

wobei die Polarität sogar gelegentlich umkehrt. In einigen Fällen ergibt sich eine ziemlich strenge Periodizität, in anderen Fällen schwankt die Feldstärke unregelmäßig.

Der Hauptstern der Jagdhunde, Cor Caroli oder α^2 Canum venaticorum, zeigt bei einer Periode von 5,469 Tagen magnetische Schwankungen zwischen $-0,14$ und $+0,16$ Tesla. Synchron mit diesen Veränderungen des Magnetfeldes sind auch Helligkeitsschwankungen von knapp $0,02$ zu beobachten. Außerdem zeigen die ohnedies abnorm stark vertretenen Spektrallinien des einfach ionisierten Chroms und Europiums Intensitätsveränderungen mit derselben Periode (Abb. S. 154 C).

Es gibt eine ganze Gruppe solcher α^2 Canum venaticorum-Sterne, in denen magnet. Änderungen, Helligkeitsschwankungen und Intensitätsveränderungen von Spektrallinien, zu denen auch Silicium, Helium, Calcium, Strontium, Titan, Barium und Magnesium gehören, Hand in Hand gehen. Doch gehören nicht alle magnet. Sterne zu dieser Gruppe.

Nach den bisher vorliegenden Messungen hat das stärkste Magnetfeld der Stern HD 215441, ein Stern $8^m,6$ im Sternbild Eidechse, und zwar $+3,44$ Tesla mit irregulären Schwankungen. Die größte Amplitude bei den magnetischen Änderungen zeigt 53 Camelopardalis, ein Stern $6^m,0$ in der Giraffe. In 8,0 Tagen schwankt die Feldstärke zwischen $-0,539$ und $+0,375$ Tesla. Fast alle bisher bekannten Sterne mit starken Magnetfeldern zählen zu den frühen Spektraltypen B, A und F. Sie gehören also auch zu den Sternen mit verhältnismäßig großen Rotationsgeschwindigkeiten. Die magnetischen Änderungen können durch eine der beiden folgenden Theorien erklärt werden:

1. Ähnlich dem magnetischen Verhalten der Sonne bzw. der Sonnenflecken (s. S. 107f.) kommt es auch bei den magnetischen Sternen zu periodischen Schwankungen und Umpolungseffekten noch nicht geklärter Ursache.

2. Die magnetische Achse ist gegen die Rotationsachse geneigt, ähnlich den Verhältnissen auf unserer Erde. Rotiert nun der Stern, kann uns einmal der magnetische Nordpol, einmal der magnetische Südpol zugekehrt sein. In diesem Fall wäre die magnetische Periode mit der Rotationsperiode des Sterns identisch (Abb. S. 154 D). Doch sind die tatsächlichen Verhältnisse so verwickelt, daß noch keine endgültige Theorie angeboten werden kann. Es scheint nicht ausgeschlossen, daß mit den magnetischen Sternen auch Pulsationen verbunden sind.

Die Doppelsterne

Schon eine flüchtige Beobachtung des Himmels mit Fernrohren zeigt uns, daß es eine große Zahl von Sternen gibt, die aus zwei nahe beieinander befindlichen Sternen bestehen. Im 17. und 18. Jh. hielt man diese Objekte für zufällig. Man stellte sich vor, die beiden Komponenten eines Doppelsterns würden zwar von der Erde aus gesehen etwa in der gleichen Richtung ste-

hen, aber ganz verschiedene Entfernungen haben (*optische Doppelsterne*, Abb. S. 158 B).

Als die Zahl der bekannten Doppelsterne im Laufe des 18. Jh. immer mehr anwuchs, konnte man nicht mehr daran glauben, daß alle diese Sternpaare nur scheinbar sind. Um 1800 wies W. HERSCHEL auf die Existenz echter, *physischer Doppelsterne* hin, bei denen es sich um zwei Körper handelt, die räumlich so nahe beieinander stehen, daß sie sich in ihrem gegenseitigen Anziehungsbereich befinden und sich umkreisen.

Zur vollständigen Charakterisierung des momentanen Zustands eines Doppelsterns werden folgende Angaben benötigt: 1. die scheinbare Helligkeit der beiden Komponenten, 2. die gegenseitige Winkeldistanz in Bogensekunden und 3. der Positionswinkel, d.h. die Richtung vom helleren Stern (Hauptstern) zur schwächeren Komponente (Begleiter). Er wird von Nord über Ost, Süd und West zurück nach Nord von 0° bis 360° gezählt.

Die sicherste Methode zur Unterscheidung von *physischen* und *optischen* Doppelsternen ist die Entdeckung einer Umlaufbewegung des Begleiters um seinen Hauptstern (genauer: der Umlauf beider Komponenten um einen gemeinsamen Schwerpunkt des Systems). Dies ist nur bei einem kleinen Teil der Doppelsterne möglich (Abb. S. 158 C). Bei einigen sind bisher schon mehrere Umläufe beobachtet worden. Bei vielen wurden nur sehr kleine Bahnstücke erfaßt, so daß eine Bestimmung der Umlaufzeit und der Bahn überhaupt sehr unsicher ist.

Von den bisher katalogisierten visuellen Doppelsternen sind nur in etwa 1% aller Fälle genaue Bahnen bekannt. Die direkt beobachtbaren, an das Himmelsgebölbe projizierten scheinbaren Bahnen eines Doppelsterns müssen dabei auf die wahre räumliche Bahn umgerechnet werden. In einigen Fällen waren auch Massenbestimmungen möglich (s. S. 149). Beim überwiegenden Rest konnten keine Bahnbewegungen gefunden werden. Trotzdem handelt es sich auch hier meist um physische Doppelsterne, die allerdings sehr lange Umlaufzeiten haben. In diesen Fällen bilden folgende Daten einen Hinweis auf physische Natur:

1. Gleiche Entfernung von der Erde (wegen der Unsicherheit der Parallaxenbestimmungen ist diese Methode nicht genau).

2. Gleiche Eigenbewegung der beiden Komponenten nach Betrag und Richtung. Würden nämlich die beiden Komponenten ganz verschiedene Abstände von der Erde haben, so wäre es ein extremer Zufall, wenn dieser Fall vorliegen würde.

Die Häufigkeit der Doppelsterne ist viel größer, als es das vorliegende Zahlenmaterial zu nächst vermuten läßt. Zur Beurteilung der tatsächlichen Häufigkeit kann nur die Sonnenumgebung herangezogen werden, in der fast alle Sternpaare bekannt sind. Bis zu 20 parsec Entfernung sind 45% aller Sterne Mitglieder eines Doppel- oder Mehrfachsystems. Geht man nur

bis 10 parsec, sind es 55% und bis 5 parsec sogar 59%. Offenbar sind also schon in der Sonnenumgebung noch nicht alle Doppelsterne bekannt. Die Schätzungen der tatsächlichen Häufigkeit liegen zwischen 60 und 85%, die spektroskopischen Systeme und Bedeckungsveränderlichen inbegriffen.

