	Max. (nA)			

20	40	—	48	1000 ⑨	20	100	1.2x10 ⁵	2.5x10 ⁶	25	50	500	2.2	22	931A
20	40	—	48	1000 ⑨	50	150	1.8x10 ⁵	3.8x10 ⁶	1	2	10	2.2	22	1P21
25	40	—	48	1000 ⑨	50	400	4.8x10 ⁵	1.0x10 ⁷	5	10	50	2.2	22	R105
30	50	—	60	1000 ⑨	1000	1500	1.8x10 ⁶	3.0x10 ⁷	10	20	100	2.2	22	R105UH
20	40	—	48	1000 ⑨	20	100	1.2x10 ⁵	2.5x10 ⁶	15	30	300	2.2	22	1P28
20	40	—	48	1000 ⑨	50	200	2.4x10 ⁵	5.0x10 ⁶	1	2	10	2.2	22	R212
30	50	—	60	1000 ⑨	1000	1500	1.8x10 ⁶	3.0x10 ⁷	10	20	100	2.2	22	R212UI
20	40	—	48	1000 ⑨	50	200	2.4x10 ⁵	5.0x10 ⁶	1	2	10	2.2	22	R106
30	50	—	60	1000 ⑨	1000	1500	1.8x10 ⁶	3.0x10 ⁷	10	20	100	2.2	22	R106UH
25	70	0.01	56	1000 ⑨	50	300	2.4x10 ⁵	4.3x10 ⁶	—	2 ^a	10 ^a	2.2	22	1P28A
25	70	0.01	56	1000 ⑨	50	300	2.4x10 ⁵	4.3x10 ⁶	—	2 ^a	10 ^a	2.2	22	R282
60	80	—	83	1000 ⑨	200	600	6.2x10 ⁵	7.5x10 ⁶	1	2	10	2.2	22	R919
20	60	0.02	61	1000 ⑨	50	200	2.0x10 ⁵	3.3x10 ⁶	1	10	50	2.2	22	R372
50	80	0.03	79	750 ⑨	300	500	5.0x10 ⁵	6.3x10 ⁶	—	30	100	2.5	25	R905
25	55	—	60	1000 ⑨	50	400	4.4x10 ⁵	7.3x10 ⁶	5	10	50	2.2	22	931B *
40	60	—	65	1000 ⑨	100	300	3.3x10 ⁵	5.0x10 ⁶	1	5	20	2.2	22	R1516 *

Unit: mm

① 931A, 1P28, R106 etc.

② R282



Typical Photocathode Spectral Response

Curve Codes	Photocathode Materials	Window Materials	Spectral Response			Applicable PMT Examples
			Range (nm)	Peak Wavelength		
				of Radiant Sensitivity (nm)	of G.E. (nm)	

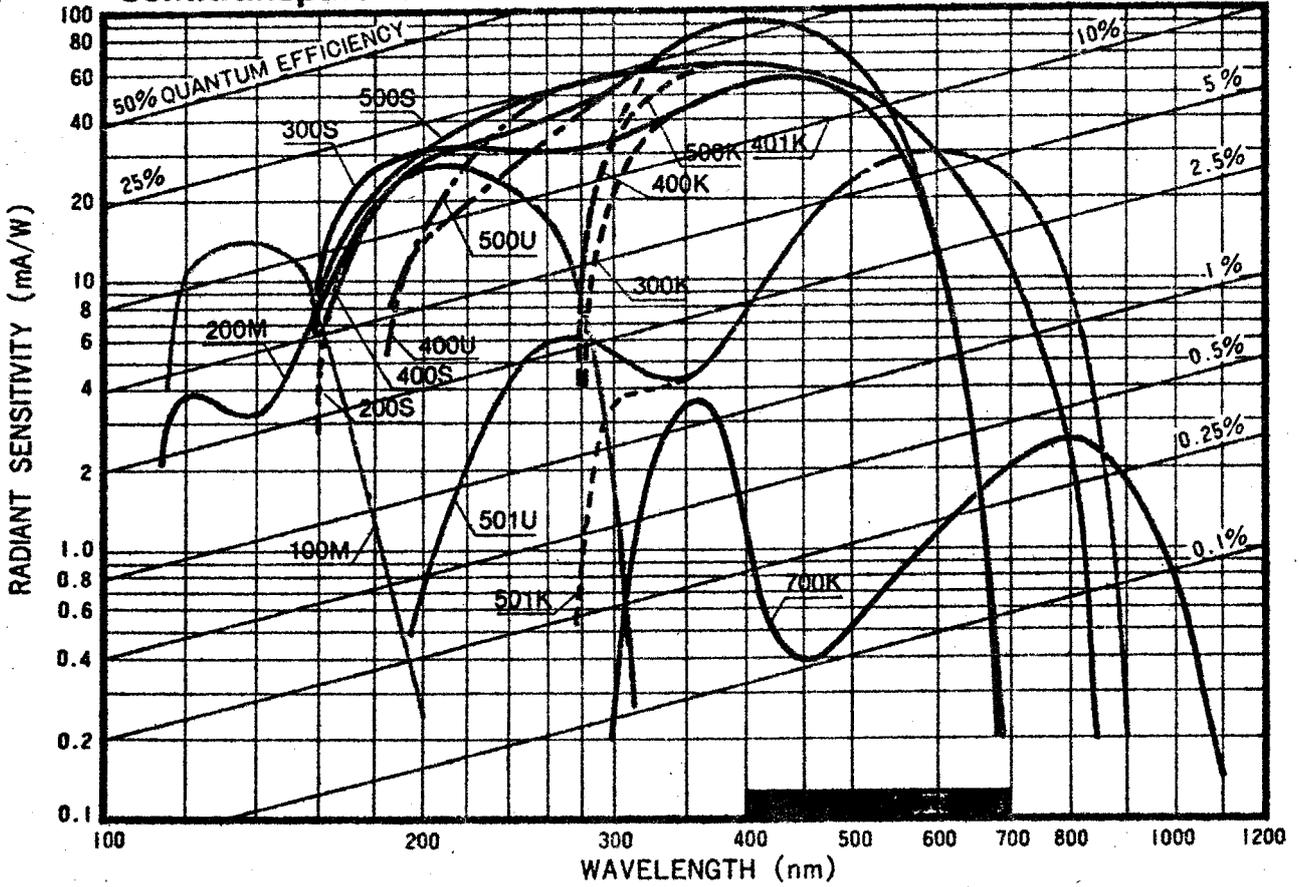
Semitransparent Photocathodes (Transmission Mode)

100M	Cs-I	MgF ₂	115 ~ 200	140	130	R1081, R972, R1459
200S	Cs-Te	Fused silica	160 ~ 320	210	200	R759, R821, R431S
200M	Cs-Te	MgF ₂	115 ~ 320	210	200	R1080, R978, R1460
300K (S-11)	Sb-Cs	Borosilicate	300 ~ 650	440	410	6199, 7696
300S (S-13)	Sb-Cs	Fused silica	160 ~ 650	440	200	R189, R208
400K	Bialkali	Borosilicate	300 ~ 650	420	390	R647, R1213, R268, R580, R329, R878, R1306
400U	Bialkali	UV glass	185 ~ 650	420	390	R654, R750, R269, R1398
400S	Bialkali	Fused silica	160 ~ 650	420	390	R760, R762, R292, R189, R331
401K	High temp. bialkali	Borosilicate	300 ~ 650	375	360	R1281, R1288, R1282, R1044, R1640
402K	Bialkali	Borosilicate	300 ~ 650	375	360	R1194U, R1294U, R1645U, R1564U
500K (S-20)	Multialkali	Borosilicate	300 ~ 650	420	360	R1617, R1387, R550, R1513
500U	Multialkali	UV glass	185 ~ 850	420	290	R1463, R1464, R374, R1508
500S	Multialkali	Fused silica	160 ~ 850	420	280	R763, R376, R1509, R375
501K	Multialkali	Borosilicate	300 ~ 900	650	600	R1333, R669, R1017
501U	Multialkali	UV glass	185 ~ 900	650	600	R712
502K	Multialkali	Borosilicate	300 ~ 840	420	360	R1194U-01, R1294U-01, R1645U-01, R1564U-01
700K (S-1)	Ag-O-Cs	Borosilicate	400 ~ 1200	800	780	R632, R318, R568, 7102

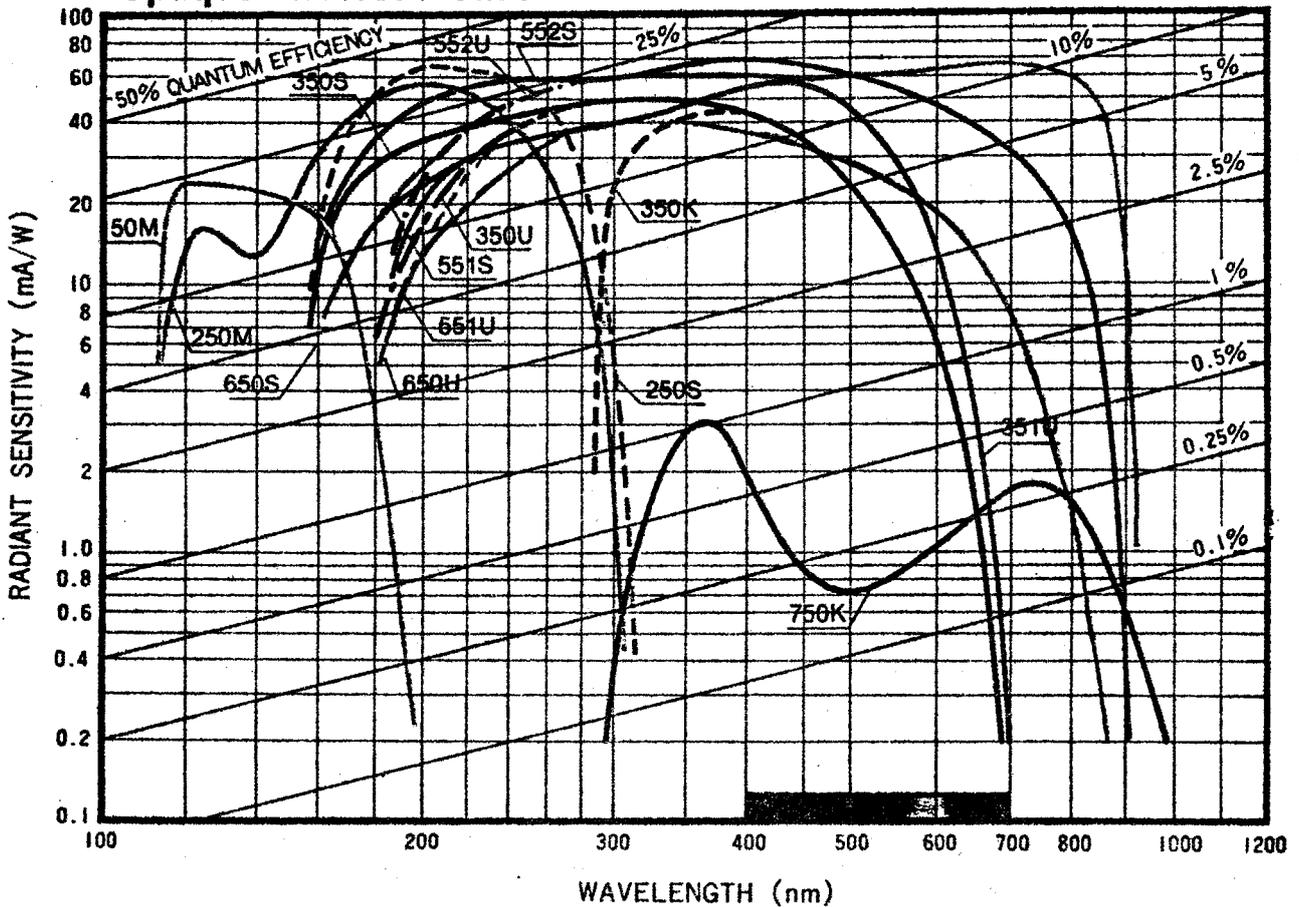
Opaque Photocathodes (Reflection Mode)

150S	Cs-I	Fused silica	153 ~ 195	165	165	R1199
150M	Cs-I	MgF ₂	115 ~ 195	120	120	R1259
250S	Cs-Te	Fused silica	160 ~ 320	200	200	R1657, R427, R166, R166UH
250M	Cs-Te	MgF ₂	115 ~ 320	200	190	R1220
251U	Cs-Te	UV glass	185 ~ 300	220	220	R1356
350K (S-4)	Sb-Cs	Borosilicate	300 ~ 650	400	350	R906, 931A, 1P21, R105, R105UH
350U (S-5)	Sb-Cs	UV glass	185 ~ 650	340	270	R1414, R300, R212, 1P28
350S (S-19)	Sb-Cs	Fused silica	160 ~ 650	340	210	R1656, R306, R106, R106UH
351U (Ext'd S-5)	Sb-Cs	UV glass	185 ~ 700	450	235	1P28A, R282
450S	Bialkali	Fused silica	160 ~ 700	400	190	R919
451U	Bialkali	UV glass	185 ~ 730	340	320	R372
452U	Bialkali	UV glass	185 ~ 750	350	315	R905
453K	Bialkali	Borosilicate	300 ~ 650	400	360	931B
453U	Bialkali	UV glass	185 ~ 650	400	330	R1516
454K	Bialkali	Borosilicate	300 ~ 680	450	430	R1785
550U	Multialkali	UV glass	185 ~ 850	530	250	R1548, R1547, R500, R889
550S	Multialkali	Fused silica	160 ~ 850	530	250	R1503
551U	Multialkali	UV glass	185 ~ 870	330	280	R448
551S	Multialkali	Fused silica	160 ~ 870	330	280	R456
552U	Multialkali	UV glass	185 ~ 930	400	260	R928
552S	Multialkali	Fused silica	160 ~ 930	400	215	R955
553K	Multialkali	Borosilicate	300 ~ 850	400	400	R910
554U	Multialkali	UV glass	185 ~ 930	450	370	R1477
555U	Multialkali	UV glass	185 ~ 850	400	320	R777
555S	Multialkali	Fused silica	160 ~ 850	400	320	R787
650U	GaAs	UV glass	185 ~ 930	300 ~ 800	300	R636
650S	GaAs	Fused silica	160 ~ 930	300 ~ 800	280	R758, R943-02
651U	GaAs	UV glass	185 ~ 910	350	270	R666, R666S
651S	GaAs	Fused silica	160 ~ 910	350	200	R764
750K	Ag-O-Cs	Borosilicate	400 ~ 1100	730	730	R406

• Semitransparent Photocathodes



• Opaque Photocathodes



Referat: Lichtelektrische Photometrie von veränderlichen Sternen -
Beobachtungspraxis

1. Warum ziehen wir lichtelektrische Photometrie zur Beobachtung ver-
änderlicher Sterne vor?

Sowohl visuelle als auch photographische Beobachtungen veränderlicher Sterne haben zu unserem Wissensstand über diese Objekte einen ungemein wichtigen und großen Beitrag geleistet. Heute aber genügen vor allem visuelle Schätzungen, vielleicht abgesehen von den Mira-Sternen, den an moderne astronomische Beobachtungen gestellten Anforderungen nicht mehr. Häufig wird die Meinung vertreten, daß Veränderliche mit kleiner Amplitude für photoelektrische Untersuchungen geeignet sind, während visuelle Beobachtungen von Sternen mit großer Amplitude wertvolle Daten liefern können. Es gibt aber eine Vielfalt von Erscheinungen bei Sternen, deren Lichtwechsel eine große Amplitude zeigt, die überhaupt erst durch lichtelektrische Untersuchungen entdeckt werden konnten. Gerade diese Phänomene lassen dann Rückschlüsse auf Sternaufbau oder Entwicklungszustand treffen, sind also von astrophysikalischer Tragweite. Obwohl sie nur kurze Zeit dauern, dürfen sie keinesfalls vernachlässigt werden, denn sie enthalten die wichtigsten Informationen.

