

11. STERNFREUNDE - SEMINAR, 1983

im Planetarium der Stadt Wien - Zeiss Planetarium

DIE DOPPELSTERNE

- 1 Titelblatt und Inhaltsverzeichnis.
- 2 - 6 Auswahl von Literatur über Doppelsterne.
- 7 - 12 Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung (Wolfgang Valentin, Wien).
- 13-15 Angaben über Doppelsterne in "Burnham's Celestial Handbook" (Angelika Ivinger, Wien).
- 16 "Doppelsterne" von W.Heintz (Holger Reusch, Wien).
- 17 "Index Catalogue of Visual Double Stars" von H.Jeffers, W.van den Bos und F.Greenby (Michaela Hrabý, Wien).
- 18-21 Elemente und Berechnung von Ephemeriden visueller Doppelsterne (Renate Birnkraut, Wien).
- 22 "291 Doppelstern-Ephemeriden für die Jahre 1975-2000" von W. Wepner (Alexander Probst, Brunn/Gebirge, NÖ).
- 23-37 Einige helle visuelle Doppelsterne (Jean Meeus, Erps-Kwerps, Belgien; verlesen).
Computer-Simulation von Bewegungen der Komponenten von Doppel- und Mehrfachsternen (OStR.Prof.Dr.Karl Steiner, St.Pölten NÖ; vorgeführt auf den Schirmen des internen Fernsehsystems).
- 38-45 Bahnbestimmung visueller Doppelsterne (Univ.-Dozent Dr.Rudolf Dvorak, Institut für Astronomie der Universität Graz).
- 46-60 Photometrische und astrometrische Beobachtungen enger visueller Doppelsterne (Univ.-Prof.Dr.Karl Rakos, Vizepräsident der Kommission 26 - Double and Multiple Stars - der IAU; Institut für Astronomie der Universität Wien). Zugleich OSWALD THOMAS VORTRAG 1983 des Österreichischen Astronomischen Vereins.
- 61-66 Spektroskopische Doppelsterne.
- 67-76 Photometrische Doppelsterne.
- 77-88 Symbiotische Sterne (Dipl.Ing.Alexander Pikhhard, Wien).
- 89-97 Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen (Beate Hirn, Wien).
- 98-102 Positionsfadenmikrometer und Photographie ((Dipl.Ing.Robert Weber, Wien).
- 103-106 Lichtelektrische Photometer (Ing.Michael Pietschnig, Wien)

VERANSTALTER: Planetarium der Stadt Wien - Zeiss Planetarium (Wiener Urania) und Österreichischer Astronomischer Verein, Seegasse 8, Wien 9.

SEMINARLEITER: Hermann Mucke (nicht unterzeichnete Beiträge).

Seminarpapiere als Kurs - Adskript herausgegeben vom Österreichischen Astronomischen Verein. - Wiedergabe, auch von Teilen, nicht gestattet.

Bitte, beachten Sie den beiliegenden Prospekt von CARL ZEISS!

STERNFREUNDE-SEMINAR, WIENER PLANETARIUM, 1983 / Mucke

Übersicht: Auswahl von Literatur über Doppelsterne

Die folgende Auswahl soll es dem Amateur erleichtern, sich in das Gebiet der Doppel- und Mehrfachsterne hineinzufinden.

Zum ersten Kennenlernen

Fast jede Gesamtdarstellung der Himmelskunde bringt eine Übersicht über Doppelsterne; ihr Erscheinungsbild, ihre Natur und die mit ihnen verbundenen Probleme werden kurz angedeutet.

Etwas eingehender, jedoch noch immer in der Regel im Vergleich zu anderen Sachgebieten zu kurz, behandeln ältere und neuere astronomische Handbücher für den Sternfreund diesen Bereich:

J.Plassmann und Mitautoren, HEVELIUS, HANDBUCH FÜR FREUNDE DER ASTRONOMIE UND KOSMISCHEN PHYSIK, F.Dümmers Verlagsbuchhandlung, Berlin 1922. Doppelstern-Beitrag: J.Hellerich.

R.Henseling und Mitautoren: ASTRONOMISCHES HANDBUCH, 2.Aufl., Franckh'sche Verlagshandlung, Stuttgart 1924. Doppelstern-Beitrag: C.Wirtz.

J.Sidgwick, AMATEUR ASTRONOMER'S HANDBOOK, Pelham Books, London 1979. Vom gleichen Autor: OBSERVATIONAL ASTRONOMY FOR AMATEURS, 2.Aufl., G.Fielder, Faber and Faber Ltd., London 1954.

G.Roth und Mitautoren: HANDBUCH FÜR STERNFREUNDE, 3.Aufl., Springer-Verlag, Berlin 1981. Doppelstern-Beitrag: W.Heintz.

In diesen Handbüchern sind auch ausführliche Beschreibungen der Instrumente und Hinweise zur Doppelstern-Beobachtung für Amateure gegeben.

Sachspezifische Literatur für den Amateur

W.Heintz, DOPPELSTERNE. Aus der Reihe "Das Wissenschaftliche Taschenbuch", W.Goldmann Verlag, München 1971. Der Band behandelt sowohl visuelle, als auch photometrische und spektroskopische Doppelsterne; ebenso Beobachtung und Berechnung.

P.Ahnert, KLEINE PRAKTISCHE ASTRONOMIE, Hilfstabellen und Beobachtungsobjekte. J.A.Barth, Leipzig 1974. Verzeichnis von 225 visuellen und 53 spektroskopischen Doppelsternen sowie 17 Doppelsterne innerhalb 5 Pc = 16 Lj.

Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur über Doppelsterne.

R.Burnham, jr., BURNHAM'S CELESTIAL HANDBOOK, An Observer's Guide to the Universe Beyond the Solar System. Vol.I,II,III. Dover Publications, Inc., New York 1978. Nach Sternbildern geordnete, sehr eingehende und auf den Beobachter zugeschnittene Objektübersicht. Jeweils Doppelstern-Tabelle und fallweise genaue Behandlung spezieller Objekte im Sternbild.

W.Wepner, 291 DOPPELSTERN-EPHEMERIDEN FÜR DIE JAHRE 1975-2000. Treugesell-Verlag, Düsseldorf 1976. Positionswinkel und Distanz im Intervall von 1 bis 5 Jahren für Doppelsterne mit großer Bahnhalfachse 0,5" und größer. Keine Elemente.

A.Becvar, ATLAS OF THE HEAVENS mit KATALOG 1950,0. Sky Publishing Comp., Cambridge, Mass., USA, 1978. Ort, scheinbare Helligkeiten und vollständige Elementensätze für 308 visuelle Doppelsterne. (Das Nachfolge-Werk von W.Tirion, "SKY ATLAS 2000,0", wird in seinem zweiten Katalogband "SKY CATALOGUE 2000,0, Vol.2" ähnliche Doppelsterndaten enthalten. Sky Publishing Corp., Cambridge, Mass., USA).

J.Meeus, SOME BRIGHT VISUAL BINARY STARS, I und II. Sky and Telescope, January 1971 und February 1971. 25 ausgewählte, sowohl beobachtungsmäßig, wie auch historisch und von der Problematik her interessante Paare. Scheinbare Bahnen dargestellt. Mit Elementen.

J.Dick, PRAKTISCHE ASTRONOMIE AN VISUELLEN INSTRUMENTEN. J.A.Barth, Leipzig 1963. Theorie des Positionsfadenmikrometers.

F.Wood und Mitautoren: PHOTOELECTRIC ASTRONOMY FOR AMATEURS. Macmillan, New York 1963. Theorie, Technik und Anwendung der lichtelektrischen Photometrie für Amateure, hier besonders für die photometrischen Doppelsterne interessant, die eingehend behandelt werden.

J.Bauschinger, DIE BAHNBESTIMMUNG DER HIMMELSKÖRPER. 2.Aufl., Verlag Engelmann, Leipzig 1928. Enthält ausführliche Anleitung zur Bahnbestimmung visueller Doppelsterne. Ältere, immer noch wertvolle Darstellung! Weiteres zur Bahnbestimmung von Doppelsternen aller Klassen findet sich bei W.Heintz.

Eingehendere Literatur

W.Heintz, DOUBLE STARS. Geophysics and Astrophysics Monographs, 15. D. Reidel Publishing Company, Dordrecht 1978. Fundamentale Behand-

Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur über Doppelsterne.

lung des gesamten Sachgebietes aus der Sicht eines Spezialisten in der gegenwärtigen Forschung.

- P.van de Kamp, STELLAR PATHS. Astrophysics and Space Library, 85. D.Reidel Publishing Company, Dordrecht 1981. Darstellung von Prinzip und Technik sowie Anwendung der photographischen Astrometrie mit langbrennweitigen Instrumenten. Hier auch Behandlung von visuellen und photometrischen Doppelsternen und ferner des Problemkreises der nur astrometrisch nachweisbaren Begleiter: Dunkle Sterne und Planeten bzw. Planetensysteme.
- E.Carling und Z.Kopal, PHOTOMETRIC AND SPEKTROSCOPIC BINARY SYSTEMS. Proceedings of the NATO Advanced Study Institute, Maratea, 1980. D.Reidel Publishing Company, Dordrecht 1981. Neueste Ergebnisse und Ansichten aus diesen beiden Teilbereichen der modernen Doppelsternforschung, jedoch auch zusammenfassender Überblick enthalten.
- M.Friedjung und R.Viotti, THE NATURE OF SYMBIOTIC STARS. Astrophysics and Space Library 95. D.Reidel Publishing Company, Dordrecht, 1982. Behandlung des aktuellen Sachgebietes der symbiotischen Sterne, über deren Natur noch keine einheitliche Meinung besteht, doch überwiegend für sehr spezielle Doppelsternsysteme gehalten werden.
- R.Giacconi und H.Gursky, X-RAY ASTRONOMY. Astrophysics and Space Library, 43. D.Reidel Publishing Company, Dordrecht 1974. Beobachtungstechniken und Ergebnisse im Röntgenbereich. Speziell sind auch die Kandidaten für "Schwarze Löcher" als Teile von Doppelsternsystemen behandelt.
- Z.Kopal und J.Rahe, BINARY AND MULTIPLE STARS AS TRACERS OF STELLAR EVOLUTION. Astrophysics and Space Library, 98. D.Reidel Publishing Company, Dordrecht 1982. Doppel- und Mehrfachsternsysteme in der Sicht der Entwicklung der Teilsterne und des Gesamtsystems.

Kataloge und verwandte Literatur

Visuelle Doppelsterne:

- H.Jeffers, W.van den Bos, F.Greeby, INDEX CATALOGUE OF VISUAL DOUBLE STARS (IDS). Publ.Lick Obs. Vol.21, Pts.I,II. Gibt Überblick über den Grad, bis zu dem ein System beobachtungsmäßig erfaßt ist. Keine Elemente. Stand 1960.

Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur zu Doppelsternen.

S.Burnham, GENERAL CATALOGUE OF DOUBLE STARS (BDS), Publ.Carnegie Inst.No.5, 2 Vols., Washington 1906.

R.Aitken, NEW GENERAL CATALOGUE (ADS), ebendort No.417, Washington 1932.

R.Innes, REFERENCE CATALOGUE OF SOUTHERN DOUBLE STARS und dessen Erweiterung bis 1926, SOUTHERN DOUBLE STAR CATALOGUE (SDS), Ann.Roy.Obs.Cape, Vol.2, Pt.2, 1899 und ebendort 1926.

W.Finsen und C.Worley, THIRD CATALOGUE OF ORBITS OF VISUAL BINARY STARS, Republic Obs.Circular Johannesburg No.129, 1970 und Supplements in INFORMATION CIRCULARS OF THE IAU COMMISSION 26.

Photometrische Doppelsterne:

Sie finden sich naturgemäß in Veränderlichen-Katalogen und werden auch wie Veränderliche zitiert (z.B. R CMa, VV Cep ...).

B.Kukarkin und Mitautoren, GENERAL CATALOGUE OF VARIABLE STARS, 4.Auflage, Moskau 1975. (Russisch).

H.Schneller und Vorauforen, GESCHICHTE UND LITERATUR DES LICHTWECHSELS DER VERÄNDERLICHEN STERNE (GuL). Letzter Band: Berlin 1963.

F.Wood, A FINDING LIST FOR OBSERVERS OF ECLIPSING VARIABLES, Publ. Flower and Cook Obs., Vol.9, 1963.

V.Tsesevich und M.Kazanamas, ATLAS OF FINDING CHARTS OF VARIABLE STARS. Astronomical Council of the Academy of Sciences in the USSR, Astron.Obs.of the Odessa State University. 4183 Karten für 4512 Veränderliche. Moskau 1971.

K.Rudnicki, ROCZNIK ASTRONOMICZNY OBSERWATORIUM KRAKOWSKIEGO, Jagiellonski Uniwersytet, Krakow. Ephemeriden der Bedeckungsveränderlichen (Photometrische Doppelsterne), alljährlich. 1983: 54. Jahrgang.

Spektroskopische Doppelsterne:

Sie finden sich naturgemäß in Sternspektren-Katalogen, deren umfassendster ist:

E.Pickering, THE HENRY DRAPER CATALOGUE OF STELLAR SPECTRA, Harvard Annals, Vols.91-99, bis 1924.

S.Korytnikow, M.Lavrov, D.Martynow, BIBLIOGRAPHY OF SPECTROSCOPIC DOUBLE STARS, Moskau 1963. Literaturübersicht.

Fortsetzung Übersicht: Auswahl von Literatur zu Doppelsternen.

H.Abt, E.Biggs, BIBLIOGRAPHY OF STELLAR RADIAL VELOCITIES, Kitt Peak Natl.Obs., Tucson, Arizona, USA 1972.

R.Wilson, GENERAL CATALOGUE OF STELLAR RADIAL VELOCITIES, Publ. Carnegie Inst.No.601, Washington 1953.

A.Batten, SIXTH CATALOGUE OF THE ORBITAL ELEMENTS OF SPECTROSCOPIC BINARY SYSTEMS, Publ.Dominion Obs.Victoria, Canada, Vol.13, No.8, 1967.- Supplements vom Obs. Toulouse, beginnend von Vol.21.

Die hier zitierten Werke werden größtenteils über das interne Fernsehsystem des PLANETARIUMS DER STADT WIEN vorgestellt und liegen in der Pause zur Ansicht und zum Durchblättern auf.
Um größtmögliche Schonung der oft *sehr wertvollen* Bände wird ersucht.

Einige der hier angeführten Werke und fallweise auch weitere werden im Verlauf des Seminars noch besonders vorgestellt.

Referat: Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung

"WOZU SOLLTE DIE BEWEGUNG LICHTER KÖRPER UM IHRESGLEICHEN NÜTZEN?"

(Nikolaus Fuß, St.Petersburg, 1781)

Ein Doppel- oder Mehrfachstern ist ein System von zwei oder mehr Einzelsternen, die durch gegenseitige Anziehung permanent verbunden sind; sie beschreiben im System Bahnbewegungen.

Typisiert nach den Methoden, die zur Erforschung eingesetzt werden, unterscheiden wir visuelle, photometrische und spektroskopische Doppelsterne.

Die Geschichte der Doppelsterne beginnt daher erst mit der Erfindung des Fernrohres.

- 1619 beschreibt Cysat eng stehende Sterne im Orionnebel (Trapez?)
- 1650 findet Riccioli mit Zeta Ursae Maioris den ersten teleskopischen Doppelstern; danach folgen
- 1659 Hevel mit Alpha Capricorni und 61 Cygni;
- 1667 Montanari: Helligkeitsschwankungen bei Beta Persei (Algol);
- 1678 Cassini: Beta Scorpii;
- 1709 Feuillé: Alpha Centauri;
- 1719 Bradley: Gamma Virginis und Alpha Geminorum (Castor).
- 1761 In den "Kosmologischen Briefen über die Einrichtung des Weltalls" gibt J.H.Lambert erste Hinweise auf mögliche Gravitationswirkungen und gemeinsame Bewegung in solchen Sternanordnungen.
- 1767 zeigt J.Mitchell, daß es sich bei der schon größeren Zahl bekannter nahe benachbart erscheinender Sterne nicht um perspektivische Zufälligkeiten handeln könne und spricht
- 1784 konkret aus, daß diese Doppelsterne vielfach gesetzmäßige Systeme bilden können. Bis etwa um 1800 ist aber vorherrschende Ansicht, daß die beiden Sterne räumlich weit getrennt sind (optische Doppelsterne).
- 1777 beobachtet C.Mayer an der Sternwarte Mannheim Positionsänderungen von nahe beieinander stehenden Sternen (Eigenbewegungen, Distanzänderungen) und berichtet über "100 Begleiter von Fixsternen"; erste systematische Beobachtungsreihe von Doppelsternen. Er verfaßt
- 1779 neue Abhandlungen und ergänzende Schriften ("De novis in coelo sidereo ..."), verwendet den Begriff Doppelstern; Zeichnungen über Umlaufbewegungen. Er kann aber nicht bei allen Objekten

Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung.

exakt zwischen physischen und optischen Paaren unterscheiden. Er wird von einigen Kollegen heftig angegriffen (N.Fuß, St. Petersburg; M.Hell, Wien).

- 1783 erklärt J.Goodricke den Lichtwechsel von Algol - den auch C. Mayer neuerlich registrierte - durch einen vorbeiziehenden Riesenplaneten.
- 1784 findet Goodricke auch bei Beta Lyrae eine Helligkeitsänderung und führt Periodenbestimmungen des Lichtwechsels durch.
- 1779 W.Herschel, in Kenntnis der Schriften C.Mayers, vermutet dennoch die Doppelsterne als optische Paare und erwartet, mit deren Hilfe die schon lang gesuchten Sternparallaxen nachweisen zu können. Er beobachtet mit selbstgebauten Fernrohren zunächst nahestehende Sterne und verfaßt den ersten Katalog mit 269 und
- 1782 den zweiten, erweiterten Katalog mit 850 Sternpaaren. Bei den Arbeiten an diesem Katalog findet er 1781, gleichsam als Neben-ergebnis seiner Doppelsternforschung, den Uranus. Diese Entdeckung bringt ihm ein fixes Einkommen als Hofastronom.
- 1803 Herschel, der von Anfang seiner Beobachtungen an die Lage der Sterne eines Paares genau festlegte, findet durch Vergleich der gemessenen Positionen Bewegungen der Komponenten um einander und erklärt sie nun als binäres System, in dem Newton'sche Gravitationskräfte wirken. Er gilt deshalb als eigentlicher Entdecker physischer Doppelsterne.
- 1812 Unter Verwendung der Beobachtungen Herschels berechnet F.Bessel für 61 Cygni (auf Basis angenommener Massen) die erste hypothetische Fixsternparallaxe, (siehe auch 1838).
- 1827 entwickelt F.Savary Methoden für die Bahnberechnung von Doppelsternen und liefert die erste Doppelsternbahn: Xi Ursae Maioris.
- 1830 Fortsetzung und Verbesserung dieser Methoden durch J.Encke: Rho Ophiuchi. Weitere Astronomen befassen sich mit der Bahnbestimmung von Doppelsternen: 1855 Klinkerfues, 1852 Villarceau, 1873 Kowalski, 1879 Winnecke und Thiele, 1887 Tisserand, 1898 Zwiers.
- 1834 J.Herschel dehnt am Kap der guten Hoffnung seine Beobachtungen auf den Südhimmel aus und publiziert 1847 Katalog.
- 1838 F.Bessel beobachtet erste Fixsternparallaxe an 61 Cygni.
- 1840 W.Struve bestimmt Parallaxe von Alpha Lyrae (Wega) und setzt nächsten großen Schritt in der Doppelsternforschung.
- 1842 C.Doppler: "Über das farbige Licht der Doppelsterne". "Doppler'sches Prinzip" jedoch nicht auf Farbunterschiede der Doppelsternkomponenten anwendbar, Relativgeschwindigkeiten zu gering.

Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung.

- 1844 Die astrometrische Meßgenauigkeit ist soweit gestiegen, daß auch Unregelmäßigkeiten in Fixstern-Eigenbewegungen registriert werden können. Als Erster berichtet Bessel, daß Eigenbewegung von Sirius schlangenlinienförmig verlaufe und dies auf Störung durch dunklen Begleiter zurückzuführen sei. Siehe auch 1862 und 1896.
- 1850 In diesen Jahren wirkt Mädler in Dorpat, J.Struve, der über 40 Jahre lang das Werk seines Vaters W.Struve fortsetzt. E. Dembowski 1860-1880, Secchi, Perotin, Flammarion, Schiaparelli.
- 1851 C.Peters, ein Schüler Bessels, verfolgt die Ungleichheiten in der Eigenbewegung von Sirius und ermittelt Umlaufszeit des dunklen Begleiters von 50 Jahren. Siehe auch 1844, 1862.
- 1852 W.Struve veröffentlicht großen Doppelsternkatalog mit 2600 Objekten: "Stellarum Fixarum Imprimis Duplicium et Multiplicium Positiones Mediae pro Epocha 1830,0". Beobachtet am 9"-Fraunhofer-Refraktor in Dorpat mit Positionsfadenmikrometer hoher Genauigkeit und führt Positionswinkelmessungen ein, schlägt Klasseneinteilung nach ihrem scheinbaren Abstand vor und befaßt sich auch mit den Farbunterschieden der Komponenten.
- 1857 Bond photographiert erstmals einen Doppelstern.
- 1860 In etwa Beginn der Astrophysik. Kirchhoff und Bunsen erklären die Absorptionslinien in Spektren. Farbunterschiede der Doppelsternkomponenten sind wiederholt Gegenstand von Untersuchungen. Fizeau erklärt 1860 den Dopplereffekt als richtig anwendbar auf die Linienverschiebungen und sieht Möglichkeiten zur Radialgeschwindigkeitsmessung.
- 1862 A.Clark, Optiker (Objektivkonstrukteur) in Boston, USA, entdeckt mit 47cm-Objektiv den Siriusbegleiter.
- 1863 ermittelt Auwers die Umlaufszeit des Procyon-Begleiters zu 40 Jahren.
- 1864 Zöllner konstruiert das nach ihm benannte Photometer. Nun beginnen auch bei Doppelsternen photometrische und spektroskopische Messungen.
- 1868 führt Huggins die erste Radialgeschwindigkeitsmessung durch (Sirius).
- 1873 beweist J.Bertrand eindeutig, daß die Bahnbewegungen der Doppelsterne nur nach den Newton'schen (Kepler'schen) Gesetzen erfolgen und daß diese Gesetze daher auch außerhalb des Sonnensystems gelten.
- 1874 J.Herschel's Generalkatalog (10.300 Objekte) erscheint posthum.

Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung.

- 1880 Kontinuierliche Messungen der wichtigsten Doppelsterne liegen vor. Mit Wien stehen hier aktive Forscher in Verbindung: J.v.Littrow, C.Steinheil, H.v.Seeliger. Siehe auch 1882.
- 1882 und 1888 H.v.Seeliger's Abhandlungen über Mehrfachsysteme, wie Zeta Cancri und Epsilon Hydrae.
- 1889 E.Pickering entdeckt die ersten spektroskopischen Doppelsterne, unter ihnen Zeta¹ Ursae Maioris. Wenn die Bahnebene nicht senkrecht zur Blickrichtung liegt, tritt Aufspaltung der Spektrallinien infolge Dopplereffekt ein.
Vogel gelingt der spektroskopische Nachweis, daß Algol ein Doppelsternsystem ist. "Photometrischer Doppelstern", "Sternfinsternis".
- 1891 Die Bände des "Henry Draper Catalogue" beginnen zu erscheinen. Dieser 1924 vollendete große Fixstern-Spektralkatalog ist vor allem für die spektroskopischen Doppelsterne wichtig, nach dem sie heute zitiert werden.
- 1896 Der Begleiter Procyon's wird optisch an der Lick-Sternwarte (seit 1888 91cm-Refraktor) gefunden.
- 1899 R.Innes veröffentlicht seinen ersten Katalog von Doppelsternen des Südhimmels. 1926 ist auch sein umfassenderer "Southern Double Star Catalogue" (SDS) vollendet.
- 1900 In diesen Jahren erste Versuche A.Michelson's, kleine Winkeldurchmesser mit dem Interferometer zu bestimmen. Weitere Entwicklung durch Anderson 1920, Finsen 1951 und Hanbury-Brown 1967: Bei letzterer Anlage sind die beiden Spiegel längs einer Basis (bis 200m) verschiebbar.
Das Beobachtungsmaterial an Doppelsternen wächst; C.Wirtz um 1910, S.Burnham ab 1897. Siehe auch 1906.
- 1906 S.Burnham veröffentlicht "General Catalogue of Double Stars" (BDS).
- 1913 Erste Anfänge in lichtelektrischer Photometrie (Guthnick).
- 1921 E.Hertzprung befaßt sich mit photographischer Beobachtung von Doppelsternen und entwickelt dafür ein Standardverfahren. Durch Zusatzeinrichtungen (Gitter, Blenden) können auch kleine Distanzen photographisch aufgelöst werden.
- 1932 R.Aitken veröffentlicht "New General Catalogue of Double Stars" (ADS).
- 1948 B.Kukarkin und P.Parenago veröffentlichen: "General Catalogue of Variable Stars". 1975 4.Aufl. Wichtig für phot.Doppelsterne.
- 1950 O.Struve veröffentlicht "Stellar Evolution". Auf diesem Ge-

Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung.

biet arbeiten auch Kuiper 1955, Fowler und Hoyle 1963, Huang 1963, Kopal 1965, Kippenhahn und Weigert 1967.

Das umfangreiche Gebiet macht es erforderlich, daß sich die Forscher Spezialgebieten widmen: Große Eigenbewegungen (Luyten), besondere Spektren (Worley), Schnelle, statistische Bahnbestimmung (Russel), Bahnbestimmungen für spezielle Typen (Van den Bos, Danjon, Van den Kamp, Kopal, King)

Um 1950 wird auch gezeigt, daß auch Massenaustausch bei Doppelsternsystemen vorkommt. Einteilung nach getrennten und halbgetrenten sowie nach Kontaktpaaren. Aussagen über Massenfluß aus spektrographischen Beobachtungen, neuerdings auch von Satelliten aus. Siehe 1972.

- 1951 Neue Methoden der Doppelstern-Bahnberechnung, langjährige eigene Beobachtungen auch in Wien, Entdeckung von Doppelsternen, die nur zeitweise bestehen - Hyperbelbahnen: J.Hopmann. Allgemein beginnt der Einsatz neuer Geräte und Techniken auf diesem Gebiet: Erweiterte Spektroskopie mit höherer Dispersion, bessere Mikrometer, schärfere und empfindlichere Filme, Scanner für enge Paare - K.Rakos, Wien. - Photometrie in verschiedenen Spektralbereichen an Doppelsternkomponenten.
- 1960 Seit diesen Jahren Ballon- und Satelliteneinsatz für Messungen im UV-Bereich und Röntgenbereich.
Mit verfeinerten Meßmethoden können sehr kleine Eigenbewegungsschwankungen nachgewiesen werden - größere Planeten um Sterne.
- 1961 Jeffers, Van den Bos und Greeby veröffentlichen: "Index Catalogue of Visual Binary Stars" (IDS), Verzeichnis aller bis dahin bekannten Objekte, insgesamt 64.247.
Es wird nun auch der Entstehung und Entwicklung von Doppelsternsystemen nachgegangen. Siehe 1950, O.Struve!
- 1962 P. van de Kamp berichtet über oszillierende Bewegungen bei Barnard's "Pfeilstern", dann auch bei Objekt Ross 614.
- 1963 "Geschichte und Lichtwechsel der veränderlichen Sterne" von H.Schneller vollendet. Besonders wichtig für photometrische Doppelsterne.
- 1967 A.Batten veröffentlicht: "Sixth Catalogue of the Orbital Elements of Spektroscopic Binary Stars".
- 1968 P.van den Kamp findet Begleiter des Barnard'schen Pfeilsterns mit 1,8 Jupitermassen und 25 Jahren Umlaufszeit.
- 1970 Satellit UHURU für Beobachtungen im Röntgenbereich. Es wurden Objekte mit einem Lichtwechsel gefunden, wie er für Doppel-

Fortsetzung Referat: Aus der Geschichte der Doppelstern-Forschung.

sterne charakteristisch ist: Cygnus X-1, Cygnus X-3, Hercules X-1. Begleiter extrem hoher Dichte muß vorhanden sein - es ist möglich, auf diesem Weg Neutronensterne und sogar "schwarze Löcher" ausfindig zu machen.

- 1972 Satellit "Copernicus" und später "IUE": Messung im UV-Bereich. H.Abt und E.Biggs veröffentlichen: "Bibliography of Stellar Radial Velocities". Wichtig für spektroskopische Doppelsterne.
- 1973 P. van de Kamp findet auch bei Epsilon Eridani Schwankungen der Eigenbewegung, die auf einen Begleiter von 6 Jupitermassen und 25 Jahre Umlaufszeit hindeuten.
- 1976 Ähnliche Ergebnisse liegen auch für 61 Cygni vor. Infolge der schwierigen Messungen ist jedoch hier und in ähnlichen Fällen die Beurteilung noch nicht eindeutig.
- 1978 W.Heintz veröffentlicht: "Double Stars".

Wolfgang Valentin
Argentinierstraße 35
A-1041 Wien

Referat: Angaben über Doppelsterne in "Burnham's Celestial Handbook".

Dieses dreibändige Werk wurde von R. Burnham Jr. (Lowell Observatory) herausgegeben und bietet auf 2140 Seiten in seinen genauen Beschreibungen der wichtigsten stellaren und nichtstellaren Objekte auch eingehende Erläuterungen zu Doppelsternen. Für jedes Sternbild sind angeführt:

1) Tabelle visueller Doppel- und Mehrfachsterne

Diese Liste enthält visuelle Doppelsterne bis zu einer Hauptsternhelligkeit von 9^{mag} und einer Komponentenelligkeit von 14^{mag} sowie einer kleinsten scheinbaren Distanz von $0,1''$. Für jedes Objekt enthält die Liste Katalogbezeichnung bzw. Name, Distanz in Bogensekunden, Positionswinkel in Graden, Jahr der Messung, scheinbare Helligkeit der Komponenten, Kurzbeschreibung (in codierter Form) sowie Rektaszension und Deklination des Hauptsterns (1950,0).

2) Genaue Beschreibung wichtiger Doppelsterne

Jene Objekte, die anschließend an die Tabelle eingehend beschrieben werden, sind in der Kurzbeschreibung durch * gekennzeichnet. Eine Liste der in diesem Werk genau erläuterten Doppel- und Mehrfachsterne ist auf den folgenden Seiten angeführt.

In der Beschreibung eines Doppelsterns findet man Informationen über: Helligkeit; Spektraltyp; Rektaszension und Deklination (1950,0) des Hauptsterns; Entfernung in Lichtjahren und Radialgeschwindigkeit; Bahnelemente: Große Halbachse in Bogensekunden und AE, Umlaufszeit in Jahren bzw. jährliche Bewegung, Bahnexzentrizität, Termin(e) des Periastrons, Positionswinkel, in einigen Fällen Zustandsgrößen der Komponenten, Entdeckungsgeschichte des Systems, Bahnskizzen sowie erläuternde Zeichnungen und Photos.

LISTE DER VISUELLEN DOPPELSTERNE

Angeführt sind Name und Bemerkungen nach Legende, was zum jeweiligen Objekte geboten wird: A Aufsuchkarte, B Bahnskizze, S Erläuterungsskizzen, P Photo. Die griechischen Buchstaben sind transkribiert.

AND: GRB 34 (A), Pi, De, 36 (B), Om, Ga, Ga b (B), Σ 215.

AQR: Be, Ze (B).

AQL: Ze, Be, Al.

ARA: Ga

ARI: Ga, 30, Σ 326.

AUR: Ep (S), Al (PS), Th.

Fortsetzung Referat: Angaben über Doppelsterne in "Burnham's Celestial Handbook".

- BOO: Ga, Ep, 44 (B), Xi (B), De, My.
- CNC: Ze (B).
- CVN: Al.
- CMA: Al (SPB), Ep.
- CMI: Al (SB).
- CAP: Al, Be.
- CAS: Al, Et (B), Ga (P), Ph, Io, R (A).
- CEN: Ga, Al (BSAP), R (A).
- CEP: U (SAP), Et, Be, KRG 60 (BAP), De (S).
- CET: 13 (B), UV (ABS), Ok (SP), Ga.
- CIR: Al.
- COL: Al.
- COM: Al.
- CRB: Et (B), Ga, Si (B).
- CRV: De.
- CRU: Al, Ga, Be.
- CYG: Be, De (B), OK¹ (S), Ga, Ep, 61 (BP), Ta (B), My (B).
- DEL: Ga, Be (PB).
- DRA: Et, My (B), Be, Ny, 26 (B), Σ 2398 (S).
- EQU: Ep, De (B).
- ERI: Th, Ga, OK² b (BSP).
- FOR: Al.
- GEM: Et (B), My b, Ep, Ze (S), De, Al (PBS), Be.
- GRU: Al.
- HER: Ze (B), Al (S), De (S), 68 (S), My b, 95.
- HYA: Ep, Ch¹, R (SP).
- IND: Al.
- LEO: Al b (P), Ga (B).
- LEP: Be, Al, Ga.
- LIB: Al.
- LUP: Al, Et.
- LYR: Al (P), Ep (S), Ep¹ (B), Ep² (B), Be (PS), De².
- MON: Be, 15.
- MUS: Be.
- OPH: Et, 70 (B), X.
- ORI: Be, Et, De (P), Th¹ (SAP), Io, Si, Ze, La.
- PEG: Ep, Ka (B), 37 (B), Et, Ze, 85 (B).
- PER: Ga, Be (SP), Ze (SP), Ep.
- PSC: Ze b (P), Al (B).

Fortsetzung Referat: Angaben über Doppelsterne in "Burnham's Celestial Handbook".

PSA: Al (A).

PUP: V (A), Rh.

SGR: HN 40, Et, De, U (A), Ze (B).

SCO: Xi (B), Be, Si, Al (P).

SCT: De (S).

SER: Th.

TAU: Al (PS)

TRI: Io

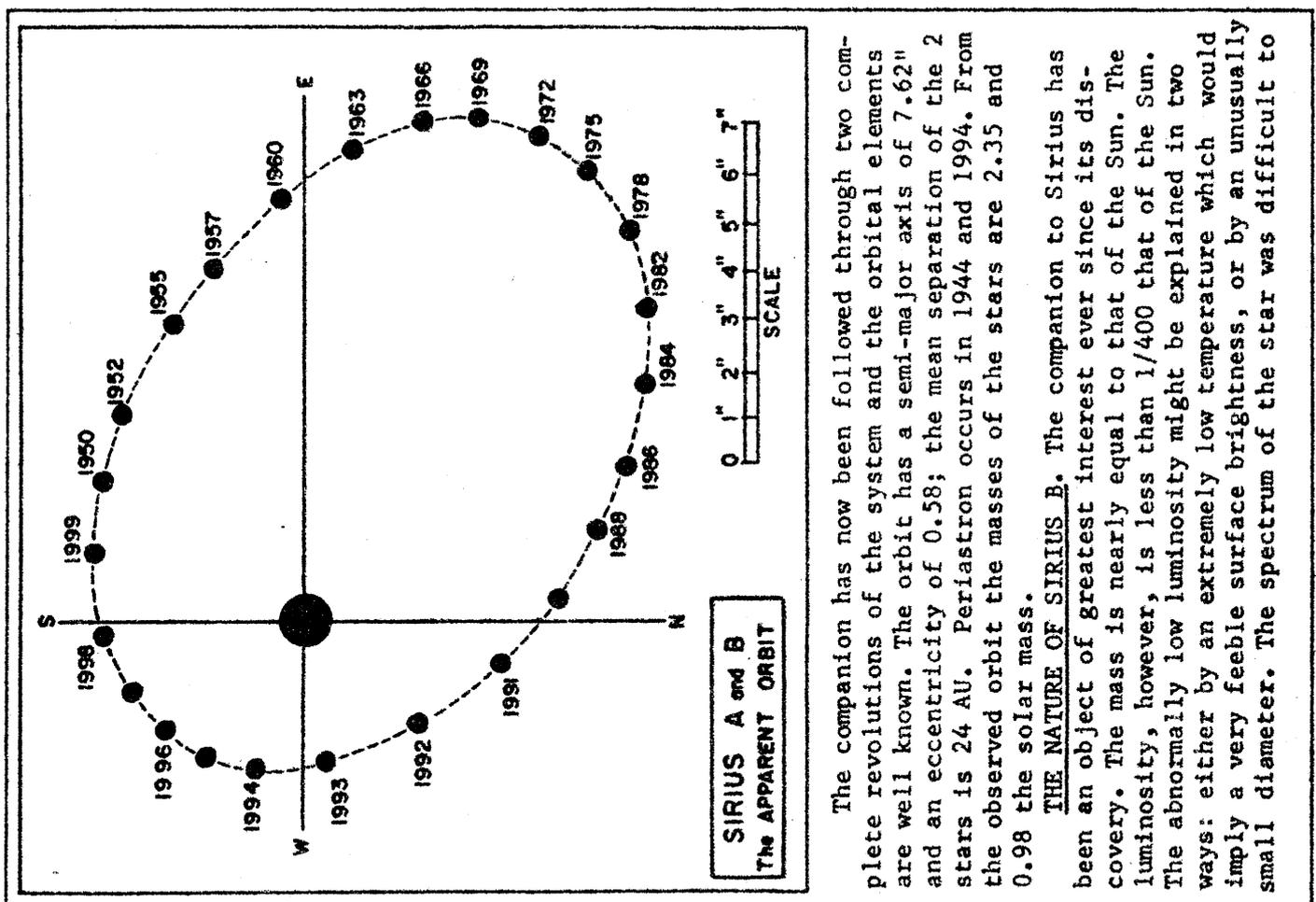
UMa: Io b (B), Ka, Si² (B), Th, Ph (B), Al (BP), Xi (B), Ze (AP).

UMi: Al (AP).

VEL: Ga, De, My.

VIR: Ga (B).

Photometrische Doppelsterne finden sich jeweils unter "Veränderliche" bis zur scheinbaren Helligkeit von einschließlich 9,5^{mag} für jedes Sternbild zusammengestellt. Auf spektroskopische Doppelsterne nehmen die Beschreibungen gegebenenfalls Bezug. Als Probeseite dient 397:



Referat: "Doppelsterne" von W.Heintz.

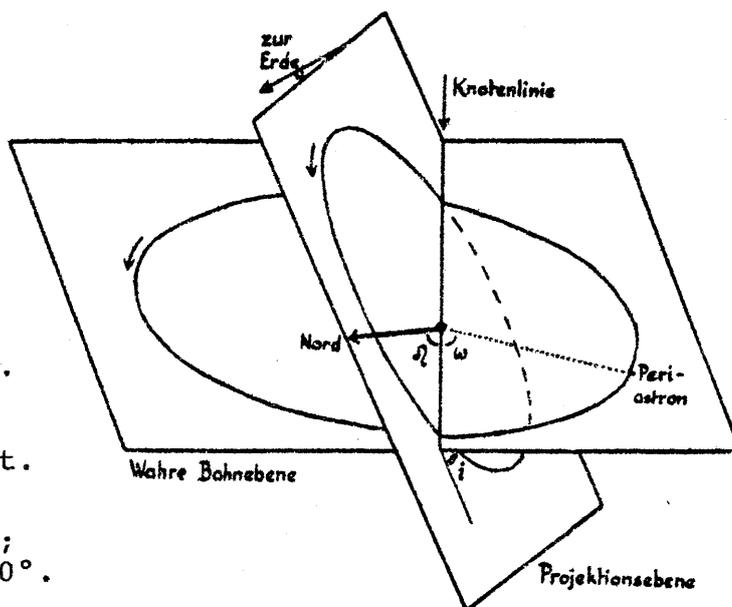
Dieses Buch erschien als Band 12 der Reihe "Das wissenschaftliche Taschenbuch" im Verlag W.Goldmann, München 1971. Auf 176 Seiten behandelt W.Heintz das Sachgebiet "Doppelsterne" als hier selbst aktiver Fachmann:

Die verschiedenen Arten der Doppelsterne - visuelle, photometrische, spektroskopische - werden beschrieben. Nach einem historischen Überblick folgt die Beschreibung der Beobachtungsinstrumente und Beobachtungsmethoden astrometrischer und astrophysikalischer Art. Der Leser wird mit der Auswertung der Beobachtungen auf Bahnbestimmungen samt Ephemeridenrechnung bekannt gemacht; die Formeldarstellungen gehen bis hin zur Bahnverbesserung. Die verschiedenen Methoden dazu werden erläutert, so daß der Benutzer dieses Bandes in Stand gesetzt wird, sowohl bei visuellen als auch bei photometrischen Doppelsternen die Bahnen ermitteln zu können. Auch auf die vielfachen Probleme dieses Sachgebietes wird eingegangen.

In Hinblick auf das Verständnis der Daten aus der Katalogliteratur soll die in diesem Band gegebene Darstellung der wahren und projizierten visuellen Bahn eines Doppelsterns herausgegriffen werden:

DOPPELSTERN-BAHNELEMENTE

- P Umlaufszeit in Jahren
- T Termin eines Durchganges durch das Periastron in dezimal geteilten Jahren
- a Große Halbachse der wahren Bahn in Bogensekunden
- e Numerische Exzentrizität der wahren Bahn
- Ω Positionswinkel des aufstg. Knotens. Wenn auf- und absteigender Knoten ununterscheidbar, $\Omega < 180^\circ$ gewählt.
- i Neigung der wahren Bahnebene zur Projektionsebene; $i < 180^\circ$. Kantenblick: $i=90^\circ$.
- ω Argument des Periastrons; in wahrer Bahn vom aufsteigenden Knoten bis Periastron gemessen.



Trotz seines Taschenbuchcharakters ist dieser Band ein Fundamentalarbeit zur Doppelsternastronomie.

Holger Reusch

Herbeckstraße 104/1, A-1180 Wien.

STERNFREUNDE-SEMINAR, WIENER PLANETARIUM, 1983 / Mucke

Referat: "Index Catalogue of Visual Double Stars" von H.Jeffers, W.van den Bos und F.Greeby.

Der "Index Catalogue of Visual Double Stars" (IDS) führt alle diejenigen visuellen Doppelsterne an, für die bis zum Ende 1960 Messungen publiziert worden sind. Er entstand am Lick-Observatorium, University of California, als Band XXI-1963 der Publications of the Lick Observatory und besteht aus zwei Teilen mit 263 + 804 Seiten. Er enthält 64 247 Doppelsterne.

Teil I umfaßt die Liste der Entdeckernamen und ihre Code-Bezeichnungen sowie den Index der Entdeckerzahlen, also gewissermaßen eine Art Quellennachweis. Das Material stammt vor allem aus dem Generalkatalog von Burnham (BDS), dem Neuen Generalkatalog von Aitken (ADS) für Doppelsterne nördlich von -20° Deklination sowie, für solche südlich von -19° Deklination, auf Arbeiten von Finsen und Van den Bos.

Teil II, der eigentliche Katalog, von dem zur Probe ein Ausschnitt aus Seite 210 (mit IDS 06408S1635 = ADS 5423 = Sirius AB,AD,BC) gegeben wird, enthält jeweils:

Rektaszension und Deklination für 1900 und 2000; Entdeckercode und Entdeckernummer; Komponentenangabe, falls mehr als zwei; Datum der ersten und letzten befriedigend genau gemessenen Positionswinkel u. Distanzen (bis 1961,0); Anzahl der Messungen; Erster u. letzter Positionswinkel sowie Distanz; Scheinbare Helligkeiten der Komponenten, womöglich auf HD-System reduziert; Spektraltypen der Komponenten; Eigenbewegung des Hauptsterns in Rektaszension und Deklination im Jahrtausend; Durchmusterungs-Nummer, wie im HD-Katalog verwendet (Bonn, Cordoba, Cape Photographic); ADS-Nummer; Anmerkungen.

R. A.		DEC.		DISC.	MULT.	OBS.		P. A.		D.		MAGS.	SPECT. TYPE	P. M. see p. 200 p.	DM	ADS	NOTES
1900	2000	1900	2000			FIRST	LAST	FIRST	LAST	FIRST	LAST						
06 40.0	45.7	N14 25	19	J	724	1912	1958	5 172	163	02.9	02.6	09.4	09.8				
06 40.0	45.2	N03 12	06	BAL	2191	1910		1 116		11.3		11.5	11.5			5422	
06 40.0	45.1	N00 28	22	BAL	1033	1893		1 191		05.6		08.9	11.4				
06 40.0	44.7	S10 33	39	A	2730	1914	1942	4 039		00.6		09.9	09.9	A7	W029 S032	510 1674	5412
06 40.0	43.3	S40 06	12	RST	1320	1932	1945	3 028		00.3		09.8	09.8	A3	W011 N006	540 2647	
06 40.0	43.2	S41 03	09	RST	1319	1932	1944	3 281		02.3		11.0	11.7			541 2549	
06 40.0	41.9	S55 33	38	RST		1929		1 003		04.2		10.6	12.2			585 1043	
06 40.0	37.9	S73 07	13	B				222		06.		10.0	11.2			573 397	
06 40.1	46.2	N24 46	40	POU	2000	1925		1 024		10.1		11.8	13.9				
06 40.1	45.2	N00 01		BAL	1034	1893		1 114		17.8		11.3	11.4				N
06 40.8	45.9	N00 65	59	BAL	1333	1893		1 015		11.0		11.3	11.5				
06 40.8	45.9	S00 30	36	BAL	720	1893		1 284		15.0		11.3	11.4				
06 40.8	45.8	S01 50	56	BAL	338	1893		1 220		02.7		11.1	11.2				
06 40.8	45.8	S02 19	25	BAL	75	1893		1 019		08.7		11.1	11.7				
06 40.8	45.5	S10 40	46	HJ	738	1904	1912	2 022		13.1		10.1	10.6				N
06 40.8	45.2	S16 35	41	AGC	1 AB	1602	1960	99				08.5	A0	W542		510 1679	
06 40.8	45.2	S16 35	41	AGC	1 AD	1915		1 133		31.6		14.0	A0			516 1591	5423 NO
06 40.8	45.2	S16 35	41	AGC	1 BC	1920	1929	7 069	129	01.8	01.4					516 1591	5423 N
06 40.8	44.4	S33 52	59	B	1516	1925		1 096		02.8		09.6	11.6	G2	W056 S081	533 3188	
06 40.9	47.0	N24 11	09	POU	2010	1925		1 262		12.4		13.2	13.7				

Referat: Elemente und Berechnung von Ephemeriden visueller Doppelsterne

1. Bahnelemente visueller Doppelsterne

Die Bahnelemente visueller Doppelsterne können aus der beobachteten scheinbaren Bewegung (Positionswinkel, Distanzen und zugehörige Termine) unter Zugrundelegung der Gravitationstheorie berechnet werden: Die vom Begleiter um den Hauptstern beschriebene Raumbahn wird durch große Halbachse a , numerische Exzentrizität e , Umlaufszeit P und Termin des Periastrons T bestimmt; ihre Lage zur Blickrichtung des Beobachters bestimmen Positionswinkel des aufsteigenden Knotens Ω , die Neigung der Bahnebene zur Normalebene auf die Blickrichtung i und das Argument des Periastrons ω , siehe Referat "Doppelsterne; W.Heintz" (H.Reusch).