Es wurde auch untersucht, wie sich die Doppelsterne auf die Spektralklassen verteilen. Bei den visuellen Doppelsternen zeigt sich eine Bevorzugung der Spektraltypen um G0. Aber auch bei den Spektraltypen um A0 wurden viele Doppelsterne entdeckt (Abb. S. 158 A). Bei den spektroskopischen Doppelsternen und Bedeckungsveränderlichen (s. unten) sind die »frühen« Spektraltypen B und A eindeutig bevorzugt. Bei Untersuchungen der Bahnformen treten Auswahleffekte auf, da bei den visuellen Doppelsternen solche mit kleinen großen Halbachsen eine geringere Entdeckungswahrscheinlichkeit haben (Abb. S. 158 D). Die Häufung der großen Halbachsen bei 10–20 Astronomischen Einheiten muß also mit Vorsicht betrachtet werden. Es gibt auch extrem weite Paare, z. B. das System 36 Ursae maioris mit einer Distanz von mindestens 49000 AE. Hier wurde die Duplizität zunächst nur aus einer gemeinsamen Eigenbewegung nachgewiesen. Auch *Mehrfachsterne* sind häufig, darunter Fälle, wo sich zwei enge Paare gegenüberstehen (z. B. ϵ Lyrae) oder wo ein enges Paar von einem dritten Begleiter in größerem Abstand umgeben wird (z. B. α Centauri). Natürlich kommen auch Kombinationen von visuellen und spektroskopischen Doppelsternen vor.

Extrasolare Planeten

Wegen der geringen Helligkeit sind Planeten um andere Sterne direkt vorläufig kaum nachzuweisen. Derartige *extrasolare Planeten* können aber auf indirektem Wege gefunden werden. Sterne, die von Planeten umkreist werden, zeigen geringe Schwankungen um einen gemeinsamen Schwerpunkt, die vor allem durch Doppler-Verschiebungen im Spektrum auffallen. Oder die Sterne zeigen geringe Helligkeitsabschwächungen beim Vorübergang eines Planeten vor ihnen. Der erste extrasolare Planet wurde 1995 bei dem 50 Lj entfernten Stern 51 Pegasi in 7,8 Mill. km Abstand mit 4,2 d Umlaufzeit und einer Masse von 0,47 Jupitermassen entdeckt. Dabei erlaubt die Doppler-Methode wegen der meist unbekanntem Bahnneigung des umlaufenden Körpers nur die Berechnung einer Mindestmasse. Die Obergrenze für echte Planeten liegt bei etwa 12 Jupiter- oder 0,012 Sonnenmassen, die für echte Sterne bei 0,08 Sonnen- oder 80 Jupitermassen. Dazwischen liegt der Bereich der braunen Zwerge, die nicht mehr in der Lage sind, das Wasserstoff-Brennen (s. S. 187) zu zünden.

Trotz dieser Unsicherheiten, sind die meisten der schon weit über 100 seit 1995 mit der Doppler-Methode gefundenen Körper echte Planeten. Überraschend war der Umstand, daß darunter viele jupiterähnliche, also massereiche Planeten in sehr engen Bahnen um ihre Zentral-

sterne sind, bis herunter zu Abständen von nur 3 Mill. km und Umlaufzeiten von wenig über 1 d. Vielleicht näherten sich diese Körper von einst viel weiteren Bahnen wegen Abbremsseffekten in Staub- und Gaswolken ihren Zentralsternen. Ein Aufstürzen auf diese ist dann möglich. Andererseits sind bisher viel kleinere Planeten auf ferneren Bahnen aus beobachtungstechnischen Gründen kaum zu entdecken, was sich in Zukunft ändern dürfte. Immerhin wurden auch schon Planeten mit einer Masse vergleichbar mit Uranus oder Neptun entdeckt. Eine andere Überraschung war die Entdeckung von Planeten, die um Pulsare kreisen.

Spektroskopische Doppelsterne

Enge Doppelsterne, die auch in größeren Fernrohren nicht zu trennen sind, verraten sich oft auf spektroskopischem Wege. Da sich die Komponenten eines solchen Systems um den gemeinsamen Schwerpunkt bewegen, zeigen sie Radialbewegungen in bezug auf die Erde, es sei denn, die Bahnebenen der beiden Körper stehen senkrecht zur Blickrichtung.

Sind die beiden Komponenten eines solchen Systems ungefähr gleich hell, dann überlagern sich zwei Spektren, deren Linien sich wegen des DOPPLER-Effekts systematisch gegeneinander verschieben: bewegt sich die eine Komponente auf den Beobachter zu, dann sind deren Spektrallinien nach Violett verschoben. Gleichzeitig muß sich aber die andere Komponente vom Betrachter weg bewegen und deren Linien sind nach Rot verlagert. Eine halbe Umlaufperiode später ist es umgekehrt. Ein Viertel einer Umlaufperiode danach bewegen sich dagegen beide Komponenten rechtwinklig zur Blickrichtung. Jetzt ergeben sich keine DOPPLER-Verschiebungen: die Spektrallinien beider Sterne fallen zusammen. Mit anderen Worten: die Spektrallinien spalten bei den spektroskopischen Doppelsternen innerhalb einer Umlaufperiode zweimal auf und fallen zweimal wieder zusammen (Abb. S. 160 A, B und D).

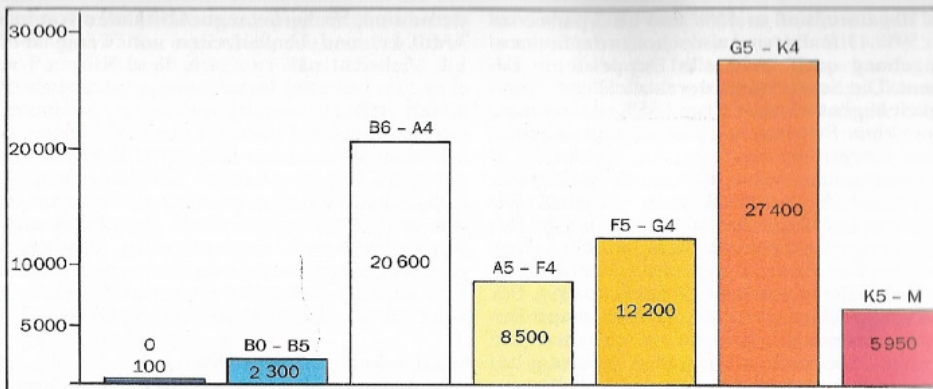
Macht sich infolge der Lichtschwäche einer der beiden Komponenten nur die hellere Komponente im Spektrum bemerkbar, verschieben sich nur deren Spektrallinien. Man kann also allein aus diesem periodischen Vorgang die Umlaufzeit des Doppelsternsystems ermitteln. Natürlich gehören zu den spektroskopischen Doppelsternen solche mit kurzer Umlaufzeit.

Von den untersuchten Systemen haben nur etwa 10% eine Periode über 2 Jahre. Die meisten Werte liegen bei einigen Tagen. In knapp 10% der Fälle liegt die Periode unter 1 Tag und in einigen Fällen bei nur wenigen Stunden. Die Statistik zeigt ferner, daß kurze Perioden bei den frühen Spektraltypen überwiegen, während die längeren Perioden bevorzugt bei den gelben bis roten Riesensternen festgestellt werden können. Die Wolf-Rayet-Sterne scheinen fast ausnahmslos spektroskopisch doppelt zu sein.