Dies soll mittels einiger Beispiele erläutert werden:

Zwergcepheiden mit großer Amplitude wurden in der Vergangenheit häufig visuell beobachtet, der rasche Helligkeitsanstieg und das scharfe Maximum erscheinen prädestiniert dazu. Trotzdem reicht die Genauigkeit nicht aus, um z.B. nachzuweisen, daß SZ Lyn Mitglied eines Doppelsternsystems ist. Untersucht man die Periodenänderungen dieses Sterns über einen längeren Zeitraum, benutzt man dazu ein sogenanntes (O - C) - Diagramm.

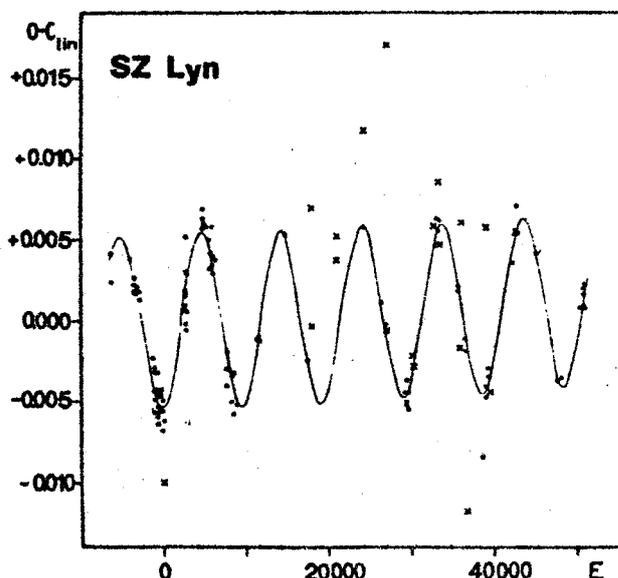


Abbildung 1
(Szeidl, Szabados
1984)

1. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

In Abbildung 1 sind sowohl visuelle (x) als auch photoelektrische (.) Unterschiede zwischen beobachteter und berechneter Maximumzeit eingetragen, aber bei den visuellen Beobachtungen findet man keinen Hinweis auf den Doppelsterncharakter von SZ Lyn. Dem Diagramm entnimmt man, daß die Gesamtamplitude der Periodenänderungen etwa 0.01 Tage beträgt (das sind etwas mehr als 14 Minuten), daraus ergibt sich eine für die Bestimmung des Zeitpunkts des Maximums erforderliche Genauigkeit von 0.002 Tagen, was nur mit lichtelektrischen Methoden erreicht werden kann. Auch andere Arten von Periodenänderungen oder Mehrfachperioden können nur bei photoelektrischen Beobachtungen festgestellt werden.

Dies gilt auch für RR Lyrae Sterne. Cirka 30% der RR Lyrae Sterne zeigen keine stabile Lichtkurve, d.h. der Lichtwechsel wiederholt sich nicht reproduzierbar. Abbildung 2 zeigt zwei Maxima von TV Boo, die Helligkeitsdifferenz kann im Maximum im blauen Bereich bis zu 0.12 magn. und im gelben bis zu 0.09 magn. betragen, Oszillationen im aufsteigenden Ast der Lichtkurve dauern 0.01 Tage. Derart geringfügige Schwankungen sind nur mit lichtelektrischen Beobachtungen feststellbar, mit ihrer Hilfe konnte eine Sekundärperiode des Sterns von 33.5 Tagen abgeleitet werden (Primärperiode 0.3125590 Tage).

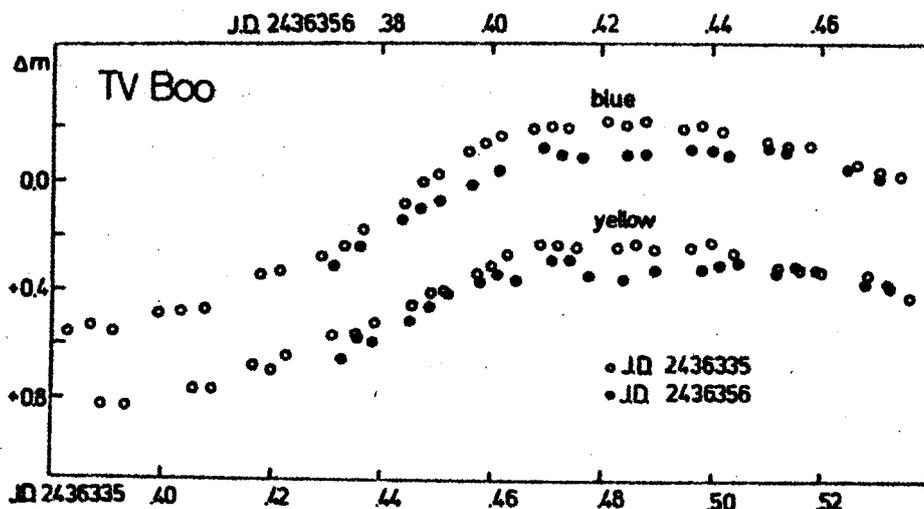


Abbildung 2 (Szeidl 1976)

Die Bestimmung von Sekundärperioden von RR Lyrae Sternen mittels visueller Beobachtungen hat in der Vergangenheit zu widersprüchlichen Ergebnissen geführt.

Als letztes Beispiel möchte ich VW Dra anführen: von diesem Stern berichten viele visuelle Beobachter, daß er Helligkeitsänderungen von mehreren Zehnteln einer Größenklasse in einem Zeitraum von einigen Monaten zeigt. Im Veränderlichenkatalog wird als Maximalhelligkeit 6.0, für das Minimum 7.0 magn. und eine Periode von 170 Tagen angegeben. In den letzten 15 Jahren von den Budapester Kollegen durchgeführte photoelektrische Beobachtungen liefern aber keinen Hinweis auf irgendeine Art

2. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

von einem Lichtwechsel, der Stern zeigt praktisch konstante Helligkeit. In der neuesten Ausgabe des Veränderlichenkatalogs findet sich die Bemerkung: "according to photoelectric observations 6.28 - 6.32 magn. V".

Ich möchte aber auch ganz andere Gründe anführen, warum man als Amateur nicht vor der lichtelektrischen Beobachtung veränderlicher Sterne zurückschrecken sollte. Gerade sie haben zu ihren kleinen Fernrohren dauernd Zugang, müssen die Beobachtungszeit mit niemandem teilen. Wenn man sich auf die Beobachtung heller Sterne beschränkt, erreicht man die selbe photometrische Genauigkeit wie mit großen Teleskopen, mit denen viele der hellen Sterne gar nicht mehr beobachtet werden können. Ein Photometer kann man mit einfachen Mitteln bauen, es werden sogar komplette Ausrüstungen zu einem halbwegs vernünftigen Preis (\$ 750) in Amerika erzeugt. Heute gibt es genügend Literatur, die den Einstieg in ein Beobachtungsprogramm erleichtert, und natürlich bekommt man auch an den Sternwarten alle nötige Unterstützung und Beratung.

2. Wie beobachtet man lichtelektrisch?

2.1 Ein Beobachtungsprogramm

Die Beschränkung auf für ein gegebenes Teleskop hinreichend helle Sterne kann nicht oft genug betont werden. Es gibt auch genügend helle Objekte (z.B. enthält der "Bright Star Catalogue" fast 10.000 Sterne (V heller als 6.5 magn.) und der "Henry Draper Catalogue" mehr als 200.000 Sterne (V heller als 9 magn.). Bei hellen Sternen ist die erreichte Beobachtungsgenauigkeit immer besser, während sie bei Arbeiten an der Teleskopgrenze mangelhaft wird. Helle Sterne können sogar bei aufgehelltem Himmel noch beobachtet werden.

Im mitteleuropäischen Klima mit relativ wenig guten Nächten wird man sich entweder auf kurzperiodische Sterne konzentrieren (man erhält in einigen Nächten genügend gute Lichtkurven) oder Objekte beobachten, für die man pro Nacht über einen langen Zeitraum hinweg nur jeweils eine einzige verlässliche Helligkeitsmessung benötigt. Vermeiden sollte man Objekte mit einer Periode von einem Tag oder einem Vielfachen davon, die Lücken im Datenmaterial sind über Jahre hinweg nicht zu schließen.

Als Beispiele sollen Bedeckungsveränderliche, kurzperiodische pulsierende Objekte, Be-Sterne, langperiodische gelbe und rote Veränderliche und RS Canum Venaticorum Sterne genannt werden. Aufregend ist die Photometrie von Novae in den Wochen nach ihrem Ausbruch. Interessant erscheint auch die Photometrie heller Kleinplaneten oder die Registrierung von Sternbedeckungen durch Planeten oder Asteroiden.

Hat man sich für ein bestimmtes Beobachtungsprogramm entschieden, ist es nützlich, sich möglichst umfassend über die zu beobachtenden Objekte zu informieren. Die Kenntnis von bereits vorhandenen Ergebnissen hilft bei der Interpretation der Beobachtungsdaten; die Arbeit macht auch mehr Spaß, wenn man mit ihr richtig vertraut ist. Die Benutzung der Bibliothek einer Sternwarte kann hier wärmstens empfohlen werden (in Wien ist sie jeden Mittwoch zwischen 14 und 18 Uhr geöffnet). Man findet in der astronomischen Literatur auch viele Angaben, die helfen, das Beobachten

3. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

sinnvoller und effizienter zu gestalten.

Speziell für die Beobachtung von Bedeckungsveränderlichen möchte ich noch auf nützliche Hilfsmittel verweisen: von der Sternwarte Krakau wird jährlich eine Liste mit Ephemeriden für Minimumszeiten von Bedeckungsveränderlichen veröffentlicht (siehe Referat: Ausgewählte Literatur), die es gestattet, den für die Erfassung eines Minimums sinnvollen Beobachtungszeitraum im Vorhinein zu bestimmen. Die Ausgabe für das Jahr 1987 enthält Angaben über 882 Systeme mit wohl bekannten Lichtkurven, deren Maximumhelligkeit größer als 8 magn. ist bzw. größer als 10.7 magn. mit einer Amplitude von mindestens 0.7 magn., (zusätzlich gibt es Angaben über Maximumzeitpunkte von RR Lyrae Sternen mit einer Helligkeit im Maximum größer als 11.6 magn., einer Deklination größer als minus 23 Grad und einer Amplitude größer als 0.3 magn.). Außerdem wurde 1980 die bisher letzte "Finding List for Observers of Interacting Binary Stars" in ihrer 5. Auflage als Gemeinschaftspublikation der astronomischen Institute der Universitäten von Florida und Pennsylvania publiziert, in der man neben wichtigen Daten der einzelnen Systeme Hinweise auf frühere Beobachtungen und sogar Suchkarten und Vergleichssterne findet.

2.2 Auswahl eines Vergleichssterne

Die Auswahl eines brauchbaren Vergleichssterne zählt zu den wichtigsten Entscheidungen, die ein Beobachter treffen muß; daher ist es erforderlich, hier besondere Sorgfalt zu verwenden. Man sollte immer daran denken, daß man ja tatsächlich den Helligkeitsunterschied zwischen Veränderlichem und Vergleichssterne bestimmt. Die Helligkeit eines Vergleichssterne muß unbedingt konstant sein, jede noch so geringfügige Veränderlichkeit verursacht Fehler in den Beobachtungsergebnissen. Beobachtet man in der Literatur bereits bekannte Sterne, sollte man auch die dort angegebenen Vergleichssterne benutzen; ein verlässlicher Beobachter hat sich mit diesem Problem ausführlich beschäftigt. Außerdem ist es dann leichter, verschiedene Sätze von Beobachtungsmaterial miteinander zu vergleichen.

Ist man gezwungen, einen neuen Vergleichssterne auszuwählen, sollte man sofort überprüfen, ob er im "General Catalogue of Variable Stars" oder im "New Catalogue of Suspected Variable Stars" (siehe Referat: Ausgewählte Literatur.) angeführt ist. Auch im "Bright Star Catalogue" sind Veränderliche, soweit bekannt, speziell bezeichnet. Um ganz sicher zu gehen, muß ein zweiter Stern mit ebenfalls konstanter Helligkeit mehrmals während einer Beobachtungsnacht zusätzlich beobachtet werden (zumindest zu Beginn und am Ende).

Veränderlicher und Vergleichssterne sollten am Himmel möglichst nahe beisammen stehen; dies vereinfacht, wie später gezeigt wird, die Reduktion der Beobachtungsdaten (vor allem bei der Berücksichtigung der Extinktion) und spart zusätzlich Beobachtungszeit, weil der Wechsel zwischen Veränderlichem und Vergleichssterne rascher erfolgen kann und dadurch wesentlich mehr Meßpunkte in der gleichen Zeit gewonnen werden. Als Faustregel gilt: die Entfernung sollte kleiner als 1 Grad sein. Bei sehr hellen Sternen kann diese Bedingung nicht immer eingehalten werden.

Die Helligkeiten von Vergleichssterne und Veränderlichem sollten so ähnlich wie möglich sein. Nur dann können beide Objekte bei gleicher Einstellung des Verstärkers beobachtet werden und die Abweichungen von der

4. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Linearität im System Empfänger/Verstärker werden vernachlässigbar. Bei der Beobachtung von Veränderlichen mit großer Amplitude kann diese Bedingung natürlich nicht über die gesamte Lichtkurve hinweg erfüllt werden. Es sollte aber gelingen, einen Stern zu finden, der weder viel heller ist als der Veränderliche im Maximum noch wesentlich schwächer als der Veränderliche im Minimum.

Der Vergleichssterne soll auch im Spektraltyp dem Veränderlichen möglichst nahe kommen, soll also die selbe Farbe haben. Dies hilft bei der Transformation in ein photometrisches Standardsystem und verringert Korrekturen zweiter Ordnung bei der Berücksichtigung der Extinktion. Diese Bedingung ist in der Praxis am schwierigsten zu erfüllen. Wir wissen aus Erfahrung, daß fast alle hellen Überriesen und alle M-Sterne variabel sind. Ein hoher Prozentsatz von O- und frühen B-Sternen zeigt ebenfalls kleine Helligkeitsvariationen.

Und noch eine Warnung: ein Vergleichssterne darf niemals eine Komponente eines Doppelsternsystems sein, da ja dadurch das Risiko, einen veränderlichen Stern auszuwählen, erhöht wird.