Der immer noch aktuelle Bahnelementen-Katalog "Third Catalogue of Visual Binary Stars" von W.Finsen und C.Worley, erschienen 1970 als Nr.129, Vol.7 der "Circulars" des Republic Observatory Johannesburg, soll als Elementen-Quelle hier vorgestellt werden:

Er enthält, bis herauf zu 1970,0, 795 Bahnen von 696 Systemen, wobei Dreifachsysteme als zwei Systeme gezählt sind. Es sind 6 parabolische, 8 hyperbolische und 39 Bahnen unaufgelöster Systeme unter ihnen.

Wie die beigefügte Probeseite zeigt, beginnt der Katalog jeweils mit der ADS- oder DM-Bezeichnung und sonstiger Systembezeichnung und Rektaszension und Deklination für 1900,0. Es folgen scheinbare vis. Helligkeiten (*Italic*, wenn keine lichtelektrische Gesamt- oder Komponentenhelligkeit verfügbar ist) und Spektralklasse (*Italic*, wenn sie aus dem Kompositspektrum abgeleitet wurden). Ist bekannt, daß der angegebene Knoten der aufsteigende Knoten ist, so ist er *Italic* geschrieben. P bezeichnet die Umlaufszeit in Jahren (bei parabolischen und hyperbolischen Bahnen, die sich an $e = 1$ und $e > 1$ erkennen lassen, ist σ , die Flächenkonstante in der wahren Bahn anstelle P und die Periastrondistanz q anstelle a gegeben). n bedeutet die mittlere jährliche Bewegung. Die übrigen Elemente wurden schon genannt; A,B,...G.H sind die Thiele-Innes-Konstanten. Die Größen p_L und p_N erlauben die Berechnung der relativen Radialgeschwindigkeit in Abhängigkeit von der Parallaxe p . E_q bedeutet Äquinoktium, auf das sich die Elemente beziehen und Grade klassifiziert die Qualität der Bahn: 1 definitiv, mehrere Umläufe, gut beobachtet; 2 verlässlich, mindestens ein Umlauf, gut beobachtet; 3 vorläufig, mindestens ein halber Umlauf; 4 verfrüht,

Fortsetzung Referat: Elemente und Berechnung von Ephemeriden visueller Doppelsterne.

Einzelelemente deklariert geringen Gewichtes, weniger als halber Umlauf beobachtet; 5 unbestimmt, sehr kurzer beobachteter Bahnbogen geringer Krümmung. Nach dem Berechnernamen ist das Jahr der letzten Beobachtung oder des letzten Normalortes angegeben und die Publikation der Bahnbestimmung genannt.

2. Berechnung der Ephemeriden

Mit n , der mittleren jährlichen Bewegung des Begleiters (in dezimal geteilten Altgraden, immer positiv), dem Zeitpunkt, für den gerechnet werden soll, dem Termin des Periastrons T und der Umlaufszeit P gilt:

$$n = 360^\circ / P \qquad M = n (t - T)$$

Mit der mittleren Anomalie M löst man die Kepler-Gleichung nach der Exzentrischen Anomalie E :

$$E = M + e \sin E \qquad (\text{hier } M \text{ und } E \text{ in Bogenmaß})$$

Man will in Graden rechnen und muß daher schreiben:

$$E = M + e^\circ \sin E \qquad \text{worin} \qquad e^\circ = e \frac{180}{\pi}$$

Diese transzendente Gleichung kann nur numerisch gelöst werden. Eine Iteration wird mit $E = M$ begonnen und fortgesetzt, bis der Fehler genügend klein ist. Dann berechnet man den Radiusvektor r und die wahre Anomalie v nach:

$$r = a (1 - e \cos E)$$

$$\tan \left(\frac{v}{2} \right) = \sqrt{\frac{1+e}{1-e}} \cdot \tan \left(\frac{E}{2} \right) \quad \text{Der Positionswinkel } \theta \text{ folgt aus}$$

$$\tan (\theta - \Omega) = \frac{\sin (v + \omega) \cos i}{\cos (v + \omega)}$$

Es empfiehlt sich, nicht auszudividieren, sondern, um sofort den richtigen Quadranten zu erhalten, die Koordinatentransformation rechth. \rightarrow polar zu verwenden. Die Distanz der beiden Komponenten ρ folgt aus:

$$\rho = \frac{r \cos (v + \omega)}{\cos (\theta - \Omega)}$$

3. Einfluß der Präzession

Er kann hier meist vernachlässigt werden, außer bei Sternen hoher Deklination oder längere Zeiträume oder beides. Index o bedeutet System t_o (z.B. 2000,0):

Fortsetzung Referat: Elemente und Berechnung von Ephemeriden visueller Doppelsterne

ADS or DM α (1900) δ	Star	Magnitudes Spec. Types	P T	e w	a i	ω Ω	A B	F G	C H	pL pN	Eq. Grade Ephemeris	Computer, last observation Reference
4890 h m 6 11.6	φ 331, 75 Ori +9 59	6.1 A2 V	8.35 1956.20	0.41 43.114	0.1299 71.2	95.8 141.0	-0.0161 -0.0406	+0.1031 -0.0781	±0.1224 ±0.0123	±25.0 ±2.5	3 I rev.	W. S. Finsen 1962 Republ. Obs. Johannesb. Circ., 7, 14; 1962.
4929 6 13.6	β 895 AB† +28 28	7.9 A3n	54.00 1965.7	0.75 6.6667	0.18 41.5	142.6 170.6	+0.1277 -0.1041	+0.1254 +0.0878	±0.0724 ±0.0948	±2.29 ±2.99	2 1950-1970	P. Muller 1955 J. Observateurs, 40, 54; 1957.
4971 6 16.2	A 2667 +2 19	6.8 A3 V	120 1932.0	0.45 3.00	0.448 58.4	261.1 104.8	+0.2419 -0.0077	+0.0780 +0.4372	±0.3770 ±0.0590	±5.36 ±0.84	3 1950-1970	P. Muller 1956 Bull. astr., Paris, 24, 11; 1963.
5042 6 19.5	OZ 139 +22 31	7.9 A3	514.3 1927.0	0.87 0.70	0.75 47.5	304.0 154.2	-0.1948 +0.5607	+0.6831 +0.0155	±0.4584 ±0.3092	±1.52 ±1.03	2000 4 1960-1985	W. D. Heintz 1962 Veröff. Sternw. München, 5, 145; 1962.
6 24.3	Ross 614† -2 44	10.9 M4	16.5 1933.2	0.36 21.82	0.9794 52.4	228.7 27.0	-0.3722 -0.6938	+0.8347 -0.0176	±0.5826 ±0.5123	±60.1 ±52.9	3	S. L. Lippincott 1955 Astr. J., 55, 236; 1951 & 60, 379; 1955.
5159 6 26.0	A 2817 +7 54	9.2 G5	31.6 1952.2	0.30 11.392	0.20 37.4	330.0 47.0	+0.1762 +0.0725	-0.0324 +0.1670	±0.0607 ±0.1032	±3.28 ±5.68	2 1958-1968	P. Baize 1954 J. Observateurs, 41, 177; 1958.
-50°22.1 6 27.4	R 65 AB† -50 10	6.1 G5	50.0 1917.0	0.95 7.20	0.46 123.3	42.7 115.7	+0.068 +0.382	+0.305 -0.203	±0.2635 ±0.2850	±8.99 ±9.72	3 1950-1975	O. J. Eggen 1949 Publ. astr. Soc. Pacific, 64, 230; 1952.
-50°22.0 6 28.6	HdO 195 CD† +14 49	9.2 F5	101.0 1904.5	0.24 3.5644	0.514 30.0	192.0 116.1	+0.3043 -0.4108	+0.3440 +0.2875	±0.0534 ±0.2514	±0.90 ±4.24	2000 3 1968-1986	W. D. Heintz 1966 Astr. J., 73, 512; 1968.
5197 6 29.8	Σ 932 +11 9	8.1 F0	2360 2215	0.2000 0.1525	3.210* 124.14	119.73 4.24*	-1.472* -1.678*	+0.846* +0.685*	±2.3071 ±1.3176	±1.67 ±0.95	1900 5 1960-2000	J. Hopmann 1959 Mit. Unt.-Sternw. Wien, 10, 198; 1960.
5234 6 30.2	OZ 149 +27 22	7.13 dG2	169.0 1823.8	0.18 2.1302	0.38 38.8	351.8 36.5	+0.3275 +0.1898	-0.1308 +0.2679	±0.0340 ±0.2337	±0.34 ±2.38	4 1958-1978	P. Baize 1958 J. Observateurs, 41, 177; 1958 & Notes Inf. Publ. Obs. Paris, 22; 1964.
+16°12.3 6 31.9	γ Gem Aa, Pt† +16 29	1.93 A0 IV	114.8 1922.8	0.71 3.1359	0.86 112.2	278.3 75.0	-0.2785 +0.2031	+0.2656 +0.8099	±0.7879 ±0.1149	±11.70 ±1.71	2000 2 1960-1988	W. D. Heintz 1965 Veröff. Sternw. München, 7, 30; 1967.
-35°30.5 6 32.4	φ 19 -36 0	6.9 Go V	12.9 1941.9	0.80 27.91	0.80 325	325	-0.094 -0.036	-0.299 +0.139	±0.322 ±0.072	±20.7 ±4.6	3 I rev.	W. R. Beardsley 1958 IAU Symposium No. 30, 189; 1967.
5332 6 35.4	A 218 +30 47	8.7 F5	26.5 1935.5	0.41 13.585	0.337 102.1	282.6 157.7	+0.094 -0.036	-0.299 +0.139	±0.322 ±0.072	±20.7 ±4.6	3 I rev.	W. S. Finsen 1953 Union Obs. Circ., 6, 231; 1954.
5400 6 37.4	Σ 948, 12 Lyn AB† +59 33	5.37 A2n	126.6 1982.9	0.26 2.8436	0.180 137.9	340.0 25.0	+0.1340 +0.1129	+0.1088 -0.0877	±0.0413 ±0.1134	±0.56 ±1.53	2000 4 1965-1985	W. D. Heintz 1962 Veröff. Sternw. München, 7, 8; 1965.
5423 6 40.8	AGC 1, Sirius† -16 35	8.49 A1 V DA	90.46 1976.25	0.554 3.9798	0.161 144.14	36.58 54.26	+0.1390 +0.0597	+0.0290 -0.1395	±0.0564 ±0.0760	±1.06 ±1.43	1900 4 1965-1995	A. S. da Silva 1962 O Instituto de Coimbra, 131; 1968.
5447 6 41.6	OZ 156 +18 18	6.81 A2 V	699.0 1740	0.03 0.5150	1.66 180	154.84 0	-1.5025 -0.7057	-0.7057 +1.5025	0.0 0.0	0.0 0.0	5 1956-1970	P. Brosche 1955 Astr. Nachr., 283, 280; 1957.

Fortsetzung Referat: Elemente und Berechnung von Ephemeriden visueller Doppelsterne

$$\theta - \theta_0 = \Omega - \Omega_0 = \frac{0,00557 \sin \alpha}{\cos \alpha} (t - t_0)$$

4. Einfluß der Eigenbewegung

Durch Eigenbewegung ändern sich alle Elemente außer der Exzentrizität. Außer bei sonnennahen Sternen (α Cen, α CMa, 61 Cyg) kann diese Änderung vernachlässigt werden.

$$\begin{aligned} \Delta i &= \mu \sin(\varphi - \Omega) \\ \Delta \omega &= \mu \cos(\varphi - \Omega) / \sin i \\ \Delta \Omega &= \mu (\tan \delta \sin \varphi - \cot i \cos(\varphi - \Omega)) \end{aligned} \quad \left. \vphantom{\begin{aligned} \Delta i \\ \Delta \omega \\ \Delta \Omega \end{aligned}} \right\} \text{ pro Jahr}$$

μ ist hier die jährliche Eigenbewegung und φ der Positionswinkel, in dem sie mit zunehmender Zeit verläuft.

5. Einfluß der Radialbewegung

Durch Radialbewegung ändert sich die scheinbare Größe der großen Bahnhalfachse a und die Umlaufzeit P . Ist V die Radialgeschwindigkeit in km/sec und p die Parallaxe in Bogensekunden, so folgt:

$$\Delta a = -1,0227 \cdot 10^{-6} a V p \quad \text{pro Jahr}$$

$$\text{Wahre Periode} = P \left(1 - \frac{V}{c}\right) \quad \text{worin } c \text{ Lichtgeschwindigkeit}$$

Auch diese Korrekturen sind fast immer zu vernachlässigen (bei α Cen im Jahrhundert $\Delta a = 0,03''$ und $\Delta P = 0,006$ Jahre).

6. Beispiel

α CMa = ADS 5423 ($P = 50,09$ Jahre, $e = 0,592$, $i = 136,53^\circ$, $\omega = 147,27^\circ$, $\Omega = 44,57^\circ$, $a = 7,500''$, $T = 1894,13$).

Zwischenresultate und Resultate:

	1980,0	1982,0	1984,0	1986,0	1988,0
M	257,1531°	271,5273°	285,9014°	300,2755°	314,6496°
E	230,8493°	241,6705°	253,3965°	266,4225°	281,3997°
r	0,002862	0,002669	0,002436	0,002160	0,001840
v	-152,9383°	-146,3700°	-138,6553°	-129,1303°	-116,5261°
θ	48,6900°	43,9168°	38,2956°	31,1955°	21,2220°
ρ	10,2794''	9,6064''	8,7220''	7,5966''	6,1994''

7. Literatur

- J.Meeus, *Astronomical Formulae for Calculators*, Volksstw.Hove, 1978.
 W.Heintz, *Doppelsterne*, Goldmann Verlag, München 1971
 W.Finsen, C.Worley, *3rd Catalogue of Orbits of Visual Binaries*, Johannesburg 1970.
 Renate Birnkraut, Schwenderg.45/19, A-1150 Wien

STERNFREUNDE-SEMINAR, WIENER PLANETARIUM, 1983 / Mucke

Referat: "291 Doppelstern-Ephemeriden für die Jahre 1975-2000"
von W.Wepner.

Der etwa quartheftgroße, von Dr.W.Wepner verfaßte und vom Treuge-
sell-Verlag, Düsseldorf, 1976 herausgegebene Band von 100 Seiten
enthält die Ephemeriden von 291 visuellen Doppelsternen für die
Jahre 1975 bis 2000.

In den meisten dem Amateur zugänglichen Werken und natürlich in den
Katalogen sind Positionswinkel und Distanz für nur eine bestimmte
Epoche gegeben. Weil sich diese Werte - vor allem bei kurzen Um-
laufszeiten - rasch merklich ändern, ergibt sich die Notwendigkeit
für solche Ephemeriden.

Die für die Berechnung dieser Ephemeriden nötigen Bahnelemente wur-
den dem "Third Catalogue of Orbits of Visual Binary Stars" von W.
Finsen und C.Worley entnommen, aber leider nicht mit angegeben; es
wurde eine Auswahl der Systeme mit großer Halbachse $> 0,5''$ getroffen.
Einrichtung der Ephemeriden:

Die 1.Zeile bietet die Bezeichnung nach dem "New General Catalogue
of Double Stars" (ADS) oder der "Bonner Durchmusterung" (DM) sowie
eventueller üblicherer Sternbezeichnung (z.B. α Cma). in der 2.Zeile
stehen Rektaszension und Deklination (1950,0). Am Ende des Buches
finden sich die Positionen auch für 1975,0 und 2000,0. Die schein-
baren visuellen Helligkeiten der Komponenten und deren Spektraltyp
sind in der 3.Zeile angeführt. Tabellarisch sind für den Jahresan-
fang gegeben: Positionswinkel auf $0,1^\circ$, Distanz auf $0,01''$. Die tat-
sächliche Genauigkeit ist geringer, reicht aber hin. Bei Umlauf-
zeiten < 200 Jahren beträgt das Intervall 1, bei längeren 5 Jahre.
Der Positionswinkel enthält nicht den Einfluß der Präzession (nur
bei langen Zeiträumen oder hohen Deklinationen merklich).

ADS 5423 AGC1 α CMA

(Ausschnitt aus Seite 31)

AR $06^h43.0$ DECL $-16^\circ39'$
MAG $-1.46/8.49$ SPEC A1V/DA

YEAR	POS	DIST	YEAR	POS	DIST	YEAR	POS	DIST
	o	"		o	"		o	"
1975	59.1	11.18	1984	38.6	8.72	1993	294.9	2.53
1976	57.2	11.08	1985	35.3	8.19	1994	259.4	2.71
1977	55.3	10.95	1986	31.5	7.60	1995	231.6	3.14
1978	53.2	10.77	1987	27.0	6.94	1996	210.1	3.48
1979	51.2	10.55	1988	21.5	6.20	1997	191.9	3.74
1980	49.0	10.28	1989	14.5	5.40	1998	176.0	3.98
1981	46.7	9.97	1990	4.9	4.54	1999	162.0	4.26
1982	44.2	9.61	1991	350.6	3.67	2000	149.9	4.60
1983	41.5	9.19	1992	328.2	2.91	2001	139.6	4.98

Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

In diesem Beitrag werden 25 visuelle Doppelsternsysteme behandelt, die geeignet sind, dieses Sachgebiet anschaulich darzustellen. Ganz allgemein gesagt, können sie schon mit kleineren Fernrohren gesehen werden, denn ihre Komponenten sind hell, ihre scheinbaren Abstände nicht zu klein und ihre Umlaufzeiten nicht zu groß. In den meisten Fällen sind auch die Bahnen gut gesichert und die Systeme selbst in individueller Art bemerkenswert.

Lediglich Sirius ist ein schwierigeres System als die anderen, ist aber besonders interessant und wurde deshalb aufgenommen; früher nur mit Großteleskopen auflösbar, kann er gegenwärtig unter sehr günstigen Umständen schon mit einem 15cm-Refraktor getrennt werden. Viele ganz leicht sichtbare Doppelsterne, wie β Cygni oder ν Draconis, werden jedoch nicht behandelt, weil sie praktisch unveränderliche Paare mit so großer Umlaufzeit sind, daß sich die Komponenten gegeneinander nur unmerklich bewegen.

Für jedes System werden zunächst die vollständigen Bahnelemente, die Darstellung der scheinbaren Bahn, eine Ephemeride für Positionswinkel und Distanz von 1970 bis 2000 und schließlich allfällige Besonderheiten gegeben.

1. Bahnelemente

In der folgenden Zusammenstellung ist gegeben: Bezeichnung nach Bayer oder Flamsteed / ADS-Nummer / Sonstige Benennung, wie Σ Katalog von W. Struve, Δ J. Dunlop, Sh J. South und h J. Herschel / Rektaszension und Deklination für 1950,0 / Visuelle Helligkeiten (Skalnate Pleso Atlas Catalogue, 1959) / a Große Halbachse der wahren Bahn in " / e Numerische Exzentrizität der wahren Bahn / i Neigung der wahren Bahn gegen die Normalebene auf die Blickrichtung (Zeigt sich die wahre Bahn unverkürzt, so ist $i = 0^\circ$ oder 180° . Zeigt sie sich uns von der Kante, ist $i = 90^\circ$. $i < 90^\circ$ bedeutet direkte Bewegung des Begleiters, Positionswinkel vergrößert sich mit der Zeit. $i > 90^\circ$ bedeutet retrograde Bewegung des Begleiters, Positionswinkel verkleinert sich mit der Zeit) / T Termin, zu dem der Begleiter im Periastron, also nächst dem Hauptstern, stand, in dezimal geteilten Jahren / P Umlaufzeit in Jahren / Ω Positionswinkel des aufsteigenden Knotens, die Richtung der Schnittlinie der Bahnebene mit der dortigen Tangentialebene an die Himmelskugel. Ohne Radialgeschwindigkeitsmessung kann der aufsteigende vom absteigenden Knoten nicht unterschieden werden, dann wird Ω zwischen

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

0° und 180° gewählt / ω Argument des Periastrons. Das ist jener Winkel, der in der Bahnebene vom aufsteigenden Knoten zum Periastron im Sinn der Bewegung des Begleiters gezählt wird / Name des Berechners mit Datum / Anzahl der Maxima oder Minima, die sich bei jedem Umlauf im scheinbaren Abstand der Komponenten ergeben.

Name	ADS	α	δ	Vis. Mag.	a	e	i	T	P	Ω	ω	Calculator		
		h	m	s			°			°	°			
η Cas	671	Σ 60	0 46.1	+57 33	3.6 7.5	11.994	0.497	34.76	1889.60	480.00	98.42	88.59	K. Aa. Strand	1969 1
ρ Eri	—	Δ 5	1 37.9	-56 27	6.0 6.1	7.817	0.534	142.82	1813.49	483.66	13.12	18.37	T. S. van Albada	1957 1
α Psc	1615	Σ 202	1 59.5	+ 2 31	4.3 5.2	2.655	0.600	142.24	2060.00	720.00	9.59	200.62	W. Rabe	1961 1
ϵ Cas	1860	Σ 262	2 24.9	+67 11	4.7 7.0	2.270	0.400	132.00	1550.00	840.00	6.30	299.00	W. D. Heintz	1962 1
α CMa	5423	—	6 42.9	-16 39	-1.4 8.7	7.500	0.592	136.53	1894.13	50.09	44.57	147.27	W. van den Bos	1960 1
α Gem	6175	Σ 1110	7 31.4	+32 00	2.0 2.9	{ 7.369	0.360	112.94	1950.65	511.30	41.65	239.81	P. Muller	1956 2
						{ 6.295	0.330	115.94	1965.30	420.07	40.47	261.43	W. Rabe	1958 2
γ Leo	7724	Σ 1424	10 17.2	+20 06	2.6 3.8	2.505	0.843	36.37	1743.32	618.56	143.24	162.54	W. Rabe	1958 1
ξ UMa	8119	Σ 1523	11 15.5	+31 49	4.4 4.8	2.530	0.414	122.65	1935.17	59.84	101.59	127.53	W. D. Heintz	1966 2
ϵ Leo	8148	Σ 1536	11 21.3	+10 48	4.1 7.0	1.960	0.550	129.50	1947.47	204.54	50.20	132.87	W. Rabe	1958 1
γ Vir	8630	Σ 1670	12 39.1	- 1 11	3.6 3.6	3.648	0.877	148.33	1836.49	171.76	29.30	250.38	H. Wolf	1949 1
α Cen	—	—	14 36.2	-60 38	0.3 1.7	17.583	0.516	79.24	1955.56	79.92	24.87	51.56	W. D. Heintz	1959 2
ζ Boo	9343	Σ 1865	14 33.8	+13 57	4.6 4.6	0.595	0.957	142.00	1897.59	123.44	129.90	1.47	S. Wierzbinski	1956 1
ξ Boo	9413	Σ 1888	14 49.1	+19 18	4.8 6.9	4.884	0.506	140.34	1909.40	149.95	168.40	24.16	K. Aa. Strand	1937 1
δ Boo	9494	Σ 1909	15 02.1	+47 51	6.0 6.8	4.100	0.360	84.50	2042.00	246.20	237.90	228.50	W. D. Heintz	1963 2
σ CrB	9979	Σ 2032	16 12.8	+33 59	5.7 6.7	6.599	0.780	33.33	1828.00	1000.00	7.74	84.35	W. Rabe	1958 1
ζ Her	10157	Σ 2084	16 39.4	+31 42	3.1 5.6	1.369	0.470	131.40	1933.35	34.38	48.20	111.00	P. Baize	1949 1
μ Dra	10345	Σ 2130	17 04.3	+54 32	5.8 5.8	3.330	0.370	143.40	1964.00	482.00	87.40	24.30	W. D. Heintz	1965 1
β Oph	10417	Sh 243	17 12.3	-26 32	5.3 5.3	13.910	0.900	99.18	1643.48	548.70	93.64	90.00	P. Brosche	1960 2
τ Oph	11005	Σ 2262	18 00.4	- 8 11	5.3 6.0	1.494	0.718	59.32	1829.00	280.03	63.04	49.78	S. Wierzbinski	1958 1
θ Oph	11046	Σ 2272	18 02.9	+ 2 31	4.3 6.0	4.551	0.500	121.11	1895.90	87.85	121.59	193.09	K. Aa. Strand	1952 2
γ CrA	—	h 5084	19 03.0	-37 08	5.0 5.1	1.907	0.313	149.00	1998.80	120.42	53.00	350.00	W. D. Heintz	1963 1
δ Cyg	12880	Σ 2579	19 43.4	+45 00	3.0 6.5	2.561	0.300	141.51	1890.00	537.30	84.22	124.47	W. Rabe	1961 1
ϵ Cyg	14636	Σ 2758	21 04.7	+38 30	5.5 6.3	24.307	0.400	55.01	1676.94	653.34	171.40	147.03	E. de Caro	1948 2
μ Cyg	15270	Σ 2822	21 41.9	+28 31	4.7 6.1	4.278	0.580	76.50	1962.50	507.50	289.60	340.00	W. D. Heintz	1965 2
ζ Aqr	15971	Σ 2909	22 26.3	- 0 17	4.4 4.6	5.055	0.495	131.25	1957.60	856.00	310.22	55.12	R. S. Harrington	1968 1

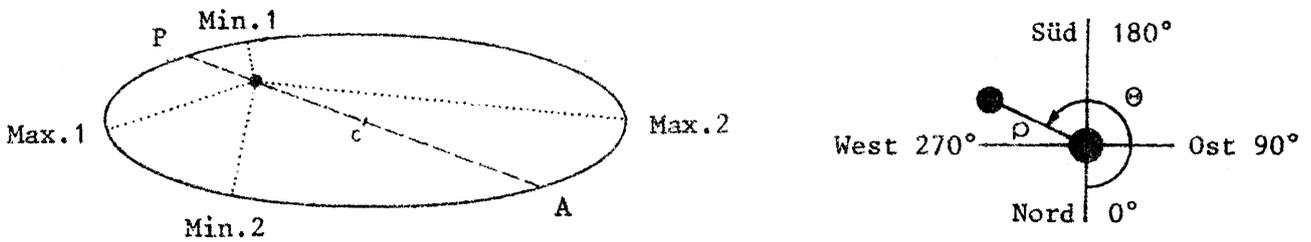
Es ist wichtig sich vor Augen zu halten, daß die Bahnelemente einiger langperiodischer Doppelsterne noch nicht genau bekannt sind - dann ist ja nur ein kurzer Bahnbogen beobachtet worden, den verschiedene Elementensätze gleich zufriedenstellend repräsentieren. So ist sogar für Castor, ADS 6175, die genaue Umlaufszeit noch unbekannt, weshalb hier zwei Elementen- und Ephemeridensätze, zwischen denen noch nicht entschieden werden kann, gegeben werden.

2. Darstellungen der scheinbaren Bahnen und Besonderheiten

Die zur Darstellung der scheinbaren Bahn des Begleiters um den als ortsfest betrachteten Begleiter nötigen Ephemeriden passen exakt zu den angegebenen Elementensätzen - so unsicher diese vielleicht auch sein mögen. Sie gelten jeweils für den Jahresanfang, z.B. bedeutet 1975 eigentlich 1975,0. Die Positionswinkel wurden nicht auf den Einfluß der Präzession korrigiert, denn für unsere 25 Systeme würde dieser Einfluß in einem Jahrhundert weniger als 1° ausmachen. Auf die Distanz hat die Präzession ohnedies keinen Einfluß. [Tabellen und Zeichnungen aus "Sky and Telescope", Vol.41, No.1 und 2].

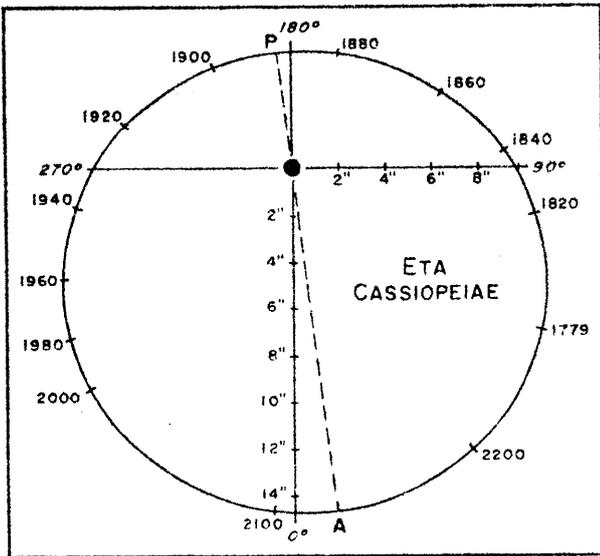
Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

Die beiden Komponenten eines Doppelsternsystems bewegen sich in Ellipsen um ihren gemeinsamen Schwerpunkt. Betrachten wir einen von ihnen, den Hauptstern, als unbeweglich, so steht er in einem Brennpunkt der Ellipse, die der Begleiter dann um ihn beschreibt. Diese relative Bahn nennen wir hier die wahre Bahn, deren große Achse, die Periastron P und Apastron A verbindet, in unseren Darstellungen als strichlierte Linie eingetragen ist. Die scheinbare Bahn, die der Begleiter am Himmel um den Hauptstern beschreibt, ist eine Projektion dieser wahren Bahn in die Normalebene auf die Blickrichtung und deshalb wieder eine Ellipse, in welcher der Hauptstern aber nicht mehr im Brennpunkt steht. Auch wird die beobachtete Distanz der Komponenten weder in P ein Minimum noch in A ein Maximum erreichen. Dagegen stimmen die Mitten der scheinbaren und wahren Bahnellipse, C, überein. In der linken Zeichnung sehen wir eine scheinbare Bahnellipse und stellen je zwei Maxima und je zwei Minima der Distanz fest:



Wenn aber die Exzentrizität groß und die Neigung klein ist, kann es auch nur je ein Maximum und je ein Minimum der Distanz geben. Demnach treten immer je zwei Maxima und je zwei Minima ein, wenn die Exzentrizität klein und die Neigung groß ist. Je nach den Elementen i und ω ist die Exzentrizität der scheinbaren Bahn größer oder kleiner als die der wahren Bahn: Ist $\omega = 0^\circ$ oder 180° , fällt die Knotenlinie mit der Apsidenlinie PA zusammen und die Exzentrizität der scheinbaren Bahn ist größer oder gleich der der wahren. Ist $\omega = 90^\circ$ oder 270° , steht die Knotenlinie normal auf die Apsidenlinie und bei kleinem i ist die Exzentrizität der scheinbaren Bahn geringer, bei großem i größer als die der wahren Bahn. So kann selbst eine sehr exzentrische wahre Bahn kreisförmig erscheinen! Für alle hier beschriebenen Systeme mit Ausnahme η Cassiopeiae, γ Virginis und σ Coronae Borealis ist die Exzentrizität der scheinbaren Bahn größer als die der wahren. Die rechte Zeichnung erläutert Positionswinkel θ und Distanz ρ (Orientierung für das umkehrende Fernrohr, Süd oben, Ost rechts).

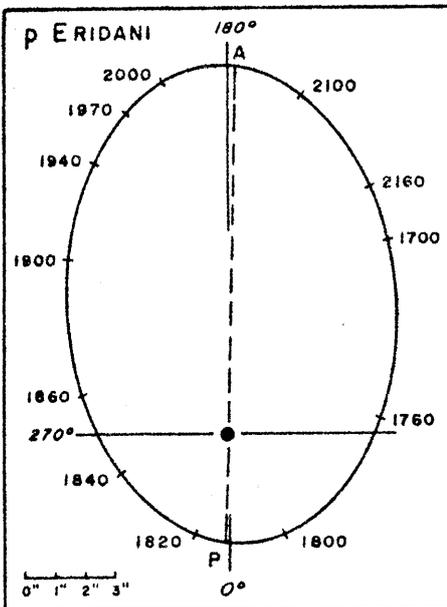
Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.



1970	301°.4	11''.45
1975	304.3	11.73
1980	307.0	11.99
1985	309.6	12.22
1990	312.2	12.45
1995	314.6	12.65
2000	317.0	12.85

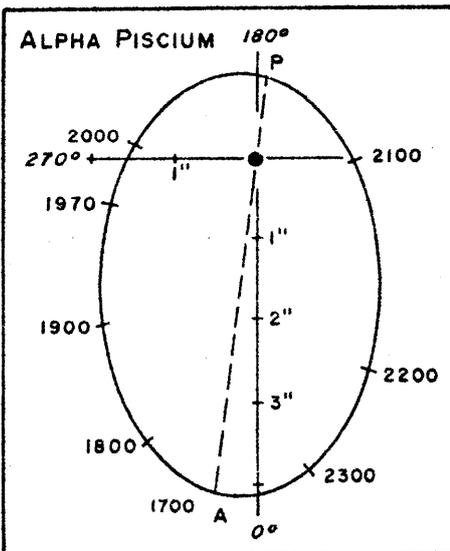
Entdeckt von W.Herschel 1779 und seit 1830 gut beobachtet. Hauptstern gelb (G0), Begleiter rot (M0). Einer trigonometrischen Parallaxe von 0,174'' entsprechen 19 LJ Entfernung; die Komponenten haben 0,86 und 0,56 Sonnenmassen. Die große Halbachse der wahren Bahn mißt 69 AE

(mehr als doppelter Abstand Neptun-Sonne). Die große Exzentrizität bewirkt ein Schwanken des Sternabstandes zwischen 34,7 AE (1889) und 103 AE (2129). 1938 ging der Begleiter durch den absteigenden Knoten.



1970	197°.9	10''.86
1975	196.6	11.00
1980	195.4	11.13
1985	194.1	11.24
1990	192.9	11.35
1995	191.7	11.44
2000	190.6	11.52

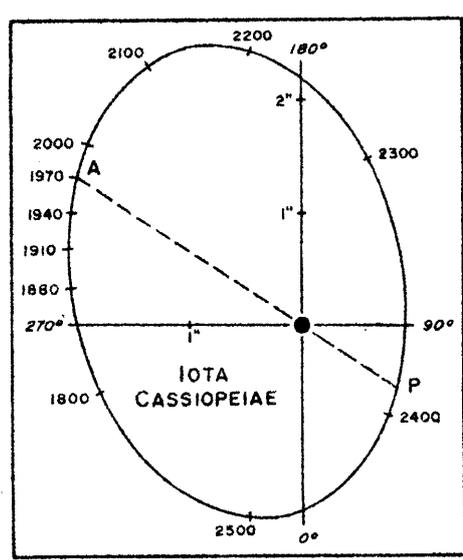
Dieses wunderschöne Paar liegt 1° nördlich von Archernar, kann daher von Europa aus leider nicht gesehen werden. Die beinahe gleichhellen Komponenten sind tiefgelb (K0). Die Entdeckung gelang J.Dunlop 1825; Periastron 1813, Apastron 2055, Durchgang durch den absteigenden Knoten 1989.



1970	288°.0	1''.86
1975	284.6	1.79
1980	281.0	1.73
1985	277.2	1.66
1990	273.0	1.60
1995	268.5	1.54
2000	263.6	1.48

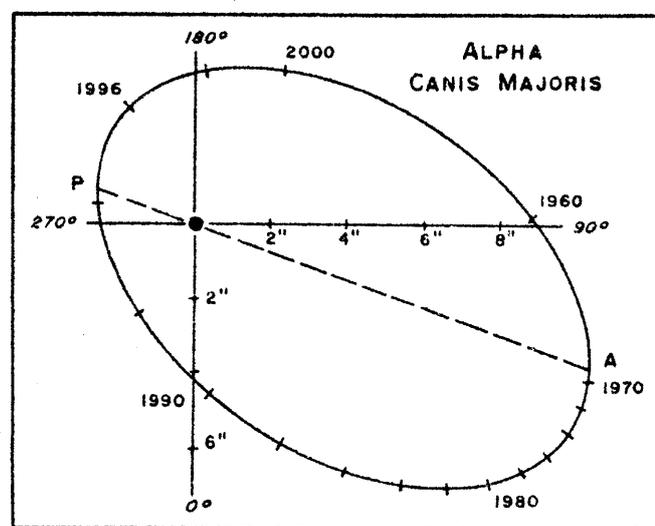
Seit 1800 änderte sich der Positionswinkel nur um 51°, aber nun wird die Bewegung rasch: Apastron 1700, absteigender Knoten 2051, Periastron 2060, aufsteigender Knoten 2295.

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.



1970	236.7	2".42
1975		
1980	234.4	2.45
1985		
1990	232.1	2.48
1995		
2000	230.0	2.51

Dieses System ist in Teleskopen ab 10cm Öffnung dreifach: A weiß (A), B hellgelb (F5), C gelb (G4). In Wirklichkeit ist ι Cas vierfach, denn A ist ein unaufgelöster Doppelstern mit 52 Jahren Umlaufzeit. Es ist das System AB dargestellt. Apastron 1970, Periastron 2390. Gegenwärtig steht C bei 114° , $7,2''$ und ist von der scheinbaren Helligkeit $8,3^{mag}$. Seine Umlaufzeit um AB muß Jahrhunderte betragen. 1807 standen C,A,B genau auf einer geraden Linie.

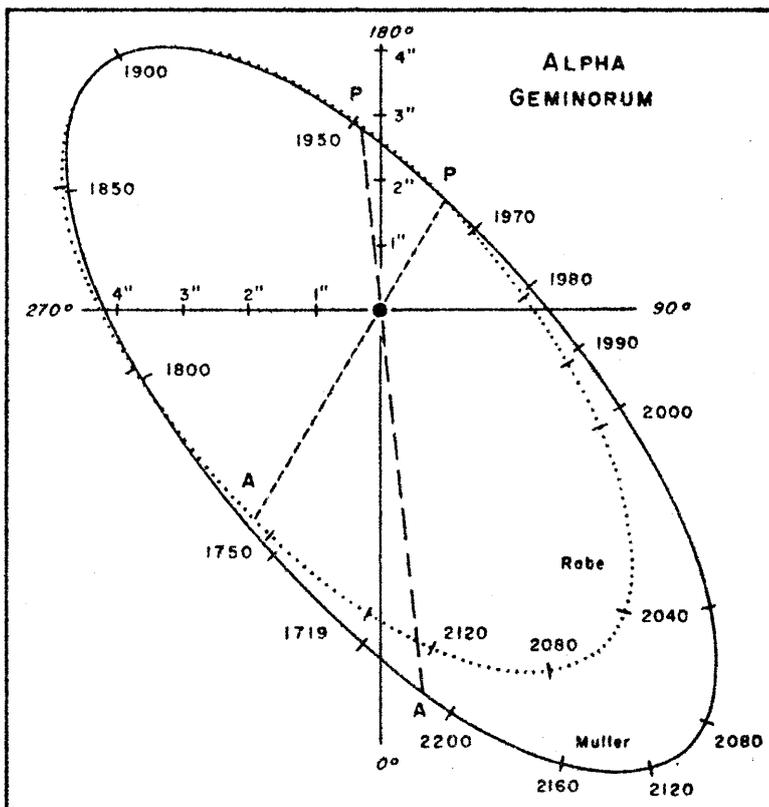


1970	68.2	11".16
1972	64.4	11.27
1974	60.7	11.25
1976	56.9	11.08
1978	53.0	10.77
1980	48.7	10.28
1982	43.9	9.61
1984	38.3	8.72
1986	31.2	7.60
1988	21.2	6.20
1990	4.5	4.54
1992	327.8	2.91
1994	259.1	2.71
1996	209.8	3.48
1998	175.8	3.98
2000	149.7	4.60

Sirius ist nicht nur der hellste, sondern auch einer der nächsten Sterne: Mit einer Parallaxe von $0,377''$ ist er $8,7$ LJ entfernt, etwa doppelt so weit wie α Cen. Die Entdeckung des Begleiters ist bekannt und in der historischen Übersicht behandelt. Wegen des großen Helligkeitsunterschiedes ist der Begleiter nur in großen Fernrohren sichtbar und konnte zwischen 1892 und 1896 wegen der Nähe zum Hauptstern nicht wahrgenommen werden. 1972 trat die größte Distanz mit $11,27''$ ein und um die Zeit der kleinsten Distanz von $2,52''$ im Jahr 1993 wird er wohl wieder für jedes Fernrohr verschwinden. Periastron 1944,1994; Apastron 1969, 2019. Durchgang durch den aufsteigenden Knoten 1981, durch den absteigenden Knoten 1995. Der Begleiter ist der zweite bekanntgewordene

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

weiße Zwerg - der erste war 40 Eri C, von W.Herschel 1783 gesehen. Die Massen von Sirius A und B sind 2,2 und 0,9 Sonnenmassen, aber die Leuchtkräfte sind 23 und 0,008 fache Sonnenleuchtkraft. Die große Halbachse der wahren Bahn mißt 19,9 AE, rund der Abstand des Uranus von der Sonne. Wegen der Bahnexzentrizität schwankt die Entfernung der beiden Sterne von einander von 8,1 und 31,7 AE. Sehr genaue Aufnahmen des Systems von G.Albada und I.Lindenblad haben aus kleinen Unregelmäßigkeiten den Verdacht auf einen weiteren Begleiter aufkommen lassen.



	Muller		Rabe	
1970	131°.4	1".91	130°.7	1".85
1972	123.9	1.94	122.6	1.87
1974	116.7	1.99	114.8	1.92
1976	109.9	2.08	107.4	2.00
1978	103.8	2.18	100.7	2.10
1980	98.3	2.31	94.7	2.22
1982	93.4	2.45	89.4	2.36
1984	89.0	2.60	84.7	2.51
1986	85.1	2.76	80.5	2.67
1988	81.6	2.92	76.8	2.84
1990	78.6	3.10	73.5	3.00
1992	75.8	3.27	70.6	3.17
1994	73.4	3.45	67.9	3.34
1996	71.1	3.62	65.5	3.51
1998	69.1	3.80	63.4	3.68
2000	67.3	3.98	61.4	3.84

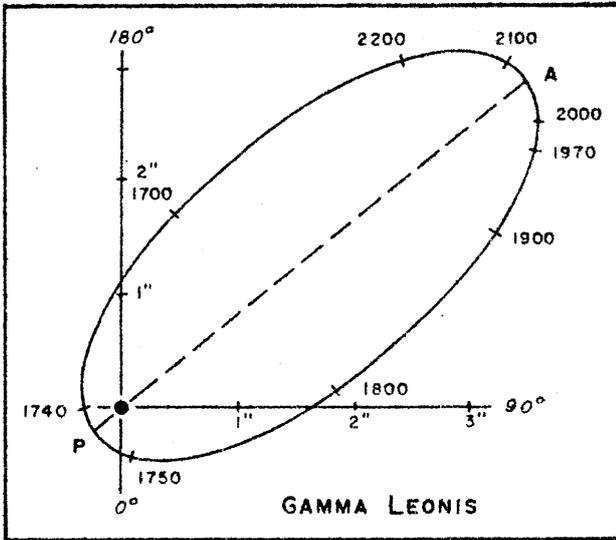
Die Duplizität Castors, des nördlichen der beiden Zwillingshauptsterne, wurde 1718 von J.Bradley und J.Pound entdeckt.

Die Umlaufszeit ist immer noch unsicher - 511 Jahre nach P.Muller und

420 Jahre nach W.Rabe; die Bahn des letzteren ist punktiert gezeichnet. Die beiden Bahnen stimmen für 1850 bis 1970 gut überein - 1° bzw. 0,1", aber dann beginnen sie rasch abzuweichen. Periastron Muller 1950, Rabe 1965! Apastron Muller 2206, Rabe 2175! Bei jedem Umlauf treten zwei Maxima und zwei Minima der Distanz auf, nach Muller Min.1783, 3,60"; Max.1888, 5,73"; Min.1969, 1,90"; Max.2104, 8,42" und nach Rabe Min. 1776, 3,64"; Max.1886, 5,72"; Min.1969, 1,85"; Max.2065, 6,35". Lange war Castor ein leichtes Paar für kleine Rohre, die Distanz fiel aber 1969 unter 2" und wird nun wieder größer. Die große Bahnhalbachse mißt 102 AE (Muller) und 87 AE (Rabe), letztere die dreifache Distanz Neptuns von der Sonne. Castor ist 45 LJ entfernt und beide Komponenten sind spektroskopische Doppelsterne. Eine dritte Komponente, C, ist

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

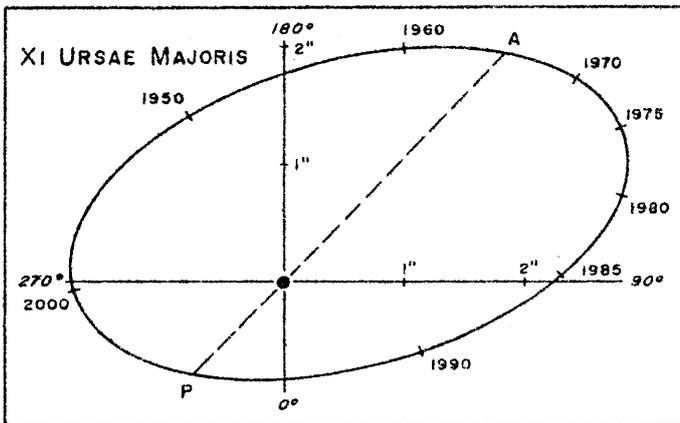
ein wohlbekannter photometrischer Doppelstern, der zwischen 9,1 und 9,6^{mag} variiert und eine Periode von 19^h33^m hat. 1952 stand C 72" von A im Positionswinkel 164°, und ein Umlauf von C um AB erfordert mehr als 100 Jahrhunderte. Castor ist somit ein mindestens sechsfaches System!



1970	122°.4	4".25
1980	123.2	4.31
1990	124.1	4.36
2000	124.9	4.41

Die Duplizität wurde 1782 von W.Herschel entdeckt; die beiden Komponenten sind gelb. Periastron 1743, Apastron 2052. Wieder ein Fall, in dem die langsame Bewegung mehrere Bahnen zuläßt, die erst nun, da die Distanz größer wird, doch zu differieren beginnen. Die Bahn ist recht unsicher. Die Entfernung dieses prächtigen

Paars beträgt 170 LJ, demzufolge mißt die große Halbachse der Bahn 130 AE oder rund 18 Lichtstunden.