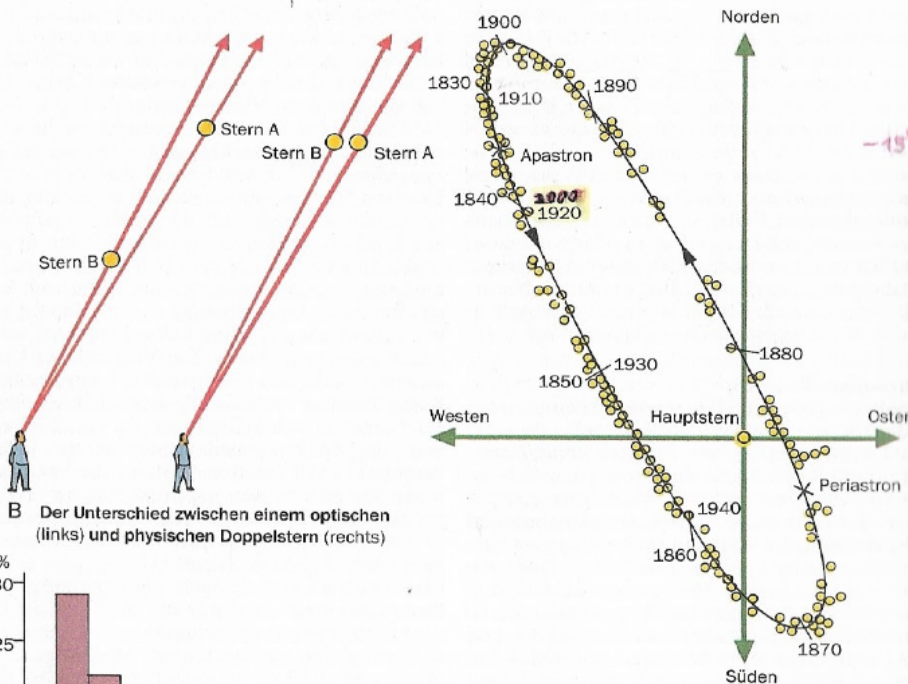
Aus dem Verlauf der Radialgeschwindigkeit während einer ganzen Umlaufperiode kann

nicht
3. 1995, 1996, 1997
→ 1995, 1996, 1997
→ 1995, 1996, 1997

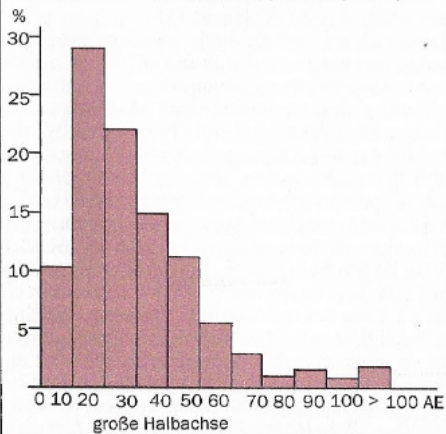
1995, 1996, 1997



A Die Häufigkeit visueller Doppelsterne der verschiedenen Spektraltypen

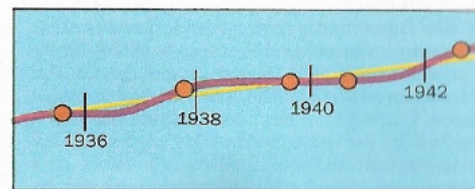


B Der Unterschied zwischen einem optischen (links) und physischen Doppelstern (rechts)



D Relative Häufigkeit der großen Halbachsen bei visuellen Doppelsternen

C Scheinbare Bahn des Doppelsterns α Centauri mit beobachteten Positionen



E Astrometrischer Doppelstern: Die rot gezeichneten Schwankungen in der Umlaufbahn des Begleiters von 61 Cygni zeigen einen (allerdings unbestätigten) unsichtbaren dritten Körper an

auf die Bahnexzentrizität geschlossen werden. Sie ist bei den visuellen Doppelsternen viel größer als bei den spektroskopischen Doppelsternen, wo sie meist unter 0,1 liegt. Lediglich bei den Objekten mit größeren Umlaufzeiten (~20 Jahre) nähern sich die Exzentrizitäten dem bei den visuellen Doppelsternen üblichen Mittelwert um 0,5. Unbekannt bleibt dagegen die Bahnneigung und die große Halbachse eines spektroskopischen Systems. Vielmehr erhält man nur die Kombination $a \cdot \sin i$, d.h. die mit dem Sinus der Bahnneigung multiplizierte große Halbachse. Damit ist eine Massenbestimmung unmöglich. In den Fällen, wo allerdings beide Komponenten sich im Spektrum durchsetzen, ist wenigstens eine Berechnung des Massenverhältnisses durchführbar.

→ fotometr. DS

Die Bedeckungsveränderlichen

Ist die Bahnneigung bei einem engen Doppelstern nahe 90°, d.h. liegt die Bahnebene so im Raum, daß man von der Erde aus fast in deren Richtung sieht, können sich die Komponenten während ihres Umlaufs gegenseitig bedecken. In einigen Fällen trägt bei diesen Bedeckungsveränderlichen die Bahnneigung sogar nur 60°, meist liegt sie aber über 75°. Es gibt folgende Typen von Bedeckungsveränderlichen:

1. Algolsterne. Hauptvertreter β Persei (Algol). Hier handelt es sich um zwei nahezu kugelförmige Sterne. Es kommen die verschiedensten Perioden vor, doch liegen Häufungen bei 2-3 und 5-8 Tagen vor (Abb. S. 160 C und E).
2. β Lyrae-Sterne. Hauptvertreter β Lyrae. Zwei ellipsoidische Sterne ungleicher Größe umkreisen sich. Periode oberhalb 1 Tag.
3. W Ursae maioris-Sterne. Hauptvertreter W Ursae maioris. Zwei ellipsoidische Sterne fast gleicher Größe umkreisen sich. Die Periode liegt unterhalb 1 Tag.

Bei den ersten beiden Typen kann neben einem tiefen Hauptminimum auch ein weniger tiefes Nebenminimum der Lichtkurve festgestellt werden. Stehen beide Komponenten nebeneinander, beobachten wir den Stern im Lichtmaximum; wird der hellere Partner vom schwächeren bedeckt, ist das Hauptminimum; wird der schwächere Partner vom helleren bedeckt, tritt das Nebenminimum ein. Bei den W Ursae maioris-Sternen sind Haupt- und Nebenminimum gleich tief.

Wie bei den Sonnenfinsternissen, so kommen auch bei den Bedeckungsveränderlichen totale, ringförmige und partielle Bedeckungen vor. Dies ist zwar nicht direkt zu beobachten, kann aber der Form der Lichtkurve entnommen werden: bei partiellen Bedeckungen sind die Minima ziemlich spitz, bei den totalen und ringförmigen Bedeckungen sind sie flach.

Über 90 Prozent aller Bedeckungsveränderlichen haben Periodenlängen unter 10 Tagen, doch gibt es auch Beispiele extrem langer Perioden, besonders ϵ Aurigae mit 9883 Tagen. Einige Sterne weisen Perioden unter 0,2 Tagen

auf. Zu den kürzesten Perioden zählen G 61-29 mit 46m, WZ Sagittae mit 88m und AM Canum venaticorum mit nur 17m31s.