2.3 Photometrisches System

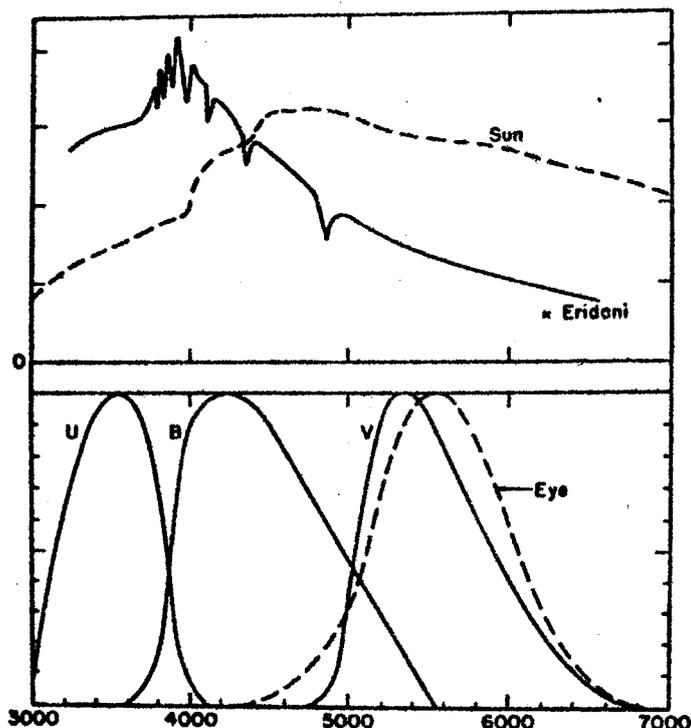
Da die Strahlung der Sterne nicht über alle Wellenlängen gleichmäßig verteilt ist, hängt die Helligkeit eines Sterns von der Wellenlänge ab, in der sie gemessen wird. Darüberhinaus wissen wir, daß die Intensität der Sternstrahlung in einzelnen Wellenlängenbereichen auch mit dem Spektraltyp des Sterns verknüpft ist. Trifft man also eine geschickte Auswahl von mehreren Wellenlängenbereichen, in denen Sternhelligkeiten erfaßt werden, kann man über die Helligkeit in einem Wellenlängenintervall und die Helligkeitsunterschiede zu anderen Wellenlängenbereichen auch bei photometrischen Beobachtungen zumindest rohe physikalische Aussagen über einen Stern treffen, ohne sein Spektrum zu kennen. Messungen in einzelnen Wellenlängenbereichen lassen sich durch eine Kombination von entsprechenden Filtern mit dem jeweiligen Empfänger realisieren. Es gibt heute mehr als ein Dutzend verschiedener Filtersysteme mit unterschiedlichen Bandbreiten, die in der Astronomie für lichtelektrische Photometrie verwendet werden. Für spezielle Untersuchungen wurden Systeme entwickelt, die sogar einzelne spektrale Eigenschaften von Sternen registrieren können.

Das von Johnson und Morgan 1953 entwickelte UBV System wird bei Arbeiten mit kleinen Instrumenten allen anderen vorgezogen, weil wegen der breiten Durchlaßbereiche der Filter mehr Photonen den Empfänger erreichen können. Die 700 bis 1000 Å breiten Durchlaßbereiche sind um die Wellenlängen von 3500 Å, 4300 Å und 5500 Å angeordnet.

In Abbildung 3 sind die Durchlaßbereiche des UBV Systems dargestellt, ebenfalls eingezeichnet ist die spektrale Energieverteilung der Sonne und des Sterns Kappa Eri, eines Riesensterns mit dem Spektraltyp B5, der seine größte Helligkeit im kurzwelligen Bereich zeigt. Diese Abbildung macht auch deutlich, daß das System nicht unbedingt den physikalischen Gegebenheiten der Sternstrahlung entspricht. Es wurde zu einer Zeit realisiert, in der man sich darauf beschränkte, mit damals vorhandenen Mitteln das Auslangen zu finden. Vor allem wegen der großen Anzahl der in diesem System vorhandenen Beobachtungen ist es auch heute das de facto "Standardsystem".

5. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Abbildung 3
(Golay 1974)



Realisiert wird das System durch folgende Elemente:

Photomultiplier der Type RCA 1P 21

V-Filter: Corning No. 9863 in Standarddicke

B-Filter: Corning No. 5030 in Standarddicke + 2 mm Schott GG 13

U-Filter: Corning No. 3384 in Standarddicke

ein Spiegelteleskop mit aluminisiertem Spiegel

Höhe des Beobachtungsortes 7000 Fuß (2150 m) über dem Meeresspiegel;

und durch die primären Standardsterne:

HD No.	Name	V	B-V	U-B	Spectral type
12929...	α Ari	2.00	+1.151	+1.12	K2III
18331...	HR 875	5.17	+0.084	+0.05	A1V
69267...	β Cnc	3.52	+1.480	+1.78	K4III
74280...	η Hya	4.30	-0.195	-0.74	B3V
135742...	β Lib	2.61	-0.108	-0.37	B8V
140573...	α Ser	2.65	+1.168	+1.24	K2III
143107...	ϵ CrB	4.15	+1.230	+1.28	K3III
147394...	τ Her	3.89	-0.152	-0.56	B5IV
214680...	10 Lac	4.88	-0.203	-1.04	O9V
219134...	HR 8832	5.57	+1.010	+0.89	K3V

6. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Die effektiven Wellenlängen des UBV-Systems und die entsprechenden Bandbreiten sind:

Farbe	effektive Wellenlänge	Durchlaßbereich
U	3660 A	~ 700 A
B	4400 A	~ 970 A
V	5530 A	~ 870 A

Ein photometrisches Standardsystem wird also durch eine Liste von Sternen definiert, deren Helligkeiten in verschiedenen Spektralbereichen eine genau bestimmte Größe haben. Werden Helligkeiten mit einem bestimmten Fernrohr, Photometer und Filtern gemessen, stellt man damit sein eigenes instrumentelles System auf. Zur Umwandlung von instrumentellen Helligkeiten in ein Standardsystem müssen mit Hilfe von Beobachtungen von Standardsternen dieses Systems die Transformationsgleichungen abgeleitet werden (siehe Abschnitt über Datenreduktion).

Im Anschluß an die Definition des UBV-Systems wurden von Johnson zahlreiche Sterne in diesem System beobachtet, die den Anschluß daran erleichtern und die auch besser über den Himmel verteilt sind. Eine vollständige Liste ist zum Beispiel in der Arbeit von Johnson in "Stars and Stellar Systems" über "Photometric Systems" enthalten. Eine Liste mit UBVRI Helligkeiten von 1325 hellen Sternen erschien 1965 in Sky&Telescope (siehe Referat: Ausgewählte Literatur). Diese Sterne können zur Helligkeitstransformation in das UBV-System verwendet werden, obwohl sie nichts mehr mit der ursprünglichen Definition des UBV-Systems gemeinsam haben. Die Sternhelligkeiten wurden ja erst viele Jahre später mit einigen verschiedenen Fernrohren gemessen. Schwierigkeiten werden nur auftreten, wenn man Sterne verwendet, die nur einmal beobachtet wurden oder die als veränderlich bekannt sind bzw. verdächtigt werden. In den letzten Jahren ist eine Liste mit UBVRI Standardsternen auch im Jahrbuch ("Astronomical Almanac") enthalten.

Anmerkung: Der im Referat: Ausgewählte Literatur ebenfalls erwähnte "Photoelectric Catalogue" des U.S. Naval Observatory, Washington 1970, enthält eine Zusammenstellung aller bis Mitte 1968 in der astronomischen Literatur veröffentlichten Sternhelligkeiten, von denen die Autoren behaupten, daß die Messungen im UBV-System erfolgt sind. In diesem Katalog werden Daten aus 424 verschiedenen Publikationen zusammengestellt. Die darin angeführten Sterne dürfen nicht als Standardsterne benutzt werden!

Einige der heute bekannten Schwächen des UBV-Systems seien ebenfalls angeführt:

- U: das kurzwellige Ende wird nicht allein durch die Undurchlässigkeit der Erdatmosphäre für ultraviolette Strahlung sondern auch vom Material der Teleskopoptik bestimmt; die effektive Wellenlänge ist abhängig von der Farbe des Sterns (Variation etwa zwischen 3500 A für einen Stern mit $B-V = -0.2$ magn. und 3800 A für einen Stern mit $B-V = +1.2$ magn.) und von der Größe des Balmerstrungs bei 3646 A; da praktisch alle UV-Filter für rotes und infrarotes Licht durchlässig sind, treten sogenannte "red leak" Probleme bei der Messung von Sternen späten Spektraltyps auf.

UBVRI STANDARD STARS, J1987.5

BS=HR No.	Name	Right Ascension	Declination	Stand- ards Code	V	U-B	B-V	V-R	V-I	Spectral Type
		h m s	° ' "							
21	11 β Cas	0 08 30.4	+59 04 51		2.27	+0.12	+0.34	+0.31	+0.51	F2 III-IV
39	88 γ Peg	0 12 35.5	+15 06 51	1	2.84	-0.86	-0.23	-0.10	-0.29	B2 IV
45	89 χ Peg	0 13 57.3	+20 08 14	1	4.80	+1.93	+1.57	+1.34	+2.47	M2 III
63	24 θ And	0 16 26.2	+38 36 44		4.61	+0.05	+0.06	+0.08	+0.09	A2 V
113		0 29 37.7	+59 54 30		5.94	-0.36	+0.01			B9 III _n
130	15 κ Cas	0 32 16.9	+62 51 47		4.16	-0.80	+0.14	+0.14	+0.20	B1 Ia
321	30 μ Cas	1 07 26.0	+54 51 34		5.18	+0.09	+0.69	+0.63	+1.04	G5 Vp
437	99 η Psc	1 30 48.8	+15 16 54		3.62	+0.74	+0.97	+0.72	+1.22	G8 III
493	107 ρ Psc	1 41 49.0	+20 12 29	1	5.24	+0.49	+0.84	+0.69	+1.12	K1 V
553	6 β Ari	1 53 56.9	+20 44 50		2.65	+0.10	+0.13	+0.14	+0.22	A5 V
617	13 α Ari	2 06 28.0	+23 24 13	2	2.00	+1.13	+1.15	+0.84	+1.46	K2 III _{ab}
718	73 ξ^2 Cet	2 27 29.6	+ 8 24 16	1	4.29	-0.11	-0.06	+0.02	-0.03	B9 III
753		2 35 23.6	+ 6 49 40	1	5.82	+0.79	+0.97	+0.83	+1.36	K3 V
875		2 55 59.8	- 3 45 44	2	5.17	+0.05	+0.08	+0.11	+0.16	A1 V
996	96 κ Cet	3 18 42.3	+ 3 19 30		4.84	+0.19	+0.68	+0.57	+0.93	G5 V
1034		3 27 09.5	+49 01 12		4.98	-0.55	-0.10	+0.01	-0.09	B3 V
1046		3 29 02.6	+55 24 34		5.10	+0.05	+0.04	+0.09	+0.08	A1 V
1084	18 ϵ Eri	3 32 20.5	- 9 30 00	1	3.73	+0.58	+0.88	+0.72	+1.19	K2 V
1131	38 σ Per	3 43 32.0	+32 14 58		3.83	-0.75	+0.05	+0.12	+0.12	B1 III
1144	18 τ Tau	3 44 24.9	+24 48 02	1	5.65	-0.36	-0.07	+0.03	-0.04	B8 V
1165	25 η Tau	3 46 44.4	+24 04 02	1	2.87	-0.35	-0.09	+0.03	-0.01	B7 III
1172		3 47 36.3	+23 23 00		5.45	-0.32	-0.07	+0.05	-0.01	B8 V
1228	46 ξ Per	3 58 09.1	+35 45 21		4.04	-0.93	+0.02	+0.16	+0.15	O7.5
1346	54 γ Tau	4 19 04.9	+15 35 53		3.65	+0.81	+0.99	+0.73	+1.20	K0 III _{ab}
1373	61 δ Tau	4 22 12.8	+17 30 50		3.76	+0.82	+0.99	+0.73	+1.20	K1 III
1409	74 ϵ Tau	4 27 53.1	+19 09 12	1	3.54	+0.87	+1.01	+0.73	+1.23	K1 III
1411	77 θ^1 Tau	4 27 51.6	+15 56 06	1	3.83	+0.72	+0.95	+0.71	+1.18	G9 III
1412	78 θ^2 Tau	4 27 56.8	+15 50 38	1	3.39	+0.12	+0.18	+0.18	+0.27	A7 III
1543	1 π^3 Ori	4 49 09.6	+ 6 56 25	1	3.19	-0.01	+0.46	+0.42	+0.68	F6 V
1552	3 π^4 Ori	4 50 32.4	+ 5 35 04		3.68	-0.81	-0.16	-0.05	-0.21	B2 III
1641	10 η Aur	5 05 38.2	+41 13 07	1	3.18	-0.67	-0.18	-0.05	-0.22	B3 V
1666	67 β Eri	5 07 14.1	- 5 06 07		2.79	+0.10	+0.13	+0.14	+0.22	A3 III
1781		5 23 03.9	- 0 10 15	1	5.70	-0.88	-0.21	-0.08	-0.27	B2 V
1791	112 β Tau	5 25 30.1	+28 35 52		1.65	-0.49	-0.13	-0.01	-0.11	B7 III
1855	36 ν Ori	5 31 19.5	- 7 18 36	1	4.62	-1.07	-0.26	-0.12	-0.38	B0 V
1861		5 32 03.3	- 1 36 01	1	5.35	-0.93	-0.19	-0.05	-0.24	B1 V
1938		5 39 47.5	+31 21 08	1	6.04	-0.21	+0.05	+0.11	+0.16	B7 V
2010	134 τ Tau	5 48 50.8	+12 38 53		4.91	-0.16	-0.07	+0.02	-0.06	B9 IV
2047	54 χ^1 Ori	5 53 38.5	+20 16 29		4.41	+0.08	+0.59	+0.51	+0.82	G0 V
2382	12 μ Mon	6 31 39.4	+ 4 51 56		5.83	+0.78	+1.00	+0.72	+1.25	K0 III
2421	24 γ Gem	6 36 59.4	+16 24 39		1.92	+0.05	0.00	+0.06	+0.05	A0 IV
2693	25 δ CMa	7 07 53.0	-26 22 22		1.84	+0.54	+0.67	+0.51	+0.84	F8 Ia
2763	54 λ Gem	7 17 22.5	+16 33 49		3.58	+0.09	+0.12	+0.12	+0.17	A3 V
2782	30 τ CMa	7 18 11.3	-24 55 51		4.40	-0.99	-0.15	-0.04	-0.22	O9 Ib
2787		7 17 51.7	-36 42 39		4.67	-0.79	-0.10	+0.10	+0.05	B3 Ve
2852	62 ρ Gem	7 28 18.5	+31 48 36	1	4.18	-0.02	+0.32	+0.32	+0.51	F0 V
2990	78 β Gem	7 44 33.1	+28 03 26		1.14	+0.86	+1.00	+0.75	+1.25	K0 III _b
3249	17 β Cnc	8 15 50.3	+ 9 13 29	2	3.53	+1.77	+1.48	+1.12	+1.90	K4 III
3314		8 25 02.2	- 3 51 54		3.90	-0.03	-0.02	+0.03	-0.02	A0 V
3427	39 ν Cnc	8 39 23.4	+20 03 09	1	6.39	+0.83	+0.98	+0.72	+1.19	K0 III
3454	7 η Hya	8 42 34.3	+ 3 26 38	2	4.30	-0.74	-0.20	-0.07	-0.26	B4 V
3569	9 ϵ UMa	8 58 21.3	+48 05 29		3.14	+0.07	+0.19	+0.22	+0.29	A7 IV
3579		8 59 49.9	+41 49 58		3.97	+0.06	+0.43	+0.40	+0.62	F5 V
3815	11 ν LMi	9 34 54.8	+35 52 02	1	5.41	+0.44	+0.77	+0.62	+0.99	G8 IV-V
3974	21 ν LMi	10 06 41.7	+35 18 22	1	4.49	+0.07	+0.18	+0.18	+0.25	A7 V