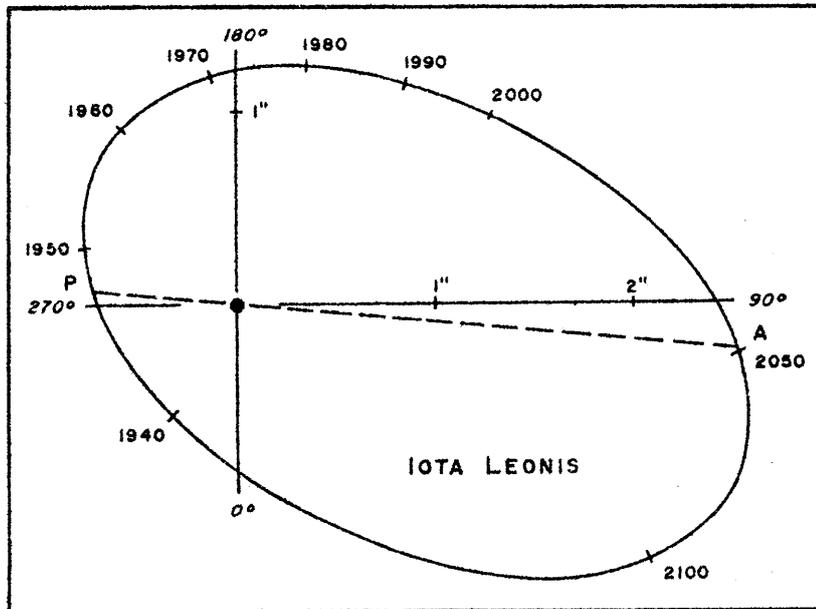


1970	125°.1	2".98
1972	120.9	3.06
1974	116.9	3.09
1976	113.0	3.09
1978	109.0	3.03
1980	104.7	2.92
1982	100.0	2.74
1984	94.4	2.48
1986	87.4	2.15
1988	77.3	1.73
1990	60.1	1.27
1992	25.5	0.89
1994	335.4	0.93
1996	303.6	1.29
1998	285.7	1.61
2000	272.7	1.77

Wieder hat W.Herschel dieses Paar entdeckt, 1780; an diesem System wurde die erste jemals durchgeführte Bahnbestimmung vorgenommen: Savary 1828, Umlaufszeit 58 Jahre. Die heutige Bestimmung mit 60 Jahren ist praktisch definitiv, denn seit der Entdeckung sind ja rund drei Umläufe vergangen. Apastron 1965, Periastron 1995. Beide Komponenten sind gelb (G0) und jede ist ein spektroskopischer Doppelstern; die Perioden sind mit 669 und 4 Tagen sehr ungleich. Es

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

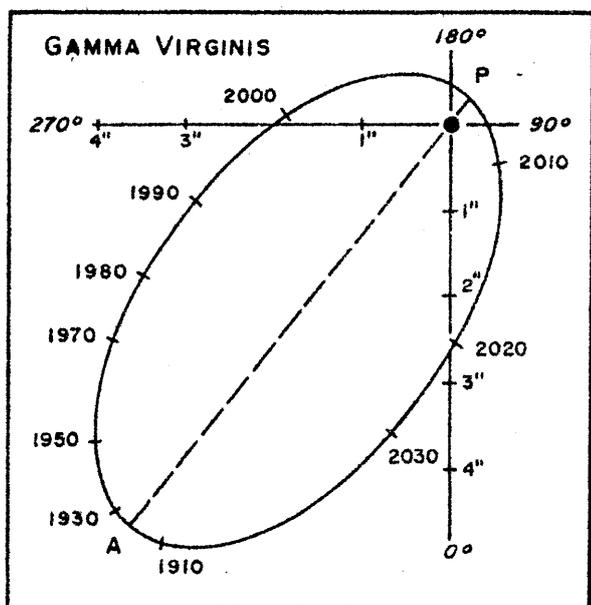
handelt sich somit um ein vierfaches System, das in einer Entfernung von 26 LJ steht; seine große Bahnhalbachse mißt 20 AE. Die beiden Komponenten haben 1,28 und 0,99 Sonnenmassen.



1970	186°.0	1".20
1973	178.7	1.23
1976	171.7	1.25
1979	164.9	1.28
1982	158.5	1.31
1985	152.4	1.35
1988	146°.7	1".40
1991	141.4	1.44
1994	136.4	1.50
1997	131.8	1.55
2000	127.5	1.61

Das Paar wurde von W. Struve 1828 entdeckt; der Begleiter ist um 3^{mag} schwächer als der Hauptstern, beide sind weißgelb (F). Die Entfernung beträgt 69 LJ,

die große Bahnhalbachse mißt mithin 42 AE. Seit der Entdeckung ist bereits ein dreiviertel Umlauf zurückgelegt worden, so daß die Bahn ziemlich sicher ist. Periastron 1947, Apastron 2049.



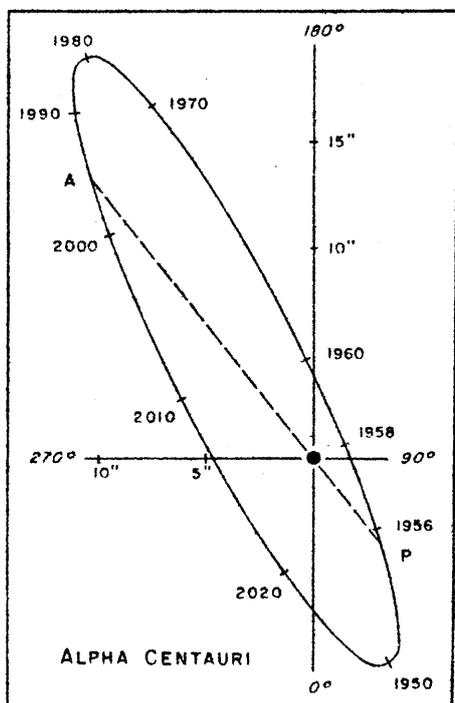
1970	303°.6	4".57	1990	287°.8	3".05
1975	300.7	4.26	1995	280.4	2.51
1980	297.2	3.91	2000	268.4	1.87
1985	293.1	3.51			

Porrima war einer der ersten bekannten Doppelsterne, entdeckt 1689 von Richaud. Das Paar ist wegen der Helligkeit seiner Komponenten (beide 3,6^{mag}, gelbweiß) und seiner auffallenden Bewegung bekannt, die von der hohen Exzentrizität und der relativ kurzen Umlaufszeit kommt. In größter Distanz selbst für kleine Rohre leicht, in engster nur in größeren

Instrumenten sichtbar. Periastron 1836 und 2008, Apastron 1922, Durchgang durch den aufsteigenden Knoten 2011. Nahe dem Apastron ändert sich der Positionswinkel nur um 0,37° pro Jahr, nahe Periastron aber

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

um mehr als 70°! Dieses System ist nur 32 LJ entfernt, wodurch sein hübscher Anblick maßgeblich beeinflusst wird - in zehnfacher Entfernung wäre es ein Paar von zwei 8,6^{mag}-Sternen mit maximaler Distanz von nur 0,6"! Die große Bahnhalbachse ist 36 AE lang, aber wegen der hohen Exzentrizität kann der Abstand der beiden Sterne zwischen 4 und 68 AE schwanken.



1970	204.2	18.26	1986	212.3	21.07
1972	205.4	19.58	1988	213.4	20.48
1974	206.5	20.55	1990	214.5	19.75
1976	207.6	21.22	1992	215.7	18.87
1978	208.5	21.63	1994	217.0	17.87
1980	209.5	21.79	1996	218.5	16.75
1982	210.4	21.74	1998	220.2	15.52
1984	211.4	21.50	2000	222.2	14.20

Dieser prächtige Doppelstern und der schwache Begleiter des Paares, Proxima Centauri, ist als allernächstes Doppelsternsystem bzw. Einzelstern von besonderem Interesse: Deshalb ist er hier, wenn auch von Europa unbeobachtbar, angeführt. Entdeckt von Richaud 1689, sind die ersten Messungen erst 1834 von J.Herschel gemacht worden. Periastron

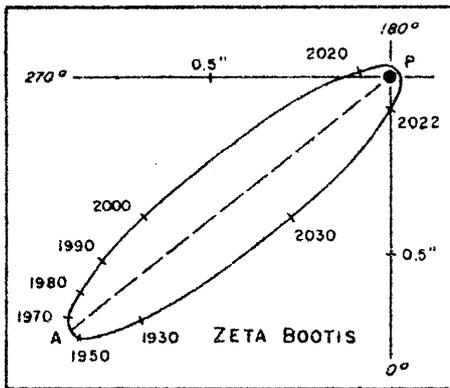
1955, Apastron 1995; Durchgang durch den

aufsteigenden Knoten 1952, durch den absteigenden Knoten 1971. In jedem Umlauf liegt der Positionswinkel für 32 Jahre zwischen 200° und 220° - wie 1980 - und kann aber - wie 1957 - sich um 54° ändern! Die hohe Bahnneigung bedingt, daß die scheinbare Bahn viel exzentrischer als die wahre ist. Ihre große Halbachse mißt 24 AE, der kleinste Abstand der Komponenten 12 AE, der größte 36 AE; zu der Parallaxe von 0,743" gehört die Entfernung von 4,4 LJ. Der Hauptstern des Paares ist gelb (G0), der Begleiter orange (K5). Proxima Centauri teilt die hohe Eigenbewegung des Systems AB von 3,84" pro Jahrhundert und gehört deshalb dazu; dieser Stern 11.Größe steht 2°11' von dem Paar ab und wurde von R.Innes 1915 entdeckt. Seine Parallaxe beträgt gegenwärtig 0,764", woraus folgt, daß er, gerade in dem uns zugewandten Teil seiner Bahn um AB stehend, sogar noch etwas näher als das Hauptpaar ist. Proxima ist ein roter Zwerg (M5) und Flare-Stern (V645 Cen).

Anmerkung:

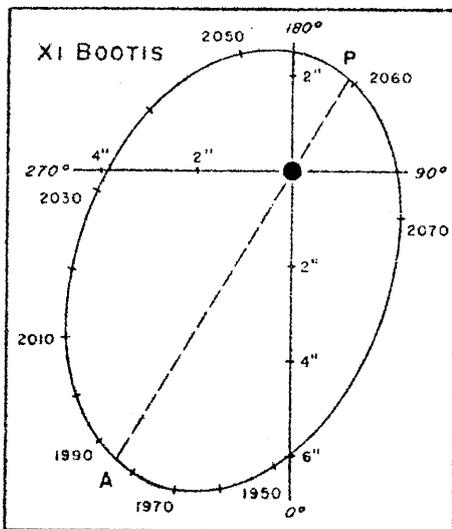
Proxima spiegelt den Erdumlauf um die Sonne als Ellipse mit $2 \times 0,764'' = 1,53''$ großer Achse wider; das entspricht 15mm auf der Uhr des Wiener Rathauses, gesehen von der Wiener Urania-Sternwarte!

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.



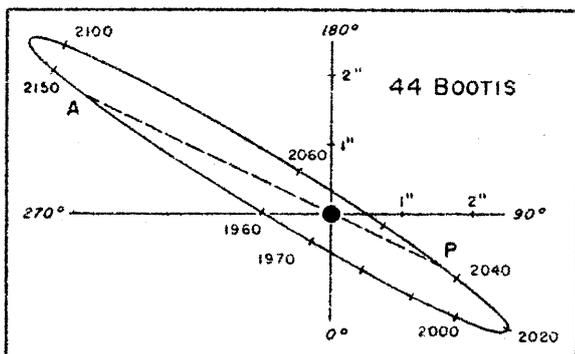
1970	306°.9	1".14
1975	306.0	1.11
1980	305.0	1.08
1985	304.0	1.03
1990	302.8	0.97
1995	301.4	0.89
2000	299.8	0.80

Dieses helle, enge Paar wurde 1796 von W. Herschel entdeckt und ist wegen seiner sehr hohen Exzentrizität (0,957) bemerkenswert. Weil die Knotenlinie ungefähr mit der Apsidenlinie zusammenfällt, ist die Exzentrizität der scheinbaren Bahn noch viel größer (0,973). Kaum ein anderer visueller Doppelstern mit gut bestimmter Bahn hat eine so hohe Exzentrizität! Die Komponenten, nun noch nahe größter Distanz, sind weiß (A2). Apastron 1959, Periastron 1897 und 2021. Die Bahnbewegung ist retrograd.



1970	340°.1	7".11
1974	337.1	7.16
1978	334.1	7.17
1982	331.1	7.14
1986	328.1	7.07
1990	325.0	6.96
1994	321.8	6.81
1998	318.5	6.63

Hier haben wir wie im Vorsystem ein solches mit retrograder Bahnbewegung; der Hauptstern ist gelb, der Begleiter orange und das System ist nur 22,5 LJ entfernt. Demzufolge mißt die große Bahnhalbachse 34 AE, etwas mehr als der Abstand Neptuns von der Sonne; der Abstand der beiden Sterne schwankt zwischen 17 AE und 51 AE. Periastron 1909 und 2059, Apastron somit 1984.

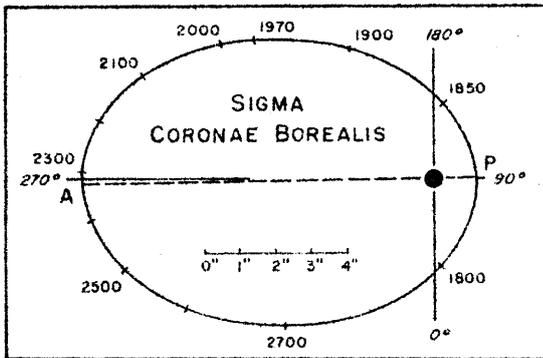


1970	324°.1	0".47	1986	40°.0	1".32
1972	343.8	0.48	1988	42.3	1.46
1974	0.8	0.55	1990	44.2	1.61
1976	13.4	0.64	1992	45.7	1.74
1978	22.4	0.76	1994	47.1	1.88
1980	28.8	0.90	1996	48.2	2.01
1982	33.6	1.03	1998	49.3	2.14
1984	37.2	1.18	2000	50.2	2.26

Ein System mit hoher Bahnneigung, 84,5°! Daher auch die schlanke scheinbare Bahn. Schon bedarf es

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

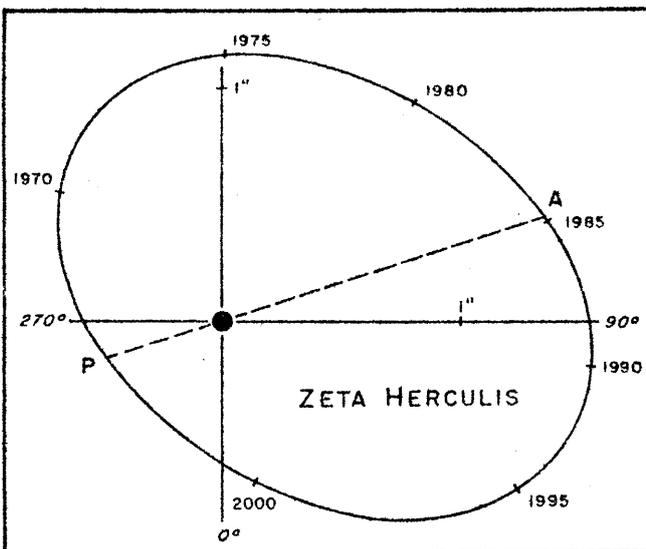
keiner größeren Amateurfernrohre mehr, um das Paar zu trennen. Apastron 1919, Periastron 2042. Die Entfernung beträgt 43 LJ, die große Bahnhalbachse mißt 54 AE. Beide Komponenten sind gelbe Zwergsterne, ähnlich unserer Sonne. In Wirklichkeit ist 44 Bootis ein Dreifachsystem, denn der Begleiter ist ein photometrischer Doppelstern vom Typ W UMa, mit einer Periode von 0,27 Tagen und 0,4^{mag} Variation - allerdings hat das System BC insgesamt nur einen Lichtwechsel von 0,15^{mag}.



1970	231.6	6.46
1980	233.5	6.69
1990	235.3	6.90
2000	236.9	7.11

Dieses weite, helle Paar kann in sehr kleinen Fernrohren aufgelöst werden. Es hat die längste Umlaufzeit aller hier behandelten Systeme: Ein Jahrtausend! Die Bahn ist deshalb noch unsicher. Wie aus der Ta-

belle der Bahnelemente zu ersehen, ist das Argument des Periastrons, ω , sehr nahe 90° und demzufolge liegt die Apsidenlinie normal zur Knotenlinie: Die kleine Achse der scheinbaren Bahn entspricht recht genau der kleinen Achse der wahren Bahn. Die Bahnexzentrizität ist mit 0,780 hoch, daher läuft der Begleiter sehr ungleich rasch. Periastron 1828, Apastron 2328. Der Abstand des Systems von der Sonne beträgt 69 LJ, die große Bahnhalbachse mißt daher 140 AE. Der Hauptstern ist ein spektroskopischer Doppelstern mit einer Periode von 8 Tagen.

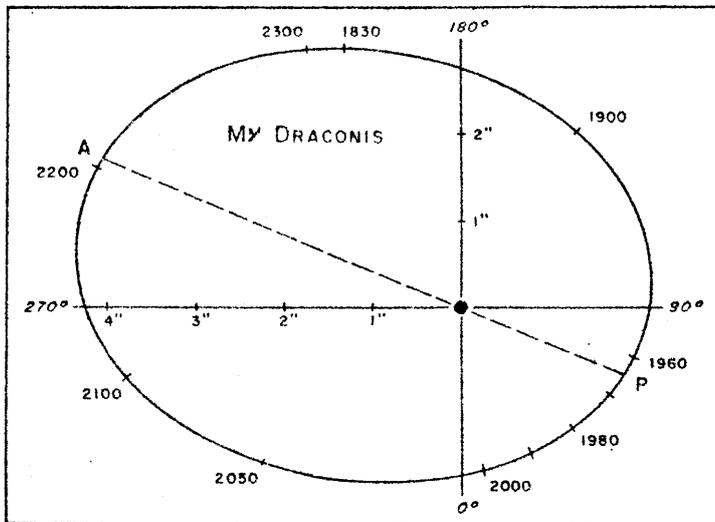


1970	231.0	0.89	1986	102.2	1.48
1971	218.2	1.00	1987	97.1	1.51
1972	207.5	1.07	1988	92.2	1.54
1973	197.8	1.11	1989	87.5	1.57
1974	188.7	1.13	1990	82.9	1.58
1975	179.9	1.15	1991	78.3	1.59
1976	171.4	1.16	1992	73.8	1.58
1977	163.0	1.18	1993	69.1	1.56
1978	154.9	1.20	1994	64.3	1.52
1979	147.1	1.22	1995	59.1	1.46
1980	139.6	1.25	1996	53.4	1.37
1981	132.5	1.28	1997	46.8	1.26
1982	125.7	1.32	1998	38.6	1.11
1983	119.3	1.36	1999	27.5	0.92
1984	113.3	1.40	2000	10.1	0.71
1985	107.6	1.44			

Seit seiner Entdeckung durch W. Herschel hat das System mehr

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

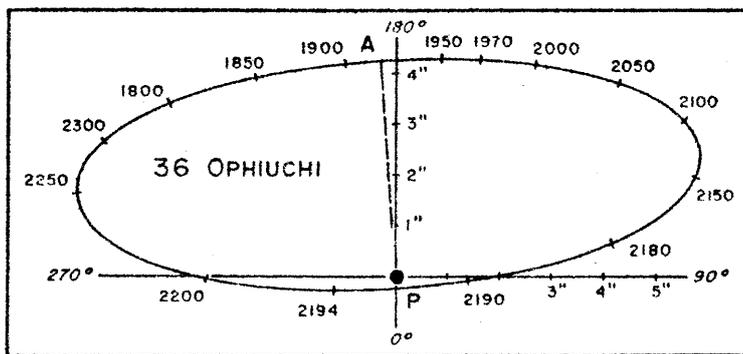
als fünf Umläufe vollführt und die Elemente sind daher gut bekannt. Dieses System hat mit 34 Jahren die kürzeste Umlaufszeit aller hier behandelten 25 Systeme; Periastron 1967 und 2002, Apastron 1950 und 1984. Die Entfernung beträgt 30 LJ, die große Bahnhalbachse mißt 12 AE; der Abstand der Komponenten schwankt zwischen 7 und 18 AE.



1970	58°.3	1".98	1990	24°.7	1".89
1975	50.3	1.94	1995	16.1	1.90
1980	41.9	1.91	2000	7.7	1.93
1985	33.4	1.89			

Das Paar liegt zwischen den beiden berühmten Systemen ν und 16+17 Draconis. Periastron 1964, Apastron 2205. Die Entfernung beträgt 76 LJ, die große Halbachse der Bahn mißt 78 AE. Die beiden Komponenten sind gelbweiß (F6). Eine weitere Komponente,

13^{mag}, liegt 14" ab und hat gleiche Eigenbewegung, so daß es sich um ein Dreifachsystem handelt. Unregelmäßigkeiten in der Bewegung haben zu der (angezweifelten) Vermutung geführt, daß dunkle Begleiter vorliegen.

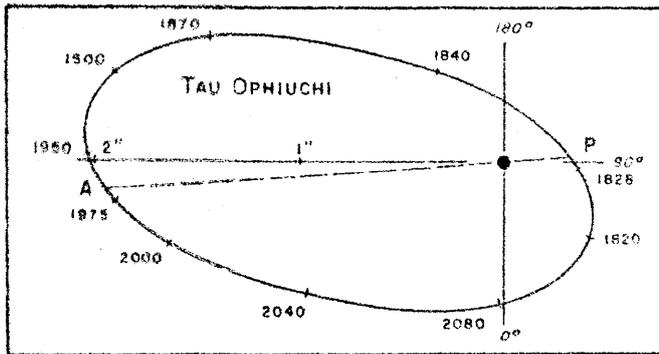


1970	158°.9	4".52
1980	154.7	4.64
1990	150.7	4.77
2000	147.0	4.91

Erstmals von J.Herschel und J.South gemessen, wurde das Paar schon ein halbes Jahrhundert früher von C. Mayer gefunden. Die Bahn

ist nicht nur stark geneigt (99°), sondern hat auch hohe Exzentrizität (0,900); nicht genug damit, die Knotenlinie steht auch noch normal auf die Apsidenlinie! Die wahre große Achse erscheint so auf rund die Hälfte verkürzt und der Begleiter verweilt nur 1/54 des Umlaufs zwischen dem auf- und absteigenden Knoten. Apastron 1917, Periastron 2192. Die Entfernung beträgt nur 18 LJ, die große Bahnhalbachse 77 AE. Die Entfernung der beiden Sterne kann zwischen 8 und 144 AE schwanken. Zu dem orangenen Paar gehört ein dritter der Helligkeit 6,7^{mag}, 12' entfernt und in 74°, ebenfalls orange. Es handelt sich somit um ein Dreifachsystem.

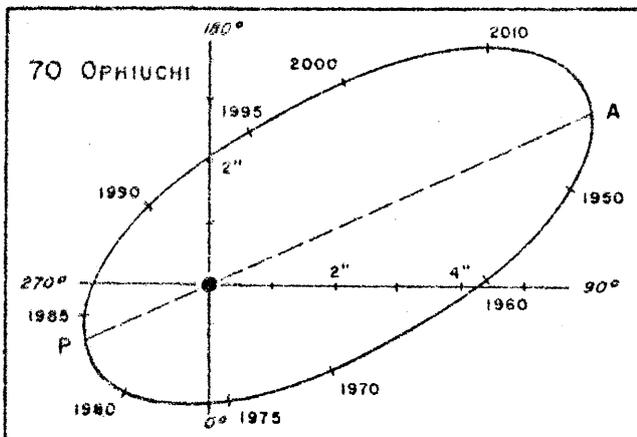
Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.



1970	274.4	1.93
1980	277.3	1.85
1990	280.4	1.77
2000	283.8	1.67

Als W.Herschel das Paar 1783 entdeckte, notierte er "... der engste aller meiner Doppelsterne ...". Keines der damaligen Fernrohre hätte 1832 das System

in seiner geringsten Distanz von 0,23" trennen können, aber gegenwärtig ist das für nicht allzu kleine Amateurrohre leicht. Der Hauptstern ist ein spektroskopischer Doppelstern und ein Stern 9,5^mmag, 1'40" entfernt, hat die gleiche Eigenbewegung wie das Hauptpaar. Somit ist dieses System mindestens (Verdacht auf dunkle Begleiter) vierfach.



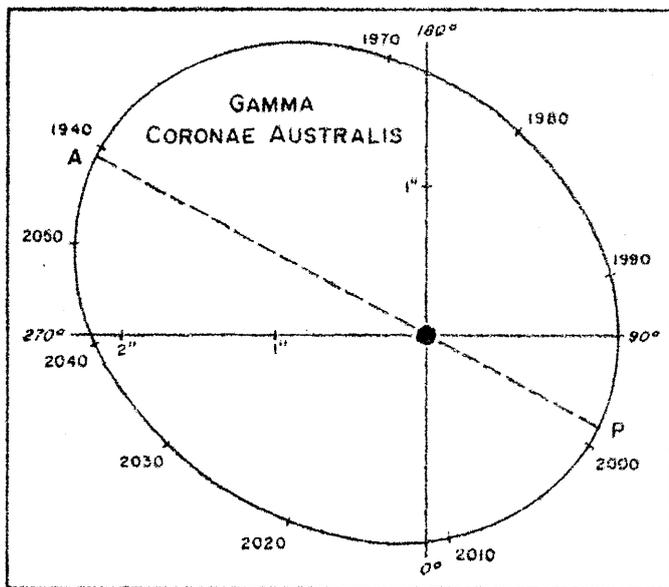
1970	54.6	2.38	1986	275.1	1.92
1971	47.4	2.22	1987	263.8	1.76
1972	39.2	2.08	1988	250.4	1.62
1973	29.9	1.97	1989	235.0	1.54
1974	19.7	1.91	1990	218.9	1.55
1975	9.1	1.88	1991	203.9	1.65
1976	358.5	1.90	1992	191.1	1.81
1977	348.3	1.96	1993	180.8	2.03
1978	338.8	2.04	1994	172.6	2.28
1979	330.1	2.14	1995	166.1	2.55
1980	322.1	2.22	1996	160.8	2.82
1981	314.6	2.29	1997	156.4	3.09
1982	307.5	2.31	1998	152.8	3.36
1983	300.3	2.29	1999	149.7	3.62
1984	292.8	2.21	2000	147.0	3.88
1985	284.6	2.08			

Dieser Doppelstern ist zu Recht als einer der interessantesten für den Amateur bekannt - wegen seiner raschen Bewegung, seiner großen scheinbaren Bahn und seiner Helligkeit. Seit W.Herschels erster Beobachtung 1779 sind mehr als zwei Umläufe vollendet und damit die Bahn gut bekannt. Das System steht in knapp 17 LJ Entfernung, die große Halbachse mißt 23 AE. Die beiden orangenen Zwergsterne von 1,0 und 0,7 Sonnenmassen bzw. 0,44 und 0,08 der Sonnenleuchtkraft können von einander 12 bis 35 AE abstehen. Apastron 1939, Periastron 1983. Das Paar eignet sich besonders für präzise photographische Beobachtung - was über ein halbes Jahrhundert lang geschah.

(Anmerkung: Dieses System war Gegenstand der Dissertation eines der Senioren der Wiener Urania-Sternwarte, Wiss.Oberrat Dr.P.Sakalnitzky).

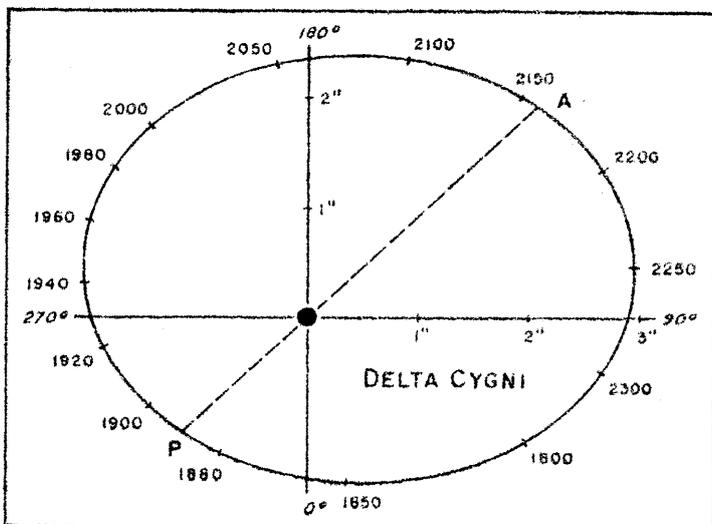
Ein schönes, aber nur von südlicheren Gegenden aus gut sichtbares Paar wurde von J.Herschel in der Südlichen Krone von Südafrika aus

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.



1968	192°.8	1".96	1988	119°.5	1".30
1972	182.8	1.81	1992	98.0	1.27
1976	170.9	1.65	1996	76.3	1.29
1980	156.6	1.50	2000	55.4	1.31
1984	139.4	1.38			

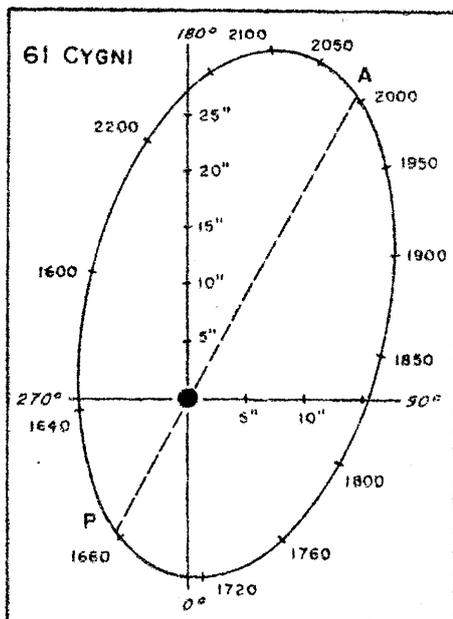
entdeckt. Apastron 1938, Periastron 1998. Das System hat eine sehr kleine Exzentrizität, 0,313.



1970	238°.6	2".17	1990	225°.0	2".22
1980	231.7	2.20	2000	218.4	2.23

Es wird schieriger sein, diesen langperiodischen Doppelstern zu trennen, als die Distanz vermuten läßt: Der Begleiter ist 3,5^{mag} schwächer als der Hauptstern. Noch ist die Bahn recht unsicher; Periastron 1890, Apastron 2158. Diese Bahn hat die kleinste Ex-

zentrizität von allen hier angeführten Systemen, nämlich 0,300.

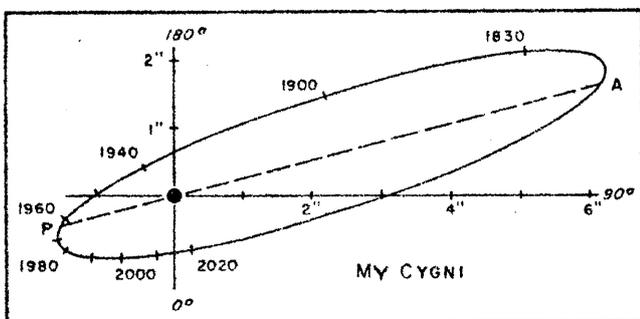


1970	144°.4	28".32	1990	148°.4	29".68
1980	146.4	29.03	2000	150.3	30.27

Dieses Paar ist einer der nächsten aller Doppelsterne: Entfernung nur 11 LJ. In der Mitte des 18. Jahrhunderts wurde die Duplizität von J. Bradley, die hohe Eigenbewegung - ein Hinweis auf die große Nähe - 1804 von G. Piazzi entdeckt. Infolge der langen Umlaufszeit gibt es gute Messungen nur über einen Bogen von 70°, so daß die Bahn noch unsicher ist. Periastron 1676,

Fortsetzung Gastvortrag: Einige helle visuelle Doppelsterne.

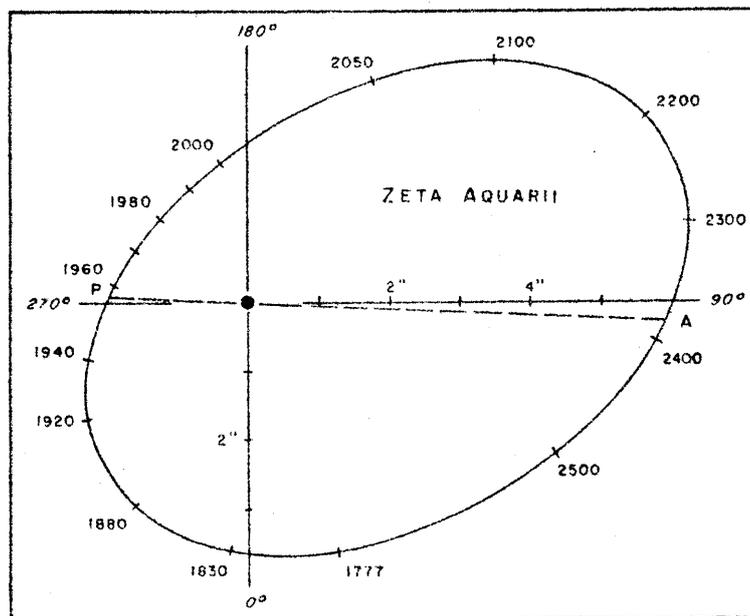
aufsteigender Knoten 1701, Apastron 2003, absteigender Knoten 2123 und Periastron 2330. Große Bahnhalbachse 84 AE, geringster und größter Abstand der Komponenten von je 0,7 facher Sonnenmasse und 0,083 bzw. 0,040 facher Sonnenleuchtkraft beträgt 50 und 117 AE. 1943 entdeckte K.Strand einen dunklen Begleiter 0,008 facher Sonnenmasse mit Umlaufszeit 4,8 Jahren um Hauptstern. Entfernungsmessung: Siehe histor.Ref.!



1970	290.5	1.85
1975	294.1	1.86
1980	297.8	1.80
1985	301.9	1.68
1990	306.6	1.53
1995	312.5	1.37
2000	320.1	1.20

1777 von C.Mayer entdeckt, ist dieses langsame System bahnmäßig noch nicht gut bekannt. Peri-

astron 1962, aufsteigender Knoten 1968, Apastron 2216. Entfernung 72 LJ, große Bahnhalbachse der Bahn 95 AE. Die Bahnexzentrizität ist hoch.



1970	245.5	1.81
1975	235.8	1.77
1980	226.0	1.77
1985	216.4	1.81
1990	207.3	1.88
1995	199.0	1.98
2000	191.5	2.10

Auch dieses Paar wurde 1777 von C.Mayer entdeckt. Die gelbweißen Komponenten (F2) erreichten Periastron 1957 und werden 2385 im Apastron stehen. Die Entfernung beträgt 76 LJ, die große Bahnhalbachse mißt 118 AE. Um den Begleiter

bewegt sich, 1942 von K.Strand entdeckt, eine dunkle Komponente in 26 Jahren Umlaufszeit. Die gegebene Ephemeride bezieht sich daher auf das Massenzentrum BC. Das System erreicht zufolge Präzession 2004 den Himmelsäquator.

Jean Meeus, Heuvestraat 31, B-3071 Erps-Kwerps, Belgien.

In einer von OStR.Prof.Dr.Karl Steiner, St.Pölten, beigestellten Computer-Simulation werden die Bewegungen der Komponenten von Doppel- und Mehrfachsystemen über das interne Fernsehsystem des Planetariums vorgeführt.

Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

Das Problem der Bahnbestimmung visueller Doppelsterne stellt sich wie folgt: Aus der scheinbaren Bahn des Doppelsternes soll die wahre Bahn bzw. deren Bahnelemente ermittelt werden. Durch die Projektion der wahren Bahn im Raum auf die Tangentialebene (= scheinbare Bahn) sind einfache geometrische Überlegungen nötig, die gemeinsam mit dem bekannten Formelapparat des Zweikörperproblems - der reinen Keplerbewegung - die gestellte Aufgabe bis auf das Vorzeichen der Bahnneigung eindeutig lösbar machen. Es werden im folgenden ersten Abschnitt die theoretischen Betrachtungen nur soweit vorangetrieben, daß die hauptsächlichlichen Beziehungen verständlich sind; einige Formeln werden aus Gründen der knappen Darstellung nur in der endgültigen Form wiedergegeben. Im zweiten Teil wird punktweise ein "Rezept" für die Berechnung der Bahn visueller Doppelsterne aufgestellt. Die hier aufgezeigte Methode von Thiele-Innes scheint mit gerade für den Gebrauch mit kleinen Taschenrechnern am zweckmäßigsten zu sein. Im wesentlichen stehen die Entwicklungen sowohl bei W.D.Heintz als auch bei R.G.Aitken, wobei letzteres Buch wegen der Klarheit des Aufbaues sicherlich vorzuziehen ist (für beide Bücher siehe Literaturverzeichnis).

I. Theoretische Grundlagen

Aus den geometrischen Beziehungen zwischen scheinbarer und wahrer Bahn (Abb.!) lassen sich folgende Relationen finden:

$$\begin{aligned}
 \overline{AC} &= \rho \cos (\theta - \Omega) = \overline{BC} \cos i \\
 \overline{B'C} &= \rho \sin (\theta - \Omega) \\
 \overline{BC} &= r \sin (v + \omega) \\
 \overline{B'C} &= r \sin (v + \omega) \cos i
 \end{aligned}
 \tag{1}$$

Damit folgt nach Gleichsetzen der entsprechenden Strecken \overline{AC} und $\overline{B'C}$

$$\begin{aligned}
 \rho \cos (\theta - \Omega) &= r \cos (v + \omega) \\
 \rho \sin (\theta - \Omega) &= r \sin (v + \omega) \cos i
 \end{aligned}
 \tag{2}$$

Nach einigen einfachen trigonometrischen Formeln bekommt man unter Verwendung von (2) und der bekannten Beziehung zwischen rechtwinkligen Koordinaten und Polarkoordinaten

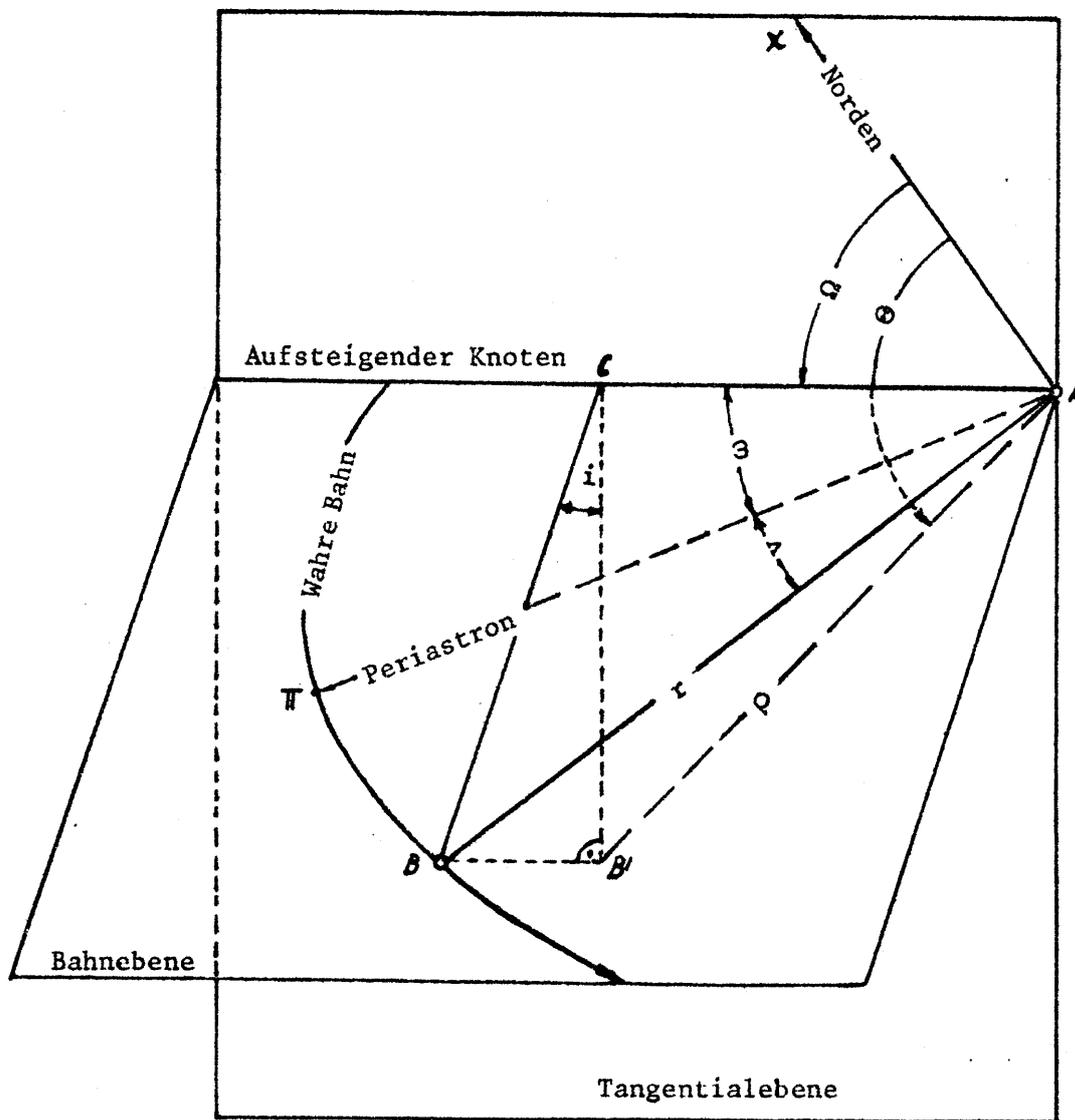
$$\begin{aligned}
 x &= \rho \cos \theta \\
 y &= \rho \sin \theta
 \end{aligned}
 \tag{3}$$

für x und y

$$\begin{aligned}
 x &= \frac{1}{a} \cdot (A r \cos v + F r \sin v) \\
 y &= \frac{1}{a} \cdot (B r \cos v + G r \sin v)
 \end{aligned}
 \tag{4}$$

Fortsetzung Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

Abb.1: Die geometrischen Beziehungen bei visuellen Doppelsternen
(frei nach P.Van den Kamp in: Handbuch der Physik, Bd.50, 1958).



- θ Positionswinkel
- ρ scheinbare Distanz der beiden Komponenten
- ω Perihelabstand
- Ω Knotenlänge
- i Bahnneigung
- r Distanz der beiden Komponenten
- v wahre Anomalie

Die Thiele-Innes Konstanten A,B,F und G sind folgendermaßen definiert:

Fortsetzung Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

$$\begin{aligned}
 A &= a(\cos \omega \cos \Omega - \sin \omega \sin \Omega \cos i) \\
 B &= a(\cos \omega \sin \Omega + \sin \omega \cos \Omega \cos i) \\
 F &= a(-\sin \omega \cos \Omega - \cos \omega \sin \Omega \cos i) \\
 G &= a(-\sin \omega \sin \Omega + \cos \omega \cos \Omega \cos i)
 \end{aligned}
 \tag{5}$$

Mittels der Definition von X und Y (den rechtwinkligen Koordinaten in der wahren Bahn)

$$\begin{aligned}
 X &= \frac{r}{a} \cos v = (\cos E - e) \\
 Y &= \frac{r}{a} \sin v = \sqrt{1-e^2} \sin E
 \end{aligned}
 \tag{6}$$

ist nun auch die Beziehung zwischen den Koordinatensystemen in der Tangentialebene (x,y) und der wahren Bahnebene (X,Y) ableitbar

$$\begin{aligned}
 x &= AX + FY \\
 y &= BX + GY
 \end{aligned}
 \tag{7}$$

Wie aus Abb.1 ersichtlich, handelt es sich bei der scheinbaren Bahn um eine Projektion, wobei alle Strecken um den Faktor $\cos i$ verkürzt erscheinen. Da die dynamischen Aussagen bezüglich des 2. Keplergesetzes

$$r^2 \frac{dv}{dt} = C
 \tag{8}$$

ebenso gelten, leitet man die Flächenkonstanten C_s der scheinbaren Bahn einfach ab:

$$C_s = C \cos i
 \tag{9}$$

Aufgrund von weiteren geometrischen Überlegungen bezüglich der Fläche der gesamten Ellipse nach der bekannten Formel

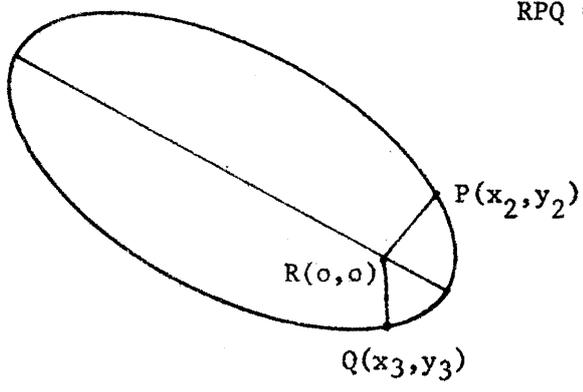
$$F_{\text{Ellipse}} = \pi \cdot a \cdot b
 \tag{10}$$

(a=große Halbachse, b=kleine Halbachse) für die wahre Bahn, findet man für die Konstanten C:

$$C = n (AG - BF) \cos \phi
 \tag{11}$$

mit n der mittleren jährlichen Bewegung und ϕ dem Exzentrizitätswinkel.

Abb.2: Zur Bestimmung der Fläche des Dreiecks $RPQ = \Delta_{p,q}$



Fortsetzung Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

Weiters gilt für zwei Örter der scheinbaren Bahn nach Abb.2, daß die Fläche des Dreieckes $RPQ = \Delta_{p,q}$ nach bekannten geometrischen Formeln berechenbar ist:

$$\Delta_{p,q} = x_2 y_3 - x_3 y_2 \tag{12}$$

und unter Verwendung der Formeln (4), (5) und (6), wenn gleichzeitig noch für C aus (11) eingesetzt wird, gilt:

$$\Delta_{p,q} = \frac{C}{n} [\sin (E_q - E_p) - \sin \phi (\sin E_q - \sin E_p)] \tag{13}$$

wenn E_p bzw. E_q die exzentrischen Anomalien von P (einer Position zum Zeitpunkt t_p) und Q (einer Position zum Zeitpunkt t_q) sind.

Unter weiterer Verwendung der Keplergleichung

$$E - e \sin E = M = n (t - T) \tag{14}$$

für P und Q bzw. für 3 Zeitpunkte t_1, t_2 und t_3 sind die 3 Fundamentalgleichungen von Thiele für 3 Beobachtungszeitpunkte (= Normalorte) ableitbar

$$\begin{aligned} E_3 - E_2 &= v, & E_2 - E_1 &= u \\ E_3 - E_1 &= u + v \\ t_q - t_p - \frac{\Delta_{p,q}}{C} &= \frac{1}{n} [(E_q - E_p) - \sin (E_q - E_p)] \end{aligned} \tag{15}$$

wobei die linken Seiten bekannt sind und alle 3 Größen u, v und $n = \frac{2\pi}{p}$ berechenbar sind.

Zusätzlich lassen sich aus

$$\Delta_{2,3} \sin u - \Delta_{1,2} \sin v = \frac{C}{n} \sin \phi \sin E_2 [\sin u + \sin v - \sin (u+v)] \tag{16}$$

und

$$\Delta_{2,3} \cos u + \Delta_{1,2} \cos v - \Delta_{1,3} = \frac{C}{n} \sin \phi \cos E_2 [\sin u + \sin v - \sin (u+v)] \tag{17}$$

zwei Formeln für e und E_2 aus den Flächen ableiten und weiters über u und v E_1 und E_3 .

Aus diesen drei Werten der numerischen Exzentrizität für die drei Normalörter sind X und Y nach (6) berechenbar und das Einsetzen in die gemessenen x,y für denselben Zeitpunkt führt schließlich zu den Thiele-Innes Konstanten, die eindeutig mit den Bahnelementen zusammenhängen.

II. Fahrplan der Bahnbestimmung der visuellen Doppelsterne mit Formelapparat

1. Zuerst werden aus dem gesamten Beobachtungsmaterial 3 Normalörter gebildet, die in der scheinbaren Bahnellipse möglichst weit voneinander entfernt sind; weiters wird die Flächenkonstante $C \cos i$ und eine genäherte Periode aus dem Diagramm $\rho-t$ und $\Theta-t$ bestimmt.

2. Mittels

$$\begin{aligned} x_i &= \rho_i \cos \Theta_i \\ y_i &= \rho_i \sin \Theta_i \end{aligned} \quad i = 1, 2, 3 \tag{18}$$

Fortsetzung Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

werden die rechtwinkligen Koordinaten für die drei Normalörter in der scheinbaren Bahn berechnet.

3. Die drei Flächen der Dreiecke $\Delta_{1,2}$, $\Delta_{2,3}$, $\Delta_{1,3}$ für drei Normalörter werden gebildet nach

$$\Delta_{p,q} = x_p y_q - x_q y_p$$

und die drei Hauptgleichungen aufgestellt.

$$\begin{aligned} t_2 - t_1 - \frac{\Delta_{1,2}}{C} &= \frac{1}{n} (u - \sin u) \\ t_3 - t_2 - \frac{\Delta_{2,3}}{C} &= \frac{1}{n} (v - \sin v) \\ t_3 - t_1 - \frac{\Delta_{1,3}}{C} &= \frac{1}{n} [(u + v) - \sin(u + v)] \end{aligned} \quad (19)$$

4. Die linken Seiten sind bekannt; es können durch Iteration nach Vorgabe eines genäherten Wertes von n , sowohl die mittlere Bewegung als auch u und v iterativ bestimmt werden.