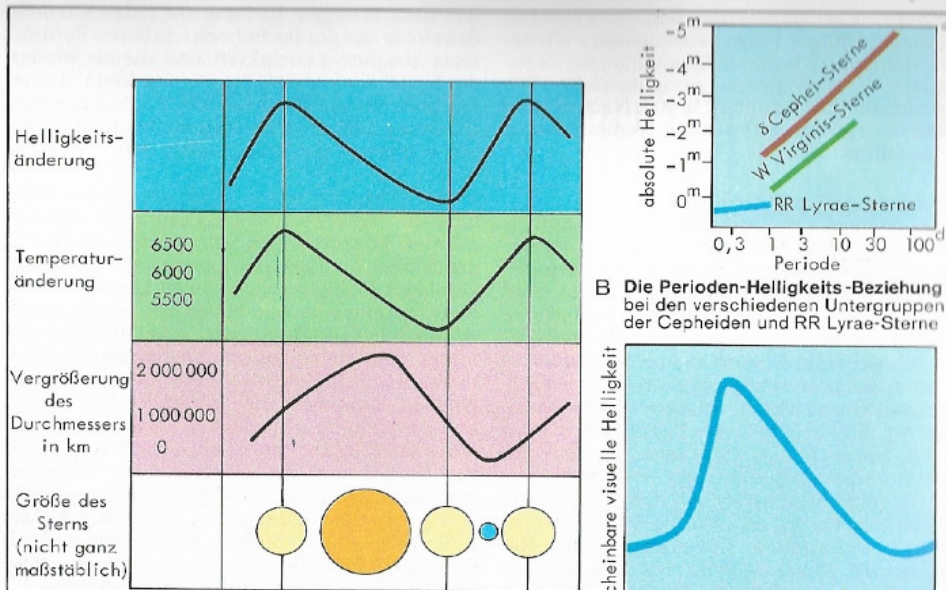
Als Beispiel eines Bedeckungsveränderlichen soll noch ζ Aurigae herangezogen werden. Hier umkreist einen Überriesen vom Spektraltyp K5 mit einem Durchmesser von 410 Mill. km (= 293 Sonnendurchmesser) in 972 Tagen ein B8-Stern, der im Durchmesser nur $\frac{1}{30}$ so groß ist. Der kleinste Abstand auf der Bahnellipse (Periastron) beträgt 4,1 AE, der größte Abstand (Apastron) 9,7 AE. Die Masse des Hauptsterns beträgt 32 Sonnenmassen. Trotzdem ist wegen seines riesigen Volumens die mittlere Dichte nur ein Millionstel der mittleren Sonnendichte. Besonders die äußeren Schichten dieses Sterns sind geradezu »durchsichtig«, so daß der Lichtstrahl des heißen Begleiters am Beginn und am Ende der Bedeckung quer durch die mächtige und dünne Atmosphäre des Hauptsterns laufen muß. Diese Übergangsphase dauert 32 Stunden. Während dieser Zeit finden sich in dem Spektrum des B8-Sterns zusätzliche Absorptionslinien, die der Atmosphäre des Riesens Sterns zuzuschreiben sind. Man kann damit die Atmosphäre des K5-Sterns Schicht für Schicht ausloten.

Manche Doppelsternpartner sind so eng benachbart, daß es zu einem Materieaustausch zwischen ihnen kommen kann (*Kontaktsysteme* und *halbgetrennte Systeme*). Dies hat wiederum besondere Konsequenzen für die Entwicklung der Komponenten eines engen Doppelsternsystems (s. S.192f.). Bei den Röntgen-Doppelsternen fließt die Materie wegen des hohen Drehimpulses nicht direkt in den Begleiter, sondern in eine Accretion-Scheibe, aus der die Materie auf den Stern herabregnet. In der Scheibe entsteht Röntgenstrahlung.

Physische Veränderliche

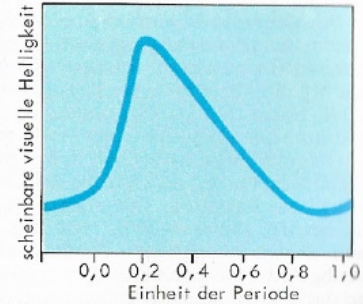
Die Bedeckungsveränderlichen können nicht als echte Veränderliche Sterne aufgefaßt werden, da ihr Lichtwechsel ja nur auf einen Verfinstervorgang der einzelnen Partner zurückzuführen ist. Daneben gibt es aber eine sehr große Zahl von physischen Veränderlichen, wobei die Erscheinungsformen recht verschieden sind.

Die Benennung der Veränderlichen: Sofern der Stern nicht ohnedies eine allgemeine geläufige Bezeichnung besitzt, wie z.B. β Persei, δ Cephei usw., erhalten die Veränderlichen einen lateinischen Buchstaben von R bis Z, z.B. S Andromedae. Das Entdeckungsdatum bestimmt dabei die Reihenfolge. Ist die Buchstabenfolge R bis Z erschöpft, geht es weiter mit RR, RS ... RZ, SS, ST ... SZ usw. bis ZZ. Danach folgt AA, AB ... AZ, BB, BC ... BZ bis QQ, QR ... QZ. Reichen diese 334 Benennungen immer noch nicht aus, wird mit V335, V336 usw. fortgefahren. Immer wird, wie auch bei den griechischen Buchstaben, der lateinische Genitiv des Sternbilds angehängt, z.B. HS Orionis oder V737 Cygni.

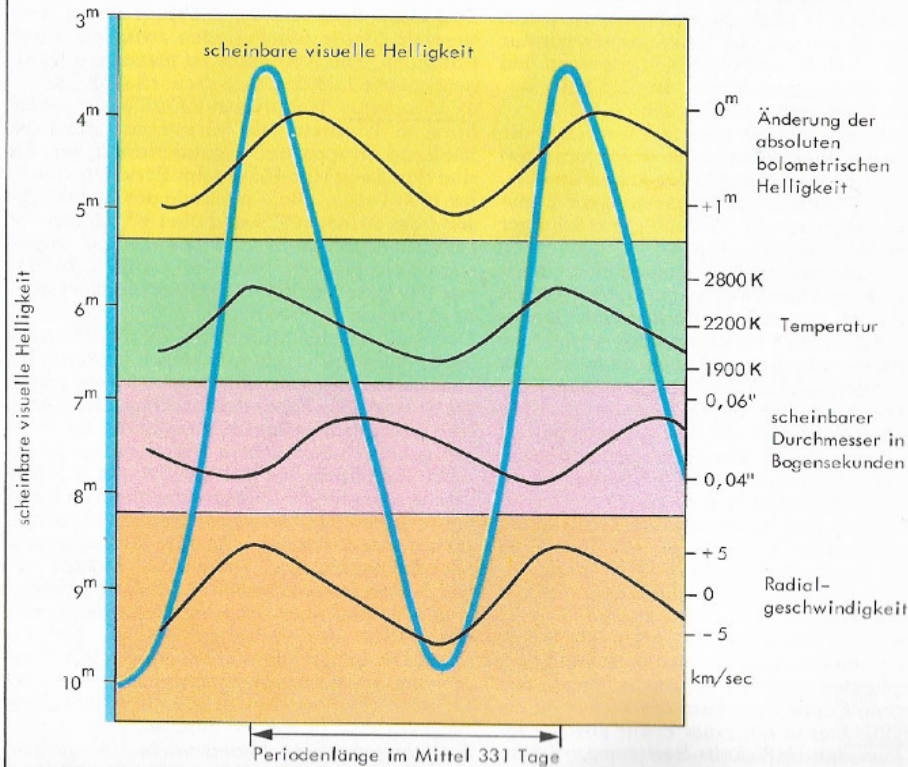


A Die Änderungen eines typischen δ Cephei-Sterns

B Die Perioden-Helligkeits-Beziehung bei den verschiedenen Untergruppen der Cepheiden und RR Lyrae-Sterne



C Lichtkurve eines typischen β Canis majoris-Sterns



D Die Zustandsänderungen von Mira Ceti

streng periodisch. Zu ihnen gehört z.B. Antares, Beteigeuze, μ Cephei (der »Granatstern«) usw. Häufig. (Abb. S. 166 D)

g) *RV Tauri-Sterne*. Sterne mit hoher Leuchtkraft und der Spektralklasse F, G oder K, die mit Perioden von 50–150 Tagen eine Amplitude von etwa 3^m durchlaufen. Die Lichtkurve zeigt eine Doppelwelle mit abwechselnd tiefen und flachen Minima. Manchmal verschwinden die Unterschiede in der Tiefe der Minima. Selten.

h) α^2 *Canum venaticorum-Sterne*. Sie zeigen Intensitätsveränderungen bestimmter Gruppen von Spektrallinien, oft auch Schwankungen des Magnetfelds (s. S. 154). Geringe Schwankungen der Radialgeschwindigkeit und daher nur schwache Pulsationen. Sehr selten.

i) *Unregelmäßige Veränderliche*. Riesen oder Überriesen mit völlig irregulärem Lichtverlauf. Die Amplituden betragen aber nicht über 2^m, im Mittel nur 0^m,5. Häufig.

