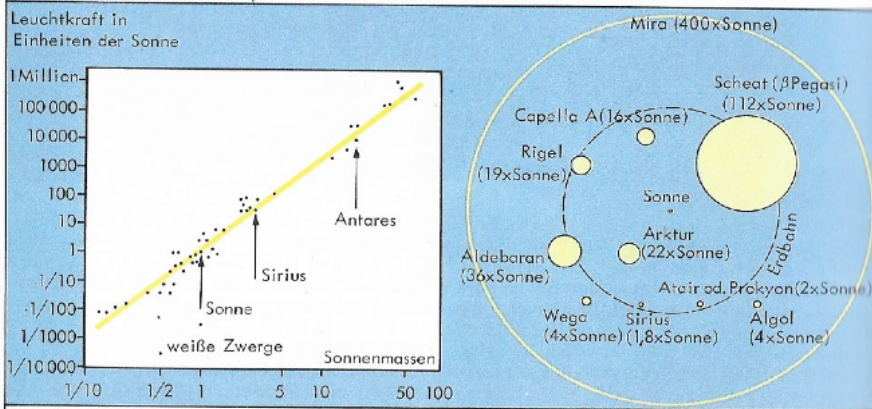
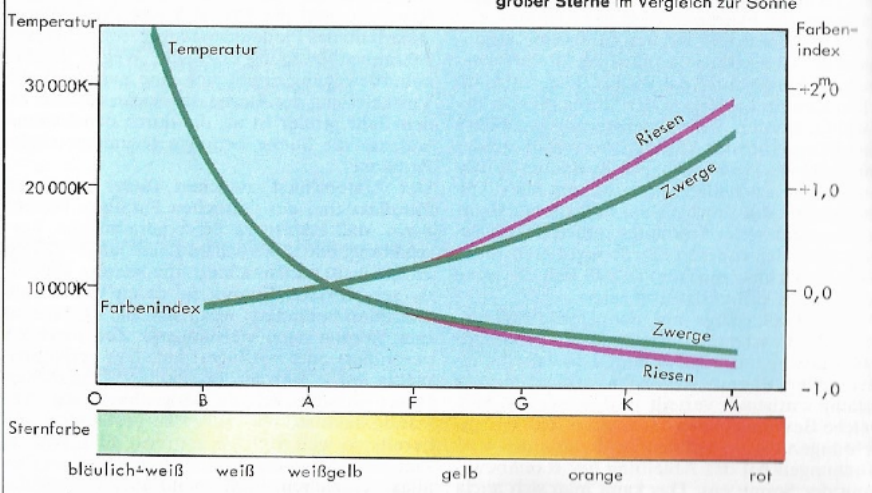


A Die wichtigsten Zustandsgrößen der Sterne im Vergleich zur Sonne



B Die Masse - Leuchtkraft - Beziehung

C Die Durchmesser einiger bekannter großer Sterne im Vergleich zur Sonne



D Der Zusammenhang zwischen Spektralklasse, Temperatur und Farbe der Sterne

individuellen Stern beide Bewegungsanteile (auch als »motus parallacticus« und »motus peculiaris« bez.) nicht getrennt werden können. Die säkularen Parallaxen lassen sich nur in einem einzigen Falle herauschälen: für größere Sterngruppen darf man annehmen, daß deren Mitglieder im Mittel Pekuliarbewegungen zeigen, die nach Betrag und Richtung eine Zufallsverteilung zeigen. Bildet man nun Mittelwerte, heben sich die Pekuliarbewegungen auf und der parallaktische Anteil ist berechenbar. Daraus erhält man wieder die mittleren Entfernungen der zur ausgewählten Gruppe gehörenden Sterne, nicht aber eine Entfernung für einen bestimmten Stern dieser Gruppe. Für bestimmte Gruppen, z.B. die  $\delta$  Cephei-Sterne, die Planetarischen Nebel, die Sterne der Spektralklassen O und B, ist diese Methode häufig angewandt worden.

**Zustandsgrößen der Sterne**

Unter den Zustandsgrößen eines Sterns versteht man die folgenden Eigenschaften:

1. Masse, 2. Leuchtkraft, 3. Radius, 4. Temperatur (möglichst die effektive T.), 5. Spektralklasse, 6. mittlere Dichte, 7. mittlere Energieerzeugung je  $\text{cm}^2$  und sec, 8. Schwerebeschleunigung an der Oberfläche, 9. Rotationsgeschwindigkeit, 10. Magnetfeld und 11. chemische Zusammensetzung.
- Vgl. die folgenden Abschnitte.