UBVRI STANDARD STARS, J1987.5

BS=HR No.	Name	Right			Stand- ards Code	V	U-B	B-V	V-R	V-I	Spectral Type
		Ascension	Declination								
		h m s	° ' "								
3982	32 α Leo	10 07 42.4	+12 01 43	1	1.35	-0.36	-0.11	-0.02	-0.12	B7 V	
4031	36 ζ Leo	10 15 59.8	+23 28 48		3.44	+0.19	+0.31	+0.31	+0.50	F0 III	
4033	33 λ UMa	10 16 20.8	+42 58 38		3.45	+0.06	+0.03	+0.08	+0.07	A2 IV	
4054	40 Leo	10 19 03.4	+19 32 05		4.80	+0.01	+0.45	+0.45	+0.68	F6 IV	
4112	36 UMa	10 29 49.9	+56 02 42		4.84	-0.01	+0.52	+0.48	+0.76	F8 V	
4133	47 ρ Leo	10 32 09.2	+ 9 22 16		3.85	-0.95	-0.14	-0.05	-0.21	B1 Iab	
4456	90 Leo	11 34 03.5	+16 51 58	1	5.95	-0.65	-0.16	-0.06	-0.24	B3 V	
4534	94 β Leo	11 48 25.4	+14 38 31		2.14	+0.08	+0.08	+0.06	+0.08	A3 V	
4550		11 52 15.7	+37 48 31	1	6.45	+0.17	+0.75	+0.66	+1.11	G8 Vp	
4554	64 γ UMa	11 53 10.6	+53 45 51		2.44	+0.03	0.00	0.00	-0.03	A0 V	
4623	1 α Crv	12 07 46.0	-24 39 33		4.02	-0.02	+0.32	+0.30	+0.48	F2 V	
4660	69 δ UMa	12 14 48.7	+57 06 07		3.31	+0.07	+0.08	+0.06	+0.06	A3 V	
4662	4 γ Crv	12 15 09.7	-17 28 21	1	2.58	-0.35	-0.11	-0.04	-0.13	B8 IIIp	
4707	12 Com	12 21 52.7	+25 54 56	1	4.81	+0.27	+0.49	+0.47	+0.80	G III+A2 V	
4751		12 28 07.2	+25 58 06	1	6.65	+0.08	+0.22	+0.15	+0.23	A0p	
4752	17 Com	12 28 17.3	+25 58 55	1	5.29	-0.10	-0.06	+0.02	-0.06	A0p (Si)	
4785	8 β CVn	12 33 09.0	+41 25 31		4.27	+0.05	+0.59	+0.54	+0.85	G0 V	
4983	43 β Com	13 11 17.4	+27 56 29	1	4.26	+0.08	+0.58	+0.49	+0.79	G0 V	
5019	61 Vir	13 17 45.0	-18 14 31	1	4.74	+0.26	+0.71	+0.58	+0.94	G6 V	
5062	80 UMa	13 24 43.5	+55 03 11		4.02	+0.08	+0.16	+0.17	+0.24	A5 V	
5185	4 τ Boo	13 46 40.1	+17 31 07		4.50	+0.05	+0.48	+0.41	+0.65	F7 V	
5235	8 η Boo	13 54 05.4	+18 27 36		2.68	+0.20	+0.58	+0.44	+0.73	G0 IV	
5264	93 τ Vir	14 01 00.6	+ 1 36 17		4.26	+0.13	+0.10	+0.15	+0.21	A3 V	
5340	16 α Boo	14 15 05.5	+19 14 50		-0.05	+1.28	+1.23	+0.97	+1.62	K2 IIIp	
5359	100 λ Vir	14 18 25.9	-13 18 50		4.52	+0.09	+0.13	+0.10	+0.14	A2m	
5447	28 σ Boo	14 34 08.2	+29 47 57		4.47	-0.08	+0.37	+0.34	+0.53	F2 V	
5511	109 Vir	14 45 37.0	+ 1 56 42		3.73	-0.03	-0.01	+0.07	+0.05	A0 V	
5570	16 Lib	14 56 31.7	- 4 17 46		4.49	+0.04	+0.32	+0.32	+0.49	F0 IV	
5634	45 Boo	15 06 45.1	+24 55 03		4.93	-0.02	+0.43	+0.40	+0.61	F5 V	
5685	27 β Lib	15 16 20.0	- 9 20 15	2	2.61	-0.37	-0.11	-0.04	-0.14	B8 V	
5854	24 α Ser	15 43 39.1	+ 6 27 52	2	2.64	+1.25	+1.17	+0.81	+1.37	K2 III CN 1.5	
5868	27 λ Ser	15 45 50.2	+ 7 23 30		4.43	+0.10	+0.60	+0.51	+0.83	G0 V	
5933	41 γ Ser	15 55 52.5	+15 42 07		3.86	-0.03	+0.48	+0.49	+0.73	F6 V	
5947	13 ε CrB	15 57 04.2	+26 54 49	2	4.15	+1.28	+1.23	+0.89	+1.51	K2 III	
6092	22 τ Her	16 19 21.9	+46 20 34	2	3.90	-0.57	-0.15	-0.09	-0.26	B5 IV	
6175	13 ζ Oph	16 36 28.2	-10 32 33		2.56	-0.85	+0.02	+0.10	+0.06	O9.5 Vnn	
6603	60 β Oph	17 42 51.3	+ 4 34 19	1	2.77	+1.24	+1.17	+0.82	+1.39	K2 III	
6629	62 γ Oph	17 47 15.9	+ 2 42 41	1	3.75	+0.04	+0.04	+0.04	+0.04	A0 V	
6705	33 γ Dra	17 56 18.9	+51 29 24		2.22	+1.88	+1.52	+1.14	+1.99	K5 III	
7178	14 γ Lyr	18 58 28.5	+32 40 19		3.24	-0.08	-0.05	-0.03	-0.04	B9 III	
7235	17 ζ Aql	19 04 50.1	+13 50 39		2.99	-0.01	+0.01	+0.01	+0.01	A0 V:nn	
7377	30 δ Aql	19 24 52.1	+ 3 05 21		3.36	+0.04	+0.32	+0.25	+0.41	F0 IV	
7446	39 κ Aql	19 36 13.1	- 7 03 22	1	4.96	-0.87	0.00	+0.06	+0.02	B0.5 IIIIn	
7602	60 β Aql	19 54 42.0	+ 6 22 30	1	3.72	+0.49	+0.86	+0.66	+1.15	G8 IV	
7906	9 α Del	20 39 03.5	+15 52 03	1	3.77	-0.21	-0.06	0.00	-0.04	B9 IV	
7950	2 ε Aqr	20 47 00.0	- 9 32 31		3.77	+0.02	0.00	+0.07	+0.07	A1 V	
8085†	61 Cyg A	21 06 20.9	+38 41 03		5.22	+1.11	+1.17	+1.03	+1.68	K5 V	
8086†	61 Cyg B	21 06 20.9	+38 41 03		6.03	+1.23	+1.37	+1.17	+2.00	K7 V	
8469	22 λ Cep	22 11 05.2	+59 21 10		5.05	-0.74	+0.24	+0.28	+0.43	O6 If	
8622	10 Lac	22 38 41.9	+38 59 06	2	4.88	-1.05	-0.20	-0.09	-0.30	O9 V	
8781	54 α Peg	23 04 08.3	+15 08 16		2.48	-0.06	-0.04	+0.01	-0.02	B9.5 III	
8832		23 12 40.6	+57 05 57	2	5.57	+0.89	+1.00	+0.83	+1.36	K3 V	

† Center of gravity position

7. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

- B: die effektive Wellenlänge ist abhängig von der Farbe des Sterns, sie liegt für blaue (heiße) Sterne bei kürzeren Wellenlängen als für rote (kühle) Sterne; der Durchlaßbereich wird hauptsächlich durch die Filter definiert.
- V: das langwellige Ende wird durch die Rotempfindlichkeit des Empfängers bestimmt; M-Sterne mit ihren starken TiO Banden werden verfälscht gemessen.

Es ist nicht für alle Problemstellungen erforderlich, eine Transformation in das UBV-System durchzuführen. Allerdings muß man bei der Veröffentlichung der Beobachtungsergebnisse darauf hinweisen, daß die angegebenen Helligkeiten instrumentelle Helligkeiten sind. Beobachtet man etwa Bedeckungsveränderliche und ist nur an Minimumzeiten interessiert, können diese auch aus Lichtkurven in einem instrumentellen System abgeleitet werden.

2.4 Der Einfluß der Erdatmosphäre auf photometrische Messungen

Beim Durchgang durch die Erdatmosphäre erfährt das Sternlicht eine Abschwächung einerseits durch Absorption und andererseits durch Streuung an kleinen Staubteilchen und Wassertröpfchen in der Luft. Diese Abschwächung wird Extinktion genannt. Der Betrag der Extinktion ist von der Länge des Weges abhängig, den das Licht in der Erdatmosphäre zurücklegt. Ein Stern erscheint uns umso schwächer, je größer seine Zenitdistanz ist. Im ultravioletten Spektralbereich wird die Extinktion durch Sauerstoffmoleküle und Ozon so groß, daß die Erdatmosphäre für kurzwellige Strahlung vollkommen undurchlässig wird. Im visuellen Bereich beträgt die Extinktion für einen Stern im Zenit selbst in einer guten Nacht etwa 15 %. Auf hohen Bergen ist die atmosphärische Extinktion wesentlich geringer als in Höhen von einigen hundert Metern.

Die Extinktion nimmt bei Zenitdistanzen größer als 45 Grad sehr stark zu, daher sollte man niemals photometrische Messungen in geringen Höhen machen. Dies ist gleichbedeutend damit, jeden Stern so nahe als möglich beim Meridian zu beobachten.

Für photometrische Beobachtungen muß die Transparenz über den Himmel hinweg gleichförmig sein und darf sich auch während der Beobachtungszeit nicht ändern. Daraus resultiert die Forderung, photometrische Messungen nur in wolkenlosen Nächten durchzuführen. Hohe, dünne Zirren sind zwar in mondlosen Nächten schwierig zu sehen, gerade sie kommen und verschwinden aber nicht plötzlich. Daher sollte man den Himmel in der Abend- oder Morgendämmerung sorgfältig kontrollieren. Das Vorhandensein von Zirren beeinträchtigt Helligkeitsmessungen sehr stark (außer man beobachtet mit einem Zweikanalphotometer). Man sollte immer daran denken, daß in der Photometrie eine zweifelhafte Beobachtung schlechter ist als gar keine.

Ist der Vergleichssterne nahe genug bei dem Stern, dessen Helligkeit gemessen werden soll, ist also der Unterschied in den Zenitdistanzen der beiden Sterne gering, ist der Extinktionsunterschied zwischen ihnen vernachlässigbar. Allerdings muß man bei verschiedenen Zenitdistanzen gemessene Sternhelligkeiten auf ihre Helligkeit im Zenit korrigieren.

8. Fortsetzung: Beobachtungspraxis

Für photometrische Beobachtungen wird die Weglänge X , die das Sternlicht in der Atmosphäre zurücklegt, in Einheiten der Luftmasse im Zenit des Beobachters definiert. Zur Vereinfachung nimmt man an, daß die Erdatmosphäre eine planparallele Schicht mit gleichförmiger Transparenz in alle Richtungen ist. In Abbildung 4 ist dies schematisch dargestellt.

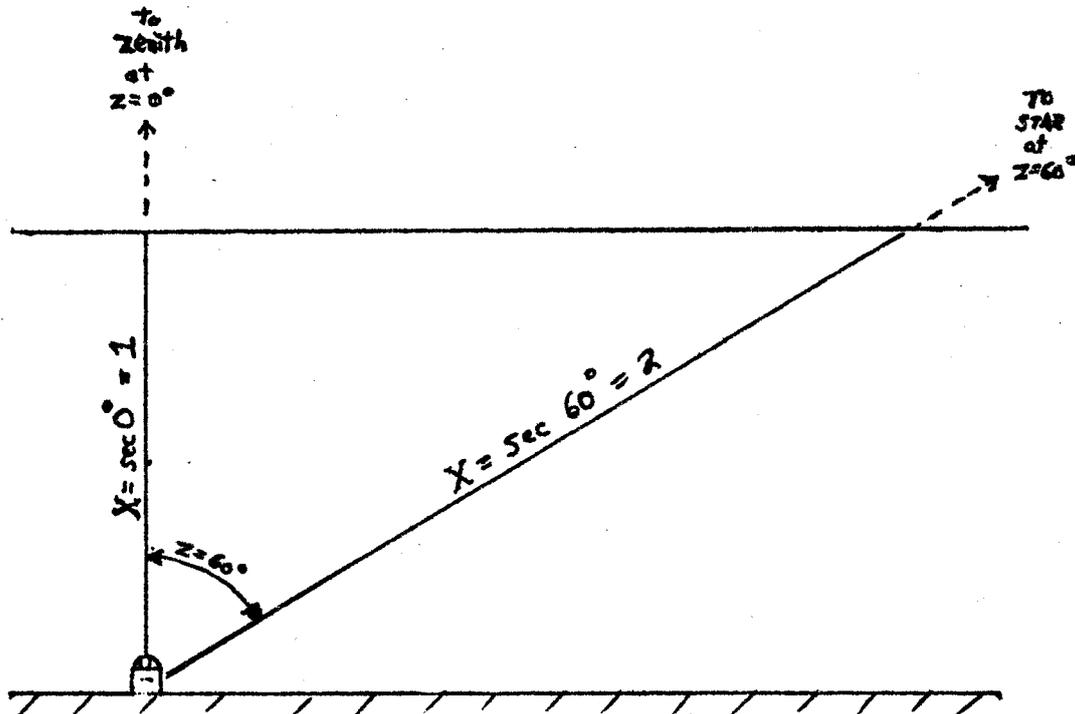


Abbildung 4 (Hall und Genet 1981)

Die Luftmasse im Zenit wird als 1 definiert, und man sieht aus der Darstellung, daß sie für Zenitdistanzen mit dem Wert z durch den Sekans der Zenitdistanz gegeben ist. Nur für extrem große Zenitdistanzen sind an die Werte $\sec z$ Korrekturen bei der tatsächlichen Luftmassenbestimmung anzubringen. Hält man sich an die Empfehlung, Sterne in möglichst grosser Höhe über dem Horizont zu beobachten, kann man diese Probleme vermeiden.