II. Eruptive Veränderliche

a) *Novae (Neue Sterne)*. Bereits im Altertum wurden Novae beobachtet. Aber erst im 20. Jahrhundert wurde es ganz sicher, daß es sich keineswegs um völlig neue Sterne handelt, sondern um den Ausbruch eines bereits vorhandenen Sterns. Allerdings ist die Amplitude des Ausbruchs so groß, daß es früher praktisch unmöglich war, den vor dem Ausbruch existierenden Stern, die *Praenova*, nachzuweisen. Heute können beim Aufleuchten einer Nova fast immer ältere photographische Platten des betreffenden Sternfeldes zur Ermittlung der *Praenova* herangezogen werden.

Der typische Helligkeitsverlauf einer Nova spielt sich folgendermaßen ab (Abb. S. 164 A):

Die *Praenovae* sind Zwergsterne hoher Oberflächentemperatur. Die absolute Helligkeit beträgt 0^m bis +10^m. Die *Praenovae* liegen damit unterhalb der Hauptreihe des HRD (s. S. 152 A). Teils haben die *Praenovae* eine konstante, teils auch eine leicht veränderliche Helligkeit. Dann steigt die Helligkeit steil um 7 bis 9,5 Größenklassen innerhalb von einem Tag an, bleibt dann stehen oder geht sogar nochmals geringfügig zurück, um dann binnen 1–7 Tagen um weitere 2 Größenklassen auf das eigentliche Hauptmaximum anzusteigen.

Die gesamte Amplitude des Ausbruchs beträgt im Mittel 11 Größenklassen; in extremen Fällen kann sie sogar 13 Größenklassen und mehr erreichen. Dies entspricht dem rund 150 000fachen der Ausgangshelligkeit. Das Hauptmaximum ist meist sehr spitz. Der Helligkeitsanstieg schließt sich sogleich an, und zwar zunächst etwas schneller, später langsamer, wobei unregelmäßige Schwankungen der Lichtabnahme aufgesetzt sind.

Es kann viele Monate oder einige Jahre dauern, bis das Stadium der *Postnova* oder *Exnova* erreicht wird, in dem aber weitere unregelmäßige Helligkeitsänderungen mit kleiner Amplitude auftreten. Im übrigen ähnelt aber eine *Postnova*

der *Praenova*, vor allem was die absolute Helligkeit betrifft.

Das Spektrum der Nova weist auf expandierende Gashüllen hin. Dies kann auf DOPPLER-Verschiebungen nach der violetten Seite des Spektrums hin abgeleitet werden. Oft sind die Hüllen einige Zeit nach dem Ausbruch auch direkt zu sehen oder zu photographieren. Die Expansionsgeschwindigkeiten liegen zwischen 1000 und 4000 km/s. Die abgestoßenen Massen betragen aber im Mittel nur etwa 0,1 Promille der Gesamtmasse. Die bei einem Novaausbruch abgestrahlte Gesamtenergie macht etwa 1/10000 des im Stern vorhandenen gesamten Energievorrats aus. Nach dem Ablauf der Lichtkurve und der erreichten Maximalhelligkeit unterscheidet man folgende Klassen der Novae:

Na: Sehr schnelle, schnelle und mittelschnelle Novae. Sie erreichen eine absolute Helligkeit von -8^m, -7^m,2 bzw. -6^m,5. Die Zeit der Helligkeitsabnahme für 3^m liegt unter 100 d.

Nb: Langsame Novae. Maximalhelligkeit -5^m,4. Abstiegsdauer für 3^m rund 200 d.

Nc: Sehr langsame Novae. Typ RT Serpentina. Maximalhelligkeit -3^m,6. Abstiegsdauer für 3^m rund 1000 d.

Nd: Wiederkehrende Novae: Beispiele: U Scorpii zeigte Maxima 1866, 1906, 1936, 1979 mit etwa 9^m. Die Amplitude ist 10^m. Bei T Pyxidis wurden Maxima 1890, 1902, 1920, 1944 und 1966 beobachtet. Die Helligkeit lag dabei zwischen 7^m, und 11^m, die Minimumhelligkeit bei 15^m. Vielleicht wiederholen sich auch bei den normalen Novae vom Typ Na, Nb und Nc die Ausbrüche, wobei die »Perioden« viele Jahrtausende betragen. Es ist möglich, daß ein Zusammenhang zwischen der Periode und der Amplitude des Aufleuchtens besteht: je länger die Periode, desto größer die Amplitude und umgekehrt. Tatsächlich zeigen die eigentlichen wiederkehrenden Novae sehr viel kleinere Amplituden. Die Gesamtzahl aller in unserem eigenen galaktischen System aufgetauchten Novae beträgt rd. 200.

b) *Nova-ähnliche Veränderliche (Novae vom Typ Ne)*. Eine ziemlich uneinheitliche Gruppe von Sternen. Die Ausbrüche zeigen aber Ähnlichkeiten mit den übrigen Novae.

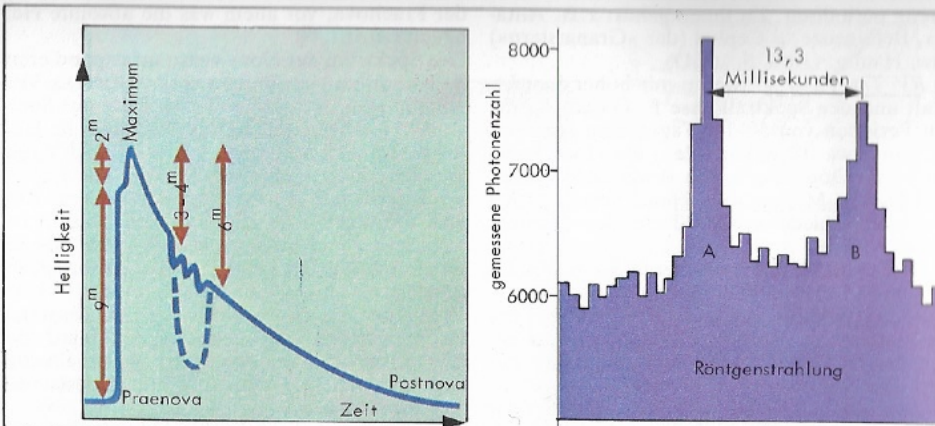
c) *Supernovae*. Gegenüber den normalen Novae besitzen die Supernovae eine wesentlich größere Amplitude. Sie kann 20 Größenklassen übertreffen, was der 100 millionenfachen Ausgangshelligkeit entspricht. Die absoluten Helligkeiten liegen zwischen -14^m und -21^m. Supernovae sind außerordentlich selten: in unserem Milchstraßensystem traten seit Christi Geburt kaum zehn einigermaßen verlässliche Fälle auf (s. S. 165). Außerdem sind zahlreiche Supernovae in anderen Galaxien bekannt. Dort können sie unter Umständen sogar eine Helligkeit erreichen, die die Gesamthelligkeit des Systems erreicht oder übertrifft.