5. Damit kann mittels (aus (16) und (17))

$$\begin{aligned} \sin \phi \sin E_2 &= \frac{\Delta_{2,3} \sin u - \Delta_{1,2} \sin v}{\Delta_{1,2} + \Delta_{2,3} - \Delta_{1,3}} \\ \sin \phi \cos E_2 &= \frac{\Delta_{2,3} \cos u + \Delta_{1,2} \cos v - \Delta_{1,3}}{\Delta_{1,2} + \Delta_{2,3} - \Delta_{1,3}} \end{aligned} \quad (20)$$

zuerst e und E_2 und dann E_1 und E_3 berechnet werden.

6. Aus der Keplergleichung ist M_1, M_2, M_3 zu eruiieren und man erhält drei Werte für $T =$ Periheldurchgang, die übereinstimmen müssen (KONTROLLE).

7. Die wahren Konstanten X_i und Y_i ergeben sich aus

$$\begin{aligned} X_i &= \cos E_i - e \\ Y_i &= \sqrt{1-e^2} \sin E_i \end{aligned} \quad i=1,2,3 \quad (21)$$

8. A, B, F und G sind aufgrund der gemessenen Örter x_i, y_i berechenbar; hier genügt es zwei Örter zu verwenden, während der 3. der KONTROLLE dient.

$$\begin{aligned} x_i &= AX_i + FY_i \\ y_i &= BX_i + GY_i \end{aligned} \quad i=1,2,3 \quad (22)$$

9. Die Bahnelemente bestimmt man schließlich aus den Thiele-Innes Konstanten mit

$$\begin{aligned} \tan(\omega + \Omega) &= \frac{B-F}{A+G} \\ \tan(\omega - \Omega) &= \frac{-B-F}{A-G} \\ \tan \frac{i}{2} &= \frac{A-G}{A+G} \cdot \frac{\cos(\omega + \Omega)}{\cos(\omega - \Omega)} = \frac{-B-F}{B-F} \cdot \frac{\sin(\omega + \Omega)}{\sin(\omega - \Omega)} \end{aligned} \quad a = \frac{B-F}{2 \sin(\omega + \Omega) \cos^2 \frac{i}{2}} \quad (23)$$

Fortsetzung Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

Anhang: Numerisches Beispiel: Der Doppelstern 24 Aquarii

1. Aus dem vorhandenen gesamten Beobachtungsmaterial (R.G.Aitken, S 103) werden zuerst für ein konstantes Zeitintervall gemittelte Örter gebildet aus denen die Flächenkonstante durch Mittelwertbildung errechnet wird (siehe Tabelle 1). Dazu verwendet man die bekannte Formel für die Dreiecksfläche:

$$2F = \rho_1 \cdot \rho_2 \cdot \sin(\theta_2 - \theta_1) \cdot 180 / \pi$$

Weiters reduziert man auf einheitliche Dimensionen (Zeiteinheit 1 Jahr und Bogenmaß)

$$2F \equiv C = \frac{0.907}{2 \times 57.29578} = 0.007915 \quad (0,00781*)$$

Nun werden drei möglichst gut bestimmte und weit auseinanderliegende Normalörter ausgewählt, was sich aus der Zeichnung der scheinbaren Bahn leicht nachvollziehen läßt; aus dieser wird auch eine genäherte Bahnperiode von 50 Jahren abgeschätzt ($0.12 \leq n \leq 0.13$)

Normalörter:	1892.00	258 ⁰ .6	0 ⁰ .54
	1910.00	285 ⁰ .3	0 ⁰ .51
	1928.00	217 ⁰ .0	0 ⁰ .24

2. Für die drei Normalörter ergeben sich:

$t_1 = 1892.00$	$P_1 (-0,107, -0,529)$
$t_2 = 1910.00$	$P_2 (+0,135, -0,492)$
$t_3 = 1928.00$	$P_3 (-0,192, -0,144)$

2. Die entsprechenden Flächeninhalte sind:

$$\begin{aligned} \Delta_{1,2} &= +0.1240 \\ \Delta_{2,3} &= -0.1139 \\ \Delta_{1,3} &= -0.0862 \end{aligned}$$

und damit werden die Hauptgleichungen aufgestellt.

4. Die drei transzendenten Hauptgleichungen können nur näherungsweise aufgelöst werden. Ausgehend von den geschätzten Werten für n berechnet man zuerst die rechten Seiten der Hauptgleichungen (b_1, b_2 und b_3) für die vorgegebenen Werte ($n=0.12$ und $n=0.13$) und trägt sie in den Spalten 2 und 3 der Tabelle 3 ein. Als Ausgangswert für die Lösung wird Tabelle 2 herangezogen, wobei der jeweils an b_1, b_2 bzw. b_3 am nächsten liegende Funktionswert $f(u)$ als Anfangsiteration verwendet wird. Danach berechnet man nach der Formel von Newton

$$u_1 = u_0 - \frac{f(u_0)}{f'(u_0)} = u_0 - \frac{u_0 - \sin u_0 - b_1}{1 - \cos u_0}$$

und findet für die Lösungen iterativ:

$$\begin{aligned} u_0 &= 1.2; & u_1 &= 1.1787; & u_2 &= 1.1784 = 67^{\circ}.51 \\ v_0 &= 3.5; & v_1 &= 3.5304; & v_2 &= 3.5305 = 202^{\circ}.27 \\ (u+v)_0 &= 4.7; & (u+v)_1 &= 4.6456; & (u+v)_2 &= 4.6469; & (u+v)_3 &= 4.6469 = 266.25 \end{aligned}$$

Fortsetzung Gastvortrag: Bahnbestimmung visueller Doppelsterne.

Spätestens nach 3 Iterationen sind die Gleichungen auf 4 Stellen genau aufgelöst: in gleicher Weise ist für $n=0.13$ zu verfahren. Aus den Differenzen in der letzten Zeile der Spalten 2 und 3 der Tabelle 3 sieht man, daß der tatsächliche Wert von n näher bei 0.12 liegen wird und schätzt als neuen Wert 0.122. Auf diese Weise bekommt man schrittweise einen genaueren Wert von n ($=0.1224$) und schließlich auch von u und v (67.98 und 204.61).

5. Damit erhält man für $e = 0.9102$, $E_2 = 217.95$ und mit den bekannten u und v $E_1 = 149.93$ und $E_3 = 62.59$.

6. Aus den mittleren Anomalien $M_1 = 123.80$, $M_2 = 250.02$, $M_3 = 16.29$ erhält man übereinstimmend für die Periheldurchgangszeit $T = 1925.68$.

7. Für die wahren Normalörter ergeben sich nun:

$$P'_1 (-1.7754, +0.2078), P'_2 (-1.6985, -0.2550), P'_3 (-0.4492, +0.3679).$$

8. Die Thiele-Innes Konstanten ergeben sich unter Zuhilfenahme des ersten und dritten Normalortes $A = -0''0011$, $B = +0''2939$
 $F = -0''5233$, $G = -0''0317$

woraus sich für den zweiten Ort ergibt:

$$P_2 (0.135, -0.491).$$

9. Für die Bahnelemente erhält man schließlich

$$\begin{array}{ll} P = 51.33 & \Omega = 4.95 \\ a = 0''525 & \omega = 87.35 \\ e = 0.9102 & i = +56.02 \end{array}$$

* dieser Wert von C wird für die weitere Rechnung verwendet und beruht auf nachträglich durchgeführter Korrektur der Positionen (von A.G.Aitken)

Tabelle 1: Die Bestimmung der Flächenkonstanten

t	θ	$\Delta\theta$	ρ	2 F
1890	255.4		0.53	
2	258.6	+3.2	0.54	+0.92
4	261.6	3.0	0.55	0.89
6	264.5	2.9	0.56	0.89
8	267.3	2.8	0.57	0.89
1900	270.0	2.7	0.57	0.88
2	272.8	2.8	0.57	0.91
4	275.7	2.9	0.56	0.92
6	278.7	3.0	0.55	0.92
8	281.9	3.2	0.55	0.93
10	285.3	3.4	0.53	0.92
12	288.9	3.6	0.51	0.90
14	292.9	4.0	0.49	0.90
16	297.5	4.6	0.46	0.91
18	303.0	5.5	0.43	0.91
			0.39	0.92

Mittel +0.907

Tabelle 2: $f(u) \equiv u - \sin u$

u	f(u)	u	f(u)
0.0	0.0	3.2	3.2584
.1	.0002	.3	.4577
.2	.0013	.4	.6555
.3	.0045	.5	.8508
.4	.0106	.6	4.0425
.5	.0206	.7	.2298
.6	.0354	.8	.4119
.7	.0558	.9	.5878
.8	.0826	4.0	.7568
.9	.1167	.1	.9183
1.0	.1585	.2	5.0716
.1	.2088	.3	.2162
.2	.2680	.4	.3516
.3	.3364	.5	.4775
.4	.4146	.6	.5937
.5	.5025	.7	.6999
.6	.6004	.8	.7962
.7	.7083	.9	.8825
.8	.8262	5.0	.9589
.9	.9537	.1	6.0258
2.0	1.0907	.2	.0835
.1	.2368	.3	.1323
.2	.3915	.4	.1728
.3	.5543	.5	.2055
.4	.7245	.6	.2313
.5	.9015	.7	.2507
.6	2.0845	.8	.2646
.7	.2726	.9	.2739
.8	.4650	6.0	.2794
.9	.6608	.1	.2822
3.0	.8589	.2	.2831
.1	3.0584	.3	.2832

Tabelle 3: Die Auflösung der Hauptgleichung

n	0.12	0.13	0.122	0.1224
u - sin u	0.2544	0.2756	0.2586	0.2595
v - sin v	3.9096	4.2354	3.9748	3.9878
(u+v) - sin (u+v)	5.6448	6.1152	5.7389	5.7577
u	67 ^o 51	69 ^o 43	67 ^o 90	67 ^o 98
v	202 ^o 27	212 ^o 17	204 ^o 22	204 ^o 61
Summe	269 ^o 78	281 ^o 60	272 ^o 12	272 ^o 59
(u+v)	266 ^o 25	301 ^o 54	271 ^o 53	272 ^o 66
Differenz	+3 ^o 53	-19 ^o 94	+0 ^o 59	-0 ^o 07

Univ.-Dozent Dr. Rudolf Dvorak, Institut
für Astronomie der Universität Graz
Universitätsplatz 5, A-8010 Graz

Gastvortrag: Photometrische und astrometrische Beobachtungen enger visueller Doppelsterne



FORSCHUNGSFÖRDERUNGSFONDS DER GEWERBLICHEN WIRTSCHAFT

Ein elektrisches Flächenabtastphotometer

Univ. Doz. Dr. K. D. Rakos
im Namen der Firma A. Paar KG., Graz

Sonderdruck aus der Broschüre
„Neuheiten und Verbesserungen - Ergebnisse
geförderter Projekte in wissenschaftlich-technischer
und wirtschaftlicher Sicht“

Vortrag im Rahmen der 1. Informationstagung
des Forschungsförderungs fonds der gewerblichen Wirtschaft
Wien, 19. Jänner 1970

Einführung

Zahlreiche photometrische Aufgaben in der Astrophysik können mit den konventionellen photoelektrischen Geräten nicht genau genug gelöst werden. Dazu gehört die Bestimmung der Größenklassendifferenz und Farbe der Komponenten von sehr engen Doppelsternen, weiters die Randverdunkelung von Planeten und Satelliten, sowie spezielle Probleme, welche die komplette Trennung sehr schwacher Objekte von ihren sehr hellen Nachbarn verlangen. Es ist wohl bekannt, wie schwer oder gar unmöglich es ist, das Eintreten der Jupitermonde in den Schatten des Planeten genau zu photometrieren. Genau so schwierig ist auch die veränderliche Himmelselligkeit bei den Messungen sehr schwacher Sterne zu berücksichtigen. Aber auch das Messen der Intensitätsverteilung der Strahlung von flächenhaften Objekten, wie z. B. planetarische Nebel, Spiralnebel und Kugelhaufen, ist keine sehr dankbare Aufgabe für ein konventionelles Photometer.

Um auch solche Probleme zufriedenstellend lösen zu können, wurde von dem Autor [1] ein Flächenabtastphotometer erstmalig gebaut und ausprobiert [2]. In der Zwischenzeit wurden vor allem am Lowell Observatorium in Flagstaff, Arizona, einige solche Geräte

nachgebaut [3, 4, 5, 6, 7] und mit großem Erfolg eingesetzt.

Die Grundidee dieses Gerätes besteht darin, daß man anstelle einer fest montierten Blende in einem lichtelektrischen Photometer eine bewegliche Blende nimmt, welche durch eine mechanische Vorrichtung linear mit der Zeit eine kleine Fläche des abgebildeten Himmels im Fokus des Teleskopes periodisch abtastet. Vorzugsweise wird man statt einer runden Blende einen Spalt nehmen und ihn senkrecht auf die Abtastrichtung ausrichten. Bild 1 zeigt den prinzipiellen Aufbau eines solchen Photometers. Nach dem Teleskop (1) kommt eine „Offset“-Vorrichtung (2) mit dem beweglichen Okular (3). Sie ist besonders wertvoll bei der Photometrie sehr schwacher Sterne und dem systematischen Abtasten von flächenhaften Objekten. Die Abtastrichtung am Himmel kann man durch das Rotieren des nachfolgenden Teiles des Photometers im Positionswinkel (4) nach Bedarf einstellen. Der Spalt (7) ist mit Hilfe zweier Blattfedern befestigt und läßt sich in der Bildebene senkrecht auf das auftreffende Sternlicht bewegen. Die periodische Spaltbewegung wird mit Hilfe eines Motors (5) und einer linearen Nocke (6) erzeugt. Mit dem Hilfsokular (8) kann man die Lage des Spaltes in bezug auf das Sternfeld auch während der Beobachtung kontrollie-

Fortsetzung Gastvortrag: Photometr. und astrometr. Beobachtungen ...

ren. Eine Filterscheibe (9), eine Fabry-Linse (10), ein Photomultiplier (11) und ein Impulsverstärker (12) gehören noch zu den wesentlichen Teilen des Photometers.

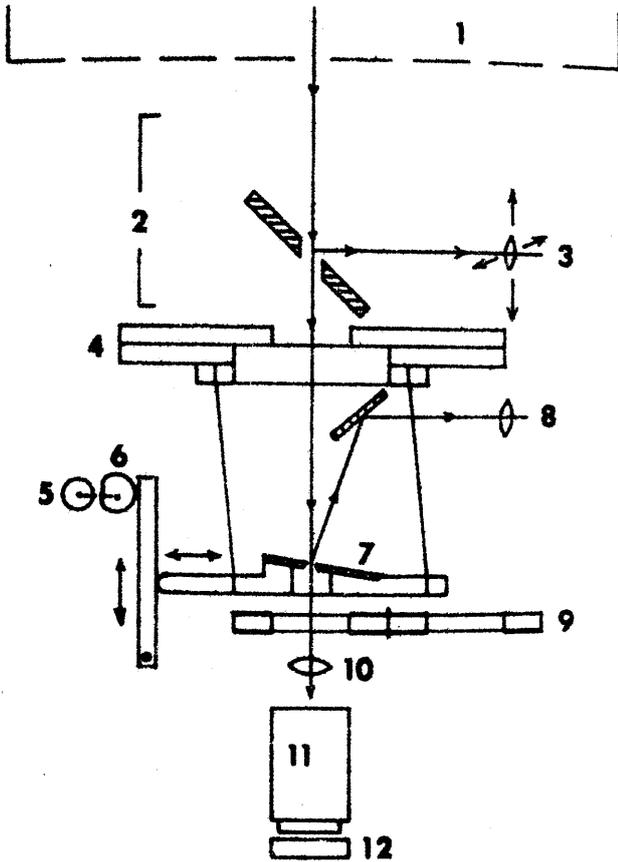


Bild 1

Einige Meßbeispiele

Die einfachste Einrichtung zum Festhalten der Meßergebnisse kann mit einem Oszillographen verwirklicht werden. Der Photostrom des Photomultipliers wird verstärkt und am Oszillographenschirm dargestellt, wobei die Ablenkfrequenz des Oszillographen mit der Abtastperiode synchronisiert ist. Bild 2 zeigt eine einzige Abtastung des Doppelsternes ADS 7034. Der ganze Vorgang dauerte nur 0,1 sek. Die Entfernung der beiden Komponenten beträgt 3."5 und die Spaltbreite wurde auf 0."6 fixiert.



Bild 2

Zur Zeit dieser Messung war das Seeing recht gut, so daß beide Komponenten vollständig getrennt sind. Aus dem Bild kann man sowohl die Trennung als auch die Helligkeitsdifferenz der Komponenten ablesen.

Das Bild 3 ist ein Beispiel für die sehr schnelle Änderung des Seeing-Effektes. ADS 1689 – die Entfernung der beiden Komponenten beträgt 5."8 – wurde beobachtet, und die einzelnen Abtastvorgänge wurden hintereinander mit einer Filmkamera am Oszillographenschirm aufgenommen. Ein Abtastzyklus dauerte nur 0.2 s.

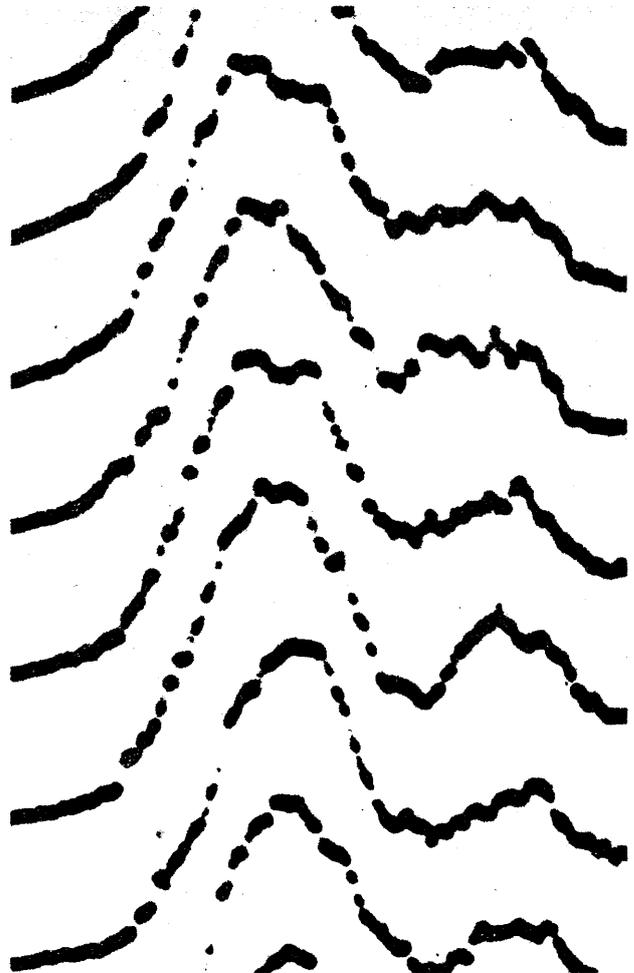


Bild 3

Im Grunde genommen ist ein Oszillograph sehr ungeeignet für die Auswertung der Messungen, da man jeden Abtastvorgang für sich individuell photographieren und anschließend vermessen muß. Wesentlich bessere Resultate bekommt man mit einem Vielkanalanalysator. (Es genügen schon 128 Kanäle.) Damit kann man viele Abtastvorgänge aufeinander „kopieren“ und dann phasenrichtig mitteln. Das Bild 4 zeigt den Stern $\alpha 2$ Can Ven mit dem 2^m.8 schwächeren Begleiter. 300 einzelne Abtastvorgänge wurden gemittelt. Beobachtet wurde im B-Farbbereich des UVB-Systems mit einer Spaltbreite von 0."5. Das Seeing wurde auf 4" – 5" geschätzt. Die beiden Komponenten sind 19" voneinander entfernt. Bei einer so großen Bildruhe lassen sich die Sternprofile sehr gut durch die Gauß'sche Verteilungsfunktion darstellen. Dementsprechend wird die Reduktion der Meßwerte (diese werden von dem Vielkanalanalysator in digitaler Form herausgegeben) sehr einfach vor sich gehen. Bei sehr gutem Seeing würden die Profile merklich von der Gauß'schen Verteilung abweichen. In einem solchen Fall wird man am besten eine empirisch gewonnene Profilfunktion für die numerische Berechnung der Helligkeitsdifferenz benutzen. Bei Kenntnis der Profilfunktion für die einzelnen Sterne lassen sich die

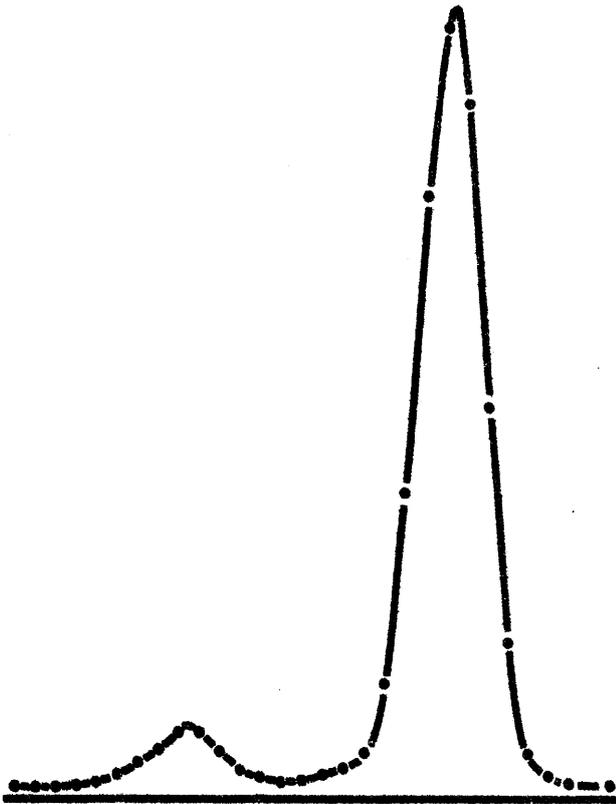


Bild 4

gemessenen, nicht ganz in zwei Komponenten aufgelösten Profile sehr enger Doppelsterne numerisch soweit analysieren, daß auch für diese Fälle die Berechnung der scheinbaren Distanz und der Helligkeitsdifferenz möglich wird. Ein ähnliches Verfahren der Entzerrung der Beobachtungsprofile flächenhafter Objekte, wie z. B. Kugelhaufen in außergalaktischen Systemen, wird zur Berechnung der wahren Helligkeitsverteilung dieser Objekte führen.

Die Beschreibung des Flächenabastphotometers

Das Bild 5 bringt die ausgereifte Konstruktion des ganzen Gerätes. Der dem Teleskop nächste Teil ist eine „Offset“-Vorrichtung. Sie ist konventionell ausgeführt und man kann das Okular in einem Feld von 10 x 10 cm sehr schnell bewegen und auf der gewünschten Stelle fixieren. Das Okular ist mit einer regelbar beleuchteten Fadenkreuzplatte ausgestattet. Die Lage des Okulars läßt sich mit Hilfe zweier Schublehren mit Meßuhr auf 10µ ablesen. Der 45°-Spiegel ist durchbohrt und läßt sich sehr leicht verschieben. Beide beweglichen Teile, Spiegel und Okular, sind auf Kugelführungen montiert, um eine ausreichende Präzision der Bewegung zu gewähren. Die „Offset“-Vorrichtung ist mit dem eigentlichen Abtast-Teil durch je ein Rollen- und Drucklager verbunden. Beide Lager sind für die vorgesehene Beanspruchung erheblich überdimensioniert. Das Lagerpiel läßt sich sehr genau mit einer Mutter und Kontramutter einstellen. Die Rotation um die optische Achse geschieht in Stufen von 10°. Der Rastermechanismus ist auf der Zeichnung nicht sichtbar. Die jeweilige Lage bzw. der Positionswinkel ist auf dem Positionskreis (11) ablesbar. Die Abiesung steht außerdem in digitaler Form (BCD-Code) zur Verfügung. Hierfür sind die Mikroschalter (12) und die dazugehörige Steckverbindung vorgesehen. Der bewegliche Spalt (13) ist auf der Spaltträgerplatte montiert und arretiert, kann aber sehr leicht zwischen

den Beobachtungen ausgewechselt werden. Er ist mit Blattfedern (15) an das Photometer aufgehängt. Anstelle eines Spaltes können auch runde Blenden verwendet werden. Die Spaltträgerplatte wird mit dem Rollenhebel (18) in Bewegung gesetzt. Die Amplitude dieser Bewegung kann mit dem Einstellknopf ge-

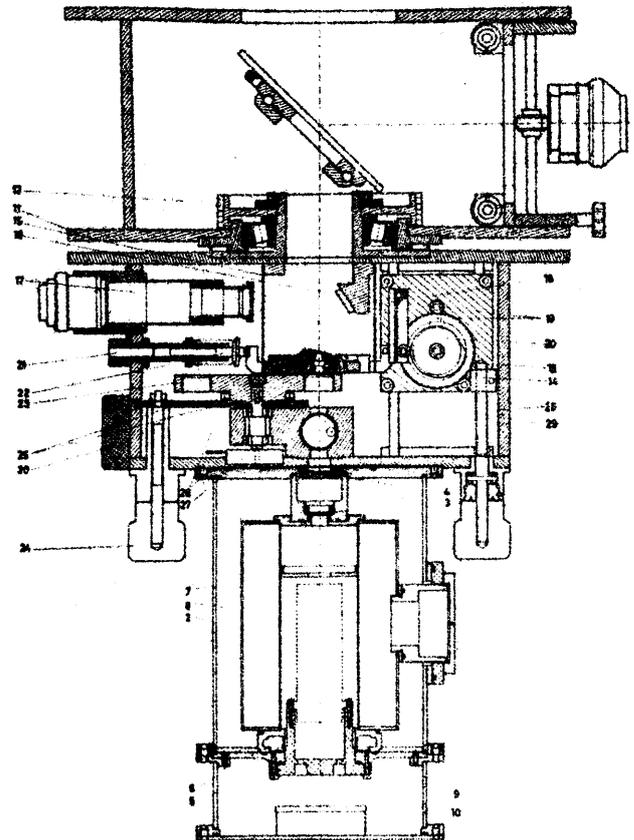


Bild 5

nauestens eingestellt werden. Der Rollenhebel wird von einem starken Schrittmotor über ein Zahnradgetriebe (19) und eine lineare Nocke (20) angetrieben. Der Schrittmotor gestattet viele verschiedene Arten von Abtastsequenzen, je nachdem, wie die Impulsfolge dem Schrittmotor zeitlich zugeführt wird. Eine weitgehende Programmierung der Beobachtungen ist damit gesichert. In diesem Sinne wird die Lage der linearen Nocke mit Hilfe einer Photodiode und eines Lämpchens überwacht. Jede volle Umdrehung der Nocke erzeugt einen elektrischen Impuls. Dieser definiert die Ausgangslage der Nocke.

Es ist besonders auf spielfreie und lineare Übertragung der Motorbewegung auf die Bewegung des Spaltes geachtet worden. Es wurden durchwegs Kugelführungen und Präzisionsnadelager verwendet. Die Amplitude dieser Bewegung läßt sich mit einem Mikrometer, das man in die Klemmlagerbuchse (21) einsetzen kann, sehr genau messen. Die Klemmlagerbuchse trägt gleichzeitig eine Feder, welche durch den Bolzen (22) auf die Spaltträgerplatte einen einstellbaren Druck ausübt. Der Filterträger (23) bietet Platz für 10 verschiedene Filter. Der Durchmesser der Filter beträgt maximal 26 mm, ihre Stärke soll 12 mm nicht überschreiten. Der Filterträger wird mit dem Einstellknopf (24) und den Zahnrädern (25) bewegt und durch zwei Rastrollen (26) bestimmt und eindeutig fixiert. Die Filtereinstellung kann leicht auf dem Einstellknopf abgelesen werden. Die Ablesung steht außerdem in digitaler Form (27) zur Verfügung.

Fortsetzung Gastvortrag: Photometr. und astrometr. Beobachtungen ...

Mit einer drehbaren Rohrblende (28) kann man den Strahlengang zum Photomultiplier unterbrechen. Gleichzeitig wird ein kleines rotes Lämpchen in diesem Rohr (29) eingeschaltet. Dadurch hat der Beobachter die Möglichkeit, mit Hilfe des Spiegels (16), die Spaltlage in bezug auf das Fadenkreuz des kleinen Fernrohrs (17) zu kontrollieren. Das Gegengewicht (30) dient zum Ausbalancieren des drehbaren Teils des Photometers.

Bei der Konstruktion der „Cold-Box“ wurden alle wesentlichen Anforderungen erfüllt, welche für ein störungsfreies Arbeiten – auch unter denkbar ungünstigen Bedingungen, wie hohe Luftfeuchtigkeit, große Temperaturunterschiede und mechanische Beanspruchung – notwendig sind.

Auf die thermoelektrische Kühlung wurde verzichtet, da ein solches System die Möglichkeit einer Störung des Photomultipliers durch magnetische Restfelder nicht gänzlich ausschließt. Durch thermoelektrische Kühlelemente fließen in kleineren oder größeren Zeitabständen sehr starke elektrische Ströme, so daß neben den elektromagnetischen Störungen auch ihr eigener Störpegel kapazitiv auf den Ausgang des Photomultipliers einwirken könnte.

Als Kühlmittel wird Trockeneis (festes CO₂) verwendet. Die Füllmenge und die thermische Isolation ist so berechnet, daß man mit einer Füllung auch bei relativ hohen Temperaturen im Sommer sicher für eine ganze Nacht auskommt.

Bekanntlich bemüht man sich bei einer Kühlvorrichtung für Photomultiplier, die Temperatur der Photokathode auf einen tiefen und vor allem konstanten Wert zu halten. Die spektrale Empfindlichkeit der Photokathode ist im allgemeinen auch eine Funktion ihrer Temperatur. Die Konstanz der Temperatur ist sehr von der Menge der infraroten Strahlung abhängig, welche von außen durch die Öffnung vorne auf die Photokathode (2) zuströmt. Die „Cold-Box“ ist deshalb so konstruiert, daß man von der Stelle der Kathode des Photomultipliers aus die wärmere Außenwelt unter möglichst kleinem Raumwinkel sieht. Die minimale Größe dieses Raumwinkels ist praktisch durch das Öffnungsverhältnis der Teleskopoptik gegeben. Die Wirkung dieser Strahlung wird durch eine dünne Quarzplatte (3) vermindert. Sie selbst ist in gutem thermischen Kontakt mit den kühlen Messingteilen des Systems und strahlt deswegen selbst nur noch verschwindend wenig. Die zweite Aufgabe dieser Platte ist die thermische Isolierung der Feldlinse (4). Diese schließt den inneren Raum luftdicht gegen die Außenwelt ab. An sich darf sie nicht wesentlich kühler sein als die Außenluft, da sie sonst wegen der Luftfeuchtigkeit anlaufen würde. Eine zusätzliche Heizung dieser Linse ist auch in den ungünstigsten Fällen nicht notwendig.

Die „Cold-Box“ ist so gebaut, daß genügend Platz vorhanden ist für alle (head-on) Photomultiplier der EMI- oder RCA-Type, welche in der astronomischen Photometrie ihre Anwendung finden. Nur der Sockelteil aus Kunststoff (5) muß von Fall zu Fall gekürzt oder verlängert werden, so daß die Photokathode immer in einer Entfernung von 100 mm von der Feldlinse gebracht wird. Sollte es unbedingt notwendig sein, eine Feldlinse mit einer größeren oder kürzeren Brennweite zu verwenden, so ist dies auch möglich. Die Luft in jenem Raum, in welchem sich der Photomultiplier befindet, und im Zwischenraum zwischen der Quarzplatte und der Feldlinse wird ständig mit Silikagel (6) trocken gehalten.

Der Messingzylinder (7) mit dem Trockeneis ist nach außen hin durch eine 20 mm dicke Schicht aus Piestikschaumstoff (8) isoliert. Es ist dafür gesorgt, daß auch dieser Raum immer gegen die Außenluft dicht verschlossen bleibt, um dort ein eventuelles Sammeln der Feuchtigkeit zu verhindern, da Wasser ein guter Wärmeleiter ist. Der rückwärtige Teil der „Cold-Box“ trägt luftdicht angebrachte Steckverbindungen (9) für die Spannungsversorgung des Photomultipliers, der Ein- und Ausgang des Vorverstärkers sind mit den entsprechenden Steckbuchsen verbunden. In dem luftdicht verschlossenen Innenraum (10) dieses Teils der Anlage befindet sich auf einer Steckkarte der Impulsvorverstärker. Mit Hilfe von Silikagel wird die Luft in diesem Raum dauernd trocken gehalten. Die Temperatur dieses Raumes ist wegen der Leichtmetallwände ähnlich der Außentemperatur.

Dieses Flächenabtastphotometer wird sehr preiswert von der Firma A. Paar KG., Kärntner Straße 322 in A-8010 Graz gebaut.

Es liegt ein großes Interesse vieler ausländischer Institute vor, wie z. B. des Naval Obs. in Washington, der Universitätssternwarten in Bonn, Bochum, Padua, Budapest, Hamburg, Würzburg, dieses Gerät in absehbarer Zeit zu bestellen.

Zukünftige Arbeitsprogramme:

Die astrometrischen und photometrischen Beobachtungen der engen visuellen Doppelsterne bieten sich von selbst an. Die Genauigkeit der Helligkeitsdifferenzen der Komponenten ist hauptsächlich vom Seeing abhängig. Die Extinktionsschwankungen und sogar dünne Wolken haben auf die Meßgenauigkeit kaum einen Einfluß. Für das mitteleuropäische Klima mit relativ kleiner Zahl photometrisch guter Nächte ist ein solches Programm sehr geeignet. Ebenso wird man das Gerät für die Photometrie sehr schwacher Sterne benützen. Da das Figl-Observatorium nicht sehr weit von der Stadt Wien entfernt ist, wird die Helligkeit des Himmelshintergrundes sehr veränderlich sein. Somit wird das Abtastphotometer, bei welchem zugleich die Sternhelligkeit und die Himmels-helligkeit bestimmt werden, einem gewöhnlichen Photometer vorzuziehen sein. Besonders reizvoll scheint auch der Einsatz dieses Gerätes in den photometrischen Untersuchungen der veränderlichen Helligkeit der Seyfert-Galaxien und anderer Objekte dieser Art. Auch die integrale Helligkeit und Helligkeitsverteilung der galaktischen und außergalaktischen Kugelhaufen wird sicher ein breites Feld für den Einsatz dieses Gerätes in Verbindung mit dem eben eröffneten Figl-Observatorium am Schöpfl ergeben.

LITERATUR

- [1] Rakos, K. D.: Photoelectric Area Scanner (Applied Optics, Vol. 4, No. 11, November 1965)
- [2] Rakos, K. D.: Der Gasdruck der Atmosphäre an der Mars-oberfläche (Acta Physica Austriaca XXV, Heft 4, 1967)
- [3] Franz, O. G.: Photometry and astrometry of close double stars by a Photoelectric Scanning Technique. (Lowell Observatory Bulletin No. 134, 1967)
- [4] Boyce, P. B.: Monochromatic Profiles of Planetary Nebulae Obtained with an Area Scanner. (Astronomical Journal, Vol. 71, No. 9, 847, 1966)
- [5] Hall, J. S.: A scanning polarimeter (Lowell Observatory Bulletin No. 143, 1968)
- [6] Elvius, A.: Observations of the Starlike Objects. (Lowell Observatory Bulletin No. 142, 1968)
- [7] Elvius, A.: Photoelectric Observations of Polarisation and Colour in the Galaxy M 82. (Lowell Observatory Bulletin No. 149, 1968)

Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 47, 221-235 (1982)

Photometric and astrometric observations of close visual binaries (*)

K. D. Rakos, R. Albrecht, H. Jenkner, T. Kreidl, R. Michalke, D. Oberlerchner, E. Santos, A. Schermann, A. Schnell and W. Weiss.

Institute for Astronomy Vienna, Türkenschanzstrasse 17 A-1180 Wien, Austria

Received June 10, accepted July 10, 1981

Summary. — The first photoelectric sequence for the magnitude differences of 215 close visual binaries in the Johnson *UBV* and Strömgen *uvby* systems have been established. In addition, the position angle and the separation of 140 stars were measured. Finally, for 134 stars, new photoelectric measurements of the combined integral brightness of both components in the *UBV* and Strömgen systems were made. The measurements were carried out using the area scanning technique.

Key words : visual binaries — photometric catalogue.

1. **Introduction.** — One of the most obvious and fundamental contributions of double star astronomy to astrophysics is the determination of the absolute dimensions of stars : masses, radii and luminosities. The most important is the mass, since binaries provide the only direct method of mass determination. Most of our knowledge of the masses of stars is derived from visual binaries in the solar neighbourhood. The masses of giant stars are still uncertain. A star of given mass can have very different luminosities in the course of its evolution, and the important relation between the three parameters mass, luminosity, and age, should be known as precisely as possible. Nevertheless, the empirical mass-luminosity relation for main-sequence stars is still an important function to which model calculations must conform, and its derivation depends almost solely upon close visual binary stars.

Accurate measurements of their magnitudes are needed also to give colours and the deviations from the adopted stellar model atmospheres. Many visual binaries still lack spectral classifications for each component, especially when their separations are small and the magnitude difference between the components is large. Unfortunately, the orbital elements can be measured and calculated only for close pairs with short orbital periods but ordinary photometric and spectroscopic measurement of close pairs are restricted by seeing and stray light. Double stars have been used by different authors to study the relationship between absolute magnitudes and spectral types or colour indices. From the difference in their visual magnitudes, absolute magnitudes of the primaries can be derived from

their colours and compared with the calibrations of single stars. This method does not suffer from some of the sources of error to which the cluster method is susceptible. In particular, no allowance need be made for patchy interstellar absorption such as is found in h and χ Persei. Double stars are the principal source of our knowledge concerning degenerate stars, dwarfs, low mass objects, and other exotic stars.

2. **Observations.** — Modern speckle interferometric measurements have been made for about 200 suitable and also very close visual binaries. Position angles and separations can be determined very accurately in this way. However, the brightness difference, which is essential for the astrophysical interpretation of the results, can only be estimated in a crude way due to problems inherent in that technique. Using the area scanner technique, it is possible to measure the difference in brightness for binaries as close as 0.5 s of arc with a high degree of accuracy. Only the Space Telescope equipped with the Faint Object Camera will be able to carry out observations of significantly closer binaries with greater magnitude differences. As has been mentioned in the past, the area scanning technique is a very powerful observing method for observing visual binary stars (Rakos, 1965, 1970 ; Franz, 1967). Its advantage lies in the use of simple photometric equipment, as compared with other very sophisticated and expensive techniques such as speckle interferometry, Michelson interferometry, and the electronographic tube. Small telescopes can be used and the detection of faint companions is possible (Rakos and Havlen, 1977). This method can approach the theoretical resolving power of the telescope.

(*) This program is supported by the Austrian « Fonds zur Förderung der wissenschaftlichen Forschung ».

The area scanner used for measurements described in this paper is shown in figure 1. The motion of the offset eyepiece in two coordinates is controlled by means of two dial indicators. Behind the offset device, the scanner is mounted on ball-bearings and can be rotated and easily set to any desired position angle in accurate steps of 10°. A stepping motor drives a cam so shaped that the arm which it drives always oscillates to and fro in a linear fashion with time. A slit in the focal plane of the telescope is fastened to the moving arm. The slit jaws are made of optical glass, the front surface is aluminized. The plane of the slit jaws is so tilted that the observer may see the image of the light source at any times during the observations. The slit can be removed and exchanged very easily. The length of the slit may be changed by means of a series of apertures behind it. Behind the slit is the usual arrangement of color filters and a Fabry-lens. By means of a small red lamp behind the slit, the position of the observed object relative to the slit can be seen in a very convenient way. The coldbox is attached to this scanner device. A front end photomultiplier, mounted in the cold-box and refrigerated to the temperature of dry ice, is both magnetically and electrostatically shielded. A solid state integrated circuit pulse amplifier (120 MHz bandwidth) is mounted in a small chamber which is an integral part of the coldbox, but completely insulated from it. The output pulses of the amplifier can be stored by means of a pre-scaler in a multichannel analyser. Each channel of the analyser records only those pulses which pertain to a specific position of the focal plane aperture as successive scans are made. The analyser is triggered or synchronized by a photoelectric switch connected to the scanning motor. The graphic representation of the memory content of the multichannel analyser provides a useful visual record of the observations. Figure 2 shows the record of the intensity distribution profile for the star ADS 8032 with a separation of 1.2 arc sec and a magnitude difference of 0^m.676.

In addition to the scanning technique there are two possible ways to carry out standard photoelectric photometry with this equipment : a) Using a fixed circular diaphragm instead of a slit and observing the stars with the chosen filter and direct current or pulse counting mode of photoelectric signal reception. b) Using a fixed circular diaphragm and rotating the filter wheel periodically, and counting the photoelectron pulses synchronously in the multichannel analyser. By means of a trigger signal from the filter wheel and the stepping motor a large number of revolutions of the filter wheel can be added and averaged together in the proper phase. The colours observed in this way are independent of the variable transparency of the sky. Even with thin cirrus clouds giving a transparency change of 10 % during the observations, the measured colours (*U-B*) and (*B-V*) are accurate to within ± 0^m.002.

In 1973 an observing program of nearly 250 close visual binaries was started at the Institute for Astronomy in Vienna, Austria. The observations were carried out also at the Mauna Kea Observatory in Hawaii, and the European Southern Observatory in Chile. Three identical

area scanners have been used to keep the observing material as homogeneous as possible. The main purpose of this project was the establishment of the first photoelectric sequence for the magnitude differences of close visual binaries (as close as 0'.6) in the Johnson *UBV* and Ström-gren *uvby* systems. A restricted number of stars have also been observed using *Hβ* wide and narrow filters. A photo-multiplier with an S11 response was used in all cases. Standard transformations of the colour system in use by means of standard stars were made for each telescope. The measured extinction at Mauna Kea and at La Silla corresponded to earlier measurements. The photometric quality of the observing site in Vienna was not comparable to the two others. Fortunately the accuracy of the magnitude difference is not seriously affected by the variable extinction. It was not possible to carry out standard photoelectric photometry in Vienna with reasonable results. The standard deviation of a single observation of a standard star at Mauna Kea, for example was ± 0.016 mag. as compared with ± 0.081 mag. the best night in Vienna.

In addition, the position angle and the separation of 140 observed stars were measured. Finally, for 134 program stars, new photoelectric measurements of combined integral brightness of both components in the *UBV* and Ström-gren systems were made.

Table 1 lists the allocated observing runs, observers, and telescopes used. Most of the program stars were selected from the third catalogue of orbits of visual binary stars (Finsen and Worley, 1970); the remainder are binaries with components which show different evolutionary stages, and double stars of special interest. In particular, it was possible to measure the difference in brightness of the following 14 doubles which are closer than one second of arc :

Star	<i>d</i> "	Star	<i>d</i> "	Star	<i>d</i> "
ADS 1630 BC	0.55	ADS 16185 AB	0.87	+ 75°403	0.96
ADS 9617	0.57	ADS 6650 AB	0.91	ADS 2416	0.98
ADS 16644 AB	0.75	ADS 14360	0.95	ADS 1709	0.99
ADS 3082	0.79	ADS 8887	0.96	ADS 9716 AB	0.99
- 37°13741	0.84	ADS 11989	0.96		

Figure 3 shows the number of observed binaries as a function of their separation. Currently a new observing program of a larger number of still closer binaries has been initiated.

3. **The reduction of scans.** — The accuracy of the area scanning technique depends on observing conditions resulting from seeing, tracking irregularities of the telescope, photon and seeing statistics (integration time and the size of the telescope), and the atmospheric spectral dispersion of the stellar image in the spectral region used. In addition, the reduction method as well as the mechanical and optical quality of the telescope and photometer influences the accuracy of the results. The ideal observing conditions would allow the registration of intensity profiles of identical shape for both components of a binary. They should be symmetrical with respect to the center of

the seeing disc of each component, with the profile of the first component being just the scaled image of the profile of the second component. Real conditions during the observations produce asymmetrical profiles and, in addition, a profile of slightly different shape for each component. The asymmetry alone does not introduce any loss of accuracy as long as the profiles of both components remain similar. In this more realistic case the mathematical treatment of the reduction problem will be more complex. Differences in the shapes of the components represent an additional obstacle and, with respect to the reduction methods used in this paper, the limiting restriction for the expected accuracy. The tracking irregularities of the telescope and the seeing statistics can be compensated to some degree by recording the data simultaneously on discs or magnetic tape and processing the records later, rather than averaging the data in a multichannel analyser during the observations and before the reduction procedure. The measurements presented here have been collected with a multichannel analyser, subject to the availability of funds and technology. In the subsequent observing program, a small computer will be used for this purpose.

The tracking error of the telescope is usually larger than the observer believes. The amplitude of the periodic error of the worm gear is at best ± 0.5 arc sec with a period length between 4 and 10 min, depending on the particular telescope. Figure 4 shows the tracking error for the ESO 50 cm and 100 cm telescopes. The 64 cm telescope at MKO and 150 cm telescope in Vienna fit between this two extremes.

Photoelectron statistics introduce no problems. An integration time of only one minute results in an accumulation of a very large number of photons. As opposed to photon statistics, seeing statistics have very low frequency components with significant amplitudes. An integration time of 60 s is too short to smooth out the effects of very low frequency seeing. We would suggest using two to four times that value. The best way to minimize tracking and low frequency seeing errors is to register each scan separately on discs or magnetic tape and allow the computer to add the scans together, adjusting the time coordinate to minimize the differences between corresponding ordinates for the scans. This procedure depends on good photon statistics. It works for visual binaries because, fortunately, they are almost all bright stars.

A less serious problem is keeping the scanning speed uniform and constant, and correcting the pulse counting rate for the restricted time resolution of the electronics used to count the photoelectrons. We have calibrated the scanning motion for all three area scanners. The dead time for counters was also measured carefully for each scanner. For example, at MKO the dead time was

$$t = 0.35 \times 10^{-7} \text{ s}$$

in the formula for correction of the count rate

$$N = M e^{-Mt}$$

where N = measured count rate; M = actual number of photoelectrons.

In the first approximation the analysis of the observed one-dimensional double star profile corresponds to determining the parameters of the two distribution curves whose sum gives the best representation of the observations.

$$s(x) = f(x - p_1) + rf(x - p_2)$$

where r = brightness ratio of the components.

Five different functions have been tested to obtain the best representation of the observations (Jenkner, 1974a). These are :

$$f(x) = H \exp\left(-\ln 2 \left(\frac{x - A}{B}\right)^2\right) + K$$

$$f(x) = H/(1 + B(x - A)^2) + K$$

$$f(x) = H/(1 + B(x - A)^2 + C(x - A)^4) + K$$

$$f(x) = H/(1 + B(x - A)^2 + C(x - A)^4 + D(x - A)^6) + K$$

$$f(x) = H \left(1 + \left(\frac{|x - A|}{B}\right)^P\right) + K$$

$$P' = P \left(1 + \frac{|x - A|}{C}\right)$$

The parameters A, B, C, D, H, K and P can be calculated by an iterative procedure. The quality of the approximation of the observed distributions under very different observing conditions (different seeing and telescopes) is given by the speed of convergence and the orthogonality of the error distribution (χ^2 test and Kolmogoroff-Smirnoff-test). The last function, a generalised Lorentz distribution curve, was first used by O. G. Franz and is by far the best analytical expression of the observations. The parameter B is the half-width of the stellar profile, H is the height, K the sky brightness, and dark signal of the photomultiplier. The parameters B, C, K and P remain the same for both components. The difference $A_2 - A_1$ is a measure of the separation and can be calibrated in arc sec, while $-2.5 \log H_1 - H_2$ is the magnitude difference of the two components. Because of its superior performance, this function was used in routine reduction (Jenkner, 1973, 1974b).