Der Helligkeitsunterschied eines Sterns der Helligkeit m in der Zenitdistanz z gegenüber diesem Stern im Zenit läßt sich also nach der Formel

$$m_0 = m - kX \quad \text{mit } X = \sec z$$

mit

m_0	Helligkeit des Sterns im Zenit
m	gemessene Sternhelligkeit
k	Extinktionskoeffizient
z	Zenitdistanz

bestimmen. Die Zenitdistanz jedes Sterns kann nach der Gleichung

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

wobei

φ	geographische Breite des Beobachtungsortes
δ	Deklination des Sterns
H	Stundenwinkel des Sterns

bedeuten, berechnet werden.

9. Fortsetzung: Beobachtungspraxis

Die Zahlenwerte für $secz$ und den Extinktionskoeffizienten k sind immer positiv, die Helligkeit eines Sterns im Zenit muß größer sein als die gemessene (numerisch ist ihr Wert dann kleiner).

Abbildung 5 zeigt ein Beispiel für die Wellenlängenabhängigkeit des Extinktionskoeffizienten k wie sie aus Messungen am Mount Wilson und am McDonald Observatorium bestimmt wurde. Da sie eine Funktion sowohl der Transparenz der Atmosphäre als auch der Höhe eines Observatoriums ist, kann diese Kurve nicht auf andere Beobachtungsorte übertragen werden.

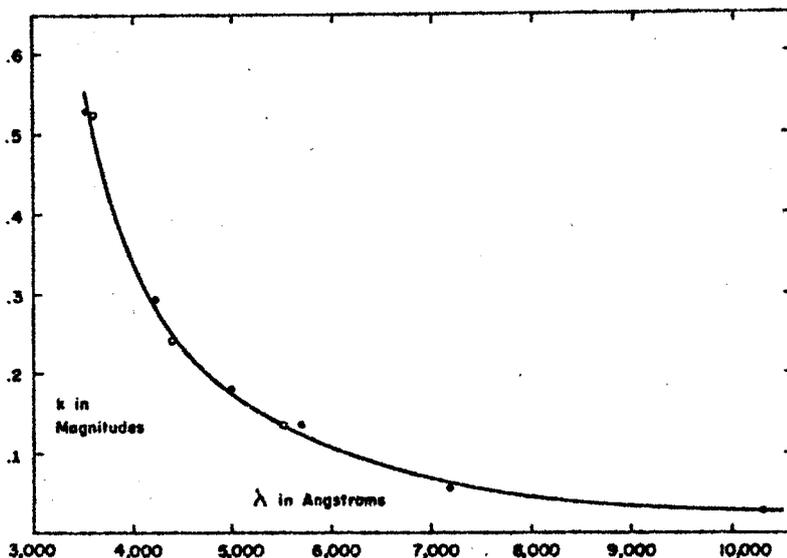


Abbildung 5 (Hardie 1962)

Da die Extinktion wellenlängenabhängig ist, muß man für verschiedene Wellenlängen verschiedene Extinktionskoeffizienten bestimmen. In der Praxis beobachtet man sowohl einen blauen als auch einen roten Stern im Laufe einer Nacht mehrmals und zeichnet ein Diagramm, in dem die bei verschiedenen Zenitdistanzen gemessenen Helligkeiten in Abhängigkeit von der Luftmasse dargestellt werden. Die Extinktionskoeffizienten sind von Nacht zu Nacht verschieden.

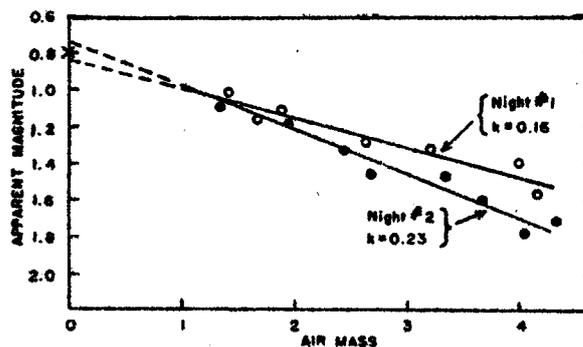
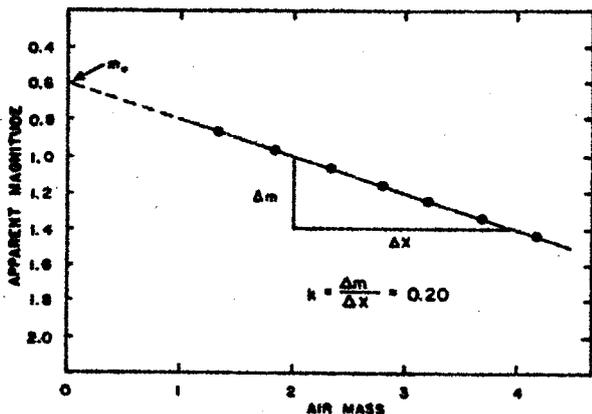


Abbildung 6 (Hardie 1962)

10. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

In Abbildung 6 ist die graphische Bestimmung eines Extinktionskoeffizienten schematisch dargestellt. Zu einer verlässlichen Bestimmung der Helligkeit eines Sterns im Zenit mittelt man am besten die Beobachtungen von mehreren Nächten.

Sternpaare für Extinktionsbestimmungen wurden von Crawford und Golson 1971 sowie von Barnes und Moffett 1979 zusammengestellt und veröffentlicht. Sterne, die man sowohl zur Bestimmung der Extinktion als auch für einen Anschluß an das UBV System beobachten kann, sind zum Beispiel folgende (nach Guinan et. al. 1986):

HR	NAME	RA(2000)			DECL(2000)			Sp.	V	B - V
		h	m	s	°	'	"			
458	ν And	01	36	48	+41	24	20	F8 V	+4.09	+0.54
477	τ And	01	40	35	+40	34	37	B8 III	4.94	-0.09
483		01	41	47	+42	36	49	G1.5 V	4.95	+0.61
1051		03	30	37	+48	06	13	B8 V	5.82	-0.04
1052	σ Per	03	30	34	+47	59	43	K3 III	4.36	+1.35
1226		03	58	29	+38	50	25	gK1	6.30	+1.08
1229		03	59	40	+38	49	14	A1Vp	6.38	+0.10
5854	α Ser	15	44	16	+06	25	32	K2 III	2.65	+1.17
5859		15	45	23	+05	26	49	A0 V	5.58	+0.04
6418	π Her	17	15	03	+36	48	33	K3 II	3.16	+1.44
6436	69 Her	17	17	40	+37	17	29	A2 V	4.65	+0.05
8451		22	10	21	-03	53	39	A1 V	6.27	-0.01
8453		22	10	34	-04	16	01	K0 III	6.01	+0.98

2.5 Meßablauf

Vor Beginn der Messungen ist zunächst am Photometer die Auswahl der Blendengröße zu treffen. Man muß versuchen, einen möglichst großen Anteil des Lichts des in der Blende abgebildeten Beugungsscheibchens zu erfassen ohne zuviel vom umgebenden Hintergrund mitzumessen.

Die Größe des Beugungsscheibchens ist abhängig von der Teleskopöffnung (es wird bei kleineren Öffnungen größer). Da der bei einer Breitbandphotometrie gemessene Lichtanteil nicht monochromatisch ist, wird das Beugungsbild noch beträchtlich verschmiert. Bei einem 40 cm Fernrohr mit einer zentralen Abschattung durch den Sekundärspiegel von etwa 40 % benötigt man eine Blende von 17" bei 5000 Å Wellenlänge, um 99 % des Sternlichts zu erfassen. Der Lichtverlust wird größer, wenn z. B. das Licht an Staubteilchen auf der Teleskopoptik gestreut wird, nicht genau im Fokus gearbeitet wird, das Seeing schlecht ist oder man bei großen Zenitdistanzen beobachtet. Formeln zur Abschätzung findet man bei Young (1974).

11. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Für das 60 cm Teleskop des L.Figl-Observatoriums gelten folgende Werte (für eine Wellenlänge von 5000 Å):

Blendendurchmesser	Anteil des erfaßten Sternlichts
5"	97.7 %
10"	98.9 %
15"	99.2 %
20"	99.4 %
25"	99.5 %
30"	99.6 %
40"	99.7 %
50"	99.8 %

Es gibt für jedes Fernrohr also eine ideale Blendengröße, die man selbst bestimmen muß.

Die Helligkeitsverteilung über das Sternbild ist im Mittel für helle und schwache Sterne gleich, das heißt, daß in einer Blende mit einem gegebenen Durchmesser der selbe Anteil des Sternlichts von hellen und schwachen Sternen abgebildet wird. Nur dem menschlichen Auge kommen helle Sterne größer vor, da es mehr Licht von ihnen erfassen kann als von schwachen. Daraus ergibt sich, daß man alle Messungen eines Beobachtungssatzes mit der gleichen Blende durchführen muß, also niemals Vergleichssterne und Veränderlichen mit verschiedenen Blenden messen darf.

Bei einer großen Blende kann der zentrierte Stern durch Nachführungsfehler nicht zu nahe an den Blendenrand kommen; jedenfalls muß der Stern bei jeder Messung neu in der Blendenmitte eingestellt werden. Dadurch können auch Unregelmäßigkeiten in der Empfindlichkeit der Empfängerfläche weitgehend kompensiert werden. Hat ein zu messender Stern einen nahen Begleiter, ist es am schlechtesten, ihn bei der Messung nicht in die Blendenmitte einzustellen; bei jeder Messung wird ein anderer Anteil seines Lichts mitgemessen. Sinnvoll ist es, am Ende einer Messung zu überprüfen, ob der Stern noch im Blendenzentrum steht. Gelingt es nicht, einen Stern während der Integrationszeit in der Blende zu halten, werden die Messungen sinnlos und man sollte die Fernrohrnachführung verbessern!

Die Wahl einer kleineren Blende sollte nur aus zwei Gründen geschehen: entweder

- um einen nahen Begleiter auszuschließen
- oder
- wenn der Himmelshintergrund im Vergleich zur Sternhelligkeit zu groß ist. Wenn der Anteil des Hintergrunds mehr als 20 % des Betrages erreicht, den man für Stern und Hintergrund gemeinsam mißt, ist die Blende zu groß gewählt.

Die Messungen für differentielle Photometrie werden in der Reihenfolge

HIMMELSHINTERGRUND-VERGLEICHSSTERN-VERÄNDERLICHER-VERGLEICHSSTERN-HIMMELSHINTERGRUND

durchgeführt.

12. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Der Himmelshintergrund soll während der Beobachtung eines Objektes immer an der selben Stelle gemessen und so ausgewählt werden, daß er nicht durch schwache, im Fernrohr nicht mehr sichtbare Sterne beeinflusst wird. Das bedeutet, daß man nicht erst am Teleskop den Ort bestimmt, an dem man den Hintergrund messen will. Es gehört zu einer sorgfältigen Vorbereitung von Beobachtungen einfach dazu, daß man sich mit Hilfe von Kartenwerken davon überzeugt, keinen schwächeren Stern mitzumessen.

Die Messungen sollten möglichst rasch aufeinander folgen, ein Meßsatz darf bei typischen Integrationszeiten von 30 bis 40 Sekunden nicht länger als einige Minuten dauern. Beobachtet man kurzperiodische Sterne, ist dies besonders wichtig; nur so kann man die Feinheiten der Lichtkurve tatsächlich erfassen.

Es gibt viele Beobachtungsprogramme, bei denen Photometrie in einer Farbe durchaus ausreicht. Diesen Vorteil sollte man nach Möglichkeit nutzen, weil man dabei eine wesentlich größere Genauigkeit erreicht. Man verliert keine Zeit beim Filterwechsel (und durch das Ändern der Verstärkerstufen). Beobachtet man in mehreren Farben, gibt es verschiedene Möglichkeiten für der Meßablauf:

- man mißt den Hintergrund mit allen Filtern, den Vergleichssterne mit allen Filtern, den Veränderlichen mit allen Filtern, usw. und vermeidet damit unnötige Teleskopbewegungen;
- man mißt Hintergrund, Vergleichssterne, Veränderlicher, Vergleichssterne Hintergrund mit einem Filter, dann mit dem zweiten und dem dritten; dies sollte man vor allem bei langsam veränderlichen Sternen tun (wird während einer Nacht nur ein Punkt einer Lichtkurve beobachtet, sollte man mehrere Messungen durchführen und diese mitteln);
- andere Abläufe sollte man bei rasch veränderlichen Sternen auswählen; bei guten Himmelsbedingungen kann die Anzahl der Hintergrund- und Vergleichssterne messungen geringer gehalten werden, die Messungen des Veränderlichen können dann häufiger erfolgen; jedenfalls soll der Meßablauf immer symmetrisch sein.

2.6 Zeit

Selbstverständlich muß man bei jeder Messung des Veränderlichen den Zeitpunkt notieren, zu dem sie durchgeführt wurde. Am einfachsten ist es wohl, zunächst MEZ zu verwenden, die Umwandlung in UT und vor allem in Julianisches Datum (in dieser Zeitangabe werden Daten über Veränderliche veröffentlicht) kann bei der Reduktion der Daten erfolgen.

Registriert man die Messungen mit einem Schreiber, so erfolgt der Papiertransport mit konstanter Geschwindigkeit und es reicht aus, in Abständen von einigen Minuten Zeitmarken auf dem Papier aufzubringen. Bei der Datenreduktion kann man dann den exakten Beobachtungszeitpunkt bestimmen.

Erfolgt die Datenausgabe in Form von Zählraten, ist es einfachsten, die Integration jeweils zu einer vollen Minute zu starten und die Zeit zu notieren. Der tatsächliche Beobachtungszeitpunkt ist der Beginn der Integrationszeit vermehrt um deren Hälfte.

Im Zeitalter der Digitaluhren ist es möglich, die Zeitangaben etwa auf

13. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

die Sekunde genau einzuhalten. Nicht vergessen, zu Beginn und am Ende der Beobachtungszeit den Uhrstand festzustellen, damit erforderliche Korrekturen angebracht werden können (die stündlichen Nachrichtensendungen im Rundfunk mit dem Zeitzeichen sind hilfreich!).

Genauere Zeitangaben braucht man auch zu einer eventuell notwendigen Berechnung des jeweiligen Stundenwinkels der Sterne zur Luftmassenbestimmung.

2.7 Ein Beobachtungs-Logbuch

Es ist sinnvoll, über jede Beobachtungsnacht genaue Aufzeichnungen zu führen, die für die Datenreduktion nötig sind und die auch bei der Klärung von eventuell auftretenden Schwierigkeiten helfen.

Eine genaue und eindeutige Datumsangabe am Anfang und am Ende einer Nacht ist selbstverständlich, ebenso allgemeine Angaben über das benutzte Instrumentarium (verwendeter Multiplier, Hochspannung, Einstellung des Verstärkers).

Da ein Beobachtungsprogramm meistens mehrere Veränderliche beinhaltet, muß man auch genaue Aufzeichnungen über die beobachteten Sterne und die dabei verwendeten Blendengrößen führen.

Für jede einzelne Messung müssen Objekt, Meßzeit, Verstärkerstufe und Filter eindeutig identifizierbar sein.

Angaben über die Beurteilung der Transparenz des Himmels und über Seeing helfen ebenso bei der Abschätzung der Qualität der Beobachtungen wie solche über Mondaufgang (Untergang) oder Dämmerung.