**Die absolute Helligkeit der Sterne**

Die von der Erde aus meßbare scheinbare Helligkeit der Sterne, in Größenklassen angegeben (s. S. 31), gibt noch keine Auskunft über die absolute Helligkeit, also die tatsächliche Leuchtkraft der Sterne. Sie kann erst in Verbindung mit der Entfernung berechnet werden. Man erhält dann die Leuchtkraft z.B. in Einheiten der Sonnenleuchtkraft und kürzt diese mit L ab. Meist berechnet man aber die absolute Helligkeit so, daß wir uns vorstellen, der betreffende Stern wäre genau 10 parsec entfernt. Die scheinbare Helligkeit, in der der Stern von diesem Abstand aus beobachtet werden könnte, ist dann die absolute Helligkeit. Bezeichnet man mit r die Entfernung in parsec, mit  $\pi''$  die Parallaxe in Bogensekunden, mit m die scheinbare und mit M die absolute Helligkeit, dann ist

$$M = m + 5 - 5 \log r$$

$$\text{oder } M = m + 5 + 5 \log \pi''$$

Der Wert  $m - M$  (scheinbare minus absolute Helligkeit) wird als *Entfernungsmodul* bezeichnet. In einigen Fällen ist es nützlich, den Entfernungsmodul statt der direkten Entfernung in parsec oder Lichtjahren anzugeben.

Der Sternatlas (S. 210-81) gibt für einige wichtige Sterne auch die absolute Leuchtkraft im Vergleich zur Sonne an. Unsere Sonne hat eine absolute Helligkeit von  $4^m 87$  visuell. Könnte man also die Sonne aus 10 parsec oder 32,6 Lichtjahren Abstand beobachten, würde sie noch nicht einmal so hell erscheinen wie Alkor, das »Reiterlein« über dem Knick der Deichsel

des Großen Wagens. Ähnlich wie die scheinbare, so kann auch die absolute Helligkeit verschieden definiert werden. Wichtig ist vor allem die *photographische* und die *bolometrische Helligkeit*. Die letztere gibt die Helligkeit des Gestirns im gesamten Spektrum an. Für die Sonne ist

$$M_{\text{phot}} = 5^m 16$$

$$\text{und } M_{\text{bol}} = 4^m 74$$

Die hellsten Sterne kommen bis auf das  $10^5$  bis  $10^6$ fache der Sonnenleuchtkraft, entsprechend etwa  $-9^m$  absoluter Helligkeit. Die schwächsten Sterne sind  $10^{-5}$  mal so hell wie die Sonne und die absolute Helligkeit liegt bei  $+17^m$ .

**Masse, Durchmesser und Dichte der Sterne**

Die Sterne erscheinen selbst in den größten Fernrohren punktförmig. Es ist daher nicht möglich, aus der Winkelgröße der Sternscheibchen in Verbindung mit der Entfernung den wahren Durchmesser in km zu bestimmen wie dies bei Sonne, Mond oder Planeten möglich ist. Unter Anwendung sogenannter *Interferometer*, bei denen die durch zwei Spalte gehenden Lichtstrahlen eines Sterns miteinander zur Interferenz gebracht werden, kann aber bei einigen Sternen doch der Winkeldurchmesser ermittelt werden.

Das gilt auch für die Bedeckungsveränderlichen (s. S. 159f.), bei denen aus dem Ablauf der gegenseitigen Bedeckungen der Sterne die scheinbaren Durchmesser mit besonderer Genauigkeit zu bestimmen sind. Bei wenigen Sternen (z.B. Antares) dienen auch Sternbedeckungen durch den Mond zur Messung der Winkeldurchmesser. Den größten scheinbaren Durchmesser haben o Ceti (Mira) und Beteigeuze mit 0,047".

In allen anderen Fällen kann der Durchmesser der Sterne aus Leuchtkraft und Temperatur abgeleitet werden. Aus diesen physikalischen Daten wird ermittelt, wieviel Strahlung der Stern insgesamt abgibt und wieviel Quadratzentimeter seine Oberfläche umfaßt. Daraus ist dann der Durchmesser zu berechnen.

Der größte bisher bekannte Stern ist VV Cephei mit 2400 Sonnendurchmessern. Nach unten ist die Grenze schwer zu ziehen: Es gibt weiße Zwergsterne (s. S. 191) bis zu Mondgröße herab, und Pulsare (s. S. 165), die man als Neutronensterne auffaßt, haben Durchmesser von etwa 20 km.