The scans averaged in the multichannel analyser (100 or 128 channels) were punched on paper tape and first reduced using the generalised Lorentz distribution curve fit program by the method of least squares. In general, 7 to 10 iterations are necessary to obtain the parameters with an accuracy of 10^{-3} . Figure 2 shows the graphic representation of the double star profile and the computed fitting function for the binary ADS 8032.

As was mentioned earlier, actual observing conditions produce asymmetrical profiles. This asymmetry is a serious source of error. Much better results can be obtained in another way. Let us assume that we have intensity profiles of identical shape for both components of a binary, with the first component being just the scaled image of the profile of the second component, regardless of symmetry. Dicks and Van Rooyen (1973) introduced the profile

function $s(x)$ where $p_2 - p_1 = d$ is the separation of the components. The modulus of the Fourier transform of $s(x)$ is

$$M(\omega) = M_0(\omega) \sqrt{1 + 2r \cos 2\pi\omega d + r^2}$$

where $M_0(\omega)$ is the modulus of the transform of the single star profile $f(x)$.

Normalising the modulus ratio function to unity at zero spatial frequency ($\omega = 0$) one can get :

$$R(\omega) = \frac{M(\omega)}{M_0(\omega)} = \frac{\sqrt{1 + 2r \cos 2\pi\omega d + r^2}}{1 + r}$$

for $\omega = 1/2 d$, $R(\omega)$ passes through a minimum and has the value

$$R_{\min} = \frac{1 - r}{1 + r} \quad \text{or} \quad \frac{r - 1}{r + 1}$$

for $r < 1$ or $r > 1$

and is a measure of the brightness difference between the two components. The question of which component, the first or the second in the scan direction, is the more luminous can be estimated from the phase of the Fourier transform $\Phi(\omega)$ of the composite function $s(x)$. The position of the first minimum R_{\min} is determined by the separation between the components,

$$d = \frac{1}{2\omega_{\min}}$$

This reduction method depends on the knowledge of the profile of a single star under the identical seeing conditions as for the double star. Seeing variability cannot be ignored during the observing period. This condition can be realised using two scanning slits instead of one (Rakos, 1974). The second possible way is first to calculate the Lorentz distribution profile and, using the parameters B , C , K and P , to construct the single star profile for the given seeing conditions. This can be successfully used in place of the actual measured single star profile in the Fourier transform, as we have shown in this paper. In this way, results can be obtained which in almost all cases, have a higher degree of accuracy than by applying only a best fit reduction method (see Fig. 5).

The angular separation of the components is a by-product of the reduction of the photometric observations. By observing the projected separation of the same binary star at different position angles, the separation itself and the position angle for the observed epoch can be calculated. These values have been obtained for 140 stars. In addition a number of Hertzprung stars with very well known separations and position angles have been used to calibrate the telescope scale and zero point of the position angle of the area scanner.

Let

- d_0 = unknown separation and
- P_0 = unknown position angle
- d_i = measured separation in arbitrary units
- P_i = position angle setting on the area scanner.

The equations

$$d_i = d_0 \sin (P_i + P_0) \quad i = 1, 2, \dots, n$$

can be solved by the least squares method, giving d_0 and P_0 .

The separation in arc sec and the true position angle will be

$$d'' = c_1 d_0 \quad P_a = P_0 + c_2.$$

The constants c_1 and c_2 can be determined by observation of the Hertzprung stars. In general c_1 is variable with temperature and c_2 depends on the mechanical attachment of the area scanner to the telescope. No corrections for temperature have been applied to the data in this paper. Figure 6 shows a graph of position angle vs. distance with fitted sine curve for the star - 38° 1297 (final values $d'' = 7.97 \pm 0.10$, $P_a = 212^\circ 13 \pm 0.66$).

The focal lengths of the mirror systems in reflecting telescopes are of course more affected by temperature changes than those of the optics of refractors usually used for such research. To insure a high degree of accuracy the position angle of the zero setting on the position angle scale and the calibration of the telescope scale should be determined by measuring standard stars with known separations and position angles as often as possible. Even if temperature problems as well as differential refraction are neglected, and even if the instrument is calibrated only in a very restricted way, the astrometric accuracy of our observations is comparable to the modern multi-exposure photographic technique.

4. **Photometric reduction.** — For the final transformation into the Johnson and Strömrgren standard systems, the magnitude difference in the telescope colour system should be first corrected for the extinction. Let us designate :

- X = air mass
- k' = principal extinction coefficient
- $k'_{(B-V)}$ = principal extinction coefficient for (B-V) color
- k'' = second order extinction coefficient
- $k''_{(B-V)}$ = second order extinction coefficient for (B-V) color
- V_s = standard V magnitude of the combined brightness of the binary
- V'_1 = V magnitude of the first component in the color system in use, corrected for extinction
- V''_2 = observed V magnitude of the second component, with no corrections
- ΔV = $V_1 - V_2$.

From the relations for $i = 1, 2$

$$V_i' = V_i'' - Xk_i'$$

$$(B_i - V_i)' = (B_i - V_i)'' - Xk_{(B-V)}' - Xk_{(B-V)}'' (B_i - V_i)''$$

we get

$$\Delta V' = \Delta V''; \quad \Delta B' = \Delta B'' - Xk_{(B-V)}'' (\Delta B'' - \Delta V'')$$

and similarly for other colour filters

$$\Delta U' = \Delta U'' - X(k_{(U-B)}'' \Delta U'' - k_{(B-V)}'' \Delta V'' - \Delta B'' (k_{(U-B)}'' - k_{(B-V)}''))$$

$$\Delta y' = \Delta y''; \quad \Delta b' = \Delta b''; \quad \Delta v' = \Delta v'' - k_{(v-b)}'' (\Delta v'' - \Delta b'') X$$

$$\Delta u' = \Delta u'' - X(k_{(u-v)}'' \Delta u'' - k_{(v-b)}'' \Delta v'' \times \Delta b'' - \Delta v'' (k_{(u-v)}'' - k_{(v-b)}''))$$

The difference between $\Delta v'$ and $\Delta v''$ and also $\Delta u'$ and $\Delta u''$ is very small so that we can set

$$\Delta(B-V) = \Delta B - \Delta V; \quad \Delta(U-B) = \Delta U - \Delta B$$

$$\Delta m = (\Delta v - \Delta b) - (\Delta b - \Delta y);$$

$$\Delta c = (\Delta u - \Delta v) - (\Delta v - \Delta b)$$

and from the equations for the transformation to the standard system, observations of standard stars will give us $A, B, C, D, E, g, h, i, j, k$ and l

$$V = V' + A + C(B-V)' \quad b - y = g(b-y)' + h$$

$$B-V = F(B-V)' + G \quad m = im' + j$$

$$U-B = D(U-B)' + E \quad c = kc' + l$$

Following these equations we have

$$\Delta V = \Delta V' + C(\Delta B' - \Delta V')$$

$$\Delta U = \Delta B + D(\Delta U' - \Delta B')$$

$$\Delta m = i \Delta m'$$

$$\Delta B = \Delta V + F(\Delta B' - \Delta V')$$

$$\Delta b - \Delta y = g(\Delta b' - \Delta y')$$

$$\Delta c = k \Delta c'$$

We are now able to calculate from the combined brightness of both components and the corresponding color indices $V_S; (B-V)_S; (U-B)_S; (b-y)_S; m_S;$ and c_S the photometric values for each component

$$V_2 = V_S + 2.5 \log(10^{-0.4\Delta V} + 1); \quad V_1 = \Delta V + V_2$$

$$(B_2 - V_2) = (B - V)_S + 2.5 \log \times \\ \times ((10^{-0.4\Delta B} + 1)/(10^{-0.4\Delta V} + 1))$$

with similar expressions for the other color indices.

5. Accuracy and discussion of the data. -- To demonstrate the reproducibility of the measurements, the binary ADS 13429 was measured with a 1.5 m telescope and B filter a total of 33 times. The simple reduction by fitting a

Lorentz distribution (neglecting the asymmetry) gives the mean value for the magnitude difference

$$\Delta B' = 0.636 \pm 0.031$$

The use of the modulus ratio of the Fourier transform of the observed double star profile as well as the calculated best fit of a Lorentz distribution to a single star profile leads to a more accurate result for the same set of observations of the magnitude difference, namely $\Delta B' = 0.644 \pm 0.022$. Very similar results have been obtained with other telescopes as can be seen in table II.

In general, the standard deviation of a single observation is only half as large for the Fourier transform reduction as for the fitting approximation. An even more realistic impression of the final accuracy of the measurements is obtained by comparing the results with the known magnitude differences from the literature. For 42 observed stars, the visual magnitude difference (to within 0.01 magnitude) from Finsen and Worley third catalogue is compared with the measured magnitude difference in V . For 15 stars, the measurements with two different telescopes have been made so that in the diagram there are 57 comparison points (see Fig. 7). The mean of all the differences (ΔV catalogue - ΔV area scanner) is found to be

$$\overline{\Delta V} = -0.003 \pm 0.080$$

There is no systematic difference between the catalogue values and the measurements. The linear regression is found to be

$$y = 1.0028x - 0.00026$$

and the coefficient of determination $r^2 = 0.9975$. Assuming a standard deviation for the magnitude difference of the catalogue of 0.07, the standard deviation for the area scanner values is 0.04, which is in very good agreement with table II.

The accuracy of the colours, according to the distribution of errors, is less reliable than are the simple magnitude differences. The standard deviation of a single observation for $\Delta(B-V)$ and $\Delta(b-y)$ colour differences can be deduced from the linear relationship between $(B-V)$ and $(b-y)$ colours. As long as this relationship is linear, the colour differences will be also linearly related. Figure 8 shows this relationship. The linear regression is found to be :

$$\Delta(b-y) = (0.5620 \pm 0.0002) \Delta(B-V) - 0.0047 \pm 0.0056$$

and the standard deviation for one colour value is 0^m051, which is in very good agreement with the estimated accuracy of single magnitude difference of 0^m04. The measured magnitude and colour differences are presented in table III. Finally, the differences in the H β index are shown in table IV. The accuracy is less than the accuracy of the other colour indices since the integration time used in the observations with the narrow-band H β filter was in general too

short. The measurements listed should therefore be considered as only approximate.

The accuracy of the measurements of the combined integral brightness of both components in the *UBV* and Strömrgren systems for 134 stars corresponds to the accuracy of the standards. Only observations with the telescope at Mauna Kea were used for this work. The mean value for the standard deviation (each star was observed once on about three different nights) for the *V* magnitude is given by

$$\bar{\sigma} = 0.020 \pm 0.011 .$$

The results of the observations are presented in table V.

We have for the first time a large collection of colour indices for the combined brightness of both components in the *UBV* and Strömrgren systems. It will be worthwhile to see how large and how significant the difference is between the colour-colour diagrams for single stars versus the combined values for binaries. This may be helpful in recognizing non-resolved binaries from photometric data only. The (*U-B*) versus (*B-V*) plot shows only larger scatter around the main sequence. Such scatter can be predicted in calculating the (*U-B*) vs. (*B-V*) diagram for all probable combinations of binary components of different luminosity classes.

The relation (*B-V*) vs. (*b-y*) is very similar to the zero-age line, as we would expect. The zero-age line in figures 9-11 is based on the investigations of Crawford (1966 and 1975). The *c*₁ vs. (*b-y*) diagram is also not very spectacular. Stars with (*b-y*) larger than 0.3 seem to be above the main sequence line. Figure 9 also shows a large scatter for the hotter stars. The *Hβ* vs. *c*₁ plot will be more helpful in discriminating the binaries from the zero-age sequence. Most of the binaries lie definitely above the zero-age line (see Fig. 10). Finally the diagram *m*₁ vs. (*b-y*) shows an even better separation between the single stars and the binaries (Fig. 11). The stars discussed here belong to the solar neighbourhood and do not have any significant interstellar reddening. In the more realistic case we would first have to remove the influence of the interstellar extinction on the colour indices before an attempt can be made to answer the question about duplicity by means of the colour-colour diagrams discussed here. We will usually meet the problem of unknown double stars in discussing the main sequence and the age of the galactic clusters. Recognizing the binaries will make it possible to improve our knowledge of age and distance for this fundamental cornerstone of galactic research. We intend to rediscuss the problem of separating the binaries from the single stars in a future program which will include a larger sample of binaries than was discussed here.

The accuracy of the astrometric data is, in spite of the simple calibration of the telescope scale and position angle correction for the area scanner, comparable to the multi-exposure photographic technique. As an example, observations of ADS 8630 are given. In the table are listed the time of observation, the measured separation *d* and the position angle *P*_a. The calculated values *d'* and *P'*_a are from Muller and Meyer *Troisième catalogue d'éphémérides d'étoiles doubles* for the given epoch of observation.

Time	<i>d</i>	<i>P</i> _a	<i>d'</i>	<i>P'</i> _a	Telescope
1972.203	4 ^h 33	302 ^o 8	4 ^h 43	302 ^o 0	1.5 m Vienna
1973.456	4.32	301.2	4.35	301.2	64 cm MKO
1975.062	4.20	300.3	4.25	300.3	50 cm ESO
1975.071	4.22	300.1	4.25	300.2	100 cm ESO

This conclusion is also supported by repeated measurements of other stars, such as the 30 observations of the star ADS 13429. The separation of the components in microns was found to be for a given position angle

$$d(\mu) = 633.48 \pm 2.42$$

or in sec of arc

$$d'' = 5.704 \pm 0.022 .$$

This value was calculated by the Fourier transform reduction. A similar value with a larger standard deviation can be found by applying the Lorentz profile fit approximation to the same observations :

$$d(\mu) = 636.74 \pm 3.04 .$$

For the star ADS 14592 seven measurements of the separation reduced by the Fourier transform program give *d* (in channels) = 9.867 ± 0.066 ; and the Lorentz distribution program *d* (in channels) = 9.765 ± 0.085. The small standard deviation of a single observation shows great promise for using this technique for pure astrometric programs, especially for pairs so close as to be outside the reach of photography. For this purpose, a telescope of at least 1 m aperture which is suitable for astrometric work and is located on a site with good seeing would be the most appropriate. The results of our measurements are presented in table VI.

Acknowledgements. — Through the generous help of the Director of the Institute for Astronomy in Honolulu, Prof. Dr. John T. Jefferies, the 24 inch telescope on Mauna Kea was available for this program. Also the Directorate of ESO has kindly made available the 100 cm and 50 cm telescopes for this purpose.

TABLE IV. — The measured differences of the H β index for components of visual double stars.

ADS Cat. No. or Name	$\Delta H\beta$	ADS Cat. No. or Name	$\Delta H\beta$	ADS Cat. No. or Name	$\Delta H\beta$
61	0.19	-64 ^o 1084	-0.17	H 5014	0.06
302	-0.40	-44 ^o 5987	-0.06	11046	0.04
-35 ^o 170	0.18	-44 ^o 6582	0.04	11353	-0.06
588	0.23	7902	-0.02	11483	0.14
1394	-0.08	-64 ^o 1657	0.03	11635AB	-0.34
1457	0.37	8539	-0.16	11635CD	0.06
1538	-0.04	-48 ^o 7597	-0.15	-37 ^o 13048	-0.20
1615	-0.07	8630	0.02	12248	-0.64
1697	0.07	8949	-0.13	12447	0.19
1754	0.10	8974	-0.20	12594	-0.07
1954	-0.12	9031	0.00	12880	0.08
2046	-0.17	9413	-0.12	12889	-0.02
2091	-0.09	9425	-0.12	13198	0.23
7122	0.04	9470	-0.21	13403	-0.24
2218	-0.18	9626	0.04	13506	-0.03
-41 ^o 1119	-0.06	9737	-0.09	14430	-0.04
-38 ^o 1287	0.02	9979	-0.10	14573	0.02
3409	0.08	9982	-0.16	-43 ^o 14639	-0.07
3954	-0.03	10049	-0.10	16270	-0.10
4179	0.01	10072	-0.55	15386	-0.10
4260	-0.02	10075	0.18	15753	0.23
4682	-0.08	10087	0.00	15971	0.09
-48 ^o 2417	0.18	10235	-0.28	-33 ^o 16270	-0.22
-38 ^o 2844	-0.08	10345	-0.12	16389	-0.36
-38 ^o 4462	0.13	10394	-0.06	16649	0.27
-44 ^o 4452	0.03	10417	0.03	16666	0.49
6977	0.20	10526	0.04	16713	-0.07
-43 ^o 5041	-0.02	-30 ^o 15035	0.10	16725	-0.04
-31 ^o 7162	0.03	10993	-0.02	16979	-0.07
-31 ^o 7355	-0.04	11005	-0.10	17149	0.06

TABLE VI. — The measured separation and the position angle and their mean errors for the binary stars.

ADS Cat. No. or Name	Epoch 1900+	d"	m.e.	PA ^o	m.e.
48	73.685	5.91	0.06	170.8	1.1
61	73.685	1.45	0.02	279.4	2.9
302A-BC	73.688	5.94	0.05	24.4	0.5
-35 ^o 170	73.657	5.14	0.07	169.2	1.5
588	73.676	1.81	0.02	206.2	0.3
733	73.682	5.44	0.06	9.1	0.6
-69 ^o 45	73.688	5.11	0.08	333.3	2.1
1106	73.687	4.88	0.09	75.7	2.5
-54 ^o 358	73.660	10.34	0.17	104.8	1.8
-56 ^o 329	73.641	10.97	0.18	196.2	1.8
-56 ^o 329	73.660	10.54	0.16	195.1	1.5
1394AB	73.696	4.66	0.04	30.5	0.4
1457	73.668	2.85	0.02	164.4	0.6
1457	73.694	2.89	0.06	162.2	3.8
1538	73.690	1.35	0.02	52.9	1.2
-60 ^o 162	73.693	2.46	0.04	65.4	2.2
1615	73.668	1.99	0.02	286.0	1.6
1697	73.696	3.91	0.04	70.8	0.7
1709	73.685	0.97	0.01	259.2	1.2
1733	73.696	1.74	0.01	86.4	0.5
1754	73.696	5.47	0.05	86.0	0.7
1954	73.699	10.89	0.09	244.0	0.3
2091	73.696	3.17	0.03	311.9	0.4
2122	73.696	3.65	0.03	309.7	0.4
2218	73.697	6.08	0.05	219.1	0.6
2416	73.696	1.00	0.01	146.1	1.0
2612	73.685	1.03	0.02	251.7	2.2
-41 ^o 1119	75.074	5.13	0.06	348.6	0.7
-38 ^o 1297	75.060	7.97	0.10	212.1	0.7
3082AB	73.668	0.74	0.04	260.5	2.0
-59 ^o 370	75.071	2.83	0.02		
3409	75.066				

TABLE V. — The UB ν and Strömgen magnitudes and colours in the combined light of the visual binary stars. The standard deviation and the total number of observations are given in the table.

ADS or Name	N	V +/-	B-V +/-	U-B +/-	b-y +/-	m ₁ +/-	c ₁ +/-	H β +/-	ADS or Name	N	V +/-	B-V +/-	U-B +/-	b-y +/-	m ₁ +/-	c ₁ +/-	H β +/-
40 AB	3	8.217 0.029	1.428 0.017	1.219 0.034	0.967 0.017	0.563 0.031	0.111 0.004	2.442 0.016	9413 AB	3	4.593 0.017	0.777 0.013	0.248 0.010	0.469 0.021	0.288 0.035	0.259 0.037	2.584 0.016
61	3	5.982 0.027	0.708 0.028	0.214 0.048	0.436 0.040	0.229 0.048	0.332 0.030	2.561 0.019	9494	1	4.842	0.650	0.098	0.414	0.220	0.322	2.607
302	3	7.386 0.005	0.646 0.022	0.135 0.014	0.381 0.020	0.225 0.063	0.349 0.038	2.616 0.021	9578	3	6.613 0.001	0.571 0.014	-0.006 0.006	0.353 0.010	0.182 0.011	0.309 0.012	2.615 0.021
410	1	5.686	1.551	1.801	1.056	0.757	0.357	2.586	9617 AB	4	5.022 0.021	0.563 0.007	0.037 0.018	0.371 0.011	0.179 0.013	0.333 0.020	2.626 0.031
-35 ^o 170	2	6.371 0.005	0.623 0.007	0.165 0.035	0.413 0.062	0.172 0.101	0.377 0.015	2.566 0.009	9626	3	6.557 0.006	0.605 0.006	0.107 0.004	0.380 0.015	0.202 0.010	0.355 0.023	2.633 0.017
588	2	7.599 0.009	0.523 0.015	0.039 0.009	0.340 0.048	0.169 0.078	0.405 0.005	2.570 0.086	9716 AB	4	6.821 0.016	0.901 0.006	0.706 0.013	0.548 0.009	0.427 0.043	0.343 0.024	2.563 0.015
1394 AB	2	5.273 0.006	0.418 0.005	0.008 0.002	0.271 0.002	0.136 0.073	0.571 0.002	2.702 0.008	9737	4	4.679 0.009	-0.113 0.026	-0.475 0.018	-0.031 0.040	0.098 0.032	0.470 0.039	2.725 0.036
1457	2	5.824 0.014	0.758 0.020	0.471 0.014	0.505 0.048	0.202 0.058	0.735 0.019	2.657 0.038	9751	3	7.066 0.016	0.514 0.013	0.032 0.021	0.345 0.014	0.187 0.042	0.382 0.015	2.504 0.049
1538	3	6.024 0.021	0.544 0.031	0.037 0.038	0.355 0.033	0.182 0.017	0.357 0.031	2.558 0.028	9909 AB	3	4.202 0.030	0.451 0.017	0.033 0.046	0.305 0.032	0.172 0.030	0.484 0.052	2.686 0.012
1615	3	3.797 0.021	-0.005 0.023	-0.079 0.028	0.013 0.045	0.185 0.038	0.825 0.042	2.850 0.019	9979	3	5.229 0.004	0.599 0.021	0.045 0.022	0.395 0.014	0.182 0.038	0.326 0.036	2.596 0.021
1697	3	4.962 0.004	0.789 0.024	0.307 0.015	0.500 0.017	0.233 0.052	0.395 0.054	2.621 0.033	9982	2	8.742 0.023	1.158 0.027	1.022 0.055	0.679 0.030	0.571 0.022	0.229 0.001	2.482 0.020
1709	3	6.022 0.030	0.434 0.040	-0.072 0.013	0.320 0.011	0.114 0.019	0.429 0.037	2.713 0.004	10044	2	7.821 0.014	0.859 0.017	0.474 0.013	0.517 0.007	0.321 0.003	0.359 0.019	2.446 0.209
1733	6	7.930 0.029	1.065 0.038	0.777 0.034	0.631 0.036	0.485 0.033	0.235 0.035	2.507 0.025	10049	4	4.606 0.031	0.231 0.018	-0.578 0.021	0.194 0.019	0.034 0.020	0.077 0.020	2.640 0.031
-36 ^o 074	2	8.152 0.020	0.957 0.008	0.660 0.058	0.601 0.003	0.276 0.012	0.338 0.020	2.449 0.033	10072	3	6.500 0.006	0.430 0.007	-0.011 0.008	0.263 0.013	0.138 0.026	0.487 0.012	2.646 0.060
1954	3	4.850 0.008	-0.004 0.015	-0.088 0.021	0.008 0.022	0.108 0.050	0.980 0.031	2.873 0.035	10075 AB	3	7.026 0.008	0.849 0.016	0.446 0.006	0.498 0.014	0.301 0.022	0.305 0.001	2.537 0.066
2046	2	5.709 0.027	0.522 0.021	-0.047 0.020	0.352 0.043	0.140 0.055	0.340 0.003	2.602 0.098	10087	3	3.824 0.024	0.000 0.033	0.076 0.022	0.033 0.029	0.099		
2091	3	7.132 0.010	0.365 0.018	-0.013 0.013	0.230 0.030	0.185 0.026	0.584 0.032	2.713 0.019	10157	1	2.835	0.574	0.257				
2122	3	6.872 0.011	0.687 0.024	0.110 0.028	0.464 0.005	0.186 0.013	0.270 0.007	2.585 0.033	10188	3	8.373 0.006	1.060					
									10235	1							

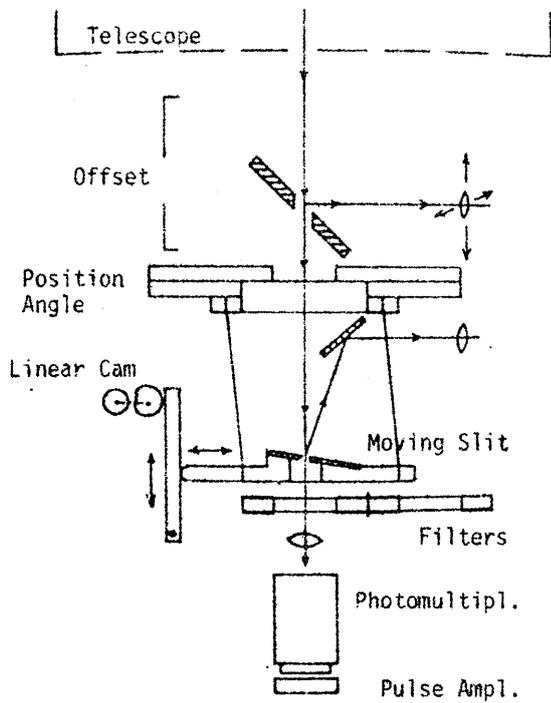


FIGURE 1. — The photoelectric photometer for use with scanning techniques, basic outline.

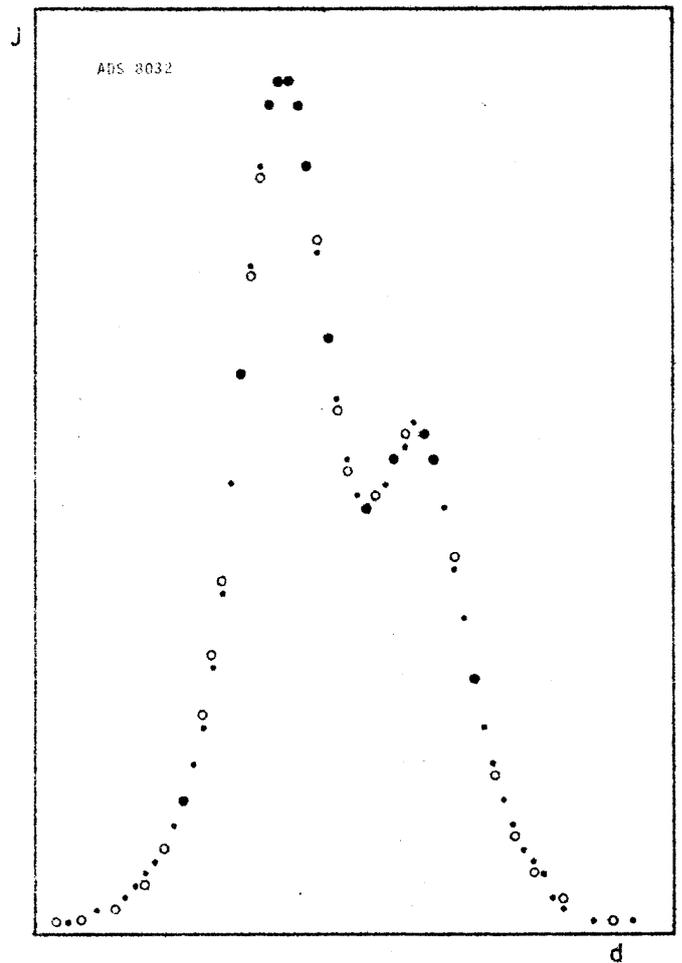


FIGURE 2. — Double star intensity profile of the binary ADS 8032 measured with *V* colour filter. Filled circles are observed and open circles calculated values. The separation of the components is 1.2 and the magnitude difference 0^m.676.

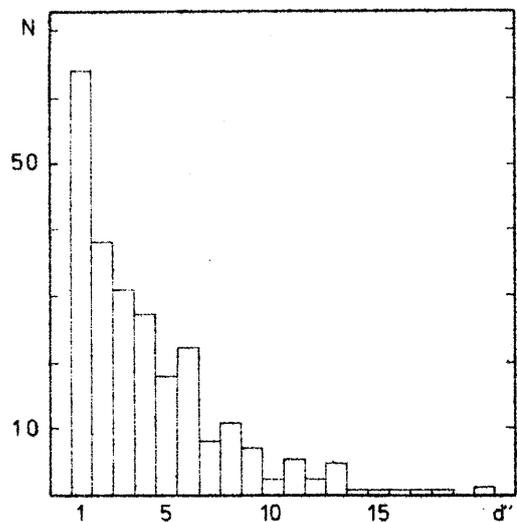


FIGURE 3. — The number of observed binaries as a function of the separation.

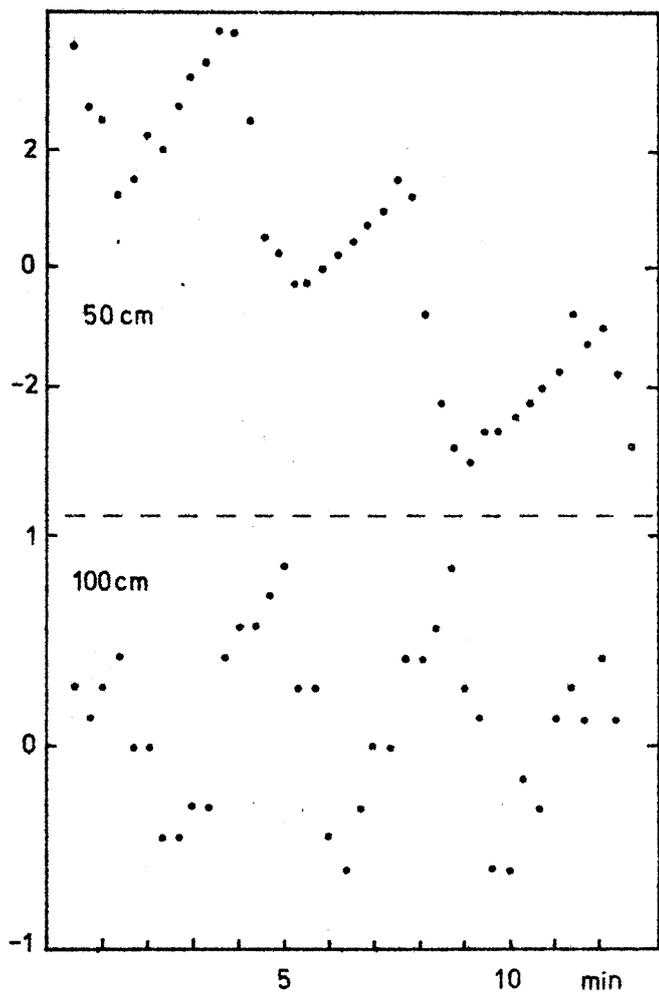


FIGURE 4. — Tracking error for ESO 50 cm and 100 cm telescopes. The amplitude is in arc sec and the time in minutes.

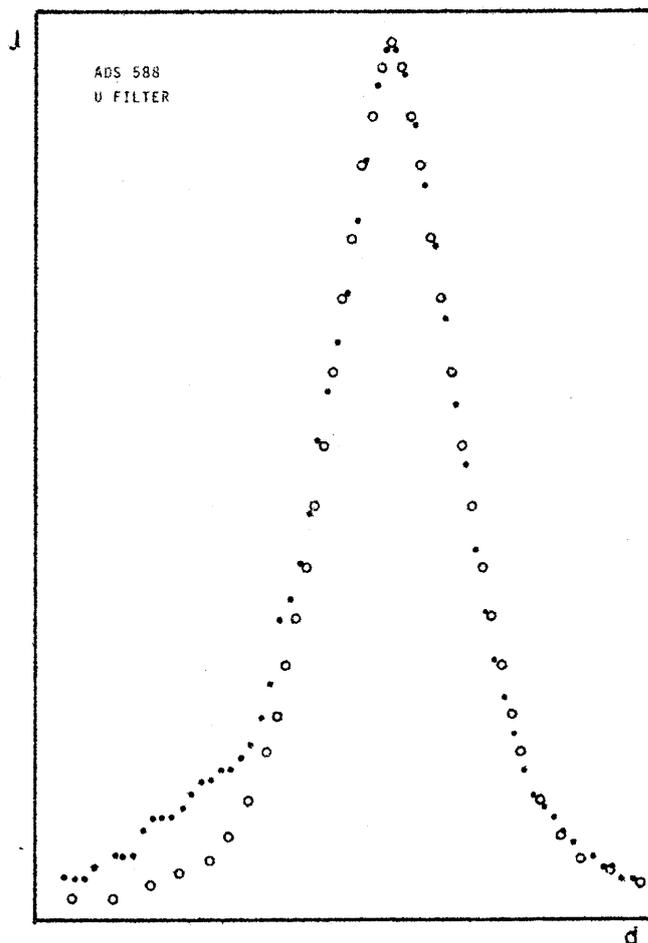


FIGURE 5. — Double star intensity profile of the binary ADS 588 measured in ultraviolet. Filled circles are observed points. Open circles represent a calculated single star profile (Lorentz distribution). The separation of the components is $1''.4$ and the magnitude difference $2^m.31$. The influence of the faint component can be seen in the left wing of the observed profile.

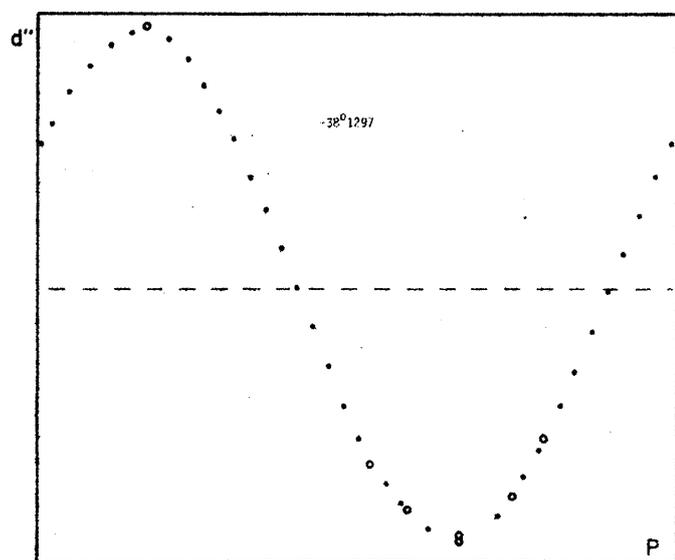


FIGURE 6. — The graph of the position angle vs. distance with fitted sine curve for the star $-38^{\circ}1297$.

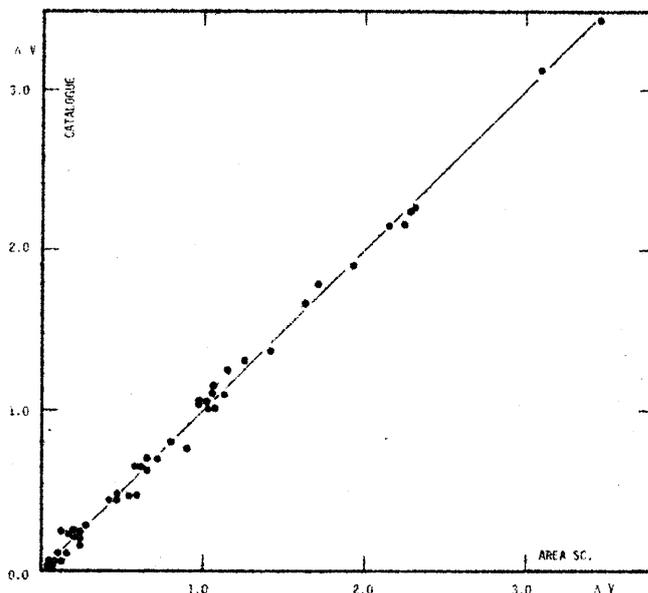


FIGURE 7. — The individual magnitude differences; area scanner plotted against the catalogue values.

N° 2

PHOTOMETRIC AND ASTROMETRIC OBSERVATIONS OF CLOSE VISUAL BINARIES

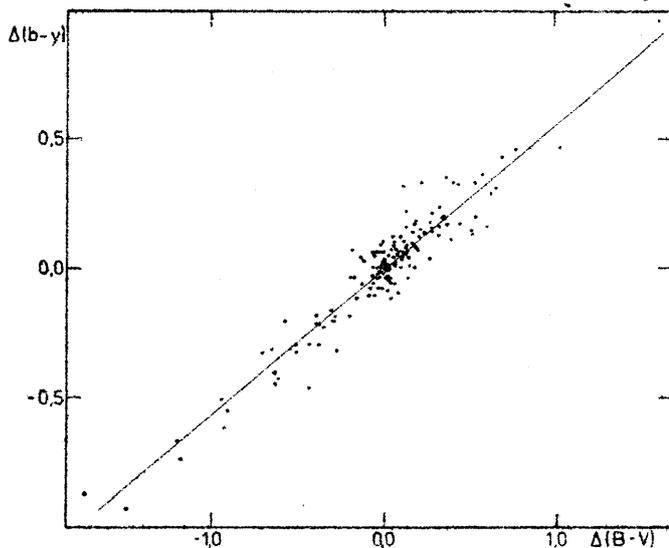


FIGURE 8. — The colour differences $\Delta(B-V)$ plotted against $\Delta(b-y)$.

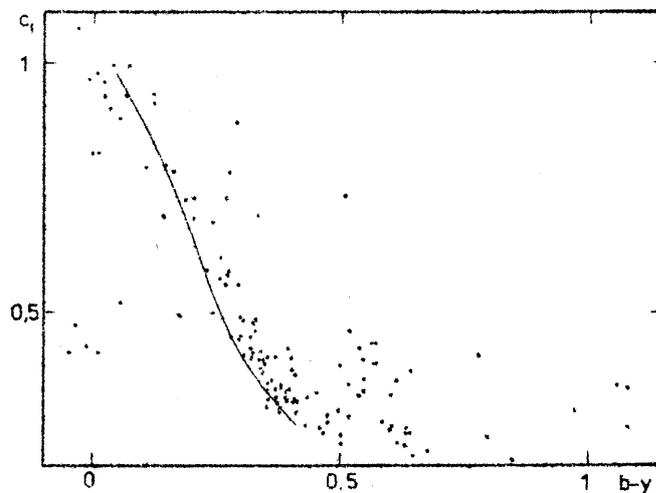


FIGURE 9. — The colour-colour diagram for c_1 versus $(b-y)$ of the combined light of the observed double stars. The solid line is the zero-age sequence.

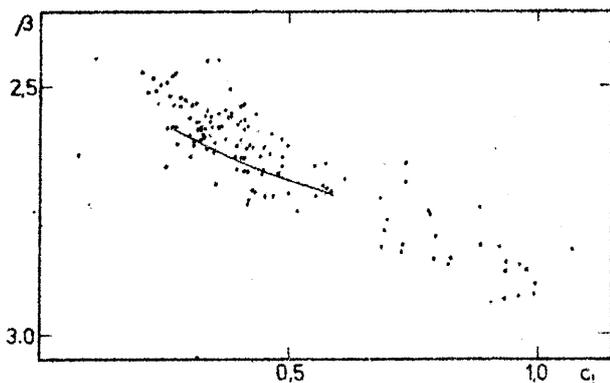


FIGURE 10. — $H\beta$ index versus c_1 colour of the combined light of the observed double stars. The solid line is the zero-age sequence.

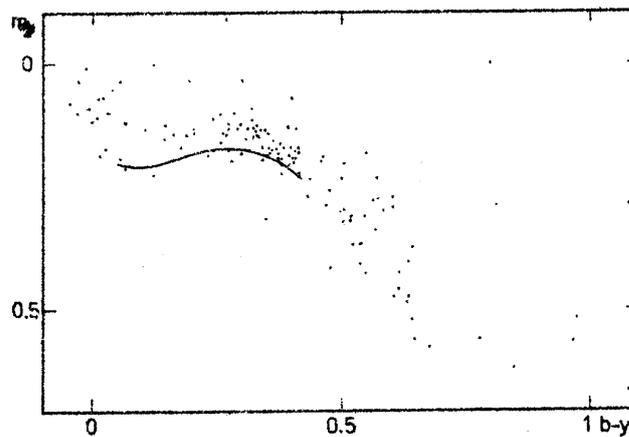


FIGURE 11. — The colour-colour diagram for m_1 versus $(b-y)$ of the combined light of the observed binary stars. The zero-age sequence is the solid line in the diagram.

Univ.-Prof. Dr. Karl Rakos, Vizepräsident der
Kommission 26 (Double and Multiple Stars)
der Internationalen Astronomischen Union.

Institut für Astronomie der Universität Wien,
Türkenschanzstraße 17

A-1180 Wien

(Dieser Gastvortrag war zugleich der OSWALD THOMAS VORTRAG 1983 des österreichischen Astronomischen Vereins).

Referat: Spektroskopische Doppelsterne.

A. Allgemeines

Beobachtung liefert Überlagerung von *konstanter* Radialgeschwindigkeit des Schwerpunktes eines Doppelsternsystems und *veränderlicher* Radialgeschwindigkeit der Komponenten in ihrer Bahn um den Schwerpunkt. Folgende Fälle unterscheidbar:

- a. Spektren beider Komponenten im Gesamtspektrum sichtbar:
 - a.1. Komponenten haben gleichen Spektraltyp, Linien trennen sich periodisch infolge gegenläufiger Radialbewegung (Nur bei hohen Bahngeschwindigkeiten, also bei engen Paaren beobachtbar).
 - a.2. Komponenten haben ungleichen Spektraltyp, die veränderliche Radialgeschwindigkeit wird an jedem Einzelspektrum des "zusammengesetzten" Spektrums gemessen.
- b. Spektrum nur einer Komponente im Gesamtspektrum sichtbar: Meist überstrahlt (schon bei 1^{mag} Helligkeitsdifferenz) das eine Komponentenspektrum das andere, die veränderliche Radialgeschwindigkeit kann nur an einer Komponente gemessen werden (Häufigster Fall, ca.80% aller Fälle).

Beobachtungsbedingungen beschränken Entdeckungsmöglichkeit:

- a. Scheinbare Helligkeit
Genaue Radialgeschwindigkeitsmessungen erfordern Spalt-spektroskopie und damit größere scheinbare Helligkeiten der Objekte.
- b. Lineare Meßgenauigkeit im Spektrum
Radialgeschwindigkeit $RG = c \cdot \Delta\lambda / \lambda$ mit $c = 299\ 860$ km/s.- Es bedeutet beispielsweise bei $\lambda = 550$ nm und $\Delta\lambda = \pm 0,01$ nm eine $RG = 5,5$ km/s!
Die meisten bekannten spektroskopischen Doppelsterne zeigen eine Schwankung der Radialgeschwindigkeit von 20 bis 100 km/s, sind also kurz- und mittelperiodische Systeme mit 1 bis 100 Tagen Periode.

Bedeutet veränderliche Radialgeschwindigkeit immer Duplizität? Meistens ja, doch nicht immer, denn auch manche Pulsationsveränderliche (Typ δ Cep, RR Lyr, β CMa) zeigen kleinere, sehr regelmäßige RG-Schwankungen. Aber: Nur Doppelsterne zeigen statistische

Fortsetzung Referat: Spektroskopische Doppelsterne.

Korrelierung von RG-Halbamplitude K und Periode P nach dem 3. Keplerschen Gesetz, nämlich $K \sim P^{-1/3}$.

B. Spektroskopische Bahnelemente

Sie müssen allein aus Radialgeschwindigkeitsmessungen ermittelt werden. Die Beobachtung liefert die Radialgeschwindigkeit V eines Sternes relativ zur Sonne in Abhängigkeit von der Zeit t , also die Funktion

$$V = V(t)$$

V setzt sich aus der RG des Doppelsternschwerpunkts γ relativ zur Sonne und der radialen Komponente der Bahngeschwindigkeit \dot{z} relativ zum Schwerpunkt zusammen:

$$V = \gamma + \dot{z}$$

Aus der Zweikörperbewegung ergibt sich z mit dem Radiusvektor r , der wahren Anomalie v , dem Argument des Periastrons ω und der Bahnneigung i als radiale Koordinate zu:

$$z = r \cdot \sin(v + \omega) \cdot \sin i$$

Mit der Beziehung

$(dv/dM) = (1 + e \cos v)^2 \cdot (1 - e^2)^{-3/2}$, in welcher M die mittlere Anomalie = $n \cdot (t - T)$ mit mittlerer Bewegung pro Zeiteinheit n , Periastrontermin T und numerischer Exzentrizität e bedeuten, ergibt sich durch Differentiation nach der Zeit t :

$$\dot{z} = n \cdot a \cdot (1 - e^2)^{-1/2} \cdot \sin i \cdot [e \cdot \cos \omega + \cos(v + \omega)],$$

worin a die große Bahnhalbachse bedeutet.

Nun führen wir die Halbamplitude K der Radialgeschwindigkeit ein:

$$K = n \cdot a \cdot (1 - e^2)^{-1/2} \cdot \sin i$$

und erhalten für den grundlegenden Ausdruck der Radialgeschwindigkeit:

$$V = \gamma + K \cdot [e \cdot \cos \omega + \cos(v + \omega)]$$

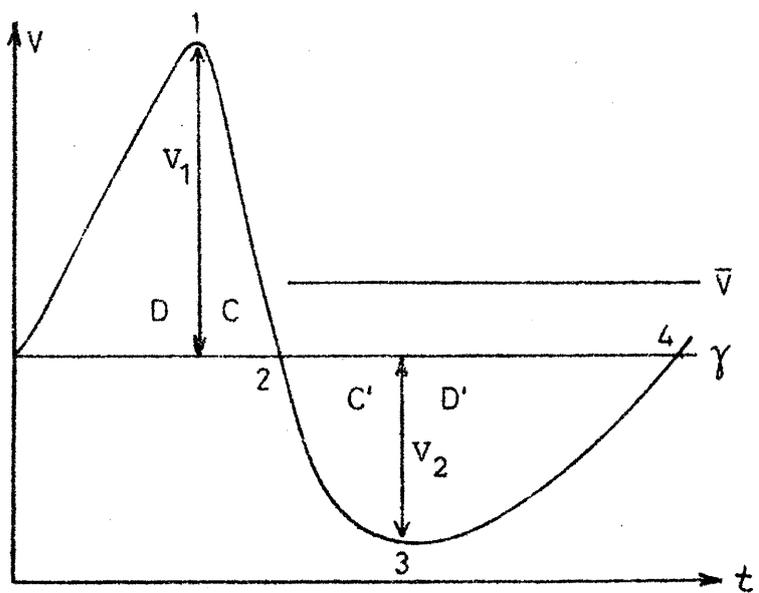
in welcher folgende sechs Bahnelemente enthalten sind:

- γ RG des Systemschwerpunktes, auch V_0 genannt (km/s)
- K Halbamplitude der RG (km/s)
- e Numerische Exzentrizität
- ω Argument des Periastrons
- P Periode oder Umlaufszeit (steckt in v ; Tage)
- T Termin des Periastrons (steckt in v ; Tagnummer JD)

Betrachten wir die Radialgeschwindigkeitskurve $V = V(t)$, so zeigt

Fortsetzung Referat: Spektroskopische Doppelsterne.

sich sofort aus den Extrema V_2 und V_1 von V :



$$K = (V_2 - V_1) / 2 \quad \text{und}$$

$$\bar{V} = \gamma + K \cdot e \cdot \cos \omega = (V_1 + V_2) / 2 \quad \text{für die Mittelachse } \bar{V}.$$

Zu beachten ist, daß die Beobachtung ja nicht - wie bei den visuellen Doppelsternen - die Bahn des Begleiters um den Hauptstern, sondern die Bahnen einer oder beider Komponenten relativ zum Systemschwerpunkt liefert.