Offenbar müssen zwei Typen von Supernovae unterschieden werden: Nach einem schnellen

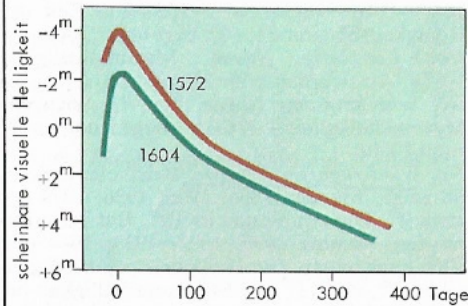
1958

el - i) S. 167 CT Taus UV Cat

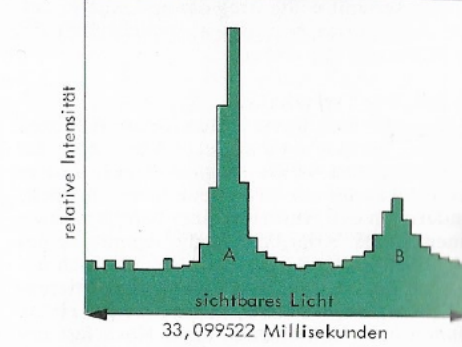
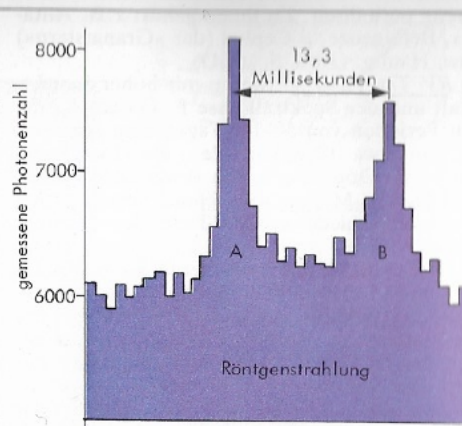
10⁸!



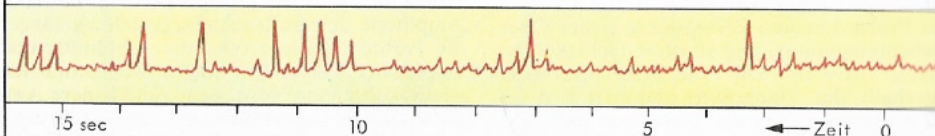
A Typischer Verlauf einer Nova-Lichtkurve



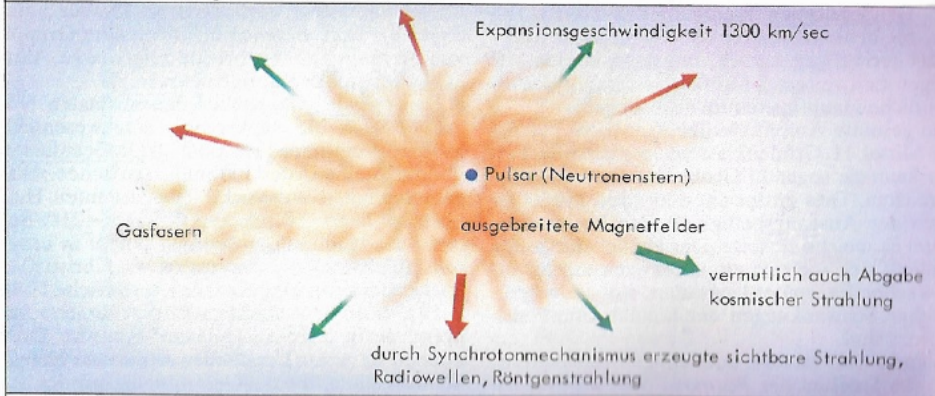
B Lichtkurven der Supernovae von 1572 und 1604 (Typ I)



C Pulse des Crab-Pulsars NP 0532 im Gebiet der Röntgenstrahlung und des sichtbaren Lichtes



D Registrierung der Radiostrahlung des Pulsars CP 0950 bei der Frequenz 81,5 MHz (Ausschnitt). Die Periode beträgt 0,253 sec



E Der Crabnebel als Überrest der Supernova vom Jahre 1054 (Schema)

4.4.3.41!

Anstieg vom 0^m2 bis 0^m5 pro Tag verläuft der Lichtabfall bei Typ I zunächst sehr steil (3^m in 25-40 Tagen), später langsamer, bei Typ II weniger steil (1^m in 20 Tagen), später noch langsamer und unregelmäßiger. Abweichungen von diesem Schema kommen aber vielfach vor. Außerdem liegt die absolute photographische Maximalhelligkeit beim Typ I im Mittel bei -18^m7, beim Typ II bei nur -16^m3. In elliptischen und unregelmäßigen Galaxien (s. S. 197) kommt ausschließlich Typ I vor, in den Spiralnebeln beide Typen. Die tatsächliche Häufigkeit der Supernovae vom Typ I könnte pro Jahrtausend 5 und vom Typ II 25 im Milchstraßensystem sein. Nur ein kleiner Teil davon wird von der Erde aus aber tatsächlich sichtbar.

Die Prae-Supernova, also das einem Supernova-Ausbruch zeitlich vorangehende Objekt, ist meist unbekannt. Das liegt daran, daß in den letzten Jahrzehnten in unserer eigenen Galaxis keine Supernova sichtbar wurde. Bei den Supernovae in anderen Galaxien ist aber die scheinbare Helligkeit einer Prae-Supernova so gering, daß die heutigen optischen Hilfsmittel zum Nachweis meist nicht ausreichen.

Auch der Nachweis der Post-Supernova ist schwierig. Am besten gelang es bei dem Überrest der Supernova Typ II vom 4. 7. 1054 im Sternbild Stier, die in alten chinesischen Annalen verzeichnet ist. Die scheinbare Maximalhelligkeit dürfte etwa -6^m betragen haben. Damit war die Supernova so hell, daß sie 23 Tage hindurch sogar mit bloßem Auge gegen den hellen Taghimmel ausfindig gemacht werden konnte. Erst im darauffolgenden Jahr verschwand der Stern vom Nachthimmel. Heute kann an dieser Stelle der *Crabnebel* (*Krabbennebel* oder *Krebsnebel*) M1 beobachtet werden, dessen Gasfasern mit einer Geschwindigkeit von 1300 km/s expandieren. Er ist 5000 Lichtjahre entfernt. Das Leuchten dieses Nebels beruht auf einem Synchrotronmechanismus (s. S. 115). Dieselbe Ursache hat auch die Radiostrahlung: mit einer Energieabgabe von $2,62 \cdot 10^{28}$ kW gehört der Crabnebel zu den kräftigsten Radioquellen.

Der Massenverlust einer Supernova Typ II dürfte 1 bis 10 Sonnenmassen betragen, die anfänglichen Expansionsgeschwindigkeiten betragen durchschnittlich 10000 km/s und der Energieverlust bis zu 10^{44} Joule. Das bedeutet, daß eine Supernova in einer Sekunde so viel Strahlung produziert wie unsere Sonne in wenigen Jahren. Typ II geht aus massereichen, Typ I aus masseärmeren Sternen hervor.

Beispiele weiterer bekannter Supernovae:

1. TYCHONISCHE Supernova im Sternbild Cassiopeia vom Jahre 1572, vor allem von TYCHO BRAHE beobachtet. Scheinbare Maximalhelligkeit -4^m1. Typ I. Bisher konnte optisch noch kein Überrest festgestellt werden. Dafür ist an dieser Position eine Radioquelle nachgewiesen. Abstand etwa 10000 Lichtjahre.