Manche der Ratschläge sind trivial, aber man soll daran denken, daß man sich schon am nächsten Tag an vieles nicht mehr erinnern kann, einfach weil man während der Nacht zu müde war.

3. Datenreduktion

3.1 Bestimmung von instrumentellen Helligkeitsdifferenzen

Als Beispiel habe ich Beobachtungen des Sterns PU Vul gewählt, die am 28. Dezember 1981 ab 17 Uhr 57 MEZ in V mit dem 60 cm Teleskop des L.Figl-Observatoriums durchgeführt wurden. Da der Vergleichssterne BD +21 4165 nicht einmal 6 Bogenminuten vom Veränderlichen entfernt und ihm in der Farbe sehr ähnlich ist, wurden keine Extinktionskorrekturen angebracht.

Abbildung 7 zeigt einen Ausschnitt der Aufzeichnung der Messungen mit Hilfe eines Schreibers. Die Registrierungen der Intensität des Himmelshintergrunds und des Vergleichssterne werden durch gerade Linien verbunden, die Registrierungen des Veränderlichen versucht man durch mittlere Linien darzustellen. Subtrahiert man den Wert der Intensität des Himmelshintergrunds, erhält man die Intensitäten des Vergleichssterne (Comp) und des Veränderlichen (Var). Man berechnet aus dem Intensitätsverhältnis der beiden Sterne den Helligkeitsunterschied in Größenklassen nach der Formel

$$m(\text{var}) - m(\text{comp}) = - 2.5 \log I(\text{var})/I(\text{comp})$$



15. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Die daraus resultierenden Helligkeitsunterschiede sind:

-0.673, -0.681, -0.688, -0.695, -0.687, -0.691 magn.

bzw. der Mittelwert

-0.686 ± 0.003 magn.

Die Helligkeit des Vergleichssterne in V ist 9.30 magn., die Helligkeit des Veränderlichen also 8.61 magn.

(Zu beachten ist, daß die Linien nach dem Kopieren nachgezogen wurden, es können sich also bei dem Versuch, die Reduktion nachzuvollziehen, kleine Unterschiede ergeben).

Bei PU Vul handelt es sich um einen langsam veränderlichen Stern, für die Lichtkurve wird jede Nacht nur ein Meßpunkt benötigt. Beobachtet man ein Maximum oder Minimum eines veränderlichen Sterns, verfährt man über den gesamten Beobachtungszeitraum auf die selbe Art. Arbeitet man z. B. mit Zählraten, subtrahiert man die Intensität des Himmelshintergrunds von den Zählraten für Veränderlichen und Vergleichssterne und verwendet dann die oben angeführte Formel.

3.2 Die genaue Beobachtungszeit und die heliozentrische Korrektur

Die Zeitangaben von Beobachtungen veränderlicher Sterne müssen natürlich in einer einheitlichen Form erfolgen, um dem Benutzer der Daten (z.B. zur Periodenbestimmung von Beobachtungen eines Sterns durch verschiedene Autoren) komplizierte Umrechnungen zu ersparen. Als erster Schritt wird MEZ in Weltzeit UT umgewandelt (1 Stunde abgezogen - Vorsicht während der Dauer der Sommerzeit). Da eine fortlaufende Tageszählung (ohne Unterteilung in Jahre und Monate) für jede weitere Auswertung von Vorteil ist, werden alle Zeiten in Julianischem Datum und Tagesbruchteilen angegeben. Zu beachten ist, daß Julianische Tage nicht um Mitternacht beginnen sondern um 12 Uhr mittags. Die Nummer des entsprechenden Julianischen Tages kann man dem Himmelskalender oder dem Nautical Almanac entnehmen.

Bei der Umrechnung in Tagesbruchteile sollte man überlegen, wie genau die eigenen Zeitangaben tatsächlich sind. Erreicht man die Genauigkeit einer Sekunde, sind Angaben auf 5 bis 6 Dezimalstellen gerechtfertigt (1 Sekunde = 0.000012 Tage); kann man die Zeit nur auf die Minute genau angeben, darf man bei den Tagesbruchteilen auch nur 4 Dezimalstellen verwenden.

Die Beobachtungszeit gibt zunächst an, wann das untersuchte Lichtsignal die Erde erreicht hat, sie ist also geozentrisch. Sie muß in heliozentrische Zeit umgewandelt werden, d.h. in den Zeitpunkt, zu dem ein Beobachter auf der Sonne die Messung gemacht hätte. Nur dadurch können zu verschiedenen Jahreszeiten gemachte Beobachtungen miteinander verglichen werden. Wegen des endlichen Wertes der Lichtgeschwindigkeit kann Licht eines Sterns die Erde um bis zu 500 Sekunden früher oder später erreichen als die Sonne (abhängig von Jahreszeit - Länge der Sonne, Größe des Radiusvektors von der Erde zur Sonne, Schiefe der Ekliptik und Koordinaten des Sterns). Für einen Stern genau in der Ebene der Ekliptik kann der Maximalwert der heliozentrischen Korrektur erreicht werden, nur für einen Stern direkt an einem der Pole der Ekliptik ist keine helio-

16. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

zentrische Korrektur anzubringen.

Die heliozentrische Korrektur kann nach der Formel

$$\text{Hel. Corr.} = -0,0057756 [(R \cos \Theta) (\cos \alpha \cos \delta) + \\ + (R \sin \Theta) (\sin \epsilon \sin \delta + \cos \epsilon \cos \delta \sin \alpha)]$$

mit

R	Radiusvektor der Erde zum Beobachtungszeitpunkt
Θ	Länge der Sonne zum Beobachtungszeitpunkt
α	Rektaszension des Sterns
δ	Deklination des Sterns
ϵ	Schiefte der Ekliptik

berechnet werden. 0.0057756 Tage benötigt Licht zum Durchlaufen einer Astronomischen Einheit.

Eine andere Schreibweise der Formel ist

$$\text{hel. corr.} = 0.0057756 \text{ Tage } (X \cos \alpha \cos \delta + Y \sin \alpha \cos \delta + Z \sin \delta),$$

wobei die Größen X, Y, Z (rechtwinkelige Koordinaten der Erde in bezug auf das Barizentrum des Sonnensystems) direkt dem Nautical Almanac für jeden Tag entnommen werden können. Bei sehr genauen Zeitangaben kann es erforderlich sein, für X, Y und Z die genauen Werte etwa für die Mitte des Beobachtungszeitraumes des Sterns zu interpolieren.

Tabellen zur Ermittlung der heliozentrischen Korrektur können ebenfalls verwendet werden, sie wurden 1972 von Landolt und Blondeau erstellt. In den Tafeln werden die Werte in Einheiten von 0.0001 Tagen angegeben, und zwar in Rektaszension von Stunde zu Stunde, in Deklinationsintervallen von 10 Grad und in Abständen von 10 Tagen. Die Genauigkeit ist ausreichend, wenn die eigene Zeitgenauigkeit etwa im Bereich einer Minute liegt.

3.3 Standardreduktion in das UBV System

Der Vollständigkeit wegen sei kurz auf die Standardreduktion in das UBV System eingegangen. Die dazu verwendeten Formeln haben die Gestalt

$$\Delta v = \Delta v - K_v \Delta X + \epsilon \Delta(B-v) \\ \Delta(B-v) = \mu \Delta(b-v) - \mu k'_{bv} \Delta X - \mu k''_{bv} \Delta(b-v) \bar{X} \\ \Delta(u-b) = \psi \Delta(u-b) - \psi k'_{ub} \Delta X - \psi k''_{ub} \Delta(u-b) \bar{X}$$

mit

K_v, K'_{bv}, K'_{ub} atmosphärische Extinktionskoeffizienten erster Ordnung für v, b-v und u-b (die Extinktion ist von der Wellenlänge abhängig)

K''_{bv}, K''_{ub} atmosphärische Extinktionskoeffizienten zweiter Ordnung (die Extinktion ist von der spektralen Energieverteilung abhängig)

17. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

$\Delta X = X_s - X_c$	Luftmassenunterschied zwischen Stern und Vergleichssterne
$\bar{X} = (X_s + X_c) / 2$	durchschnittliche Luftmasse der beiden Sterne
ϵ, μ, ψ	instrumentelle Maßstabsfaktoren.

Alle unbekanntes Größen werden aus möglichst vielen Anschlußmessungen des in das UBV System zu transformierenden Sterns an Standardsterne mit Hilfe einer Ausgleichsrechnung ermittelt. Bei der hier angegebenen Methode wird für atmosphärische Extinktion gleichzeitig korrigiert.

Genaue Beschreibungen und sogar Rechenprogramme findet man bei Ghedini, 1982 oder bei Guinan et al., 1986.

Ein Anwendungszweck für die Transformation in das Standardsystem ist zum Beispiel die Photometrie einer Nova nach ihrem Ausbruch.

3.4 Die Lichtkurve eines Veränderlichen

Zeichnet man beobachtete Sternhelligkeiten oder Helligkeitsdifferenzen zu einem Vergleichssterne über eine Zeitachse in ein Diagramm ein, erhält man die Lichtkurve des Sterns.

Als Beispiel habe ich eine Lichtkurve von CY Aqr gewählt. CY Aqr ist ein kurzperiodischer pulsierender Veränderlicher vom Typ SX Phoenicis mit einer Periode von knapp 1.5 Stunden, einer Helligkeit im Maximum von etwa 10.4 magn. und einer Amplitude von circa 0.75 magn. in V. Man kann also während einer Nacht mehrere Maxima hintereinander erfassen. Der einzige Nachteil dieses Sterns für einen Beobachter an einer Sternwarte mit einer geographischen Breite von +48 Grad ist, daß man ihn nur bei großen Zenitdistanzen beobachten kann.

Da in der Literatur widersprüchliche Angaben über Periodenänderungen des Sterns existieren, wurde er im Herbst 1983 von Prof. Purgathofer und mir in einigen Nächten gemessen. Wir hatten nicht die Absicht, eine Untersuchung über Periodenänderungen zu machen, wir wollten nur einige Maximumszeitpunkte angeben.

Wegen des extrem raschen Helligkeitsanstiegs in weniger als 20 Minuten von der kleinsten Helligkeit bis zum Maximum erschien es uns zweckmäßig, immer nur in einer Farbe zu beobachten, dafür aber möglichst viele Meßpunkte zu erhalten. Bei Integrationszeiten von 15 Sekunden wurde alle 30 Sekunden eine Helligkeit in der üblichen Reihenfolge gemessen (wir haben versucht, Himmelshintergrund und Vergleichssterne in größeren Abständen zu messen, das hätte die Genauigkeit zu sehr eingeschränkt). In der Lichtkurve ist in Abständen von jeweils 2 Minuten ein Meßpunkt eingetragen. Dies ist in Abbildung 8 für eine der Beobachtungsnächte in B dargestellt (dies ist die Kopie der ersten Zeichnung der Lichtkurve, daher ist die Qualität der Abbildung nicht besonders gut).

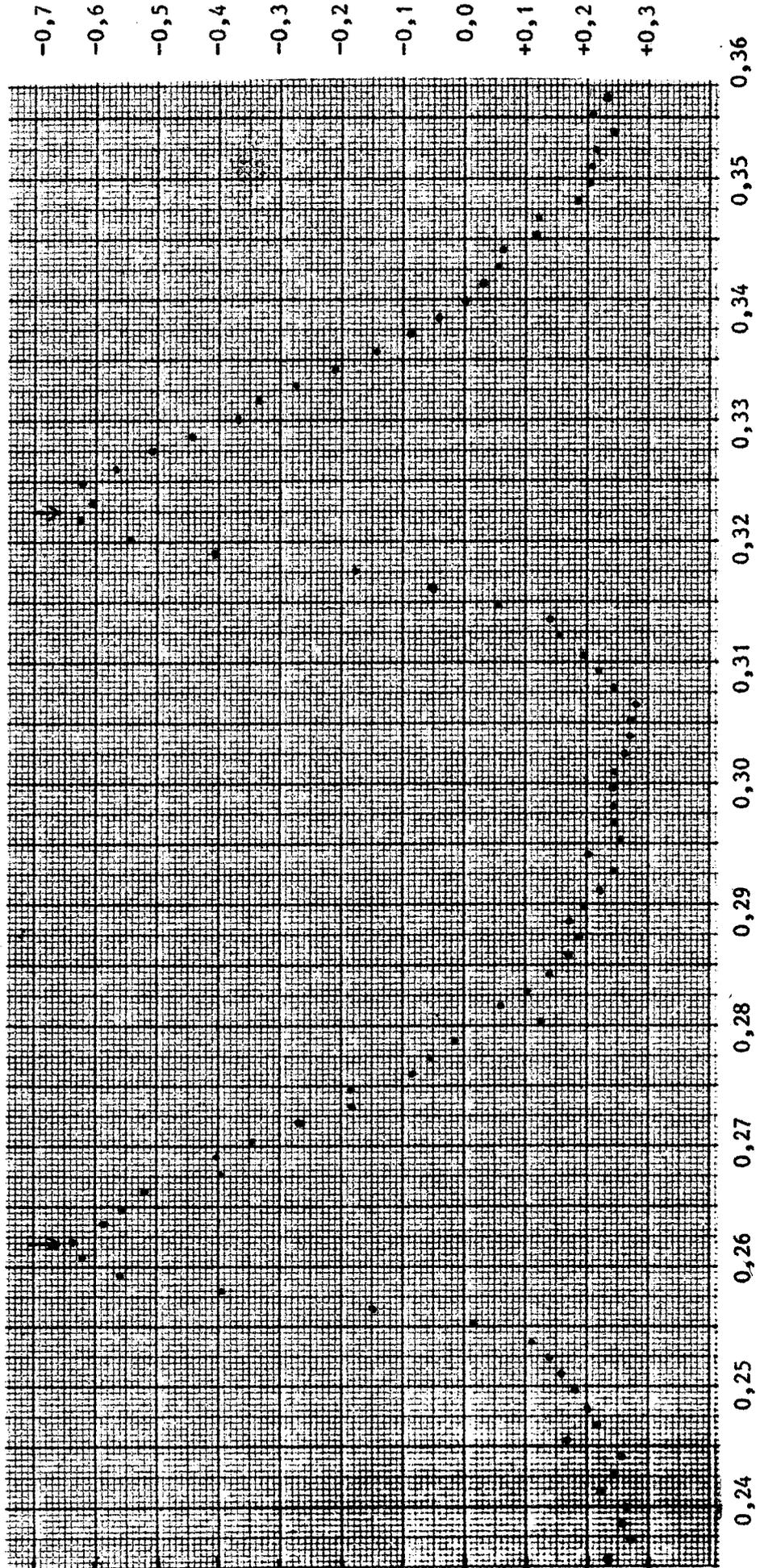
Da der Verlauf der Lichtkurve nicht symmetrisch und das Maximum selbst deutlich ausgeprägt ist, ist es ausreichend, den Zeitpunkt des Maximums einfach graphisch zu bestimmen.

18. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Abbildung 8

CY Aqr

1983 Nov.6



19. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Die aus allen Beobachtungsnächten bestimmten Maximumszeitpunkte sind:

Maximum	Farbe	(O - C)
JD 2445621.3351	V	+ 0.00041
29.3301	V	- 0.00060
31.2843	V	+ 0.00038
31.3453	V	+ 0.00034
35.3122	B	- 0.00024
35.3732	B	- 0.00028
41.2940	B	- 0.00019
41.3550	B	- 0.00023
45.2621	B	+ 0.00043
45.3225	B	- 0.00021
61.2532	V	- 0.00048
62.2920	V	+ 0.00067

Sowohl aus den Beobachtungen in V als auch in B wurden mit Hilfe einer Ausgleichsrechnung die besten Perioden und neue Elemente des Lichtwechsels von CY Aqr ermittelt:

$$E = \text{JD } 2445641.29419 \pm 0.00008566$$

$$P = 0.06103822 \pm 0.00000044$$

Im Beobachtungszeitraum von 41 Tagen sind insgesamt 671 Perioden enthalten. Bestimmt man mit den neuen Lichtwechselelementen den Zeitunterschied zwischen den beobachteten und den berechneten Maximumszeitpunkten, erhält man die ebenfalls in der Tabelle angegebenen Werte für (O - C).

Ist die Periodenlänge bekannt, kann man jedem Helligkeitswert der Lichtkurve die Phase des Lichtwechsels zuordnen und alle beobachteten Sternhelligkeiten in einer einzelnen Lichtkurve vereinigen. Bei pulsierenden Sternen wird der Wert für Phase 0 jeweils dem Maximum zugeordnet, bei Bedeckungsveränderlichen ist Phase 0 zum Zeitpunkt des primären Minimums.

Für CY Aqr zeigt Abbildung 9 die endgültig veröffentlichte Lichtkurve in B und V, die Werte für (B - V) wurden nur rechnerisch ermittelt.

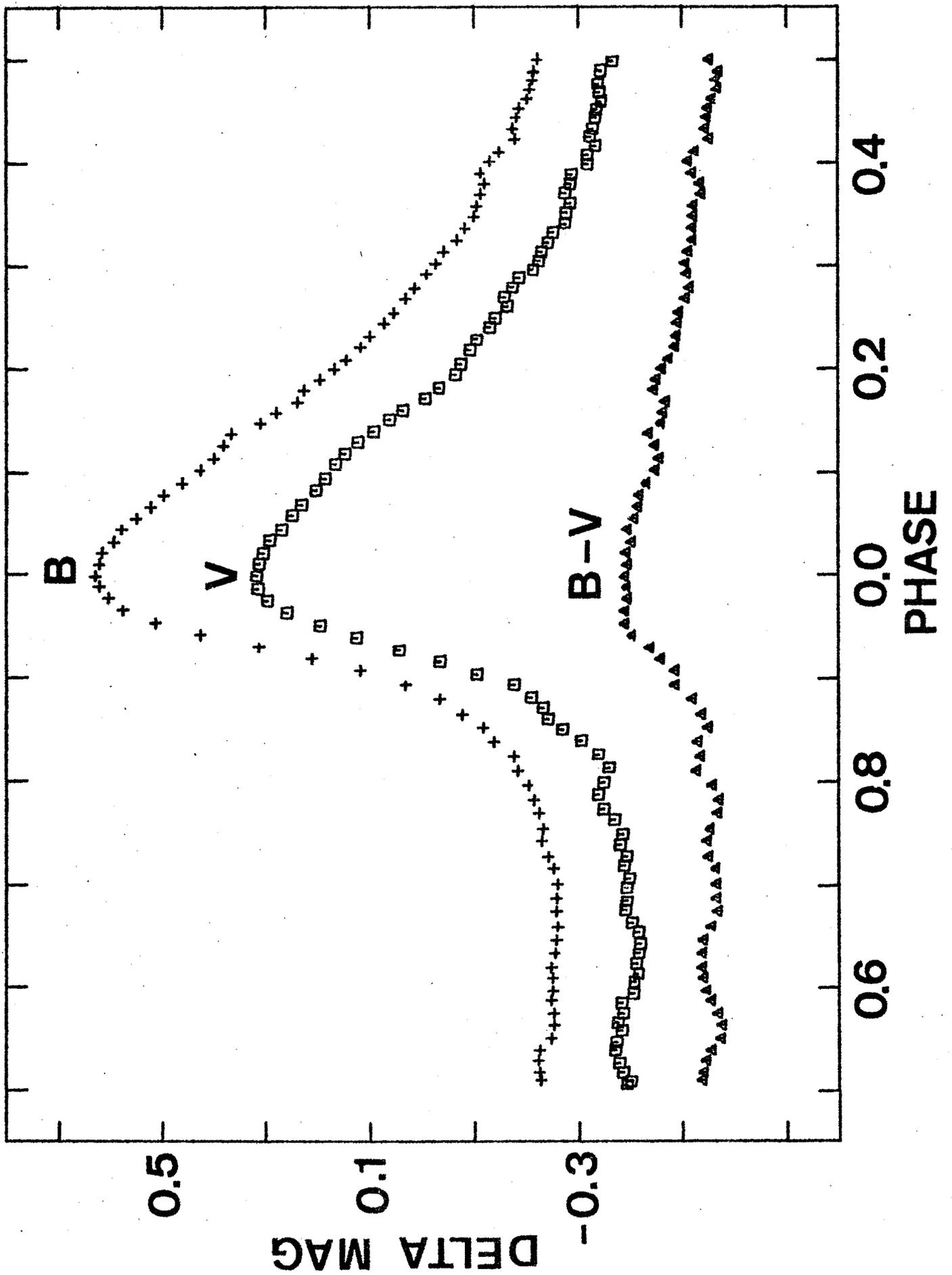
Literatur:

Barnes, Th.G., Moffett, Th.J.: A UBVR Equatorial Extinction Star Network, Publ.Astron.Soc.Pacific Vol. 91, p.289, 1979

Crawford, D.L., Golson, J.C.: A UBVR Equatorial Extinction Star Network, Publ.Astron.Soc.Pacific, Vol. 83, p.652, 1971

Ghedini, S.: Software for Photometric Astronomy, Willmann-Bell, 1982

Golay, M.: Introduction to Astronomical Photometry, Reidel, Dordrecht 1974



21. Fortsetzung Referat: Beobachtungspraxis

Guinan, E.F., McCook, G.P., McMullin, J.P.: Acquisition, Reduction and Standardization of Photoelectric Observations, in The Study of Variable Stars Using Small Telescopes, ed. J.R. Percy, Cambridge University Press 1986

Hall, D.S., Genet, R.M.: Photoelectric Photometry of Variable Stars, A Practical Guide for the Smaller Observatory, Fairborn Observatory 1981

Hardie, R.H.: Photoelectric Reductions, in Astronomical Techniques, Stars and Stellar Systems, Vol. II, p. 178, ed. W.A. Hiltner, Univ. of Chicago Press 1962

Johnson, H.L.: Photometric Systems, in Basic Astronomical Data, Stars and Stellar Systems, Vol. III, p. 204, ed. K.Aa. Strand, Univ. of Chicago Press 1963

Johnson, H.L., Mitchell, R.I., Iriarte, B., Wisniewski, W.Z.: UBVRIJKL Photometry of the Bright Stars, Comm. Lunar and Planetary Lab. No. 63, 1966

Landolt, A.U., Blondeau, K.L.: The Calculation of Heliocentric Corrections, Publ. Astron. Soc. Pacific, Vol. 84, p. 784, 1972

Rocznik Astronomiczny Obserwatorium Krakowskiego 1987, Nr. 58

Szeidl, B.: Multiple Periodic RR Lyrae Stars: Observational Review, in Proc. IAU Coll. No. 29, Reidel, Dordrecht 1976

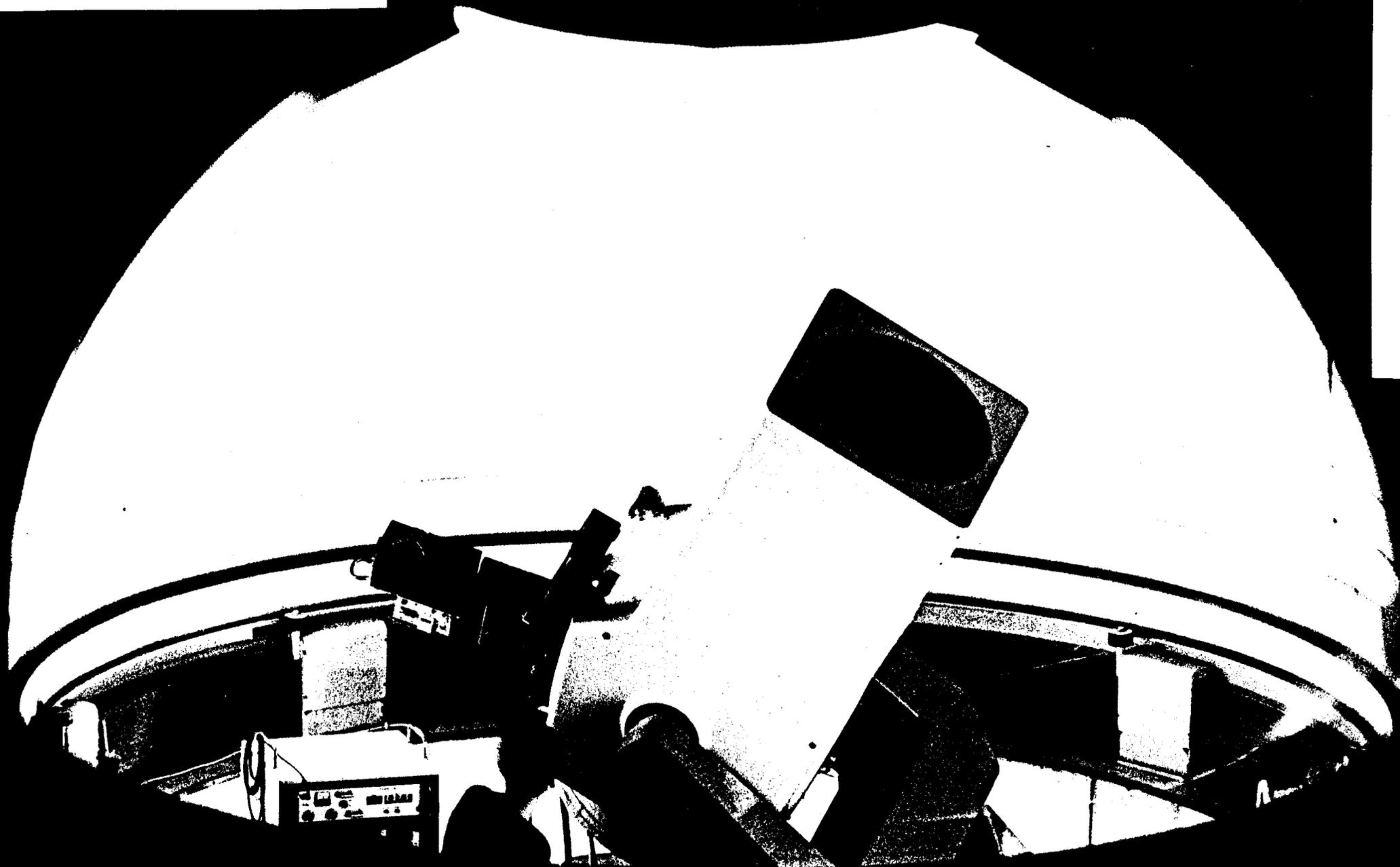
Szeidl, B., Szabados, L.: Why do we Prefer Photoelectric Photometry? in Advances in Photoelectric Photometry, Vol. 2, Fairborn Obs. 1984

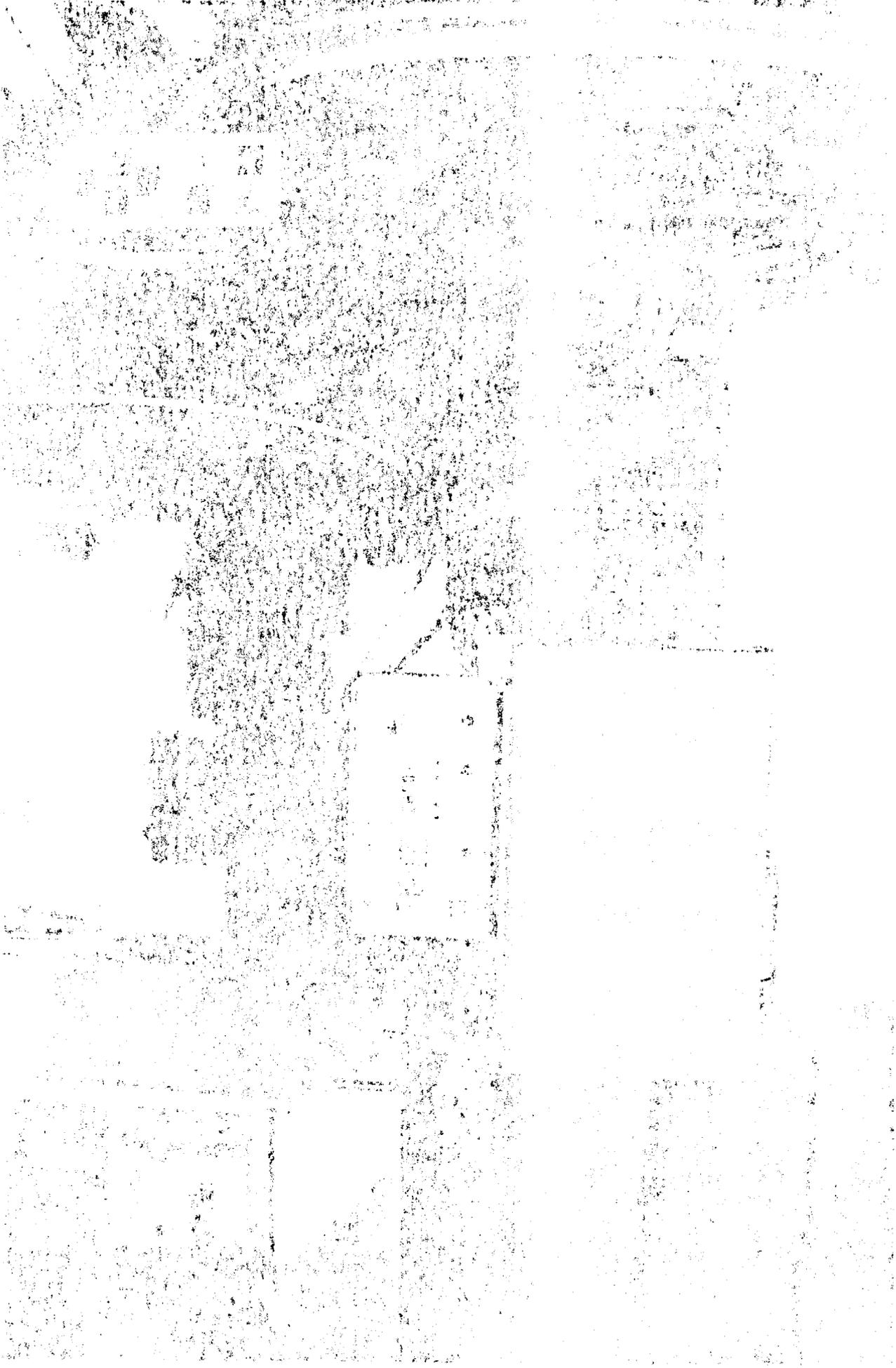
Wood, F.B., Oliver, J.P., Florkowski, D.R., Koch, R.H.: A Finding List for Observers of Interacting Binary Stars, Publ. Dep. Astr. Univ. Florida, Volume I, Publ. Univ. Pennsylvania, Astr. Ser. Volume XII, University of Pennsylvania Press, Philadelphia 1980