Wird n durch P ausgedrückt, so ergibt sich jeweils unter Verwendung der benützten Einheiten:

$$K_{1,2} = (2 \cdot \pi \cdot a_{1,2} \cdot \sin i) / (86400 \cdot P \cdot \sqrt{1-e^2}) \quad \text{oder}$$

$$a_{1,2} = (13751 \cdot K_{1,2} \cdot P \cdot \sqrt{1-e^2}) / \sin i \quad (\text{km})$$

Die großen Halbachsen lassen sich nicht vom Faktor $\sin i$ trennen; bedeutet a die große Halbachse der relativen Bahn der beiden Komponenten umeinander, so gilt mit den Komponentenmassen M_1, M_2 :

$$a_1 = M_2 \cdot a / (M_1 + M_2) \quad \text{und} \quad a_2 = M_1 \cdot a / (M_1 + M_2)$$

Bei einem Einspektren-Stern ist K_2 leider unbekannt. Setzt man $a_1 \cdot \sin i$ in das 3. Kepler'sche Gesetz ein, so zeigt sich, daß sich auch die Unbekannten M_1 und M_2 von $\sin i$ nicht trennen lassen, sondern nur in einer Beziehung auftreten, welche die Massenfunktion heißt:

$$f(M) = (M_2 \cdot \sin i)^3 \cdot (M_1 + M_2)^{-2} = 3,985 \cdot 10^{-20} (a_1 \cdot \sin i)^3 \cdot P^{-2} = 1,036 \cdot 10^{-7} \cdot K_1^3 \cdot P \cdot (1-e^2)^{3/2}$$

Bei einem Zweispektrenstern ist das Massenverhältnis aber bekannt:

Fortsetzung Referat: Spektroskopische Doppelsterne.

$M_1 / M_2 = K_2 / K_1$ und daraus folgt entsprechend:

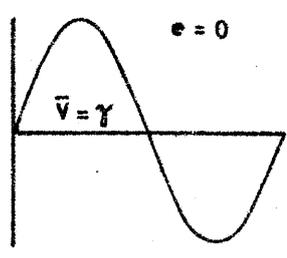
$$M_1 \cdot \sin^3 i = 1,036 \cdot 10^{-7} \cdot (K_1 + K_2)^2 \cdot K_2 \cdot P \cdot (1 - e^2)^{3/2}$$

$$M_2 \cdot \sin^3 i = 1,036 \cdot 10^{-7} \cdot (K_1 + K_2)^2 \cdot K_1 \cdot P \cdot (1 - e^2)^{3/2}$$

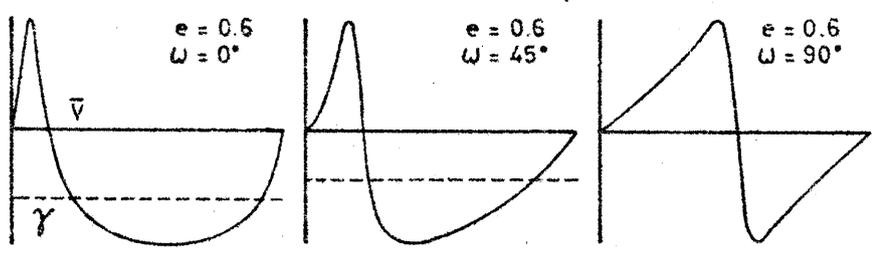
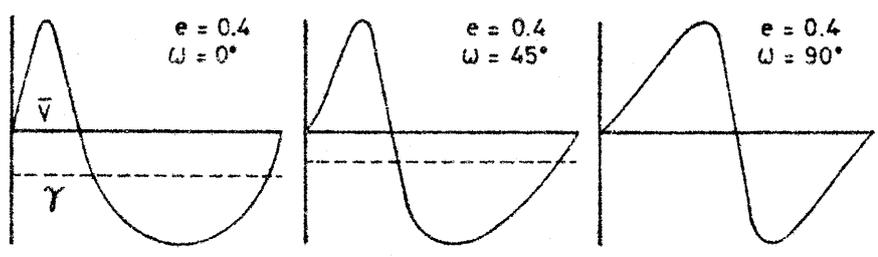
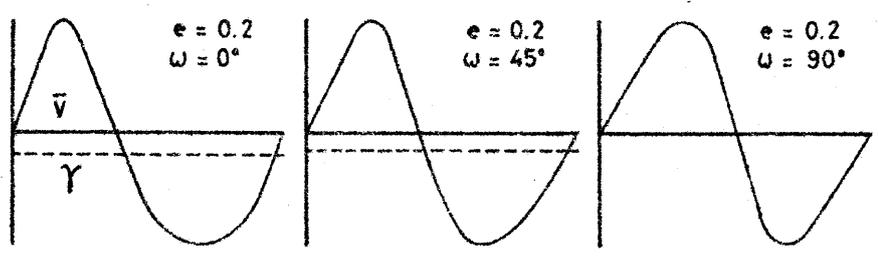
Ist dieser spektroskopische Doppelstern zufällig auch ein photometrischer Doppelstern, so kann $\sin i \approx 1$ gesetzt werden und die Massen werden bekannt! Wie bei den photometrischen Doppelsternen noch gezeigt werden wird, kann i äußerstenfalls um $34,4^\circ$ von 90° abweichen, soll sich noch ein Bedeckungslichtwechsel ergeben. Jedenfalls aber ergibt die Annahme $i = 90^\circ$ Mindestmassen!

C. Schema der Bahnbestimmung spektroskopischer Doppelsterne

P ist bei Beobachtung über mehrere Umläufe sofort mit guter Genauigkeit bekannt.- Im Maximum der V-Kurve ist $v = -\omega$, woraus T bestimmt ist.



Standardkurven für ω und e zur ersten Orientierung über die Bahn



Fortsetzung Referat: Spektroskopische Doppelsterne.

P und T betreffen nur Nullpunkt und Maßstab der t-Achse, γ und K nur jene der V-Achse. Die Kurvenform hängt daher nur von ω und e ab. Mit einem Satz von Standardkurven für ω und e können daher diese Elemente durch Vergleich mit der gemessenen Kurve genähert erhalten werden. Es genügt, ω auf das Intervall 0° bis 90° zu beschränken, denn bei Spiegelung an der horizontalen Mittelachse \bar{V} geht ω in $180^\circ + \omega$ über und bei Spiegelung an einer vertikalen Achse wird ω zu $-\omega$.

Nun schließt sich die Bahnverbesserung an, die natürlich wieder von der gezeichnet vorliegenden Kurve $V(t)$ ausgehen muß:

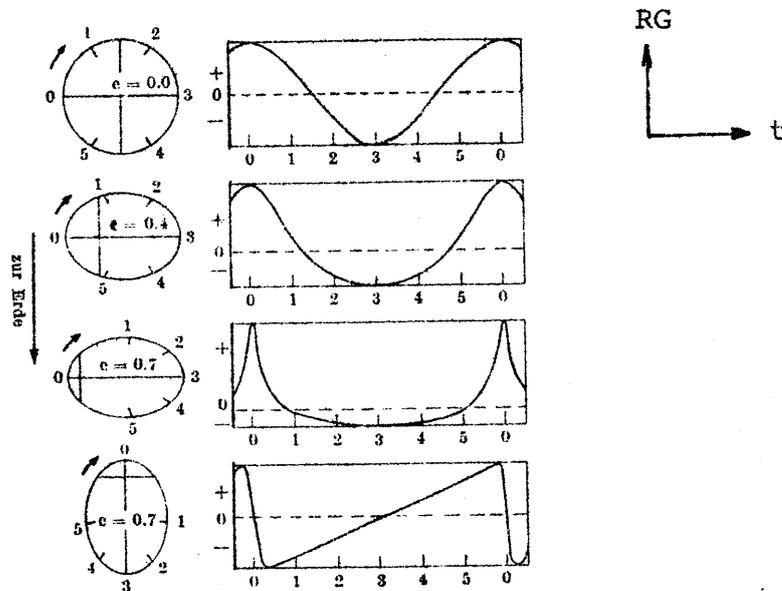
Aus der Tatsache, daß die Punkte 1 und 3 die Knotendurchgänge ($z=0$) sind und die Punkte 2 und 4 relativ zum Systemschwerpunkt keine Radialgeschwindigkeit haben ($\dot{z}=0$), weiters die Flächen D und D' sowie C und C' gleich groß sind und auch $D+C$ gleich $C'+D'$ ist, läßt sich eine Beziehung zwischen den auf γ bezogenen Extremwerten V_1 und V_2 den planimetrierten Flächen C und D sowie e und ω finden:

$$e \cdot \cos \omega = (V_1 - V_2) / (V_1 + V_2)$$

$$e \cdot \sin \omega = 2 \sqrt{V_1 V_2} \cdot (D - C) / [(V_1 + V_2) \cdot (C + D)]$$

T folgt aus $v_1 = -\omega$.

Die folgenden RG-Kurven von vier spektroskopischen Doppelsternen stellen die Verhältnisse für verschiedene Bahnexzentrizitäten und Bahnlagen nach O.Struve dar:



Außer der hier dargestellten Bahnverbesserungsmethode von Lehmann-Filhés gibt es noch weitere; jene von Schwarzschild und Sterne sind ebenfalls in dem Werk von W.Heintz (s.Literaturverzeichnis) zu finden. Von dort stammen, wenn nicht anders vermerkt, auch die Zeichnungen und die folgende Liste.

Fortsetzung Referat: Spektroskopische Doppelsterne.

Einige spektroskopische Doppelsterne

Star	Mag	Sp.	$P(d)$	e	K_1	K_2	Min. Masses or Mass Function
α Phe	2.3	K0	3848.8	0.34	5.8		0.07
π And	4.4	B3, B3	143.61	0.56	47.5	117.4	26.9 10.9
ζ And	5.1	K0	17.77	0.02	26.0		0.03
ζ Phe	3.9	B6	1.67	0.03	121.4	247	6.0 3.0
γ Phe	3.4	K5	193.79	0.00	16.0		0.08
δ Tri	4.9	G0	9.93	0.06	8.8		0.0007
σ Per	3.8	B1	4.42	0.04	109.3	159.4	5.2 3.6
52 Per	4.7	G5, A2	1576.44	0.05	43.1		0.74
63 Tau	5.6	Am	8.42	0.10	37.6		0.05
66 Eri	5.2	B9	5.52	0.07	97.0	111.0	2.5 2.2
α Aur	0.0	G5, G0	104.02	0.00	26.4	27.5	2.7 2.5
δ Ori	2.2	B1	5.73	0.08	101.0	263	20.5 7.9
θ Ori B	7.8	B0	6.50	0.14	81		0.35
ζ Ori	2.8	O8	29.14	0.76	115.2	195.8	15.9 9.4
136 Tau	4.6	A0	5.97	0.02	48.9	71	0.6 0.4
δ Col	3.9	G5	868.78	0.70	10.6		0.04
τ Pup	2.8	K0	1066.0	0.09	4.1		0.008
19 Lyn	5.6	B8, B8	2.26	0.08	106.4	199.1	4.3 2.3
63 Gem	5.2	F5	1.93	0.00	94.6	116.8	1.0 0.8
δ Gem	4.3	K0	19.60	0.02	34.2		0.08
1 Hya	5.6	F1	1.56	0.05	30.3		0.004
ε Hya C	6.9	F5	9.90	0.62	35.0		0.02
σ Leo	3.5	F5, A3	14.50	0.00	54.1	63.1	1.3 1.1
30 UMa	5.0	A0	11.58	0.38	34.1		0.04
ω Uma	4.7	A0	15.83	0.30	22.2		0.02
ξ UMa A	4.4	G0	669.1	0.56	8.3		0.8 0.3
ξ UMa B	4.9	G0	3.98	0.00	5.0		0.00005
95 Leo	5.5	A2, A2	6.63	0.02	57.6	80	1.0 0.7
ζ UMa A	2.3	A2	20.54	0.54	67.6	68.8	1.7 1.6
α Vir	1.0	B2, B3	4.01	0.15	117.2	193.6	7.5 4.5
3 Boo	5.8	F5	36.04	0.49	54.0	65.8	2.3 1.9
α Dra	3.7	A0p	51.42	0.38	46.9		0.44
12 Boo	4.8	F5, F5	9.60	0.17	68.4	72.0	1.4 1.3
β CrB	3.7	F0p	3834	0.41	9.2		0.24
ψ^2 Lup	4.5	B6	12.26	0.19	63.3	66.4	1.3 1.3
ε Her	3.9	A2	4.02	0.02	70.7	112	1.6 1.0
χ Dra	3.6	F8	280.53	0.45	18.0		0.12
δ^2 Tel	5.3	B6	21.71	0.22	34.9		0.09
46 Dra	5.1	A0, A0	9.81	0.02	28.1	34.1	0.1 0.1
2 Sge	6.0	A3	7.39	0.05	52.8	77.6	1.0 0.7
θ Aql	3.2	B9, B9	17.12	0.61	51.0	63.7	0.8 0.6
18 Vul	5.5	A2	9.32	0.01	78.5	86.3	2.3 2.1
35 Cyg	5.2	F5	2440	0.51	9.6		0.14
α Pav	2.0	B3	11.75	0.01	7.2		0.0005
57 Cyg	4.8	B3, B3	2.85	0.14	117	126	2.1 2.0
77 Cyg	5.5	A0	1.73	0.03	109.7	110.3	0.9 0.9
14 Peg	5.0	A0	5.30	0.53	37.0	40.4	0.1 0.1
2 Lac	4.6	B5, B6	2.62	0.00	74.8	96	0.8 0.6
HD 214479	9.1	M1, M1	4.08	0.01	46.8	58.1	0.3 0.2
74 Peg	6.1	A0	11.23	0.04	26.7		0.02

Besonders wertvoll wird eine spektroskopische Bahn, wenn sie eine visuelle oder photometrische ergänzt; dann liefert sie Massen, Entfernungen und Leuchtkräfte. Ansonsten steckt die unbekanntene Bahnneigung in den Massen und Halbachsen, wenn auch die Entfernung nicht eingeht.

Referat: Photometrische Doppelsterne.

A. Allgemeines

Die photometrischen Doppelsterne zeigen ihre Duplizität durch gegenseitige *Bedeckungen* der Komponenten während eines Umlaufs an: Es entsteht ein periodischer Helligkeitswechsel.

Außer der geometrischen Bedeckung kann aber auch noch ein Lichtwechsel durch *Deformation* der nahe benachbarten Komponenten auftreten: Dann ist die strahlende Fläche veränderlich, ohne daß eine Bedeckung vorliegt.

Die Beobachtung solcher Systeme erfolgt mit den Hilfsmitteln der *Photometrie* - daher der Name; auch die Benennung und Katalogisierung erfolgt einheitlich mit den echten Veränderlichen (Pulsationen, Eruptionen).

Ältere Messungen erfolgten mit Hilfe der visuellen Photometrie (Stufenschätzmethode, Keilphotometer u.a.) oder photographischer Photometrie (Sternscheibchendurchmesser und Schwärzung), wobei Meßfehler von einigen Hunderstel Größenklassen nicht zu unterbieten waren. Genauigkeiten von 0,01 Größenklassen oder mehr werden oft gebraucht, um aus der Lichtkurve gute Bahnelemente erhalten zu können: Heute bedient man sich der *lichtelektrischen* Photometrie und definierter *Farbsysteme*, besonders des UBV-Systems (Ultraviolett, 360 nm / Blau, 430 nm / Visuell, gelbgrün, 540 nm) und seiner später hinzugetretenen Erweiterungen R und I (Rot, 700 nm und Infrarot, 900 nm). Die Wahl dieser Wellenlängenbereiche ist ein Kompromiß zwischen möglichst monochromatischer Beobachtung und Erreichbarkeit lichtschwacher Objekte. Die Bandbreiten liegen in der Größenordnung von 100 nm.

Die *Lichtkurve* stellt den scheinbaren Helligkeitswechsel des Systems in Abhängigkeit von der Zeit dar; sie wird durch Vergleiche des Bedeckungspaares mit einem geeigneten Vergleichssterne ermittelt. Diese Vergleiche müssen möglichst rasch erfolgen, um veränderliche Einflüsse der Beobachtungsbedingungen möglichst klein zu halten; auch wird der Vergleichssterne sicherheitshalber an andere Vergleichssterne angeschlossen.

Je größer die Bahn gegenüber den Komponentendurchmessern ist, desto näher muß die Bahnneigung an 90° liegen, damit noch ein Bedeckungslichtwechsel möglich wird. Daher überwiegen kurze Perioden - von einigen Stunden bis zu zehn Tagen.

Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

B. Einteilung der photometrischen Doppelsterne

Zunächst ging die Einteilung von der Form der Lichtkurven aus.

a. Typ β Per (GCVS: EA)

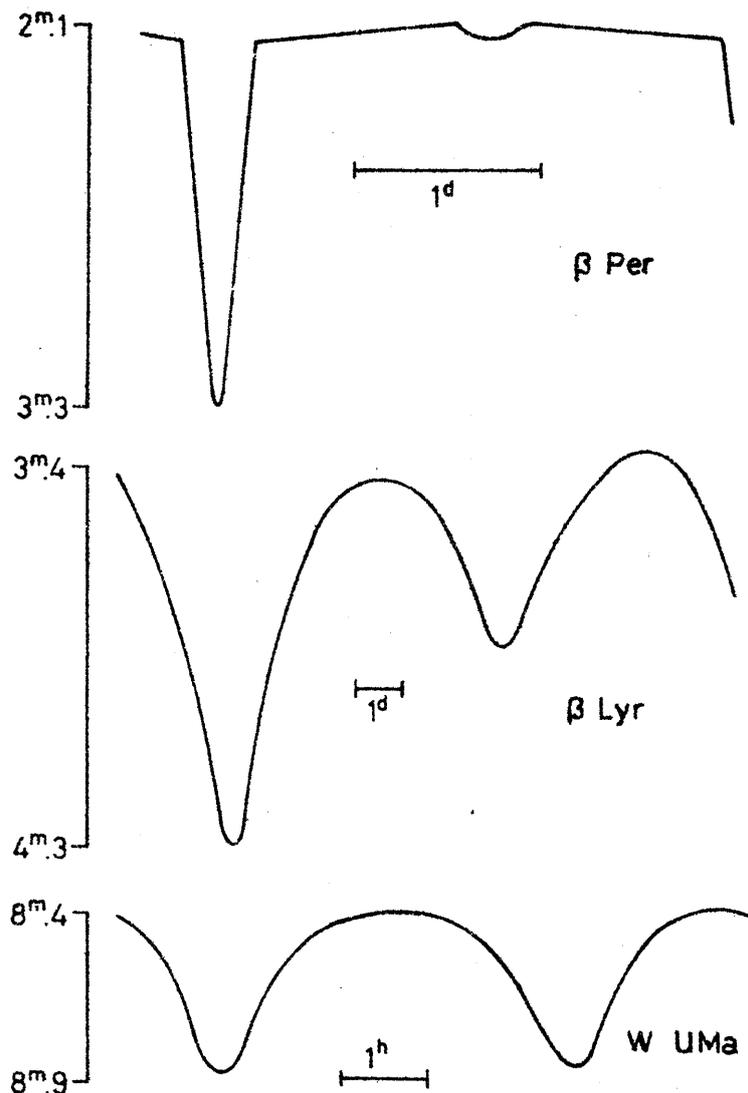
Licht außerhalb des Finsterniszeitraumes einigermaßen konstant, Anfang und Ende der Finsternisse lassen sich ziemlich genau erkennen. Haupt- und Nebenminimum sehr ungleich tief.

b. Typ β Lyr (GCVS: EB)

Licht auch außerhalb der Finsternisse veränderlich, oft so stark, daß sich die Dauer der Bedeckungen auch nicht ungefähr erkennen läßt: Deformation der Sterne zu nicht rotationssymmetrischen Figuren, durch gegenseitige Aufheizung und ungleiche Schwereverhältnisse an der Oberfläche.

c. Typ W UMa (GCVS: EW)

Untergruppe der β Lyr Sterne mit kürzeren Perioden (unter 1^d); nahe gleiche Tiefe von Haupt- und Nebenminimum. Die Bedeckungen umfassen einen erheblichen Teil der Periode, ohne daß sich ihre Dauer aus der Lichtkurve direkt erkennen läßt.



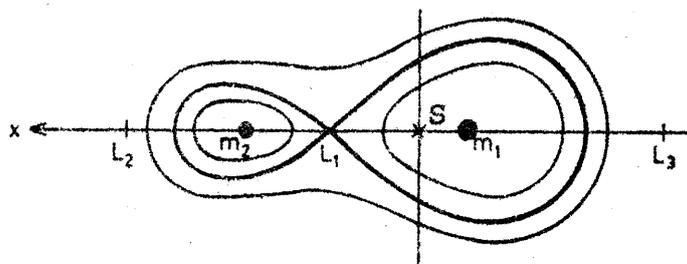
Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne

Diese aus der Praxis abgeleitete Einteilung entspricht nicht gut den Charakteristika der Systeme. Eine sehr viel wesenhaftere Einteilung gewinnt man aus dem Verlauf des Gravitationspotentials im Doppelsternsystem. Das Paar soll die Gesamtmasse M , den Bahnradius a (Kreisbahn vorausgesetzt) und das Massenverhältnis f haben. Koordinatennullpunkt liegt im Systemschwerpunkt, die positive x -Achse weist zum Begleiter (mitgedrehtes System). Das Gravitationspotential Ω in einem Punkt $P(x,y)$ im Abstand r_1, r_2 von den Massen M_1 und M_2 ist für die Gravitationskonstante G gegeben durch:

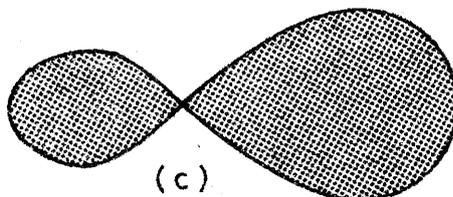
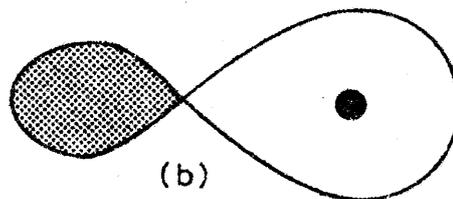
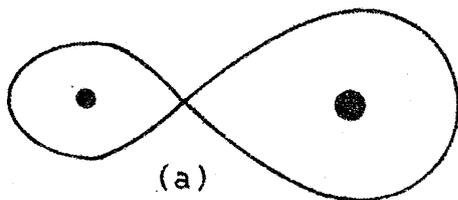
$$\Omega = -G \cdot M \left(\frac{1-f}{r_1} + \frac{f}{r_2} + \frac{x^2 + y^2}{2a^3} \right)$$

Die Örter gleichen Potentials sind als "Lagrange'sche Flächen" aus der Himmelsmechanik bekannt. Bleiben wir in der xy -Ebene, so lassen sich die Äquipotentialkurven leicht mit a als Längeneinheit angeben (auf ihnen würde Flüssigkeit nicht fließen):

$$x^2 + y^2 = (1-f) \cdot r_1^2 + f \cdot r_2^2 - f \cdot (1-f). \quad \text{Sie sehen so aus:}$$



Ihre Schnittpunkte mit der x -Achse kennen wir als Librationspunkte L_1, L_2, L_3 . Die inneren Flächen bestehen aus je zwei getrennten, eiförmigen Teilen, welche die Massen einzeln umschließen; die äußeren sind birnenförmig und umschließen beide Massen. Den Grenzfall bildet die Fläche, deren Teile sich in L_1 berühren, die größte noch massentrennende Fläche.



Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

In den Darstellungen a,b,c wird diese Grenzkurve - die Roche'sche Grenzkurve - jeweils gezeigt, und mit ihrer Hilfe läßt sich eine Klassifikation (Z.Kopal 1955) aufstellen:

- a. Getrennte Systeme. Beide Sterne haben Durchmesser, die gegenüber der Grenzfläche klein sind.
- b. Halbgetrennte Systeme. Eine Komponente füllt ihren "Roche-flügel" ganz oder nahezu ganz aus.
- c. Kontaktpaare. Beide Komponenten füllen ihre "Roche-flügel" ganz oder nahezu ganz aus.

Die in der Sternentwicklung vom Hauptreihen-zustand an einsetzende Expansion kann bei einem Einzelstern unbehindert weitergehen, aber bei einem Doppelsternpartner nicht. Wenn nämlich der betreffende "Roche-flügel" ausgefüllt ist, beginnt Masse über den Punkt L₁ zur anderen Komponente abzufließen, der kleinere Stern "zehrt" dem größeren Masse weg. Dabei setzen rapide Entwicklungsprozesse ein. Aus der Formel für die Roche-fläche ergibt sich, daß die Mindestbahnneigung, die noch Bedeckungen zuläßt, i = 34,4° beträgt und daß die Gesamtdauer einer Bedeckung sich maximal, bei i = 90°, auf 32% der Periode belaufen kann.

C. Randverdunklung

Wegen des längeren Lichtweges in der Sternatmosphäre nimmt die Flächenhelligkeit einer Sternscheibe gegen ihren Rand hin ab, was die Lichtkurve der Bedeckung *wesentlich* beeinflusst.

Die Randverdunklung wird durch einen Koeffizienten x ausgedrückt, der die Intensität I_d im Abstand d = r · sin γ von der Mitte der Sternscheibe aus der Scheibenmitten-Intensität I_c bestimmt:

$$I_d = I_c [1 - x \cdot (1 - \sqrt{1 - d^2/r^2})]$$

oder, mit Zenitwinkel γ zwischen Sternmitte und Kreis d = konst. für den Sternradius r

$$I_d = I_c \cdot (1 - 2 \cdot x \cdot \sin^2 \frac{\gamma}{2})$$

Der Grenzfall x = 0 entspricht konstanter Flächenhelligkeit, x = 1 völliger Abdunkelung am Rand der Sternscheibe. x ist, wie andere photometrische Bahnelemente, farbenabhängig; zu seiner Bestimmung sind daher Beobachtungen in verschiedenen Farbbereichen notwendig. Häufig muß x zunächst als bekannt angenommen werden, wobei die folgenden, empirisch von Z.Kopal gewonnenen Werte nützlich sind (ähnliche folgen aus Atmosphärenmodellen):

Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

Spektrum		O-B7	B8-A2	A3-F0	F1-M
λ 420-450 (B)	x =	0,5	0,6	0,7	0,8
λ 530 (V)	x =	0,5	0,5	0,6	0,7

D. Grundlagen der photometrischen Bahnbestimmung

Die Berechnung der Bahnelemente geht aus von der beobachteten Lichtkurve, dem Schaubild des funktionellen Zusammenhanges zwischen der scheinbaren Gesamthelligkeit des Systems und der Zeit. In ihren Verlauf gehen jedoch viele Unbekannte ein, z.T. in schlecht trennbarer und auch rechnerisch komplizierter Form. In seiner einfachsten Form enthält das System vier Unbekannte; bei komplizierten Lichtkurven können jedoch auch zehn und mehr Unbekannte auftreten. Dann sind wenigstens Lichtkurven in zwei Farben und spektroskopische Meßreihen nötig. Vor allem bei Kontaktpaaren lassen sich die Deformationsterme erst mittels eines spektroskopisch erhaltenen Hinweises auf das Massenverhältnis isolieren.

Die Erkennung eines neuentdeckten Veränderlichen als photometrisches System ist meist leicht, denn die Lichtkurve ist regelmäßig und weitgehend symmetrisch.

Von vornherein sind zwei Bahnelemente in der Praxis mit hoher Genauigkeit bekannt: Die Periode P in Tagen und der Termin t_0 eines Hauptminimums, angegeben durch die Tagnummer in der julianischen Periode. Wegen der Lichtzeitänderung durch die Erdbewegung müssen die beobachteten Minimumsepochen auf die Sonne reduziert werden. Bedeutet t_0 (red) den reduzierten, t_0 (beob) den beobachteten Termin des Minimums, R den Radiusvektor der Erde (AE), λ und β den ekliptikalen Ort des Sterns und Λ die ekliptikale geozentrische Sonnenlänge, so gilt:

$$t_0(\text{red}) = t_0(\text{beob}) - 0,00577 \cdot R \cdot \cos \beta \cdot \cos (\lambda - \Lambda)$$

und wie bei Veränderlichen werden alle Termine der Hauptminima in der Form

$$\text{Min} = t_0 + P \cdot E \quad (\text{z.B. Min} = 2430131,157 + 4,446055 \cdot E)$$

angegeben, worin P die Periode in Tagen und E eine steigende ganze Zahl bedeutet.

Die Periode P kann sich infolge Drehung der Apsidenlinie oder Umlaufbewegung zusammen mit einem weiteren Begleiter ändern (25% der ausreichend genau untersuchten Paare).

Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

Folgende Bedeckungsarten sind zu unterscheiden:

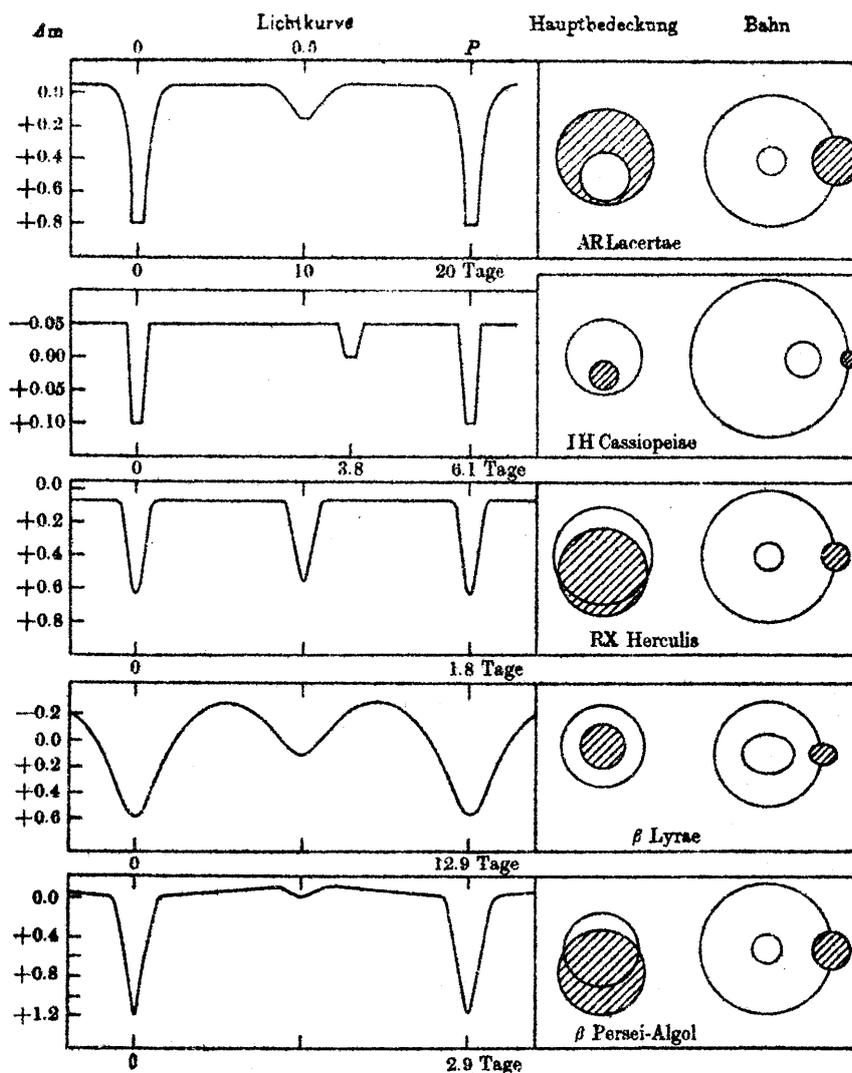
a. Transit (tr)

Bedeckung des größeren Sterns durch den kleineren Stern, kann partiell oder ringförmig sein.

b. Okkultation (oc)

Bedeckung des kleineren Sterns durch den größeren Stern, kann partiell oder total sein.

Die Art der Bedeckung kann oft schon aus der Lichtkurve ersehen werden; wir geben hier fünf Beispiele nach O.Struve:



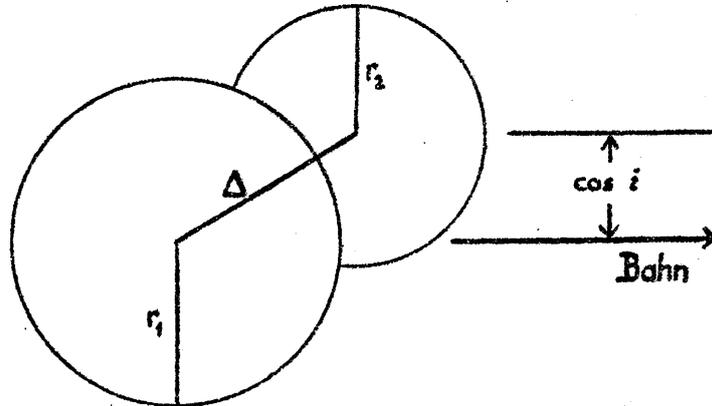
- o Während eines Umlaufs kommt es zu zwei Bedeckungen, die *rund* $P/2$ auseinanderliegen; die zugehörigen Minima sind meist ungleich tief: Haupt- und Nebenminimum.
- o Ist der Abstand von Haupt- und Nebenminimum nicht genau $P/2$, so muß die Bahn exzentrisch sein. In gewissen Fällen liefern aber auch exzentrische Bahnen Minimaabstände von genau $P/2$!

Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

- o Wenn die Bahnneigung nahe 90° liegt, treten abwechselnd totale und ringförmige Bedeckungen ein. Jeder Bedeckung geht eine partielle Phase voran bzw. folgt ihr nach.
- o Während einer totalen Bedeckung wird das Licht des kleineren vom größeren Stern vollständig abgeschirmt: Die Helligkeit des Paares bleibt während der Totalität konstant und entspricht der des größeren Sterns allein. In der Lichtkurve tritt ein Minimum mit geradlinigem Boden auf.
- o Wenn eine totale Bedeckung vorliegt, muß ihr jeweils eine ringförmige Bedeckung folgen, die Helligkeit des Paares entspricht jener des kleineren Sterns und dem unverfinsterten Teil des größeren Sterns. Die kleinere Sternscheibe bedeckt zuerst die randverdunkelte Zone der größeren Sternscheibe, dann ein Gebiet in deren Mitte und schließlich wieder ihre randverdunkelte Zone: Bei ringförmigen Finsternissen hat die Lichtkurve im zugehörigen Minimum keinen geraden, sondern einen gekrümmten Boden.
- o Weicht die Bahnneigung merklich von 90° ab, so können sich nur partielle Bedeckungen ergeben. In der Lichtkurve des Paares äußert sich das in V-förmigen oder scharf gekrümmten Minima. Ein Beispiel ist Algol.
- o Haben beide Sterne gleiche Flächenhelligkeit und somit gleiche Oberflächentemperatur (Spektraltyp), so müssen die Tiefen zweier auf einander folgender Minima gleich sein: Große Scheibe vorn ... kleine, von der großen sich nicht abhebende vorn!
Sind die Minima verschieden tief, haben die Komponenten verschiedene Oberflächentemperatur (Spektraltyp). Ein solches Beispiel ist wieder Algol mit B-Stern von 15.000° und F-Stern von 7000° .
- o Verlaufen die Lichtkurven zwischen den Minima parallel zur waagrecht (t-) Achse, so bedeutet das konstante Helligkeit. Das kann nur bei kugelförmigen Komponenten der Fall sein, denn nicht-kugelförmige Sterne projizieren sich mit wechselndem Querschnitt und liefern durchweg gekrümmte Lichtkurven. Ein Beispiel ist β Lyrae.
- o Verlaufen die Lichtkurven zwischen den Minima zwar nicht parallel zur waagrecht (t-) Achse, aber wenigstens geradlinig, so deutet das auf einen Reflexions-Effekt: Die Hinterseite des bedeckenden Sternes sendet Licht auf den bedeckten Stern; besonders deutlich bei großen Temperaturunterschieden. Beispiel: Algol.
- o Bedeckungsdauer, Bahngeschwindigkeit und i legen Sternradien fest.

Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

Als Ausgangsmodell für die Gewinnung zunächst genäherter Bahnelemente wird das SPHÄRISCHE MODELL verwendet: Zwei kugelförmige Sterne mit konstanter, radialsymmetrischer Helligkeitsverteilung auf ihren Scheiben laufen in einer Kreisbahn um den gemeinsamen Schwerpunkt:



Die photometrischen Bahnelemente lauten dann:

- t_0 Termin eines Hauptminimums
- P Periode
- x_1 Randverdunklung (1, größerer Stern)
- x_2 Randverdunklung (2, kleinerer Stern)
- i Bahnneigung
- r_1 Radius (1, größerer Stern; Längeneinheit Bahnradius)
- k Radienverhältnis = r_2/r_1
- L_1 Lichtintensität (1, größerer Stern; Einheit = L_1+L_2)

In die Lichtkurve dieses Systems gehen diese Elemente ein - es sind sieben wesentliche, denn t_0 beeinflusst die Form der Lichtkurve nicht. Die Abhängigkeit der Helligkeit des Paares von der Zeit ist also offensichtlich ein komplizierter Formelausdruck; es stellt sich heraus, daß die Helligkeitsänderung nur dann eine geschlossene Funktion der Bahnelemente ist, wenn keine Randverdunklungen vorliegen, die Sternscheiben also gleichförmig hell sind. Die Umkehrfunktionen, die zur direkten Lösung gebraucht werden, sind schwierig zu formulieren.

Es ist daher verständlich, daß iterative Methoden bevorzugt werden; die Methoden gehen auf Russell und Merrill zurück und bedienen sich spezieller Tafeln; heute der Computer-Hypethesenrechnung.

Die Lichtkurve des SPHÄRISCHEN MODELLS hat genau symmetrische Bedeckungen, die um $P/2$ auseinander liegen. Das Licht außerhalb der Bedeckungen ist konstant. Die folgenden Lichtkurven entstehen, wenn jeweils ein Bahnelement (i, k, x, r_1, L_1) variiert und die übrigen kon-

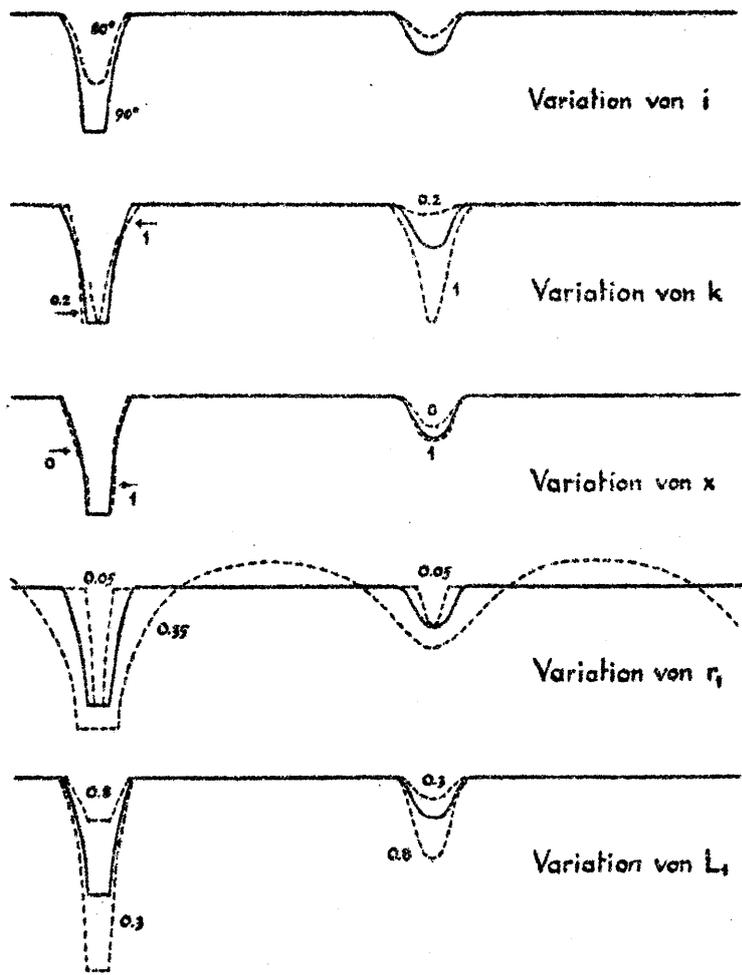
Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

stant gehalten werden.

Die jeweils voll ausgezogene Lichtkurve entspricht der Bahn

$$\begin{array}{l}
 i = 90^\circ \\
 k = 0,6 \\
 r_1 = 0,2 \\
 x = 0,6 \\
 L_1 = 0,5
 \end{array}
 \left. \begin{array}{l}
 \\
 \\
 \\
 \\
 \\
 \end{array} \right\} \begin{array}{l}
 \text{Geometrisch; bestimmen Zeitablauf} \\
 \\
 \\
 \text{Photometrisch; farbabhängig} \\
 \\
 \end{array}$$

Die gestrichelten Kurven entsprechen der jeweils angegebenen Element-Variation (nach J.B.Irwin).



Treten zu diesem idealisierten Modell nun noch die in Wirklichkeit vorhandenen Störfaktoren, wie: Deformation der Sternkörper, Anomalien der Randabdunklung bzw. Aufheizung, Reflexion, Massenübergang, Exzentrizität der Bahn, Apsidendrehung, Störungen durch weitere Begleiter, etc. so wird verständlich, daß die volle Auswertung einer exakt beobachteten Lichtkurve erhebliche Schwierigkeiten machen kann. Man begegnet ihnen mit umfangreichen Hypothesenrechnungen auf Tisch- und Großrechenanlagen.

Fortsetzung Referat: Photometrische Doppelsterne.

Bei photometrischen Paaren ist jene Größe bekannt, die bei den spektroskopischen Paaren unbestimmt bleiben muß: Die *Bahnneigung*. Treten zu den photometrischen Beobachtungen auch noch spektroskopische, so erschließt sich eine sehr wertvolle Quelle für absolute Massen, Radien, Leuchtkräfte von Sternen. In der Tat konnten aus photometrisch-spektroskopischen Bahnen die meisten und besten Angaben über alle Zustandsgrößen, die einen Stern nach außen hin charakterisieren, gewonnen werden.

Einige photometrische Doppelsterne

	Star	Mag (Max.)	Sp.	$P(d)$	L_1	r_1	r_2	Masses	
Getrennte Paare	SZ Cam	7.5	B0	2.698	0.87	0.43	0.19	21	6
	TT Aur	8.5	B3, B3	1.333	0.66	0.28	0.27	6.7	5.3
	AR Aur	6.0	B9, B9	4.135	0.54	0.10	0.10	2.6	2.3
	β Aur	2.0	A1, A1	3.960	0.53	0.14	0.12	2.4	2.3
	WW Aur	5.7	A7, A7	2.525	0.55	0.16	0.16	1.9	1.9
	SW CMa	9.1	A8, A8	10.092	0.50	0.12	0.12	1.5	1.5
	YY Gem	9.0	M1, M1	0.814	0.50	0.18	0.18	0.6	0.6
	RS CVn	8.0	F4, K0	4.798	0.34	0.28	0.09	1.7	1.8
	α CrB	2.2	A0, G6	17.360	0.99	0.30	0.07	2.5	0.9
	WZ Oph	9.7	G0, G0	4.183	0.50	0.08	0.08	1.3	1.4
	TX Her	8.2	A5, F0	2.060	0.64	0.23	0.22	2.3	2.2
	V453 Sco	6.5	O8	12.004	0.55	0.13	0.12	35?	35?
	Z Her	7.2	F4, K0	3.993	0.41	0.19	0.12	1.3	1.5
	RX Her	7.1	A0, A0	1.779	0.59	0.22	0.19	2.1	1.9
	DI Her	8.3	B5, B4	10.550	0.59	0.06	0.06	6.3	5.9
	δ Aql	5.0	B3, B4	1.950	0.68	0.26	0.20	6.8	5.4
	V477 Cyg	8.3	A3, F5	2.347	0.87	0.12	0.10	2.4	1.6
	CM Lac	8.2	A2, A8	1.604	0.64	0.15	0.12	2.0	1.5
ZZ Cep	9.6	B7, F2	2.141	0.92	0.18	0.12	4.2	2.0	
CW Cep	7.6	B3, B3	2.729	0.55	0.20	0.18	10	10	
Halbgetrennte Paare	U Cep	6.9	B8, G8	2.493	0.16	0.31	0.19	1.4	2.9
	RY Per	8.5	B4, F5	6.864	0.30	0.24	0.12	0.5	2.5
	β Per	2.2	B8, K0	2.867	0.03	0.24	0.23	0.8	3.7
	RT Per	10.6	F2	0.849	0.87	0.31	0.26	0.3	1.3
	λ Tau	3.8	B3, A4	3.953	0.29	0.30	0.21	0.9	2.3
	RW Gem	9.8	B5, F5	2.865	0.13	0.30	0.23	0.9	1.9
	V Pup	4.3	B1, B3	1.454	0.62	0.37	0.33	9.8	16.6
	TX UMa	7.0	B8, F	3.063	0.09	0.28	0.16	0.9	2.8
	Z Dra	10.5	A5	1.357	0.05	0.26	0.23	0.4	1.4
	δ Lib	4.9	A0	2.327	0.96	0.30	0.30	1.1	2.6
	U CrB	7.7	B5, A2	3.452	0.36	0.27	0.17	2.5	6.5
	μ^1 Sco	3.1	B3, B5	1.446	0.56	0.35	0.31	9	14
	68 Her	4.5	B3, B	2.051	0.93	0.38	0.26	2.5	6.2
	V356 Sgr	6.8	B3, A2	8.896	0.57	0.28	0.11	4.7	12.1
	RS Vul	6.8	B5, A2	4.478	0.14	0.26	0.19	1.4	4.5
	U Sge	6.4	B8, G	3.381	0.10	0.28	0.21	2.0	6.7
	Z Vul	7.3	B3, A2	2.455	0.73	0.30	0.30	2.4	5.3
	W Del	9.5	A0, G5	4.806	0.08	0.24	0.15	0.4	2.1
RT And	9.3	F8, G8	0.629	0.40	0.33	0.20	1.0	1.5	
TW And	8.9	F0, K0	4.123	0.17	0.24	0.16	0.5	2.4	
Kontaktpaare	YY Eri	8.4	G5, G5	0.321	0.57	0.35	0.35	0.8	0.5
	ER Ori	9.3	G1, G2	0.423	0.67	0.42	0.33	0.5	0.3
	EO Aur	7.6	B3, B3	4.066	0.61	0.41	0.32	27?	27?
	S Ant	6.7	A3, F	0.648	0.63	0.43	0.32	0.8	0.4
	W UMa	8.7	F8, F7	0.334	0.60	0.45	0.38	0.8	0.6
	AH Vir	9.7	K0	0.408	0.67	0.48	0.30	1.3	0.6
	44 Boo B	6.0	G2, G2	0.268	0.55	0.44	0.31	0.4	0.8
	V 599 Aql	6.5	B5, B8	1.849	0.81	0.46	0.26	7.8	4.4
	VW Cep	7.5	G5, K1	0.278	0.65	0.50	0.30	1.1	0.4
AB And	10.4	G5, G4	0.332	0.50	0.38	0.38	1.7	1.0	

Referat: Symbiotische Sterne

1. Geschichtliches

Die erste Beobachtung eines symbiotischen Sterns geht auf das Jahr 1932 zurück. Damals entdeckten Merill und Humason Emissionslinien im Spektrum des veränderlichen Sterns AX Per. Bereits 1934 kam der Gedanke auf, es könne sich bei den symbiotischen Sternen um eine spezielle Art von Doppelsternen handeln. Heute sind 115 derartige Objekte bekannt und in einem Katalog von Allen beschrieben. Der Prototyp der symbiotischen Sterne ist Z And, weshalb diese Klasse von Sternen auch als Z And-Sterne bezeichnet wird.