2. KEPLERSCHE Supernova im Ophiuchus vom Jahre 1604, scheinbare Maximalhelligkeit

-2^m6. Typ I. Optisch sind sehr schwache Gasfasern festgestellt. Gleichfalls wurde eine Radioquelle nachgewiesen.

3. Die Radioquelle Cassiopeia A, die (nach der Sonne) die stärkste am Himmel überhaupt ist ($3,27 \cdot 10^{29}$ kW). Sie dürfte auf eine Supernova vom Typ II zurückzuführen sein, deren Entfernung 10000 Lichtj. beträgt und die wohl vor ca. 250 Jahren unerkannt aufleuchtete.

4. Die Supernova 1987A leuchtete am 23. 2. 1987 in der Großen Magellanschen Wolke (s. S. 201) auf. Typ II. Hier wurde ein entwickelter blauer Überriese als Vorgänger gefunden. Die Maximalhelligkeit wurde erst im Mai 1987 mit 2,8 m erreicht. Es war die hellste beobachtete Supernova seit 1604. Erstmals wurden Neutrinoimpulse nachgewiesen. Anfang 1988 zeigten sich ringförmige Lichtechos um die Supernova, Lichtreflexe an vom Vorgängerstern vermutlich zuvor abgeblasenen Materieschichten.

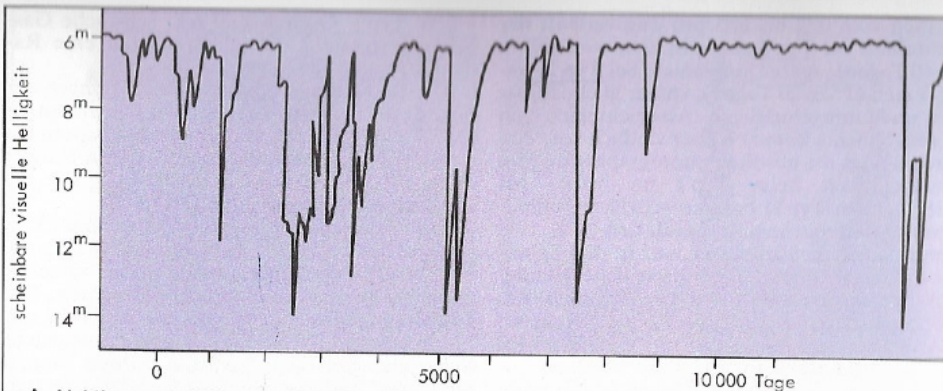
Ferner sind vermutliche Supernovae aus den Jahren 185, 369 und 1006 bekannt, die heute noch Radioquellen sind. Die Supernova von 1006 könnte sogar eine scheinbare Helligkeit von -10^m erreicht haben. Ferner könnten in den Jahren 386, 393, 1181 und 1408 Supernovae in unserer Galaxis aufgeleuchtet sein.

Man erblickt heute in den Supernovae bzw. deren Überresten Quellen der *kosmischen Strahlung* (*Ultrastrahlung*). Die infolge des Synchrotronmechanismus in Magnetfeldern bis nahe Lichtgeschwindigkeit beschleunigten Teilchen, vor allem Protonen und Elektronen, aber auch ein kleiner Anteil an schweren Elementen fliegen in den Raum hinaus.

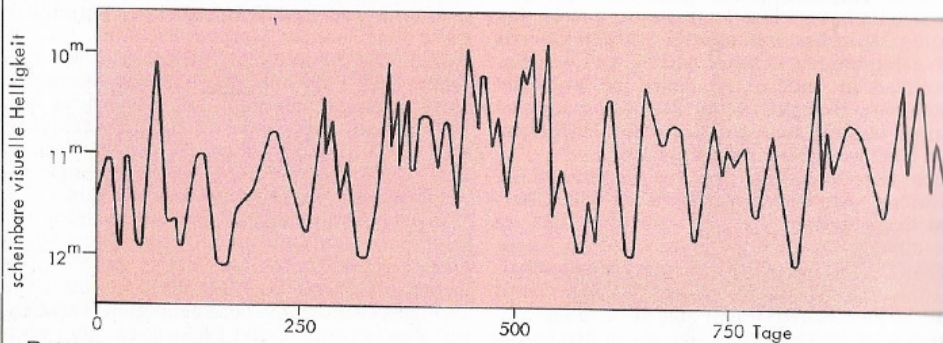
Als Reststern nach einem Supernova-Ausbruch kommt ein sehr kompakter Stern in Betracht. Damit sieht man aber auch einen Zusammenhang mit den **Pulsaren**. Die Pulsare wurden als Radioobjekte erstmals im Sommer 1967 in Cambridge/England von J. BELL und A. HEWISH entdeckt. Bis heute sind bereits über 1000 solcher Objekte bekannt. Die Gesamtzahl von Pulsaren in unserem Milchstraßensystem wird auf eine halbe Million geschätzt.

Es handelt sich zunächst um Radioquellen mit periodisch schwankender Intensität. Die Perioden betragen höchstens einige Sekunden, können aber auch weit unter einer Sekunde liegen. Die kürzeste Periode hat der sog. Millisekundenpulsar (0,0016 s). Der Pulsar im Crabnebel hat eine Periode von 33 Millisekunden. In einigen Fällen wurden auch langsame Periodenänderungen festgestellt, z.B. beim Crab-Pulsar von 0,36% der Periode pro Jahr. Daraus leitete man für das Alter der Pulsare 10^3 bis 10^8 Jahre ab. Bei einigen Pulsaren konnte später auch optisch ein Stern nachgewiesen werden, der mit derselben Periode Helligkeitsschwankungen zeigt: der im Crabnebel verantwortliche Stern 16.Größe ist beispielsweise im Lichtmaximum 15 mal heller als im Lichtminimum. Schließlich wurde bei Raketenaufstiegen auch im Röntgenstrahlungsbereich die 33 ms-Periode gefunden. Somit zeigt der Crab-Pulsar praktisch im ge-

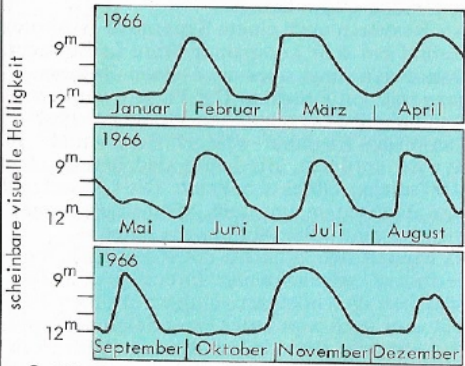
China, CH



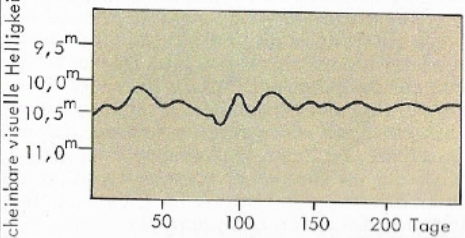
A Lichtkurve von R Coronae Borealis



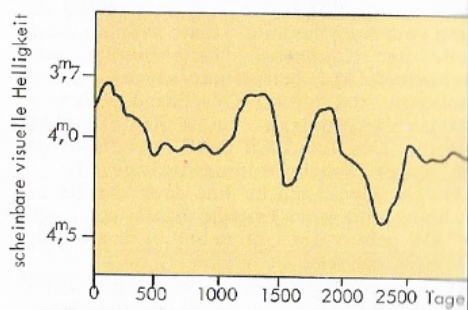
B Lichtkurve von RW Aurigae



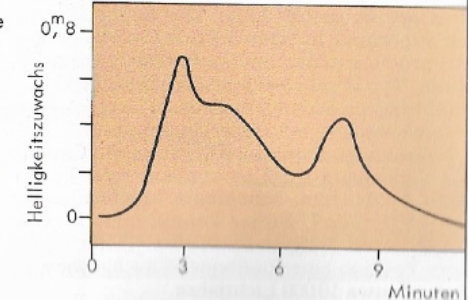
C Lichtkurve der U Geminorum (SS Cygni-) Sterne



E Lichtkurve von T Tauri



D Lichtkurve des halbregelmäßig Veränderlichen μ Cephei



F Ausbruch des Flare-Sterns AD Leonis

samen elektromagnetischen Spektrum dieselbe Periodenlänge. Als Erklärung der kurzen Perioden der Pulsare kommt nur die rasche Rotation eines extrem dichten Sterns in Betracht. Aber selbst weiße Zwergsterne (s. S.150) würden wegen der schnellen Rotation und gewaltigen Zentrifugalkraft noch zerrissen werden. Dagegen können Neutronensterne mit einer Dichte von 10^{13} bis 10^{15} g/cm³ das Phänomen erklären.