Young, A.T.: Methods of Experimental Physics 12, Teil A, Kapitel 1, 2 und 3, Academic Press 1974

Dr. Anneliese Schnell
Institut für Astronomie
der Universität Wien
Türkenschanzstraße 17
A-1180 WIEN

RC-Teleskop 60cm f/3, f/8,3
mit lichtelektr. Photometer





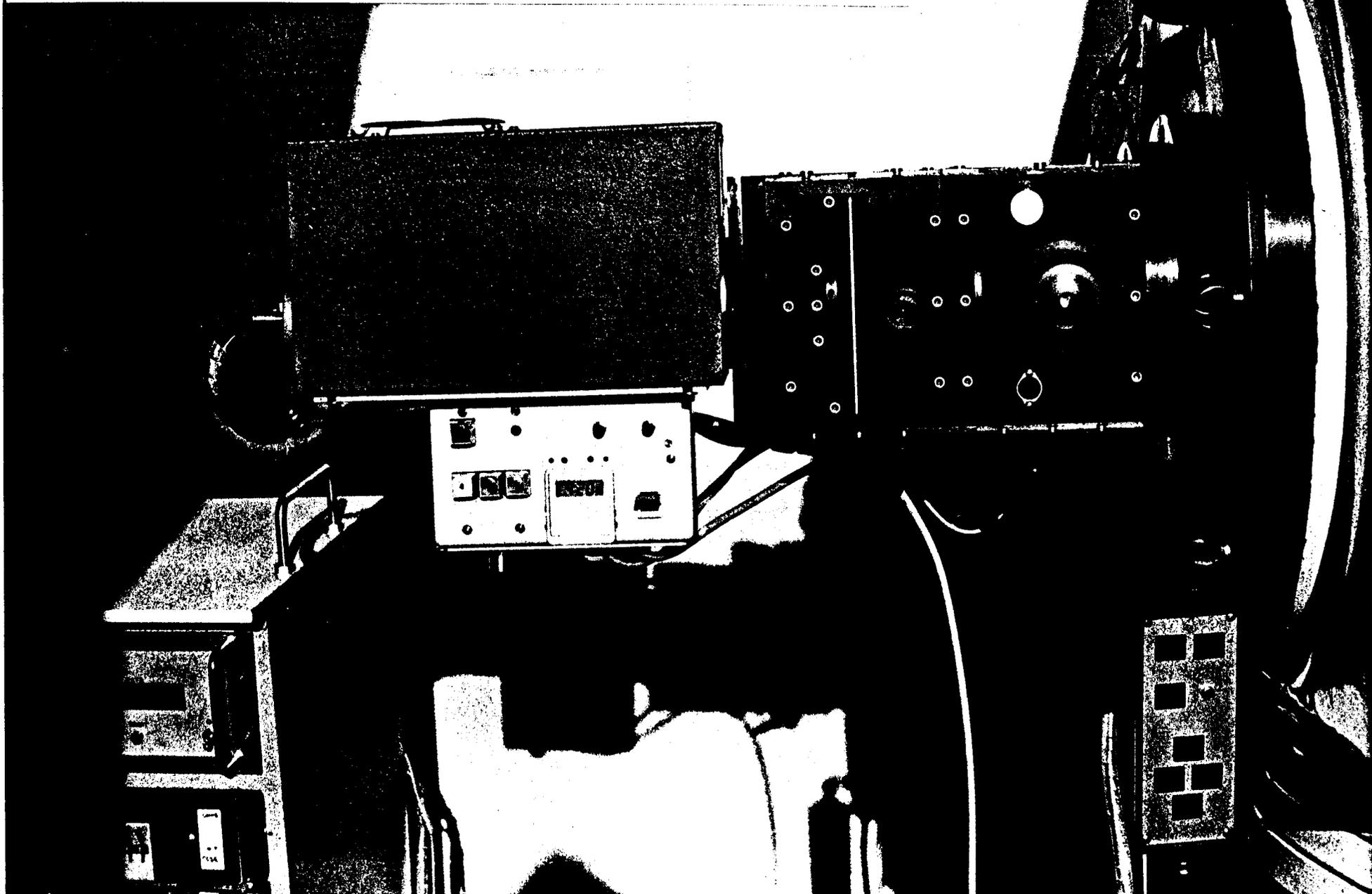
SECRET

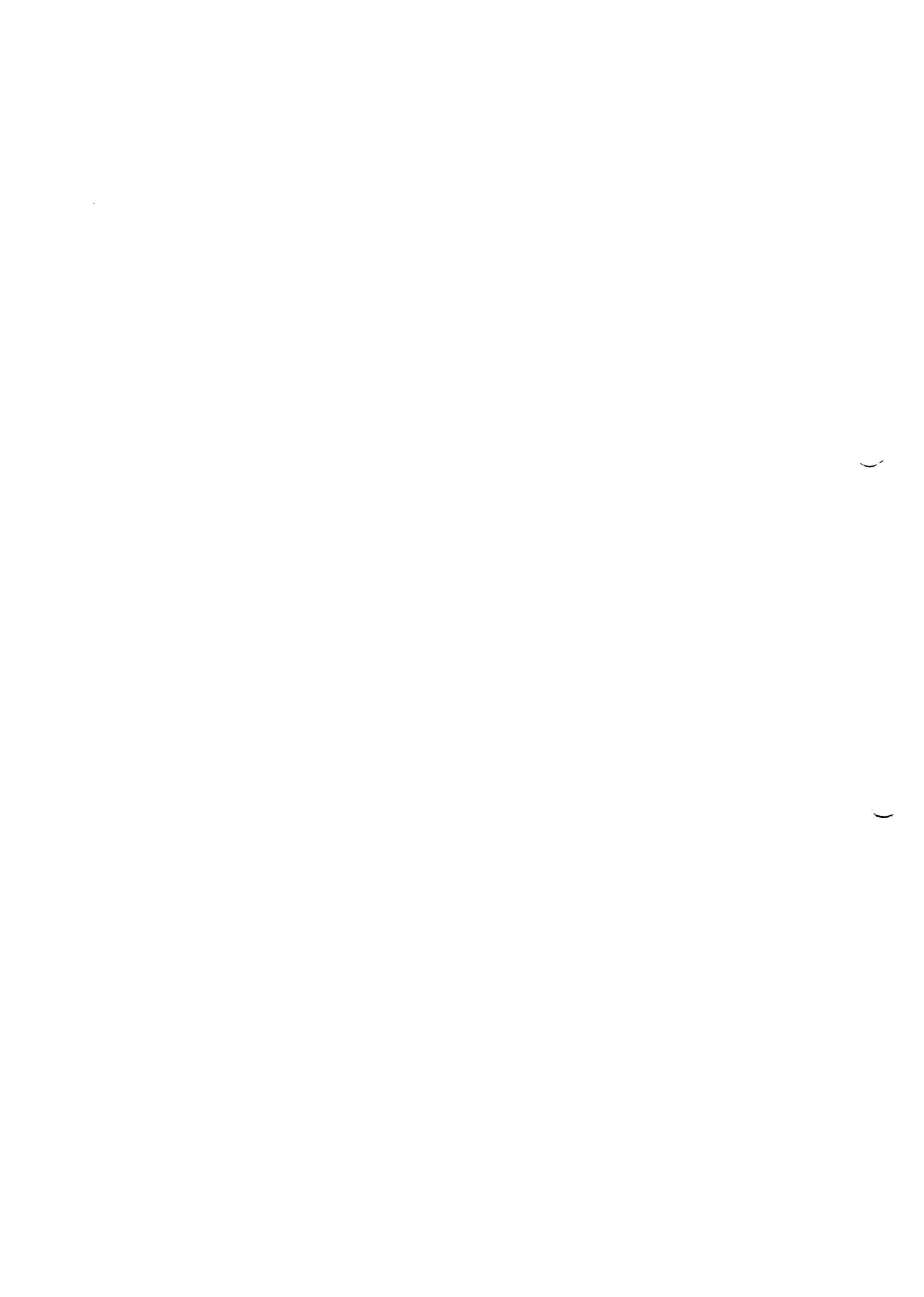
REPRODUCTION OF THIS DOCUMENT IS PROHIBITED WITHOUT THE WRITTEN PERMISSION OF THE NATIONAL ARCHIVES

REF ID: A66362

Lichtelektrisches Photometer an. 60cm RC-Teleskop,
Leopold Figl Observatorium für Astrophysik, Schöpfl NÖ.

Der Photometerkopf (rechts) ist mit Konstruktions-
zeichnung im Referat von Ing.R.Preßberger beschrieben.



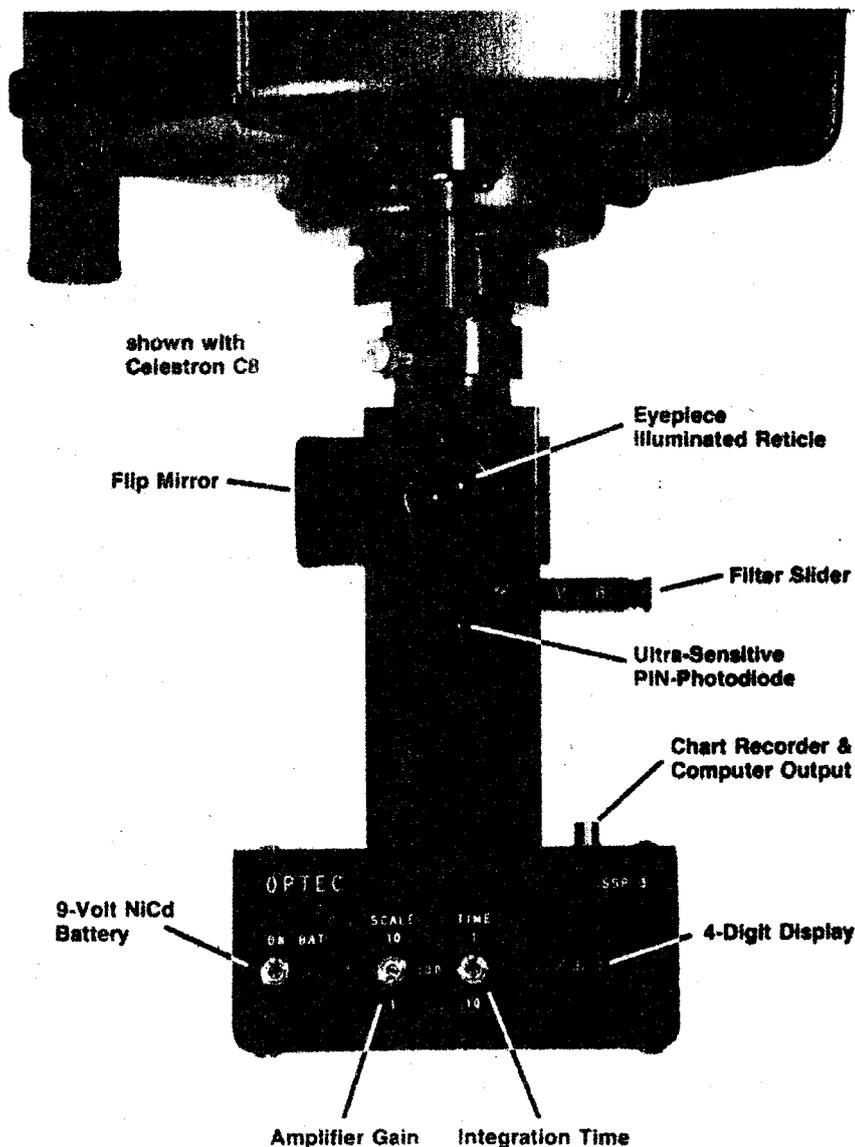


MODEL SSP-3 SOLID-STATE PHOTOMETER

★ accurate

★ simple to use

★ affordable



By using a new ultra-sensitive silicon detector and integrated digital electronics, OPTEC has designed a unique stellar photometer enclosed in a single small package. All the electronics including detector, electrometer amplifier, voltage-to-frequency conversion electronics and digital display are now contained in one easy-to-handle unit and powered by a rechargeable 9-volt NiCd battery. The Model SSP-3 photometer makes the concept of a "portable observatory" a reality. All that is needed to make accurate and meaningful measurements of variable stars is a telescope, chair, notebook and the Model SSP-3 photometer.

Unlike most photometers used in astronomy which employ a photomultiplier tube, the SSP-3 uses a silicon PIN-photodiode detector which allows detection of light from the UV to the near infrared with a single detector. Other advantages of the SSP-3 include: increased safety factor since only low voltages are used (photomultiplier tube voltages can exceed 1000 volts), freedom from damage when accidentally exposed to bright lights or rough handling, exceptionally linearity over a 1,000,000/1 light range and ease of use not usually found in this level of instrumentation.

OPTEC, INC.

199 Smith • Lowell, MI 49331 • (616) 897-9351

NEW PRODUCTS AND ACCESSORIES FOR THE SSP-3

Since its introduction over four years ago, the SSP-3 Solid-State Photometer has built up a proven record of performance, dependability and capability. The SSP-3 has satisfied the low light level measurement needs of professional astronomers, school astronomy teachers, amateur astronomers and electro-optical scientists of other interest in all parts of the globe, from Antarctica to the desert mountains of Saudi Arabia. A few of the more interesting applications satisfied by the SSP-3 or custom modified instruments include: monitoring of suspected Gamma ray burst stars, remote and unattended all sky photometry of hundreds of variable stars nightly by a computer controlled observatory and measurement of sky/terrain contrast for clear air visibility studies in the western United States.

Optec is supporting the SSP-3 product line to the fullest with well made instruments, low prices and competent repair service if ever needed. Unlike the many other photometers and photometer companies that have come and gone, Optec has been making the SSP photometer series for eleven years and does not plan to stop. The following descriptions of recently introduced products prove our commitment to the SSP-3 and our customers.

MODEL SSP-3A - Same as the standard SSP-3 photometer except for the addition of a motorized 4 or 6 position filter slider. The stepper motor can easily be controlled by a customer built interface or our SSP-3 CARD for the IBM (compatibles and clones too) computer. Each filter position is separated by 33 full steps of the stepper motor. Filter slider can be used manually. Not to be forgotten, present owners of the SSP-3 can have their units upgraded.

SSP-3 CARD - Complete IBM PC (or compatible) computer interface. This system includes a specially designed card that fits into an expansion slot of a PC and a set Basic subroutines that allow integration time to be changed and the output of the SSP-3 to be counted. Stepper motor control circuitry and driver software for the SSP-3A is also included. The SSP-3A and the SSP-3 CARD form the core of a sophisticated automatic photoelectric telescope.

WING FILTERS - We are supplying three filters of the Wing 8-color filter system for the measurement of titanium oxide absorption and color temperature of M-type stars. These narrow band filters have center wavelengths of 712, 754 and 1025 nanometers.

Write or call Optec today for free information about the SSP-3 photometer and these products. The SSP-3 manual is available for \$4.00 (\$6.00 foreign).