2. Was ist ein symbiotischer Stern ?

Der Begriff "Symbiotischer Stern" wurde 1958 von Merill eingeführt. Er bezeichnete damals allerdings nur Sterne mit außergewöhnlichen Erscheinungen in deren Spektrum.

Später wurde der Begriff auf Sterne, die Emissionslinien in ihrem Spektrum zeigen, eingeschränkt. Solche Sterne findet man in praktisch allen Spektralklassen von B bis M, so etwa bei den U Gem- und T Tau-Sternen der Spektralklassen G und K, bei den langperiodischen Veränderlichen vom Typ o Cet (Mirasterne, Spektrum M) sowie bei den BQ-Sternen, einer besonderen Art von Sternen der Klasse B.

Heute werden als symbiotische Sterne nur mehr jene bezeichnet, die in ihrem Spektrum Emissionslinien, die auf höher ionisiertes Gas schließen lassen, zeigen. Boyarchuk nennt folgendes Kriterium für symbiotische Sterne:

Das Spektrum eines symbiotischen Sterns muß gleichzeitig die Eigenschaften eines kühlen Sterns (vor allem TiO-Banden, G-Band) und Emissionslinien von He II und/oder O III und/oder Ne III aufweisen.

3. Beobachtungen an symbiotischen Sternen

Symbiotische Sterne zeigen in praktisch allen Wellenbereichen des elektromagnetischen Spektrums interessante Erscheinungen. Leider schränkt die Atmosphäre der Erde viele dieser Beobachtungen ein bzw. verhindert sie von der Erde aus. Deshalb wird der Beobachtung der symbiotischen Sterne aus dem Weltraum, wie sie jetzt beispielsweise schon mit den IUE- und Einstein-Satelliten erfolgt, in Zukunft eine noch größere Bedeutung zukommen.

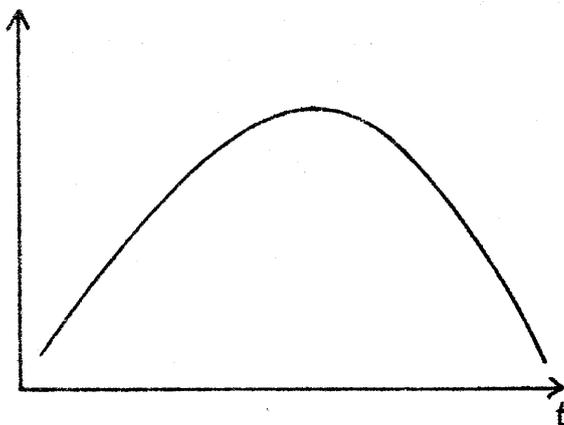
3.1. Beobachtungen im Radiobereich

Beobachtungen im Radiobereich lassen generell Aufschlüsse über die globale Struktur einer Nebelhülle um Sterne zu, ohne daß die Beobachtungen durch kleine, lokale Erscheinungen wie etwa "heiße Flecken" gestört werden. Das Auflösungsvermögen der heute verwendeten radioastronomischen Beobachtungsgeräte und -techniken beträgt etwa 0.1", sodaß solche kleine Strukturen nicht erkannt werden können. Dennoch ist es bereits möglich, grobe Details in Nebelhüllen um Sterne zu erkennen.

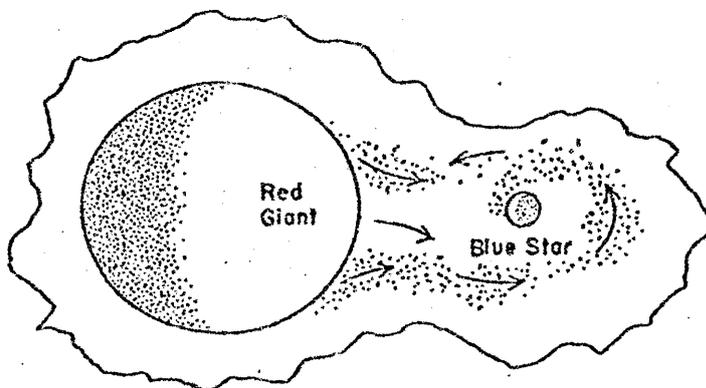
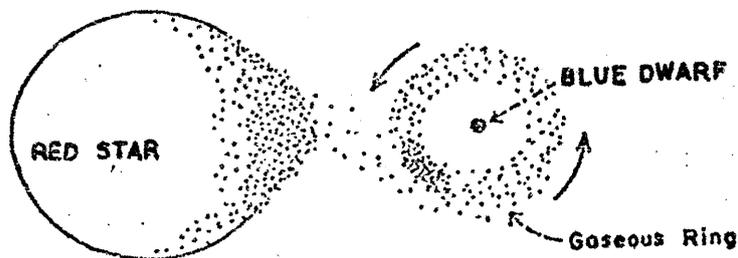
Etwa 10% der 1979 katalogisierten symbiotischen Sterne wurden auf radioastronomischem Weg entdeckt. Dies liegt daran, daß, eine mittlere Entfernung von 500pc und ein Doppelsternmodell vorausgesetzt (siehe 6.), die mittlere scheinbare Distanz der beiden Komponenten nur 0.01" beträgt und die durch Wechselwirkungen zwischen den Komponenten entstehende thermische Radiostrahlung daher nicht erkannt werden kann.

Es gibt jedoch in einigen symbiotischen Sternen Mechanismen, die auf anderem Weg zu einer Emission im Radiobereich führen. Dazu sei wieder ein Doppelsternmodell angenommen, in dem der symbiotische Stern aus einem Riesenstern und einem "normalen" Stern als Begleiter besteht (siehe auch 6.). Der Riesenstern sendet sehr viele Teilchen als "Sternwind" in den Raum. Plötzliches Überfließen von Materie vom Riesenstern auf dessen Begleiter kann zur sogenannten Akkretion von Materie um den Begleiter führen, d.h. die Materie wird in Form eines Ringes oder einer Scheibe um den Begleiter stark beschleunigt und daher auch stark erhitzt. Die von dieser Scheibe oder diesem Ring plötzlich ausgehende Strahlung schiebt nun wie ein Schneepflug die vom Riesenstern abgestrahlte Materie vor sich her und bildet daher um das gesamte System eine Staubhülle, in der aus thermischen Gründen Radiostrahlung entsteht.

Dieses Modell wird durch die Tatsache erhärtet, daß die Radiostrahlung etwa den in nebenstehender Abbildung dargestellten Verlauf in Form eines langsamen Ausbruchs zeigt. Der Verlauf kann durch den Beginn der hochenergetischen Emission und den Beginn der Hüllenbildung einerseits und durch das langsame Auflösen der Hülle andererseits erklärt werden.



Die folgenden Abbildungen sollen diese Entwicklungsstadien verdeutlichen:



3.2. IR-Beobachtungen

Das Erscheinungsbild eines symbiotischen Sterns im IR wird durch die Photosphäre des Riesensterns bestimmt. In einigen Wellenbereichen kann man jedoch auch Informationen über den Aufbau der Staubhülle des Sterns, die durch die in 3.1. erläuterten Phänomene zustandekommt, erhalten.

Es zeigt sich jedoch, daß nicht alle symbiotischen Sterne deutliche Spuren einer Staubhülle zeigen, und daß man die symbiotischen Sterne nach ihrem Erscheinungsbild im IR in zwei Klassen einteilen kann:

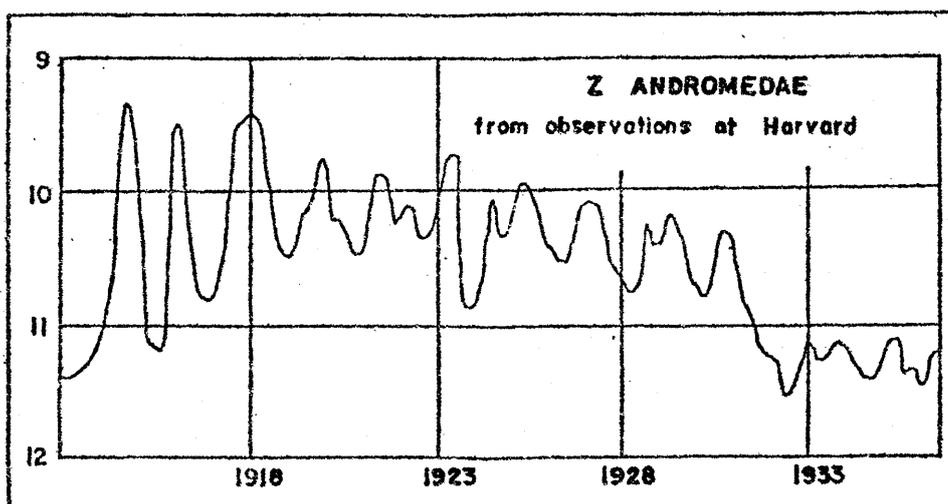
- (1) symbiotische Sterne vom Typ D, die auf ausgedehnte Staubhüllen schließen lassen und
- (2) symbiotische Sterne vom Typ S, die keine ausgedehnten, sondern kleinere und energiereichere Hüllen zeigen.

Beobachtungen im Wellenbereich von etwa $2\mu\text{m}$ erbrachten deutliche Anzeichen für die Existenz eines Roten Riesensterns (CO-Banden). Auch Helligkeitsschwankungen bis zu 2 Größenklassen konnten im IR beobachtet werden. Aus den Beobachtungen im Spektralbereich $2\mu\text{m}$ konnten die Temperaturen der Staubhüllen ermittelt werden. Sie liegen zwischen 500K und 1000K.

3.3 Beobachtungen im visuellen Bereich

Die Spektren von symbiotischen Sternen im sichtbaren Bereich sind Kombinationsspektren. Sie zeigen gleichzeitig das Kontinuum mit den Absorptionslinien eines typischen kühlen Riesensterns (TiO- und Metallbanden) und Emissionslinien, die auf ionisiertes Gas schließen lassen. So wurden Emissionslinien von Fe II, He II, O III, sogar bis Fe VII, beobachtet.

Symbiotische Sterne zeigen im visuellen Bereich mehr oder weniger starke, oft unregelmäßige Lichtschwankungen, weshalb sie in den gängigen Sternkatalogen alle als veränderliche Sterne aufgeführt sind. Die folgende Abbildung zeigt die Lichtkurve des typischen Vertreters der symbiotischen Sterne, Z And:



Eine interessante Erscheinung ist nun, daß sich das Spektrum der symbiotischen Sterne mit derselben Periode wie ihre Helligkeitsschwankung ebenfalls drastisch verändert.

Ist die Helligkeit des Sterns minimal, so erscheint sein Spektrum als Kombination eines Absorptionsspektrums eines typischen kühlen Riesensterns und den oben genannten Emissionslinien ionisierter Gase.

Steigt die Helligkeit des Sterns an, so nimmt die Ausprägung der Emissionslinien ab und es bildet sich ein Hüllenspektrum, also ein kontinuierliches Spektrum mit stärkster Ausprägung im blauen Bereich (also ganz entgegengesetzt dem Spektrum des Riesensterns, das sein Helligkeitsmaximum im roten Bereich hat), das dem Spektrum des Riesensterns überlagert ist.

Bei Erreichen des Helligkeitsmaximums verschwinden die Emissionslinien bis auf einige wenige, schwach ausgeprägte. Das Hüllenspektrum ist am stärksten ausgeprägt und zeigt nun Linien von Ti II, Mg II, Fe II, etc. in Absorption und Emission. Die Absorptionslinien des Riesensterns verschwinden nahezu aus dem Spektrum.

Der Zustand kehrt sich nun wieder um, wenn der Stern an Helligkeit abnimmt. Die "verbotenen Linien" von O III, Ne III, Ne V, Fe VII werden als Emissionslinien wieder deutlicher, ebenso die TiO-Linien als Absorptionslinien.

Diese Vorgänge können am ehesten wieder durch ein Doppelstern-Modell erläutert werden, das aus einem kühlen Riesenstern und einem heißeren, kleineren Stern besteht, die beide in eine heiße Nebelhülle eingebettet sind, die durch das schon in 3.2. erwähnte Überströmen von Materie angeregt wird. Die Doppelstern-Natur der symbiotischen Sterne wird auch dadurch erhärtet, daß man in einigen Fällen -wie bei den spektroskopischen Doppelsternen- periodische Verschiebungen der Spektrallinien beobachten konnte, wobei die Absorptionslinien und die Emissionslinien stets entgegengesetzte Verschiebungen zeigen, die nur dadurch zustandekommen können, daß die heiße Quelle und der Riesenstern umeinander kreisen. Dies setzt natürlich eine günstige Lage der Bahn zum Beobachter voraus.

Dieses Modell steht in keinem Widerspruch zu den Behauptungen aus 3.1. und 3.2., da die heiße Nebelhülle innerhalb der dort erwähnten Staubhülle liegt und in den dortigen Wellenbereichen nicht beobachtet werden kann, da sie weder im Radio- noch im IR-Bereich Energie aussendet.

3.4. Beobachtungen im UV-Bereich

Diese Beobachtungen wurden vornehmlich mit Hilfe des IUE-Satelliten der ESA gewonnen.

Im Bereich von 100nm bis 300nm können Emissionslinien von N III, O III und Fe VII, die in der angeregten Gashülle des Sterns entstehen, sowie Emissionslinien von C^{2+} , C^{3+} , N^{2+} , N^{3+} und O^{3+} beobachtet werden. Die Spektren ähneln denen der Planetarischen Nebel, zeigen aber viel stärker ausgeprägte Emissionslinien, was auf höhere Energie schließen läßt.

Aus den UV-Spektren der symbiotischen Sterne ergeben sich Dichten für die Gashülle von 10^6 bis 10^{10} Elektronen/cm³. Dieser Wert liegt deutlich über jenem für Planetarische Nebel (etwa 10^4 bis 10^5 Elektronen/cm³). Die Dichte der innersten Sonnenkorona beträgt zum Vergleich etwa 10^7 bis 10^9 Elektronen/cm³.

UV-Spektren lassen auch Aussagen über die Temperatur der Nebelhülle zu. Die ermittelten Temperaturen liegen in Bereichen von 10000K bis 80000K, wobei diese Obergrenze jedoch einen

extremen Wert darstellt. Die typische Hüllentemperatur liegt bei etwa 18000K.

Es muß an dieser Stelle erwähnt werden, daß die UV-Spektren der einzelnen symbiotischen Sterne sehr stark voneinander abweichen. So können sich die unterschiedlichsten Dichten für die Gashüllen ableiten lassen. Es ist daher nicht einfach ein einheitliches Modell abzuleiten, wenn man etwa bedenkt, daß sich die Korona eines Sterns nur in der Dichte von einem Planetarischen Nebel unterscheidet, bezogen auf das Erscheinungsbild des UV-Spektrums. Daher wird es ein Ziel der Astronomie sein, die Beobachtung der symbiotischen Sterne im UV-Bereich in Zukunft besonders zu forcieren.

3.5. Beobachtungen im Röntgenbereich

Bisher konnten einige wenige Beobachtungen von symbiotischen Sternen im Röntgenbereich mit Hilfe des Einstein-Satelliten gewonnen werden. Es zeigen sich vereinzelt Emissionslinien, die auf angeregte Gashüllen schließen lassen. Auch diesem Gebiet wird in Zukunft noch stärkere Bedeutung zufallen müssen.

4. Klassifizierung von symbiotischen Sternen

Die zahlreichen Beobachtungen an symbiotischen Sternen zeigten, daß gewisse Eigenschaften doch gehäuft bei mehreren Systemen vorkommen. Die folgende Klassifizierung stützt sich im wesentlichen auf die Aussagen von Kapitel 3.

4.1. Klassifizierung nach der Art des Lichtwechsels:

- Typ Z: Lichtkurve wie Z And
- Typ A: Lichtkurve wie AG Peg
- Typ R: Lichtkurve wie R Aqr

4.2. Klassifizierung aus den IR-Beobachtungen:

- Typ D: Deutliche Spuren von Staubhüllen
- Typ S: Keine starken Spuren von Staubhüllen
- Typ N: Konstante IR-Strahlung
- Typ V: Veränderliche IR-Strahlung

4.3. Klassifizierung aus den Radiobeobachtungen:

- Typ E: Radioemission
- Typ Q: Keine Radioemission (quiet)

4.4. Klassifizierung aus den Absorptionsspektren:

- Typ M: Spektrum vom Typ M
- Typ Y: Spektrum F bis K (yellow)

4.5. Klassifizierung aus den Emissionsspektren:

- Typ l, m, h und e je nach Dichte der Hüllen (low, medium, high, extremely)

Diese Typen korrelieren untereinander. So impliziert etwa D sehr oft V, E und l.

5. Einige Bemerkungen zur Sternentwicklung

Um uns Modellen für symbiotische Sterne zuwenden zu können, sind einige Bemerkungen über die Entwicklung der Sterne erforderlich.

Ein Stern ist ein mehrfach stabiles Gebilde, das in seinem Kern durch Kernfusion Energie erzeugt. Das Rohmaterial für diese Kernfusion ist die Materie, aus der der Stern in seinem Kern besteht, anfänglich Wasserstoff. Die für den Ablauf der Kernfusion erforderliche Temperatur und der Druck kommen durch die enorme Masse des Sterns allein zustande. So beträgt die Masse unserer Sonne 333000 Erdmassen, die Temperatur in ihrem Kern 15 Mio.K, was zu Verschmelzung von Wasserstoff zu Helium ausreicht.

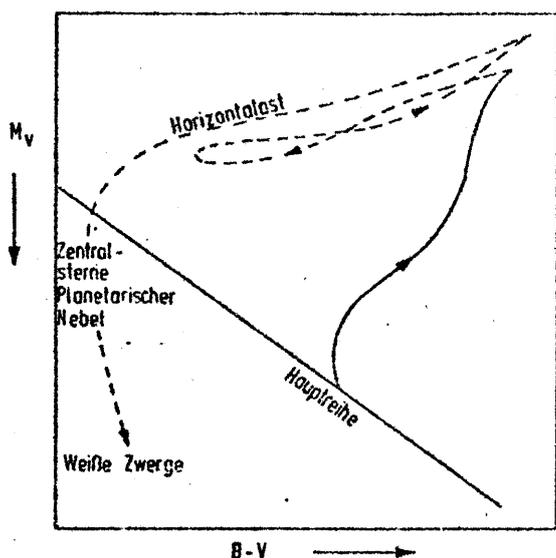
Der Stern ist durch die vier Gleichgewichtsbedingungen (Impulserhaltung, Massenerhaltung, Energieerhaltung und Erhaltung des Energietransports) stabil. Diese vier Bedingungen sind jedoch nur bei einem gleichmäßigen Abläufen der Kernverschmelzung im Inneren des Sterns erfüllt.

Es kann dadurch, daß im Kern des Sterns der Rohstoff zur Kernfusion nicht mehr in ausreichendem Maße vorhanden ist, zu Veränderungen im Gleichgewicht des Sterns kommen. Setzt nämlich die Kernfusion im Kern des Sterns aus, so kontrahiert der Kern und wird heißer. Die steigende Temperatur im Kern des Sterns hat zur Folge, daß die Kernfusion nun in einer Schale um den -jetzt-inaktiven Kern des Sterns abläuft. Durch die steigende Temperatur im kontrahierenden Kern und das Ausbilden einer Brennschale dehnt sich der Stern aus. Er wird dabei kühler und entwickelt sich zum Roten Riesenstern oder zum Roten Überriesen. Erreicht die Temperatur im kontrahierenden Kern einen Wert, der die weitere Verschmelzung des Endproduktes des vorangegangenen Kernprozesses zu noch schwereren Elementen zuläßt, so beendet der Kern seine Kontraktion, der Stern zieht sich wieder etwas zusammen und hat einen stabilen Zustand erreicht.

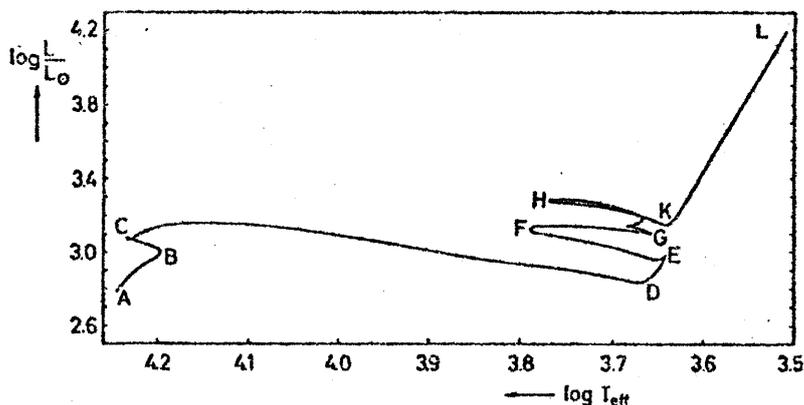
Wie oft ein Stern den Prozeß in seinem Inneren ändert und in welchen Zeitintervallen dies geschieht, ist abhängig von der Masse des Sterns, und die ist von dessen Geburt an nahezu unveränderlich. So dauert etwa das Stadium der Umwandlung von Wasserstoff in Helium im Stern zwischen 10^6 Jahre für die massenreichsten (25 Sonnenmassen) und 10^8 Jahre für die massenärmsten Sterne (1/100 Sonnenmasse).

Eine Veränderung der inneren Struktur des Sterns ist also stets verbunden mit einer Änderung seiner Farbe und seiner Leuchtkraft. Die folgenden beiden Abbildungen zeigen, wie sich Leuchtkraft und Farbe eines Sterns von einer und von 5 Sonnenmassen entwickeln. Dabei ist auf der waagrechten Achse die Temperatur des Sterns (links hoch, rechts niedrig) und auf der senkrechten Achse die Leuchtkraft des Sterns (unten gering, oben groß) aufgetragen.

Die "Hauptreihe" bezeichnet jene Kombinationen von Temperatur und Leuchtkraft, die jene Sterne aufweisen, in deren Inneren Wasserstoff zu Helium verschmolzen wird. Dabei liegen die massenarmen Sterne rechts unten und die massenreichen Sterne links oben auf der Hauptreihe. In der rechten Abbildung ist die Hauptreihe durch den Punkt A verlaufend zu denken, ebenfalls von rechts unten nach links oben.



1 Sonnenmasse



5 Sonnenmassen

Schließlich können im Inneren des Sterns die verschiedensten Schalen, in denen unterschiedliche Kernprozesse ablaufen, existieren. Alle chemischen Elemente bis zum Eisen können auf dem Weg der Kernfusion erzeugt werden.

Was passiert aber, wenn bei der Kontraktion des Kerns kein neuer Kernprozeß "gezündet" werden kann? Dann wird durch die starke Strahlung des schrumpfenden Kerns der Stern sich allmählich immer weiter ausdehnen, bis praktisch alle Hüllen vom Kern abgestoßen werden und sich im Raum verlieren. Man beobachtet dann kurzzeitig (etwa 30000 Jahre lang) einen Planetarischen Nebel. Der ehemalige Kern des Sterns liegt nun frei. Er ist sehr dicht und anfänglich bis zu 100000K heiß. Er bezieht seine Energie nur aus seiner Kontraktion. Langsam kühlt er ab. Er ist ein Weißer Zwerg geworden. Weiße Zwerge zeichnen sich durch enorme Lebensdauer aus. Es sei bemerkt, daß diese Überlegungen nur für Sterne bis etwa 2-3 Sonnenmassen gelten und daß diese letzten Phasen der Sternentwicklung bei massenreicheren Sternen komplizierter sind. Da uns diese Überlegungen jedoch nur für die kleineren Komponenten der symbiotischen Sterne interessieren und diese kaum mehr als 1.5 Sonnenmassen haben, reicht dieses Bild für unsere Modellvorstellungen aus.

6. Symbiotische Sterne als Doppelsterne (Modelle)

Es ist evident, daß nicht alle Sterne, die die in Kapitel 3 beschriebenen Eigenschaften besitzen, doppelt sein müssen. Dennoch läßt sich die Mehrzahl der Beobachtungen durch ein Doppelsternmodell erklären. So ist etwa die Existenz der Kombinationsspektren ein gewichtiges Indiz für die Doppelsternnatur der symbiotischen Sterne.

Wir benötigen bei der Konstruktion eines Modells für symbiotische Sterne folgende Komponenten:

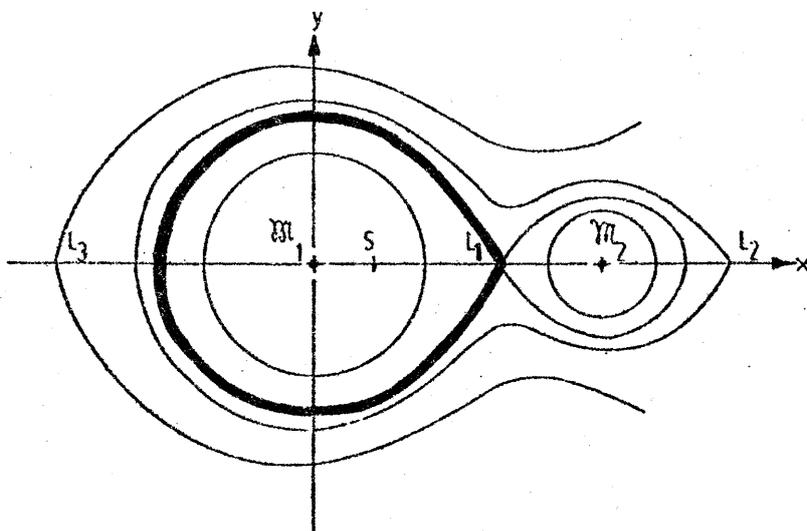
- (1) Eine Quelle für das kontinuierliche Spektrum späten Typs
- (2) Eine Quelle für das zirkumstellare Gas
- (3) Eine Ionisationsquelle

Fortsetzung Referat: Symbiotische Sterne

Als Quelle für das kontinuierliche Spektrum späten Typs zieht man stets einen Riesenstern oder einen Überriesenstern heran (Die Bezeichnung "später Typ" rührt aus einer Zeit, da man die Reihenfolge der Spektralklassen O-B-A-F-G-K-M noch für eine Entwicklungsfolge hielt. So sind die Spektralklassen späten Typs die Klassen G bis M). Bevorzugt werden hierbei Riesen vom Typ M, da diese aufgrund ihrer Natur (siehe 5.) besonders viele Teilchen als Sternwind abstoßen.

In der Diskussion über ein Modell für symbiotische Sterne können wir uns auf Beobachtungen an AG Peg stützen. Er weist viele der in Kapitel 3 beschriebenen Eigenschaften auf und ist erwiesenermaßen ein Doppelstern. Er besteht aus einem kühlen Riesensterns von 3 Sonnenmassen und einem heißen Stern von einer Sonnenmasse, die einander in einem Abstand von 600 Sonnenradien oder 2.7 AE umkreisen.

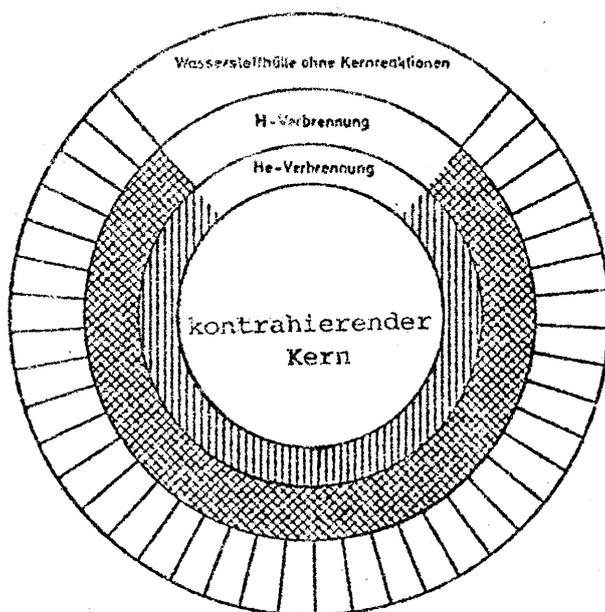
Die Roche-Grenze, bei deren Überschreitung der größere Stern Masse an den kleineren Begleiter abgibt (siehe untenstehende Abbildung), liegt für einen Stern von 3Mo bei etwa 200 Sonnenradien = 1/3 der Distanz zum Begleiter. Bei einer Entfernung von 600pc beträgt der Durchmesser des Riesen etwa 56 Sonnendurchmesser.



Aus Beobachtungen mit dem IUE-Satelliten konnte eine Temperatur von ca. 30000K für die Hülle abgeleitet werden.

Der kühlere Stern ist ein Riese im Stadium des kontrahierenden Kerns, der entweder aus Helium (nach dem Aussetzen des Wasserstoffbrennens) oder aus Kohlenstoff (nach dem Aussetzen des Heliumbrennens) besteht. Kernfusion findet noch in Schalen statt. Die Schalen sind von einer dichten, konvektiven Wasserstoffhülle umgeben.

Fortsetzung Referat: Symbiotische Sterne



Um die beobachteten Erscheinungen (Nebelhülle, etc.) erzeugen zu können, muß der Stern sein Roche-Volumen zumindest zu 50% ausfüllen. Dann kann es nämlich bei einer Ausdehnung des Sterns zu Überfließen von Materie auf den Begleiter kommen.

Wir wollen nun ein generelles Modell herleiten. Die typische Masse des Hauptsterns des Systems dürfte bei etwa 5 Sonnenmassen liegen (Mittel aus den Beobachtungen). Das Massenverhältnis von Hauptstern zu Begleiter liegt bei 3:1, während es bei "normalen" Doppelsternen viel näher bei 1 liegt.

Je nach seiner Masse erreicht der Stern schon beim Erreichen des Riesenstadiums oder erst in späteren Phasen (Übergang ins Stadium des Überriesen) sein Rochevolumen, und Materie kann auf den Begleiter fließen.

Tatsächlich müßte ein Massenaustausch bei 90% aller Doppelsternsysteme, deren Hauptstern ein Riese mit mehr als 5 Sonnenmassen ist und bei denen die Umlaufzeit des Begleiters weniger als 3 Jahre beträgt (Kriterium für die Distanz - 3. Kepler'sches Gesetz!), nach Erreichen des Riesenstadiums des Hauptsterns eintreten.

Leider handelt es sich bei den Phasen, in denen sich der Riesenstern tatsächlich ausdehnt, und in denen daher Massenübertritte auftreten können, um sehr kurze Phasen der Sternentwicklung. Wir dürfen daher nur bei 5% aller Doppelsterne, die obige Charakteristika aufweisen, erwarten, derartige Phasen beobachten zu können. Die restlichen 95% dieser Systeme zeigen sich in stabilen Lebensphasen, obwohl auch sie für Massenaustausch in Frage kämen.

Für die 5% der Systeme, in denen "gerade" Massenaustausch stattfindet, können die Beobachtungen durch ein Doppelsternmodell sehr gut erklärt werden, siehe Kapitel 3.

Das Modell, das symbiotische Sterne als Doppelsterne mit massenaustauschenden Komponenten beschreibt, besitzt noch zwei Schwachpunkte:

Fortsetzung Referat: Symbiotische Sterne

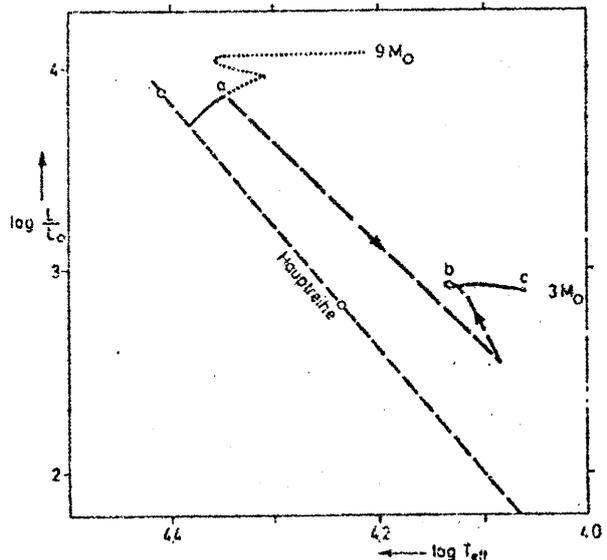
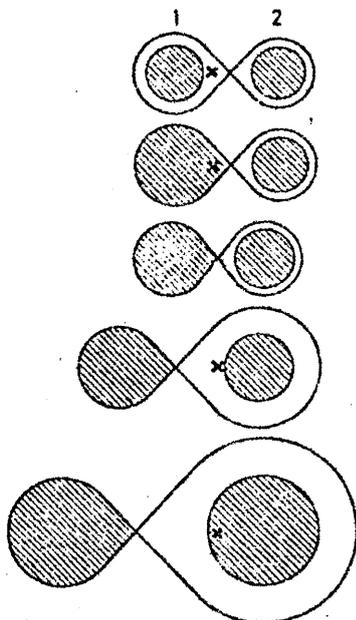
- (1) Der bloße Massenaustausch kann nicht zu einer derartigen Anregung der (durch den Sternwind des Riesensterns vorhandenen) Materie um das System herum führen, wie man sie tatsächlich beobachtet hat.
- (2) Die beobachteten Leuchtkräfte der Hauptsterne liegen weit unter jenem Wert, den Sterne von 5 Sonnenmassen erreichen müßten.

Argument (1) kann durch den Modellansatz aus Abschnitt 3.1. und 3.2. entkräftet werden. Die Gashülle wird dann nämlich nicht durch einen der beiden Sterne angeregt, sondern durch die Akkretion der Materie um den kleineren Begleiter.

Argument (2) kann auf zwei Arten widerlegt werden: Erstens existiert (ebenfalls in 3.1. und 3.2. erläutert) mitunter eine Staubhülle um das System. Das zweite Gegenargument ist noch erstaunlicher: Man kann nämlich annehmen, daß der Hauptstern beim Massenaustausch nicht ein bißchen, sondern einen erheblichen Anteil seiner Masse verliert!

Dies kann zu komplett veränderten Verhältnissen in dem System führen. Der ursprünglich massenärmere Begleiter wird jetzt zum massenreicheren Hauptstern und umgekehrt. Die Entwicklung beider Komponenten nimmt ganz andere Wege, wie die untenstehenden Abbildungen verdeutlichen sollen. Nun wird der ehemalige Begleiter früher ins Riesenstadium eintreten und es kann sogar geschehen, daß es zu einem erneuten Massenaustausch, aber in umgekehrter Richtung, kommt. Die linke der beiden Abbildungen zeigt schematisch, wie sich die beiden Komponenten bei einem Massenaustausch verändern. Dabei bezeichnet das Kreuz den Massenschwerpunkt des Systems.

Die rechte Abbildung zeigt die Entwicklung eines engen Doppelsterns mit Massenaustausch. Der Hauptstern hatte ursprünglich 9 Sonnenmassen, beginnt aber bei a mit dem Massenverlust, verliert bis zum Punkt b 6 Sonnenmassen und entwickelt sich statt entlang der punktierten Linie (kein Massenverlust) entlang der strichlierten Linie. (vgl. Abb. in Kap. 5)



Fortsetzung Referat: Symbiotische Sterne

Dieser Vorgang kann sich durchaus mehrmals hintereinander ereignen. Nach ihrem Prototyp werden diese Systeme symbiotische Sterne des Algol-Typs genannt, nach dem prominentesten Vertreter dieser Kategorie, dem berühmten photometrischen Doppelstern Beta Per.

Es sei erwähnt, daß die Phase des Massenaustausches durch das Zünden neuer Kernprozesse im Inneren des Sterns und die damit verbundene Kontraktion des Sterns beendet wird. Massenaustausch erfolgt also nur in Stadien des kontahierenden Kerns des Sternes, nicht aber in Zuständen stabiler Kernfusion.

Ein weiteres Modell für symbiotische Sterne ist das Modell der Novae. In diesem Fall ist der kleinere Begleiter ein Weißer Zwerg. Da weiße Zwerge sehr langlebig sind und auch Doppelsterne nicht gerade selten auftreten, ist das Novaphänomen auch nicht selten, was durch Beobachtungen auch bestätigt wird.

Bei den Novae kommt es dann, wenn der Riesenstern sein Roche-Volumen erreicht, zum Überfließen von Materie auf den Zwergstern. Dabei können dessen äußerste Hüllen, die ja die ehemals aktiven Brennzonen des Kerns eines Riesensterns darstellen (siehe 5.), "zu neuem Leben" erweckt werden und -solange Materie vom Riesenstern auf den Zwerg fließt- aktive Kernprozesse aufrechterhalten, die natürlich zu einer gewaltigen Zunahme an Helligkeit führen. Das Ende des Materieflusses beendet freilich auch die Kernprozesse in den äußeren Schichten des Weißen Zwerges. Tatsächlich erwiesen sich alle in jüngerer Zeit beobachteten Novae als enge Doppelsterne! Novae sind also keinesfalls "Sternexplosionen", wie noch vor kurzem angenommen. Denn in der Entwicklung eines normalen Sterns treten keine Phasen auf, die einen plötzlichen Helligkeitsanstieg rechtfertigen würden. Das Phänomen der Supernova hat jedoch ganz andere Ursachen.

Da der Massenaustausch wiederholt stattfinden kann, kann das Phänomen einer Nova mehrmals im selben System auftreten, man beobachtet dann am selben Objekt oft mehrmals pro Jahrhundert einen Lichtausbruch. Man spricht dann von wiederkehrenden oder rekurrierenden Novae. Die wichtigsten ihrer Art sind (mit den Jahren ihrer beobachteten Lichtausbrüche): T CrB (1866, 1946), RS Oph (1898, 1933, 1958, 1967), U Sco (1863, 1906, 1936, 1979), T Pyx (1890, 1902, 1920, 1944, 1967), WZ Sge (1913, 1946, 1978), VY Aqr (1907, 1962) und V1017 Sgr (1901, 1919, 1973).

In seltenen Fällen kann aber der Begleiter eines Riesensterns von sich aus (etwa als jüngst entstandener Zentralstern eines Planetarischen Nebels) so heiß sein, daß er aus eigener Kraft die vom Riesenstern ausgestoßenen Partikel anregt. Diese Sterne heißen dann symbiotische Sterne vom Typ Planetarischer Nebel oder kurz PN-Typ. Sie sind sehr selten.

7. Schlußbemerkungen

Jeder symbiotische Stern ist ein Individuum. Man müßte daher für jeden eine eigene Theorie entwickeln. Aus vielen Beobachtungen lassen sich jedoch auch generelle Eigenschaften ableiten. Daß symbiotische Sterne Doppelsterne sind, dürfte außer Frage stehen. Sie sind daher in diesem Seminar an der richtigen Stelle behandelt worden.

Fortsetzung Referat: Symbiotische Sterne

Was kann der Amateur jedoch mit dem Wissen über ihre Existenz anfangen? Alle symbiotischen Sterne sind veränderliche Sterne. Daher lohnt sich die Beobachtung ihrer Lichtkurven, die zwar manchmal unregelmäßig sind, aber dennoch wichtige Informationen enthalten. Auch spektroskopische oder spektrographische Beobachtungen sind wertvoll, obwohl sie etwas größere Instrumente erfordern. Besonders wertvoll sind natürlich Beobachtungen aller Art von Novae, und hier hat der Amateur wirklich gute Chancen, Beobachtungen im frühen Stadium einer Nova (die besonders wertvoll sind) zu machen.

Die folgende Tabelle enthält wichtige symbiotische Sterne, die mit Amateurgeräten beobachtet werden können:

Name	mag		Rekt (1950.0)	Dekl
	max	min		
Z And	8.0	- 11.5	23 31.2	+48 32
RX And	10.3	- 13.6	01 01.7	+41 02
R Aqr	5.9	- 11.4	23 41.2	-15 34
SS Aur	10	- 14.8	06 09.6	+47 46
Z Cam	9.9	- 14.3	08 19.7	+73 17
TX CVn	8.3	- 10.7	12 42.3	+37 02
T CrB	2.3	- 10>	15 57.4	+26 04
SS Cyg	8.2	- 12>	21 40.7	+43 21
BF Cyg	9.3	- 13.3	19 21.9	+29 34
CH Cyg	6.8	- 8.0	19 23.2	+50 08
V1016 Cyg	11.0	- 17.5	19 55.3	+39 42
AG Dra	8.2	- 10>	16 01.4	+66 56
U Gem	8.9	- 14>	07 52.1	+22 08
RW Hya	9.5	- 10.5	13 31.6	-25 07
SS Lep	4.8	- 5.1	06 02.7	-16 29
AX Mon	7.0	- 7.3	06 27.9	+05 54
RS Oph	4.0	- 12>	17 47.5	-06 42
AG Peg	6.4	- 8.2	21 48.6	+12 23
AX Per	9.4	- 13.5	01 33.1	+54 00
T Pyx	7.0	- 14.5	09 02.6	-32 11
V Sge	9.5	- 13.8	20 18.0	+20 57
WZ Sge	6.3	- 16>	20 05.3	+17 33
FN Sgr	9.0	- 14>	18 50.9	-19 03
V1017 Sgr	6.2	- 14>	18 28.9	-29 26
RR Tel	6.5	- 16>	20 00.3	-55 52
WY Vel	7.6	- 9>	09 20.3	-52 21

8. Literatur

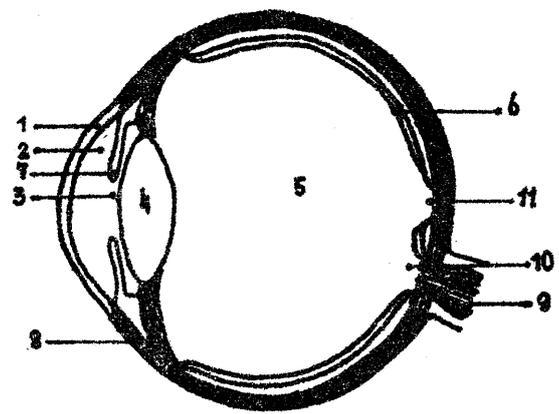
- M.Friedjung, R.Viotti, "The Nature of Symbiotic Stars",
Proceedings of the IAU Coll.No.70, Haute Provence, Aug.1981.
D.Reidel Publ.Corp.
- H.Scheffler, H.Elsässer, "Physik der Sterne und der Sonne",
B.I. Wissenschaftsverlag, 1974
- R.Burnham, Jr., "Burnham's Celestial Handbook",
Dover Publications Inc., 1978

Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

Die Möglichkeit, himmlische und irdische Objekte zu sehen und zu erkennen, ist abhängig von den Leistungen unserer Augen und unseres Gehirns. Wie sich diese Fähigkeiten auf das Erkennen von Doppelsternen auswirken, soll hier untersucht werden.

DAS AUGE:

Das menschliche Auge verfügt über ein kompliziertes optisches System mit großer Brechkraft. Das Licht tritt durch die Hornhaut (1), die vordere Kammer (2), die Pupille (3), die Linse (4) und den Glaskörper (5), und fällt durch die Netzhaut (6) auf deren äußerste Schicht, die die lichtempfindlichen Zellen trägt (siehe Abbildung).



Die Gesamtbrechkraft beträgt bei normaler Achsenlänge des Auges von etwa 24mm etwa 65 Dioptrien, davon 42 dpt von Hornhaut und vorderer Kammer, 23 dpt von der Linse. (Eine Sammellinse hat 1 dpt, wenn sich parallele Lichtstrahlen einen Meter hinter ihr in einem Brennpunkt vereinigen, 2 dpt, wenn der Brennpunkt 0,5 m von der Linse entfernt ist.) (Lit.a).

Die Regenbogenhaut (=Iris, 7) stellt die Blende des Auges dar und erweitert die Pupille bei abnehmender Helligkeit. Das Schließen der Pupille bei hellerem Licht erfolgt wesentlich schneller als das Öffnen bei Dunkelheit, um unsere Augen zu schützen (Adaptation). Um die Abbildung auf der Netzhaut scharf einzustellen, krümmt der Ziliarmuskel (8) die Linse umso stärker, je näher das betrachtete Objekt liegt. Dabei ist der äußere Krümmungsradius immer größer als der innere. Wir sprechen von Akkomodation.

Ist nun der Augapfel zu lang, dann liegt das Bild vor der Netzhaut, das Auge ist kurzsichtig (myop). Wenn der Augapfel zu kurz oder die Brechkraft des optischen Systems zu gering ist, ist es

Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

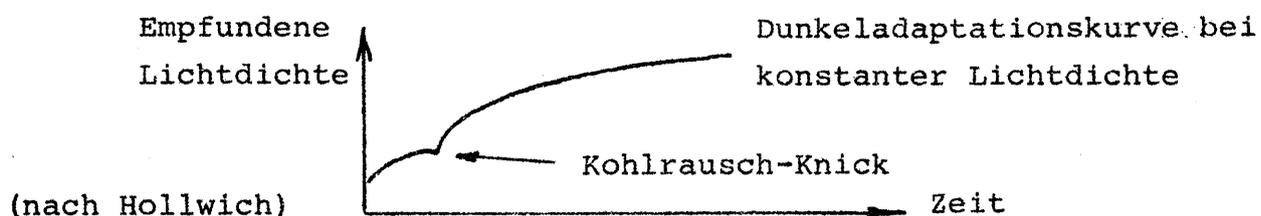
übersichtlich (hyperop). Im Alter nimmt die Akkomodationsfähigkeit ab, die Linse wird starrer, man spricht von Altersweitsichtigkeit.

Als Astigmatismus bezeichnet man unterschiedliche Krümmungen der Hornhaut; das Lichtstrahlenbündel wird so deformiert, daß es keine punktförmige Strahlenvereinigung gibt, das Bild wird unscharf und verzogen.

Die Netzhaut (Retina) besteht aus vielen Schichten, deren äußerste die lichtempfindlichen Zapfen und Stäbchen trägt. Sie stellt, gemeinsam mit den Sehnerven (9) einen "vorgestülpten" Gehirnanteil dar. Die Sehnervenaustrittsstelle wird als "blinder Fleck" (10) bezeichnet, da sie keine lichtempfindlichen Zellen trägt. Durch unser zweites Auge und durch das Gehirn wird dieses "Loch im Gesichtsfeld" normalerweise ausgeglichen und fällt uns nicht auf. Die Stelle des schärfsten Sehens liegt in der optischen Achse, in der Sehgrube (11), die auch als gelber Fleck bezeichnet wird. Dort liegen nur Zapfen, etwa $147\ 000 / \text{mm}^2$ (Lit.a). Sie sind sehr farbenempfindlich. In ca. 5 mm Entfernung, rund um den "gelben Fleck", finden sich die meisten der hell-dunkel empfindlichen Stäbchen.