Schon 1933 vermuteten W. BAUDE und F. ZWICKY, daß eine Supernova in einen Neutronenstern übergehen könnte. Die neuesten Beobachtungen bestätigen dies. Der Neutronenstern hat nur einen Durchmesser von 20 bis 40 km. Die rasche Rotation wird bei dem Supernovaausbruch durch Kollaps des Sternkerns erreicht (Erhaltung des Drehimpulses). Auch das Magnetfeld wird enorm verdichtet und auf 100 Millionen bis 1 Milliarde Tesla verstärkt. Der Neutronenstern sendet nur in Richtung der Magnetachse Strahlung aus. Klaffen Rotations- und Magnetachse auseinander, so überstreicht u.U. der Strahlenkegel im Rhythmus der Rotationsperiode die Erde und das Pulsarphänomen kommt zustande. Die Energie der Strahlung wird der Rotationsenergie entzogen. Die Rotationsgeschwindigkeit des Neutronensterns verlangsamt sich also mit der Zeit. Junge Neutronensterne (Crab-Pulsar!) sind daher am schnellsten, alte am langsamsten.

In besonderen Fällen kommt es zum Aufbau eines noch extremeren Magnetfelds. Diese Objekte nennt man Magnetare. Ihr Magnetfeld ist 100mal stärker als das irgendeines anderen kosmischen Objekts. Sie können in einer Art »Sternbeben« die Kruste der Neutronensterne aufbrechen und ungeheure Energien in Form von Strahlungsausbrüchen, vor allem im Gamma-Bereich, entlassen. Auch die sog. »Soft Gamma Repeaters« dürften weitgehend Magnetare sein. Das »soft« steht für weiche, also langwellige Gammastrahlung, die an den Röntgenbereich angrenzt. Eine andere Erklärung benötigen die Gamma-Bursts. Wahrscheinlich spielen sie sich in fernen Galaxien ab und stellen kurzzeitig (für höchstens einige Sekunden) die stärksten Energiequellen dar. Als Erklärung kommt die Vereinigung zweier Neutronensterne in Betracht, die sich schon zuvor auf einer engen Bahn umkreisten. Viel wahrscheinlicher ist aber der Kollaps extrem massereicher Sterne direkt in ein Schwarzes Loch (*Hypernova*). S. S. 191.

d) **R Coronae borealis-Sterne.** Hierbei handelt es sich um Überriesen, die lange Zeit eine konstante Helligkeit zeigen. Plötzlich zeigen sie einen Helligkeitsabfall von mehreren Größenklassen. Danach erfolgt der Wiederanstieg der Helligkeit, entweder sofort oder nach einem längeren Verweilen im Minimum. Bei allen diesen Erscheinungen kann eine Periodizität oder gleichbleibende Amplitude festgestellt werden. Auffallend ist das Vorkommen von Sternen des Spektraltyps R. In den Atmosphären kommt

Kohlenstoff sehr reichlich vor. Die Ursache ist ungeklärt (seltener Typ).

e) **T Tauri Sterne, RW Aurigae-Sterne, Orionveränderliche.** Sterne mit völlig unregelmäßigem Lichtwechsel. Die Amplituden liegen zwischen 1^m und 4^m. Während gelegentlich die Helligkeit über viele Wochen hinweg konstant bleibt, treten dann sehr rasche Schwankungen auf. Es sind Hauptreihensterne im HERTZSPRUNG-RUSSELL-Diagramm, Unterriesen oder Sterne, die knapp oberhalb der Hauptreihe liegen. Sie treten in Verbindung mit Wolken interstellarer Materie auf und werden deshalb oft als Nebelveränderliche bezeichnet. Es sind offensichtlich sehr junge Sterne. Mitunter treten sie in Gruppen auf, die man T Tauri-Assoziationen nennt. Sie liegen z.B. im Gebiet des Pferdekopfnebels im Orion, wo allein einige hundert T Tauri-Sterne gefunden wurden, sowie in der Gegend um NGC 2264 im Einhorn. Da die Assoziationen aus dynamischen Gründen nur ein Alter von maximal einigen wenigen Millionen Jahren haben können, sind die T Tauri-Sterne entsprechend alt. Der Lichtwechsel hängt mit umgebenden interstellaren Dunkelwolken und dem Abstoßen von Materiejets zusammen.

f) **U Geminorum- oder SS Cygni-Sterne,** die zunächst nur geringfügig um eine Normalhelligkeit herum schwanken und dann plötzlich in 1-5 Tagen um 2^m bis 6^m ansteigen. Danach wieder allmählicher Lichtabfall in 10-50 Tagen. Eine strenge Periodizität des Aufleuchtens ist zwar nicht zu finden, doch liegen die Intervalle der Lichtausbrüche zwischen 20 und 600 Tagen. Die Zeitdauer zwischen zwei Maxima ist in der Regel um so länger, je größer die Amplitude ist. Damit haben sie eine Ähnlichkeit mit den wiederkehrenden Novae und werden manchmal als *Zwergnovae* bezeichnet (seltener Typ).

g) **Z Camelopardalis-Sterne.** Ähnlich der vorherigen Gruppe, doch mit gelegentlichen Unterbrechungen. Dabei verharrt die Helligkeit mehrere Zyklen hinweg etwa auf halber Höhe zwischen Minimum und Maximum. Selten.

h) **Gamma Cassiopeiae-Sterne.** Hier handelt es sich um Sterne des Spektraltyps Be mit unregelmäßigen Helligkeitsschwankungen. Es sind schnell rotierende Sterne mit ausgedehnten Gashüllen in der Umgebung. Selten.

i) **UV Ceti-Sterne.** Hier handelt es sich um rote Zwergsterne, die plötzliche Helligkeitsausbrüche von 1 bis immerhin 6 Größenklassen zeigen. Der Anstieg dauert dabei nur Sekunden oder Minuten, der Gesamtverlauf eines Ausbruchs bis zu etwa einer Stunde. Zwar ist die Entdeckungswahrscheinlichkeit bei der Kürze der Eruptionen nicht sehr groß. Trotzdem kennt man inzwischen rund tausend UV Ceti-Sterne, die man oft auch als *Flare-Sterne* bezeichnet. Manchmal stehen sie auch in Verbindung mit interstellaren Wolken. Das ganze Verhalten erinnert sehr stark an die Eruptionen auf der Sonne (s. S. 111 u. 115), nur ist es wesentlich intensiver.

0,2-2 M_☉
noch früher
Kern im 2044/4481
Zwerg, gelbe Fläche,
mit Sternwind bis
10¹⁰ g/s