Die lichtempfindlichen Zellen können durch Zerfall der vom Vitamin A abstammenden Sehpigmente den optischen Reiz in einen nervalen (elektrischen) Impuls umwandeln, der dann über einige Schaltstellen über den Sehnerven, die Sehnervenkreuzung - 50% der Fasern kreuzen zur Gegenseite - und die Sehbahn der Sehrinde, einem im Hinterkopf gelegenen Gehirnanteil, zugeleitet und dort verarbeitet wird. Eigene Reflexbögen bewirken Blinzeln bei hellen Lichteindrücken, Pupillenerweiterung, Verengung der Pupille bei Licht und beim Naheinstellen = Konvergenzreaktion, und Adaption bei langem Aufenthalt im Dunkeln. Der Sehvorgang ist auch eng mit Gleichgewicht, Greifen, Nachschauen und vielen anderen Funktionen verknüpft.

Die Adaptation ist nicht nur ein Vorgang, der die Pupille betrifft, es wird auch vermehrt Sehpigment gebildet und bei abnehmender Helligkeit vom Zapfen- zum Stäbchensehen umgeschaltet ("In der Nacht sind alle Katzen grau"). Daraus ergibt sich ein Knick in der Lichtempfindlichkeitskurve = Kohlrausch-Knick.



Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

Das Auflösungsvermögen des Auges hängt nicht nur vom lichtbrechenden System ab, sondern ist auch eng mit der Zapfenbreite korreliert. Wir sehen zwei Punkte getrennt, wenn mindestens ein Zapfen zwischen den von Lichtstrahlen getroffenen Zapfen liegt (Minimum separabile). Die geringste Zapfenbreite - im gelben Fleck - beträgt 0,0015 mm, das entspricht einem Sehwinkel von 20". (Lit.e). Ein anderer Autor gibt 25" an (Lit.f). Der kleinste noch sichtbare schwarze Fleck auf weißem Grund hat einen Durchmesser von 34" (Lit.e). Für geübte Beobachter dürfte das Auflösungsvermögen für Doppelsterne allerdings bei 1' liegen (Lit.a,b,e,f). Das entspricht einer Zapfenbreite von 0,004 mm. Ungeübte Beobachter erreichen etwa 2' (Lit.f). Allerdings verlangt das freiäugige Trennen von ε Lyr (208") zumindest normale Augen (Lit.e).

MEIN DOPPELSTERNVERSUCH:

In zwei Versuchsreihen wollte ich diese Gegebenheiten überprüfen.

- A) Auf der Wiener Urania-Sternwarte wurden einige Besucher, die sich in dankenswerter Weise freiwillig zur Verfügung stellten, gebeten, in einen Fragebogen einzutragen, ob sie einige im Sucher (des Doppelrohrs), einem Linsenrohr 8/76cm, Okular f=70mm, eingestellte Sterne trennen konnten. Der Visus wurde nach Snellen geprüft.
- B) Im Planetarium der Stadt Wien wurde von 26 freiwilligen Versuchspersonen angegeben, ob für sie ein künstlicher Doppelstern gerade schon trennbar war. Auch hier wurde der Visus bestimmt.

Allen freiwilligen Versuchspersonen sei an dieser Stelle noch einmal herzlicher Dank für die freundliche Mitarbeit ausgesprochen!

Leider brachten die beiden ersten Versuche keine auswertbaren Ergebnisse. Nach genauer Betrachtung der Fehler konnte ich nun in einer dritten Versuchsreihe viel bessere Ergebnisse erreichen:

- C) Im Kinosaal des Planetariums wurde an drei Samstagen ein Sehtest an insgesamt 54 freiwilligen Versuchspersonen durchgeführt. An dieser Stelle möchte ich mich für die Mitarbeit herzlich bedanken! Besonderen Dank möchte ich auch Frau Optiker KOTLAN-TROST (Spitalgasse 25, A-1090 Wien) aussprechen, die mir durch freundliche augenoptische Beratung sehr geholfen hat!

Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

VERSUCHSBEDINGUNGEN:

Im abgedunkelten Kinosaal wurde den Probanden in 10 Meter Entfernung von einem Schirm, auf den künstliche Doppelsterne projiziert wurden, ein Platz zugewiesen. Die Doppelsterne wurden simuliert, indem in Metallfolie kleine Löcher in genau definiertem Abstand gebohrt wurden und diese von einem Projektor auf dem Schirm abgebildet wurden. Der Abstand der künstlichen Doppelsternkomponenten schwankte zwischen 0,5' und 10'. Um Fehler durch Astigmatismus zu vermeiden, wurde der Positionswinkel der Sternpaare variiert und die Beobachter aufgefordert, diesen als "Uhrzeit" in eine Liste einzutragen. Unter den 48 Dias waren in willkürlicher Folge 5 "Einzelsterne" eingestreut. Auch die Trennbarkeit war gefragt. Eine kleine Lampe gab gerade genug (indirektes) Licht zum Schreiben. Weiters wurden folgende Daten erhoben: Name, Alter, Astigmatismus bekannt?, Sehfehler und deren Korrektur, Übung des Beobachters sowie wieder der Visus an der Snellen'schen Sehtafel.

SNELLEN'SCHE SEHTAFEL (Siehe Beilage für Selbstgebrauch):

Der normalsichtige Proband soll einen Buchstaben, dessen Strichbreite 1' beträgt und der 5'x5' groß ist, aus der neben dieser Buchstabenreihe angegebenen Entfernung noch lesen können. Man bestimmt nun aus einer genormten Entfernung (z.B. 5m) jene Zeile, die der Proband gerade noch lesen kann und gibt damit den VISUS = Istentfernung / Sollentfernung an. Im Normalfall $5/5 = 1 = 100\%$. Kann der Proband z.B. die mit 10 bezeichnete Zeile noch lesen, so hat er einen Visus von $5/10 = 0,5 = 50\%$. Natürlich ist auch ein Visus > 1 möglich.

Auch andere Sehtafeln sind nach diesem Prinzip konstruiert, z.B. Pflüger-Haken (für kleine Kinder) und Landolt-Ringe.

AUSWERTUNG:

Aus den 51 auswertbaren Fragebögen wurde die Graphik und Statistik auf einem Tischrechner HP85 durchgeführt. Für die tatkräftige Hilfe bei diesen Berechnungen danke ich Herrn Ing.M.Pietschnig und Herrn Dipl.Ing.A.Pikhard aufs herzlichste!

Zuerst wurden in einem Diagramm (I) der Abstand der Sternpaare (x-Achse) gegen die Differenz zwischen tatsächlichem und angegebenem Positionswinkel (y-Achse) eingetragen, wobei der größte mögliche Fehler 90° beträgt. Nicht als Doppelsterne erkannte Sternpaare wurden im Diagramm als Punkte eingezeichnet, die weiter als der maximale Fehler von 90° von der x-Achse entfernt sind (X).

Ein Punkt im Diagramm gibt an, daß der Doppelstern zwar als Strich,

Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

nicht aber getrennt erkannt werden konnte. Ein + sagt, daß der Stern getrennt wurde. "Getrennte Einzelsterne" gelten als Fehler F. Werte, die unterhalb der Auflösungsgrenze des Beobachters liegen, streuen daher sehr weit; sobald der Positionswinkel erkannt werden kann, wird der Fehler kleiner als 30°. Nur solche Werte wurden weiter verarbeitet und in Tabelle II angegeben, in der bedeutet:

- B# Beobachter Nummer
- Vis Visus, 5/...
- F Fehleranzahl
- DX Größte nicht erkannte Distanz
- DNmax Größte "Nein" Distanz
- DNmin Kleinste richtige "Nein" Distanz
- DJmin Kleinste richtige "Ja" Distanz
- Ü Übung: J (Ja) / N (Nein)
- A Astigmatismus: J (Bekannt) / ? (Nicht bekannt)
- Al Alter des Beobachters

ZUR STATISTIK:

REGRESSION: Frage nach dem Zusammenhang der verglichenen Größen. Wenn sich in einem Diagramm der "Zufallsgrößen" ein Zusammenhang zeigt, wird dieser durch eine Gerade charakterisiert. Die Abhängigkeit der Werte x von y ergibt die Regressionsgerade: $y = a_x + b_x x$, wobei die Variablen a und b nach der Gauß'schen Methode der kleinsten Fehlerquadrate errechnet werden. Man fordert bei einer Stichprobe von n Wertepaaren (x,y), $i = 1, 2, \dots, n$ das Minimum der Funktion

$$\sum_{i=1}^n (y_i - Y_i)^2$$

Daraus ergibt sich:

$$b_x = \frac{\sum_{i=1}^n x_i y_i - \frac{1}{n} \left[\sum_{i=1}^n x_i \sum_{i=1}^n y_i \right]}{\sum_{i=1}^n x_i^2 - \frac{1}{n} \left(\sum_{i=1}^n x_i \right)^2}$$

$a_x = \bar{y} - b_x \bar{x}$, \bar{x} und \bar{y} sind Mittelwerte.

Die KORRELATION ist das Maß für diesen Zusammenhang. Sie wird durch den Korrelationskoeffizienten = r_{xy} angegeben, wobei

Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

$r_{xy} = +1$ (-1) direkten (indirekten) Zusammenhang bedeutet;

$r_{xy} = 0$ bedeutet keinen Zusammenhang.

r_{xy} und b_x, b_y werden durch die Beziehung: $r_{xy}^2 = b_x b_y$ verbunden.

$$r_{xy} = \frac{\sum_{i=1}^n x_i y_i - \frac{1}{n} \left[\sum_{i=1}^n x_i \sum_{i=1}^n y_i \right]}{\sqrt{\sum_{i=1}^n x_i^2 - \frac{1}{n} \left(\sum_{i=1}^n x_i \right)^2} \sqrt{\sum_{i=1}^n y_i^2 - \frac{1}{n} \left(\sum_{i=1}^n y_i \right)^2}} \quad (\text{Lit.1})$$

Bei der Auswertung meiner Daten wurde nun als Filtermöglichkeiten eine Altersobergrenze, eine Fehlerobergrenze und die Unterscheidung in geübte/ungeübte Beobachter eingebaut. Der Visus wurde, um eine lineare Regression zu erhalten, mit $\log 5 / \text{Vis}$ aufgetragen.

ERGEBNISSE:

Gute Korrelation (63%) zwischen DX und Visus (Tabelle III), noch bessere (82%) zwischen DNmax und Visus (Tabelle IV). Die Grenze des Trennvermögens liegt bei DJmin (bzw. DNmax) = Minimum Separabile.

Bei einem Visus = 1: Minimum Separabile 1,6'

Visus = 5/7,5: Minimum Separabile im gesamten Kollektiv 1,85'

Visus = 5/7,5: Minimum Separabile der geübten Beobachter 1,28'

Versucht man nun den Rückschluß auf die Zapfenbreite, so kann diese betragen:

Bei Visus = 1: Maximal 0,0032 (bis 0,014)

Visus = 2: Maximal 0,0028

Visus = 0,33: Maximal 0,019

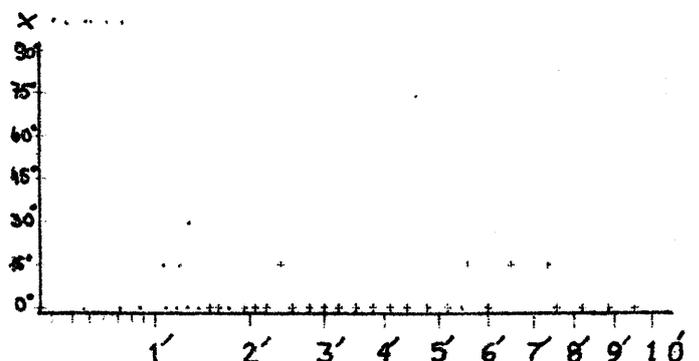
ZUSAMMENFASSUNG: In meinem Beobachterkollektiv liegt die Trennfähigkeit der meisten Personen (93%) unter 3', bei 80% sogar unter 2'. Sie ist hauptsächlich abhängig von:

- 1) Visus, 2) Übung, 3) Zapfenbreite.

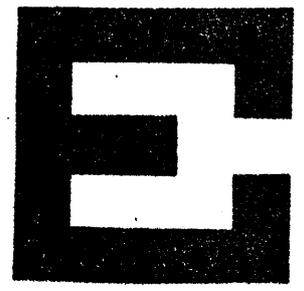
TABELLEN UND DIAGRAMME:

I. Beispiel

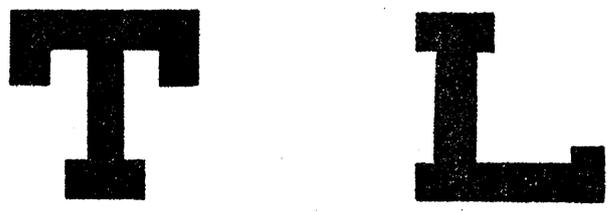
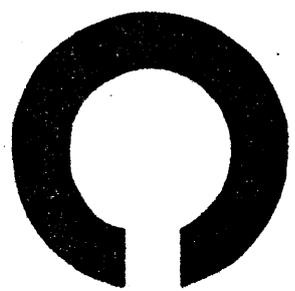
Beobachter # 40	23 Jahre
Geübt	Fr.Auge
Weitsichtig	Astig.unbek.
F: 0/5	Visus 5/4



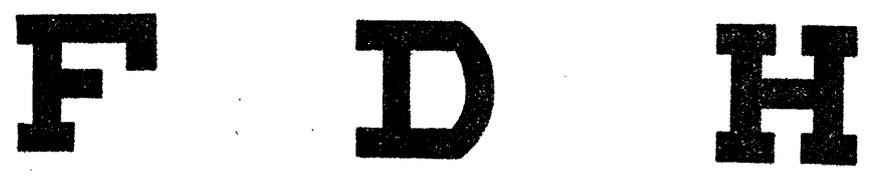
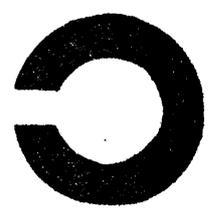
Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.



12,5



8,75



6,25



5,00



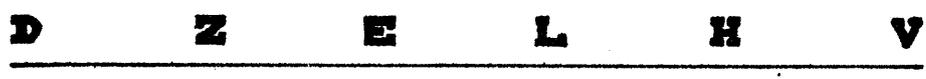
3,75



2,50



1,88



1,25



1,00



0,83



0,63



Snellen'sche Sehtafel

Landolt'sche Ringe

Für den Selbstgebrauch ist ein Betrachtungsabstand von 1,25m einzuhalten!

Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

II. Meßergebnisse

B#	Vis 5/	F	DX	DN max	DN min	DJ min	Ü	A	Al
1	25,0	0	---	4,8	---	2,1	N	?	24
2	7,5	0	1,8	---	---	1,1	J	?	24
3	5,0	0	2,8	---	---	---	N	?	24
4	15,0	1	4,3	---	---	4,8	N	?	27
5	7,5	1	1,4	2,1	1,0	2,2	N	?	19
6	5,0	1	1,3	1,8	1,3	1,6	N	?	32
7	7,5	3	2,6	3,0	1,3	3,1	N	?	34
8	5,0	1	1,6	---	---	1,4	N	?	8
9	5,0	3	1,1	1,0	---	1,2	J	?	41
10	5,0	0	0,8	1,2	0,7	1,2	J	J	21
11	7,5	0	1,1	---	---	0,8	J	?	24
12	4,0	0	1,3	---	---	1,0	J	?	16
13	5,0	0	1,3	1,4	0,9	1,4	N	?	31
14	4,0	2	1,7	2,3	0,7	1,9	N	?	21
15	7,5	0	1,5	1,6	1,0	1,6	J	J	25
16	5,0	0	1,4	2,1	0,8	1,8	N	J	43
17	7,5	0	2,0	1,8	1,8	1,6	J	J	58
18	10,0	2	2,0	3,2	1,2	2,2	N	?	36
19	7,5	0	3,3	---	---	---	N	J	82
20	5,0	1	2,5	---	---	---	N	?	71
21	4,0	0	0,9	1,1	0,7	1,0	J	?	18
22	3,3	1	1,0	1,1	0,7	1,2	N	?	18
23	10,0	0	2,1	---	---	2,2	N	?	60
24	5,0	0	1,2	2,0	---	2,1	J	J	16
25	5,0	0	2,8	---	1,9	3,5	N	?	57
26	10,0	1	1,6	---	---	---	N	?	23
27	7,5	2	1,2	1,3	1,2	1,1	J	?	18
28	7,5	0	1,2	2,1	1,0	1,5	J	?	26
29	5,0	0	2,1	---	---	---	N	?	22
30	2,5	0	0,5	0,7	0,7	0,7	N	?	17
31	5,0	2	1,1	---	---	---	N	?	16
32	5,0	0	1,3	1,5	1,1	1,6	N	?	15
33	5,0	3	---	---	---	---	N	?	--
34	3,3	5	0,9	1,4	0,7	0,9	N	?	17
35	5,0	0	1,2	1,9	1,0	2,0	J	J	33
36	5,0	1	1,3	---	---	0,8	N	?	14
37	5,0	0	0,8	1,3	0,5	0,9	N	?	17
38	10,0	0	---	---	---	---	N	?	--
39	5,0	0	1,2	1,7	0,7	0,8	N	?	44
40	4,0	0	1,2	1,5	0,6	1,5	J	?	23
41	4,0	1	0,9	---	---	0,7	J	?	39
42	5,0	0	1,5	---	---	---	J	?	8
43	3,3	5	0,8	1,3	---	0,7	N	?	16
44	5,0	0	1,5	---	---	1,0	N	?	35
45	10,0	4	4,0	---	---	2,5	N	?	64
46	5,0	1	1,1	2,0	1,8	1,3	J	?	25
47	7,5	0	1,9	---	---	1,1	N	?	44
48	5,0	0	2,0	---	---	1,8	N	?	23
49	5,0	0	1,5	1,8	1,8	1,9	N	J	40
50	7,5	0	2,0	2,8	2,1	3,0	N	J	26
51	7,5	0	1,5	1,7	0,7	1,8	N	J	43

Fortsetzung Referat: Das Auge und seine Fähigkeit, Doppelsterne zu trennen.

III.

Meßgröße X: DX, Meßgröße Y: V

Filterwerte:

Fehleranzahl < 5

Altersobergrenze 99

Geübte Beobachter

Ungeübte Beobachter

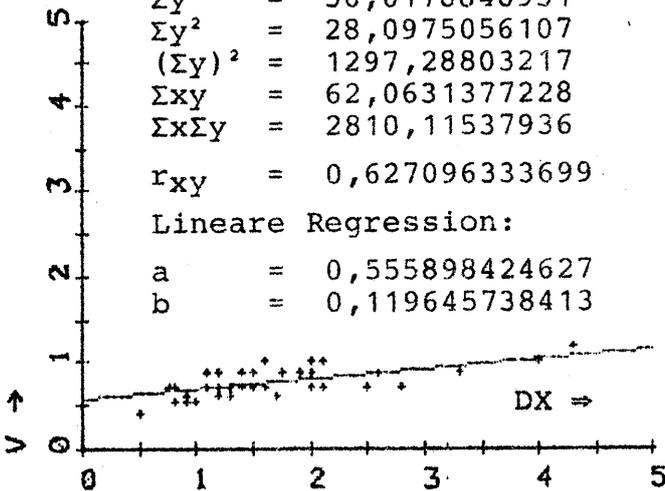
Brauchbare Beobachtungen: 48

$\Sigma x = 78,02$
 $\Sigma x^2 = 156,2274$
 $(\Sigma x)^2 = 6087,1204$
 $\Sigma y = 36,0178848931$
 $\Sigma y^2 = 28,0975056107$
 $(\Sigma y)^2 = 1297,28803217$
 $\Sigma xy = 62,0631377228$
 $\Sigma x \Sigma y = 2810,11537936$

$r_{xy} = 0,627096333699$

Lineare Regression:

$a = 0,555898424627$
 $b = 0,119645738413$



IV.

Meßgröße X: DNmax, Meßgröße Y: V

Filterwerte:

Fehleranzahl < 5

Altersobergrenze 99

Geübte Beobachter

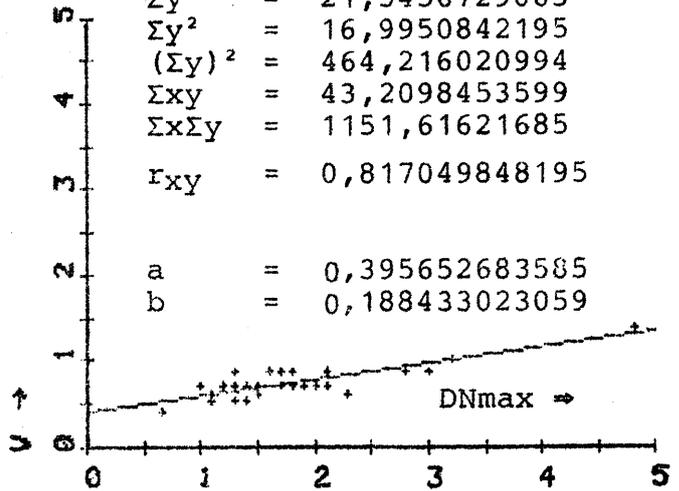
Ungeübte Beobachter

Brauchbare Beobachtungen: 29

$\Sigma x = 53,45$
 $\Sigma x^2 = 117,0825$
 $(\Sigma x)^2 = 2856,9025$
 $\Sigma y = 21,5456729065$
 $\Sigma y^2 = 16,9950842195$
 $(\Sigma y)^2 = 464,216020994$
 $\Sigma xy = 43,2098453599$
 $\Sigma x \Sigma y = 1151,61621685$

$r_{xy} = 0,817049848195$

$a = 0,395652683585$
 $b = 0,188433023059$



Literatur:

- (a) K.Hollwich, AUGENHEILKUNDE. 10.Aufl., Thieme-Verlag, 1982.
- (b) Benninghoff/Goertler et al., LEHRBUCH DER ANATOMIE DES MENSCHEN, Band 3, Urban & Schwarzenberg, 1977.
- (c) M.Muhmenthaler, NEUROLOGIE, Thieme-Verlag, 1979.
- (d) Kahle / Leonhardt / Platzer, TASCHENATLAS DER ANATOMIE, Band 3, Thieme 1979.
- (e) J.B.Sidgwick, AMATEUR ASTRONOMER'S HANDBOOK, Faber & Faber Verlag, London 1960.
- (f) O'Connell, THE GREEN FLASH AND OTHER LOW SUN PHENOMENA, North Holland Publishing Company, Amsterdam 1958.
- (g) D.Stoltzmann, RESOLUTION CRITERIA FOR DIFFRACTION LIMITED TELESCOPES, Sky & Telescope, 2/1983, p.176 ff.
- (h) P.Duus, NEUROLOGISCH - TOPISCHE DIAGNOSTIK, Thieme 1980.
- (i) W.Gellert, HANDBUCH DER MATHEMATIK, Buch und Zeit G.m.b.H., Köln, 1972, p.669 ff.
- (j) H.Diepes, REFRAKTIONSBESTIMMUNG, Verlag Postenrieder, Pforzheim 1973.

Referat: Positionsfadenmikrometer und Photographie
(Hilfsmittel zur Bestimmung von Sternörter)

Problem:

Ortsfestlegung eines lichtschwächeren Begleitsterns relativ zum Zentralstern durch Messung von Distanz und Positionswinkel oder rechtwinkliger sphärischer Koordinatendifferenzen.

1) Das Positionsfadenmikrometer

Unter dem Begriff Positionsfadenmikrometer versteht man eine Einrichtung, die es gestattet Koordinatendifferenzen benachbarter Sterne an der Sphäre zu messen. Dies geschieht im einfach-

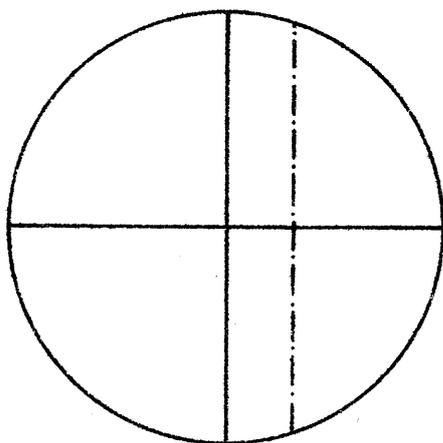


Abb.1

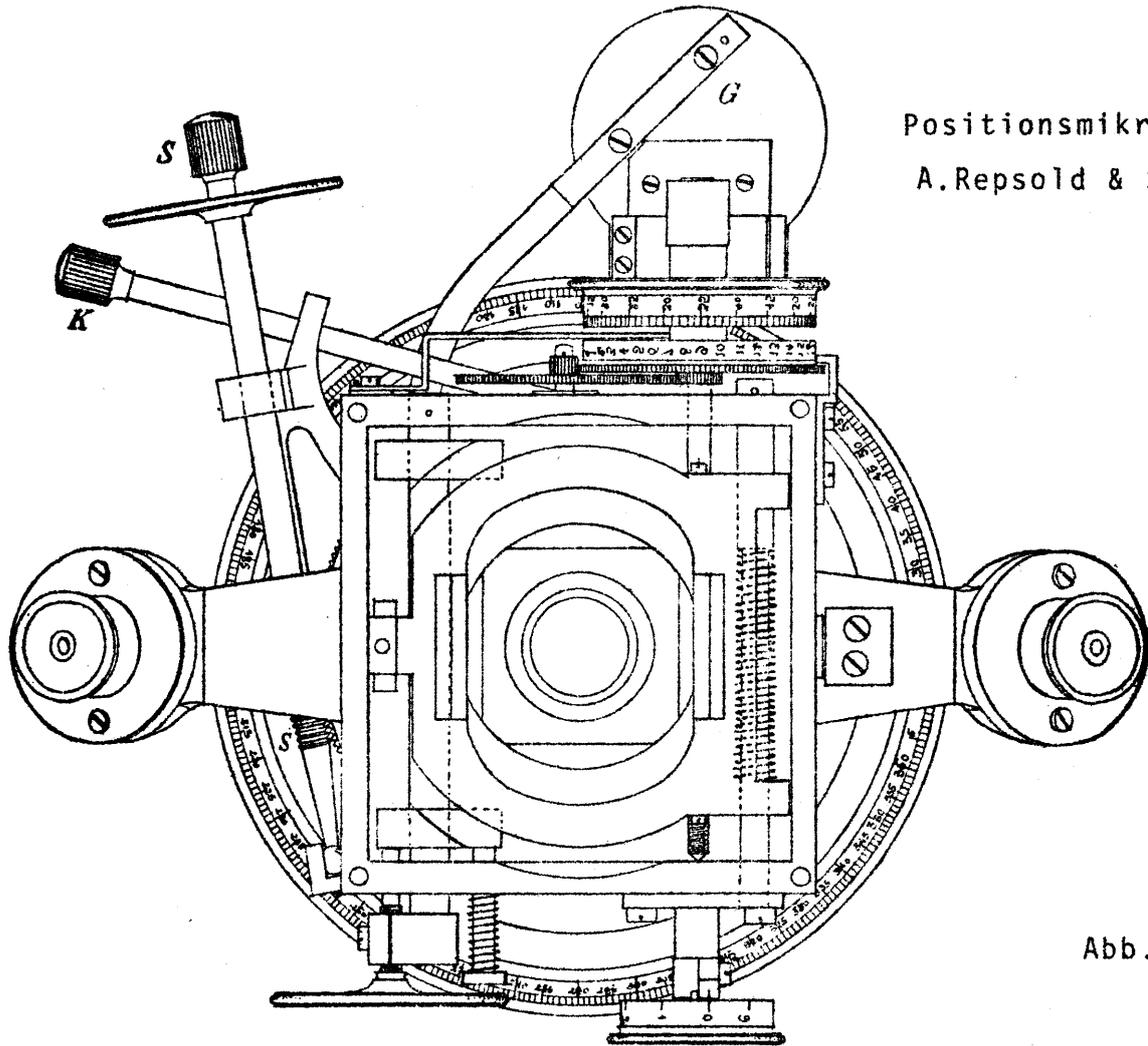
sten Fall durch zwei im Gesichtsfeld befindliche Fäden, deren erster fest angebracht ist, während der andere auf einem Schlitten mittels einer Mikrometerschraube parallel zum ersten Faden bewegt werden kann. (Abb.1) Ein dritter (normal angebrachter) Faden dient zur genaueren Bisezierung der Sterne, die jeweils im Schnittpunkt der Fäden zu erfolgen hat. Die Ablesung an der Schraube ergibt in Verbindung mit der Koinzidenzlesung und

dem Wert einer Umdrehung in Bogensekunden die gewünschte Distanz zum Gesichtsfeldmittelpunkt. Zur Bestimmung des Positionswinkels kann der feste Positionskreis nach Klemmung des beweglichen Teils des Mikrometers an zwei diametralen Mikroskopen abgelesen werden. Die Verbindung mit parallaktisch montierten Geräten befreit bei der Messung zwar von den Beschränkungen des Meridiankreises wie z.B. Beobachtung nur relativ heller Sterne allein in der Mittagslinie, absolute Sternörter sind mit dem Mikrometer allerdings nicht bestimmbar.

Der Bau und Gebrauch von Schraubenmikrometern begann in der Mitte des 17. Jhdt. (GASCOIGNE, ca. 1640), Positionsfadenmikrometer höchster Genauigkeit standen allerdings erst im 19. Jhdt. in Verwendung. (Abb.2)

Meßverfahren

Vor dem Beginn der eigentlichen Positionsmessung waren Untersuchungen über die Fehler der Mikrometerschraube sowie über den Winkel-



Positionsmikrometer
A.Repsold & Söhne

Abb.2

wert in Bogensekunden einer Schraubenumdrehung anzustellen. Ein noch häufiger auftretendes Problem war die Bestimmung der Richtung des Parallels am Positionskreis (Nullpunktkorrektur). Nach STRUVE wird bewegliche Mikrometerfaden genähert in Richtung der täglichen Bewegung gestellt, ein Stern beim Durchlauf mehrmals biseziert und die Korrektur für die Positionskreisstellung als Quotient aus Trommellesungen und Durchlaufszeit berechnet. Durch addieren von 90° ergibt sich die Lesung für den Stundenkreis (Richtung zum Himmelspol).

a) Messung der Rektaszensions- und Deklinationsdifferenz eines Sternpaares

Bei diesem wohl einfachsten Verfahren wird die Rektaszensionsdifferenz als Unterschied der Durchgangszeiten durch den, den Stundenkreis repräsentierenden Transversalfaden gewonnen. In gleicher Mikrometerstellung werden beide Sterne ungefähr in Gesichtsfeldmitte biseziert und aus der Differenz der Trommellesungen ergibt sich mit dem Schraubenwert die Deklinationsdifferenz. (In aller Strenge ist die differentielle Refraktion zu berücksichtigen)

Fortsetzung Referat: Positionsfadenmikrometer und Photographie

b) Messung von Positionswinkel und Distanz

Zur Bestimmung des Positionswinkels bringt man zunächst beide Sterne mit dem festen Faden zur Deckung und liest den Positionskreis ab. Durch Addition der Nullpunktskorrektur ergibt sich der wahre Positionswinkel p . Bei der Distanzmessung dreht man das Mikrometer um 90° , stellt den festen Faden auf den Hauptstern, den beweglichen Faden auf den zweiten Stern und erhält bei bekannter Koinzidenzlesung die gesuchte Distanz s . Ist s eine kleine Größe, geben folgende Beziehungen genähert (bis auf Glieder 3. Ordnung) die Koordinatendifferenzen $\Delta\alpha, \Delta\delta$

$$\begin{aligned} s \sin p &= \Delta\alpha \cos \frac{\delta_1 + \delta_2}{2} \\ s \cos p &= \Delta\delta \end{aligned} \quad (1)$$

c) Messung rechtwinkliger Koordinatendifferenzen

(Verfahren von untergeordneter Bedeutung für schnellbewegte Objekte; der Vollständigkeit halber hier erwähnt)

2) Photographie

Die fehlerfreie Photographie eines Teils der Himmelskugel stellt eine strenge Zentralprojektion auf die Photoplatte dar. Der zur Platte orthogonale Projektionsstrahl durchstößt eine gedachte Kugel um das Projektionszentrum im Tangentialpunkt T . Die Projektionsstrahlen der Himmelsobjekte treffen die damit festgelegte Tangentialebene in Punkten, die in einem kartesischen Koordinatensystem X, Y (X nach Norden, Y nach Osten) festgelegt werden. Dieses System nennt man Tangential- oder Idealkoordinatensystem. Ist T durch seine sphärischen Koordinaten α_T, δ_T festgelegt, so er rechnen sich die X_i, Y_i aus den Beziehungen

$$\begin{aligned} X_i &= f \frac{\tan \delta_i \cos \delta_T - \sin \delta_T \cos(\alpha_i - \alpha_T)}{\tan \delta_i \sin \delta_T + \cos \delta_T \cos(\alpha_i - \alpha_T)} \\ Y_i &= f \frac{\sin(\alpha_i - \alpha_T)}{\tan \delta_i \sin \delta_T + \cos \delta_T \cos(\alpha_i - \alpha_T)} \end{aligned} \quad (2)$$

f ... Brennweite

i ... $i=1, 2, \dots, n$ Anzahl der Anhaltssterne

Die Photoplatte wird in einem Komparator nach rechtwinkligen Koordinaten x, y ausgemessen, wobei sich die erhaltenen Werte nur geringfügig von den Tangentialkoordinaten unterscheiden. Die x, y sind sodann wegen systematischer Abweichungen zu korrigieren.

Fortsetzung Referat: Positionsfadenmikrometer und Photographie

Instrumentelle Korrekturen: Maßstab, Orientierung, Lage des Nullpunktes, Plattenschräge

Sphärische Korrekturen: Refraktion, (ev. jährl. Abberation, Präzession, Nutation)

2a) Astronomischer Ansatz

Kennzeichnend für die astronomische Positionsbestimmung ist die Beschränkung auf kleine Öffnungswinkel in Verbindung mit langen Brennweiten. Bei hinreichend kleinen Winkelbereichen werden die Korrekturen durch Reihenentwicklungen erfasst. Der Vergleich der ξ, η (korrigierte Plattenkoordinaten) mit den Idealkoordinaten X, Y erfolgt mittels einer linearen Transformation

$$\begin{aligned} X - \xi &= Ax + By + C \\ Y - \eta &= -Bx + Ay + D \end{aligned} \tag{3}$$

Die Plattenkonstanten A, B, C, D werden bei Oberbestimmung mit beliebig vielen Anhaltsternen durch Ausgleichung berechnet. Kurz erwähnt sei die wenig strenge "Turnersche Methode", bei der die unkorrigierten x, y sofort mit den Tangentialkoordinaten X, Y durch lineare oder quadratische Transformationen (mit 12 Koeffizienten) in Beziehung gesetzt werden.

Ist die genaue Orientierung der Platte unbekannt (genäherte Idealkoordinaten X_0, Y_0 ; Tangentialpunkt T_0) so besteht zwischen den verbesserten ξ, η und den X_0, Y_0 -Koordinaten ein allgemeiner projektiver Zusammenhang

$$\begin{aligned} X_0 &= \frac{a_{11} \xi + a_{12} \eta + a_{13}}{a_{31} \xi + a_{32} \eta + a_{33}} \\ Y_0 &= \frac{a_{21} \xi + a_{22} \eta + a_{23}}{a_{31} \xi + a_{32} \eta + a_{33}} \end{aligned} \tag{4}$$

Nach Division durch a_{33} reichen 4 Anhaltsterne zur Bestimmung der verbleibenden 8 Transformationselemente $\bar{a}_{11}, \dots, \bar{a}_{32}$ aus.

2b) Photogrammetrischer Ansatz

Dieses Auswertemodell (räumlicher Rückwärtsschnitt nach entsprechender Korrektur der Maschinenkoordinaten) wurde auf Grund der in der Photogrammetrie üblichen kleinen Brennweiten für große Öffnungswinkel entwickelt. Der Vorteil liegt im direkten

Fortsetzung Referat: Positionsfadenmikrometer und Photographie

Ausgleich der Orientierungsparameter der Aufnahme gegenüber dem Ausgleich von nicht einfach zu deutenden Plattenkonstanten im astronomischen Verfahren.

Die Kenntnis der je nach Ansatz benötigten Polynomkoeffizienten bzw. der Orientierungswinkel der Aufnahme ermöglicht die Transformation aller Punkte in das Tangentialkoordinatensystem X_i, Y_i und durch Umkehrung von (2) erhält man die gesuchten sphärischen Positionen α_i, δ_i aller ausgemessenen Sterne.

$$\begin{aligned} \tan (\alpha_i - \alpha_T) &= \frac{Y_i}{\cos \delta_T - X_i \sin \delta_T} \\ \tan \delta_i &= \frac{\sin \delta_T + X_i \cos \delta_T}{\sqrt{Y_i^2 + (\cos \delta_T - X_i \sin \delta_T)^2}} \end{aligned} \quad (5)$$

Literatur

- J. Dick, Praktische Astronomie an visuellen Instrumenten, J.A. Barth Verlag, Leipzig 1963
- W. Valentiner, Handwörterbuch der Astronomie, Verlag E. Trewendt, Breslau 1899
- G. Schulz, Reduktion von Satellitenmeßbildern mit Fixsternen, Verlag Bayrische Akademie d. Wissensch., München 1968

Dipl. Ing. Robert Weber
Reclamgasse 8
A-1220 Wien

Referat: Lichtelektrische Photometer

Lichtelektrische Photometer werden zur genauen Helligkeitsmessung an Sternen eingesetzt. Die dabei erzielbaren Genauigkeiten liegen bei etwa 0,01 Größenklassen.

Die Messungen werden mit Filtern in genau festgelegten Wellenlängenbereichen durchgeführt, um die Einflüsse der spektralen Empfindlichkeit des Meßsystems zu reduzieren und mehr Information zu gewinnen. Es gibt dazu verschiedene *Photometrische Standardsysteme*. Das bekannteste ist wohl das UBV-System. Es verwendet breitbandige Filter mit folgenden Eigenschaften:

Bereich	Wellenlänge in nm	effektive Bandbreite in nm
U	365	68
B	440	98
V	548	89

Etwas schmalbandigere Filter mit effektiven Bandbreiten um 20 nm finden im uvby-System Anwendung.

Breitbandige Filter erlauben die Beobachtung schwächerer Sterne, da die durchgelassene Lichtmenge größer ist. Gleichzeitig wirkt sich aber die Sternfarbe sowie die differentielle Extinktion bei unterschiedlichen Wellenlängen auf die Beobachtungsergebnisse aus, sodaß diese Faktoren dann bei der Reduktion der Beobachtungsdaten berücksichtigt werden müssen.

Absolute Helligkeitsmessungen

Sie dienen zur Festlegung eines Bezugssystems der Sternhelligkeiten. Hier kommt es besonders auf die Güte der Atmosphäre an, weswegen Standorte auf hohen Bergen hier unbedingt erforderlich sind, weiters auf die Qualität der Beobachtungsgeräte, weshalb dieses Gebiet der Photometrie wohl besser dem Berufsastronomen überlassen wird.

Relative Helligkeitsmessungen

Hier wird der Helligkeitsunterschied des Sterns mit Bezug auf einen Vergleichsstern gemessen. Hier ist das Tätigkeitsgebiet für Amateurastronomen, denn auch bei Beobachtungsbedingungen, die gemeinhin als schlecht bezeichnet werden, kann hier sinnvolle Arbeit geleistet werden. So ist etwa eine Vollmondnacht durchaus kein Hindernis, um von der Stadt aus Veränderliche oder photometrische Doppelsterne zu

Fortsetzung Referat: Lichtelektrische Photometrie.

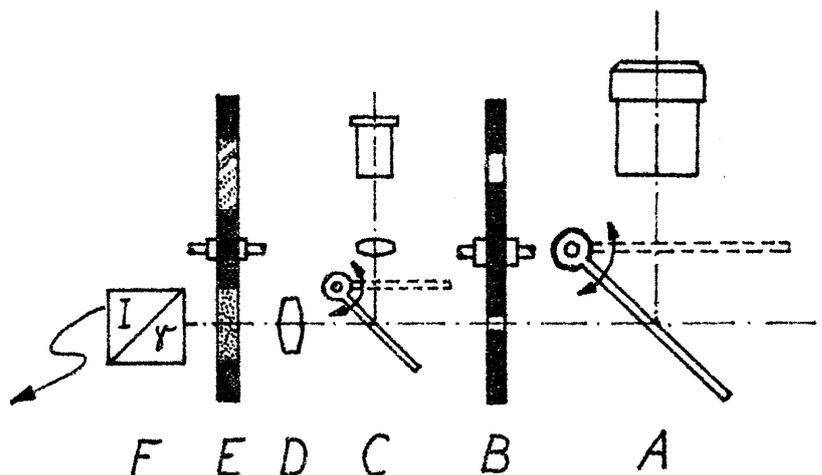
beobachten. Für relative Helligkeitsmessungen ist nämlich die Himmelshintergrundhelligkeit oder die Durchsicht der Luft nur ein zweitrangiges Kriterium. Primär ist es jedoch erforderlich, daß die Durchsicht der Luft unveränderlich ist; ob gut oder schlecht, ist sekundär. So braucht man sich etwa durch dunstiges Wetter nicht von den photometrischen Beobachtungen abhalten zu lassen, wohl aber durch Cirruswolken oder Ähnliches, was die Durchsicht der Luft in entweder zeitlich oder räumlich kleinen Abschnitten verändert.

Der *Vergleichssterne*, relativ zu dem die Helligkeit des Veränderlichen gemessen wird, muß einigen Anforderungen genügen:

Er darf selbst kein Veränderlicher sein, er soll dem Veränderlichen am Himmel möglichst nahe sein und sich bei größeren Zenitdistanzen möglichst in der gleichen Höhe über dem Horizont wie der Veränderliche befinden; weiters sollte er möglichst die gleiche Spektralklasse besitzen wie der Veränderliche.

Durch das Wesen der Relativmessung heben sich viele Störeinflüsse auf und die Reduktion der Beobachtungsdaten beschränkt sich zum Großteil auf differentielle Korrekturen.

Der Aufbau des Meßkopfes



A. Feldsucher: Er dient zur Identifizierung des einzustellenden Sternes.

B. Lochblende: Sie ist in der Brennebene des Fernrohres angebracht und dient der Isolierung des zu beobachtenden Sternes sowie zur Herabsetzung der Himmelshintergrundhelligkeit. Auf einer Scheibe oder einem Schlitten mit Rastungen sind Blenden verschiedenen Durchmessers wählbar.

Fortsetzung Referat: Lichtelektrische Photometrie.

C. Kontrollsucher: Er dient zur Kontrolle der richtigen Einstellung des Sternes in die Mitte der Lochblende.

D. Fabry-Linse: Sie bildet das Fernrohrobjektiv auf das Detektorelement ab. Damit werden Änderungen der Lage des Sternes in der Lochblende wirkungslos gemacht, denn am Detektor entsteht ein unbeweglicher Lichtfleck, solange der Stern in der Lochblende erscheint. Sie ist erforderlich, um Fehler auszuschließen, die dann zustande kämen, wenn eine punktförmige Abbildung auf immer andere Stellen der ungleichmäßig empfindlichen Detektoroberfläche erfolgte.

E. Filterscheibe: Sie enthält die Filter, die zur Auswahl des gewünschten Spektralbereiches erforderlich sind.

F. Detektorelement:

1. Sekundärelektronenvervielfacher (Photomultiplier Tube, PMT):

Nach deren Entwicklung in den 30er-Jahren unseres Jahrhunderts dauerte es bis nach dem 2. Weltkrieg, bis sie auch in der Astronomie Anwendung fanden.

Funktion:

Auf die Photokathode (meist aus Cäsium und Antimon mit verschiedenen Zusätzen, welche die spektrale Empfindlichkeit beeinflussen) treffen Photonen auf. Diese schlagen aus der Photokathode Elektronen heraus, wobei 100 Photonen etwa 20 bis 30 Elektronen erzeugen.

Diese Elektronen fliegen, durch eine Potentialdifferenz von etwa 100 Volt beschleunigt, auf die erste Dynode, wo jedes Elektron einige weitere Elektronen herausschlägt. Über weitere Dynodenstufen gelangt diese "Elektronenlawine" zur Anode, wo sie etwa 1 Million mal stärker ankommt als sie von der Photokathode ausging.

Typisch sind etwa 9 Dynodenstufen, sodaß die Betriebsspannung von PMT's bei etwa 1000 V liegt.

Bei angelegter Hochspannung können PMT's sehr leicht durch zu starkes Licht zerstört werden. Auch ist darauf zu achten, daß die mechanisch empfindlichen PMT's nicht Schlägen oder Stößen ausgesetzt werden.

PMT's sind etwa im Wellenlängenbereich von 300 nm bis 660 nm empfindlich (RCA 1P21 oder 931A).

Auch wenn sich PMT's völlig im Dunkeln befinden, werden von der Photokathode Elektronen freigegeben, die auch über die Dynoden verstärkt werden und den sogenannten Dunkelstrom erzeugen. Dessen Ausmaß hängt von der Fläche der Photokathode und der Umgebungs-

Fortsetzung Referat: Lichtelektrische Photometrie.

temperatur ab; er nimmt mit beiden Größen zu.

2. Photodioden:

Sie sind im Vergleich zu den PMT's über einen weiteren spektralen Bereich empfindlich (etwa 200 nm bis 1100 nm), sind durch zu helles Licht praktisch unzerstörbar, klein und mechanisch unempfindlich. Sie benötigen keine Hochspannungsversorgung, sind aber leider unempfindlicher als PMT's und auch viel langsamer als diese, somit nicht für Photonenzählsysteme geeignet.

Meßsysteme:

1. Analoge Meßsysteme:

Durch sie wird der Strom, der aus dem Detektor (PMT, Photodiode) kommt, gemessen.

Weil es sich um extrem kleine Ströme (pA bis μ A) handelt, ist die Konstruktion eines Gleichstromverstärkers mit ausreichender Genauigkeit und Konstanz ziemlich kompliziert und bedingt wegen der erforderlichen Hochohmigkeit, daß der Verstärker völlig von Feuchtigkeit (Tau!) und Schmutz isoliert werden muß (vergossene Konstruktion). Um die Verstärkung den unterschiedlichen Sternhelligkeiten anzupassen, müssen die Meßbereiche umgeschaltet werden. Die Aufzeichnung der Werte kann durch Ablesung eines Zeigermeßgerätes, auf einem Schreiber oder durch digitale Erfassung nach einer Spannungs- / Frequenzumsetzung erfolgen.

2. Photonenzählersysteme:

Treffen Photonen auf die Photokathode einer PMT, so erzeugt die folgende Elektronenlawine einen kurzen, etwa 30 μ A starken Impuls an der Anode der PMT. Damit kann man bereits niederohmig arbeiten, was bei Anstiegszeiten von wenigen ns ohnehin nötig ist. Die Impulse gelangen über einen Verstärker und einen Diskriminator schließlich in einen elektronischen Zähler, wo sie gezählt werden. Die Impulshäufigkeit ist ein Maß für die Sternhelligkeit. Natürlich muß ein Impuls zu Ende sein, bevor der nächste erkannt und gezählt werden kann. Bei hellen Sternen "überlappen" sich Impulse, so daß weniger gezählt wird als der Sternhelligkeit entspricht. Hier muß ein mit steigender Impulszahl wachsender Korrekturfaktor angebracht werden. Bei diesem Verfahren ist keine Umschaltung des Meßbereiches nötig und die Meßwerterfassung kann direkt digital erfolgen.

Literatur: Photoelectric Photometry of Variable Stars, Hall/Genet, IAPPP 1982.