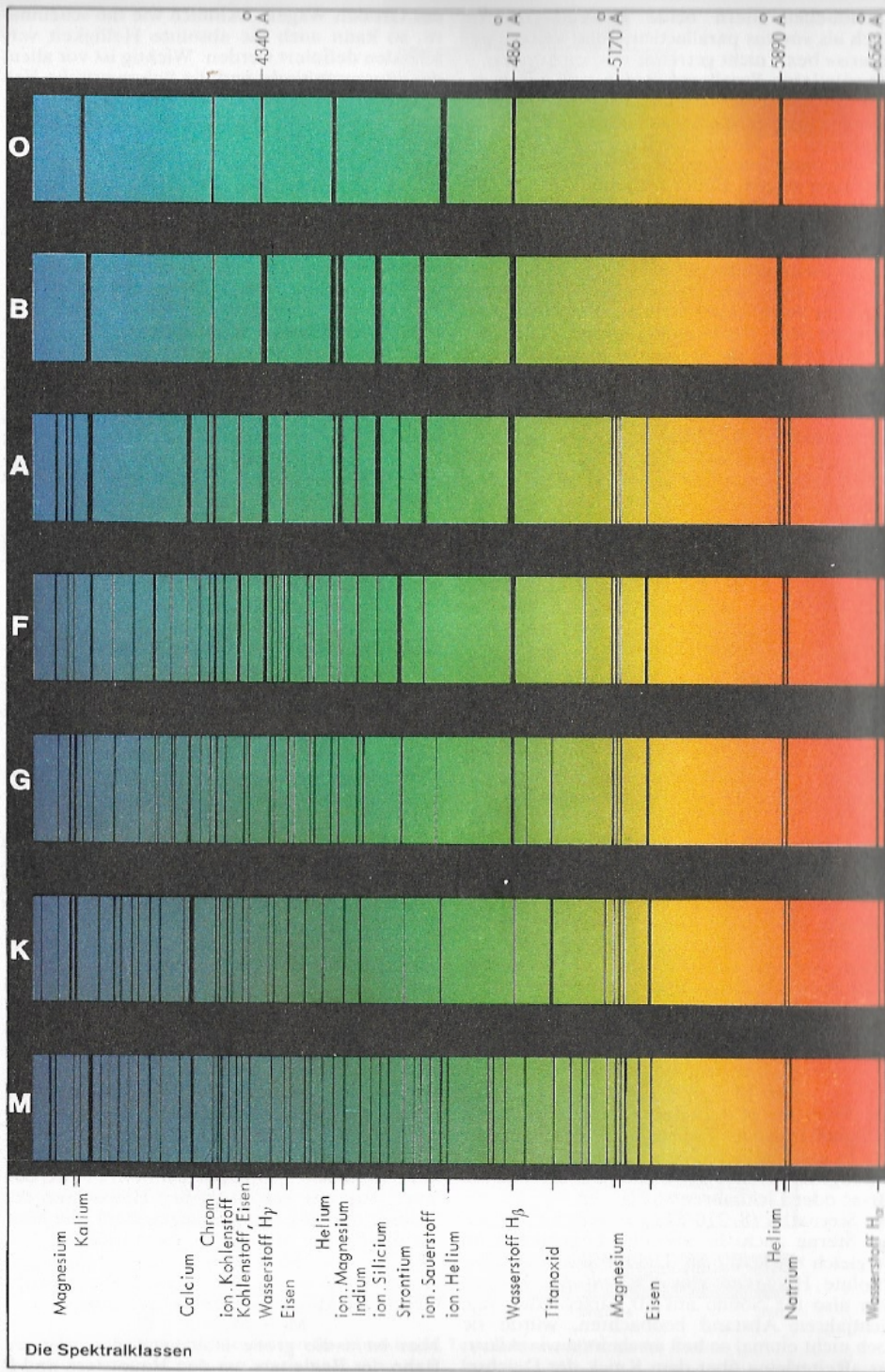
Die Massen der Sterne sind am genauesten zu bestimmen, wenn es sich um *visuelle Doppelsterne* (s. S. 157) handelt und wenn der Umlauf der beiden Komponenten um einen gemeinsamen Systemschwerpunkt beobachtet werden kann. Sind die beiden großen Halbachsen der Bahnen  $a_1$  und  $a_2$  (in AE angegeben), die Massen der Körper  $M_1$  und  $M_2$ , dann wird

$$M_1 : M_2 = a_2 : a_1$$

Andererseits ist aus dem dritten KEPLERSchen Gesetz die Massensumme zu berechnen

$$M_1 + M_2 = a^3 : P^2$$

Hier ist a die große Halbachse der relativen Bahn des Begleiters um den Hauptstern und P



Die Spektralklassen

die Umlaufzeit in Jahren. Aus beiden obigen Gleichungen kann  $M_1$  und  $M_2$  getrennt berechnet werden. Bisher war es bei rund 50 Doppelsternen möglich, die Massen nach obiger Methode zu bestimmen.

Bei den spektroskopischen Doppelsternen kann nur die Projektion der großen Halbachsen der Bahnen an die Sphäre festgestellt werden. Da aber die Bahnneigungen selbst nicht zu ermitteln sind, läßt sich zwar das Massenverhältnis der beiden Komponenten, nicht aber die Einzelmasse berechnen. Die kleinsten Sternmassen liegen bei 0,08 und die größten bei rund 100 Sonnenmassen. Die Erforschung der Doppelsterne ergab eine ziemlich strenge Beziehung zwischen der Masse und Leuchtkraft (S. 148 B). Ist erst einmal die *Masse-Leuchtkraft-Beziehung* geeicht, kann bei anderen Sternen, deren Massen nicht direkt bestimmt werden können, die Masse wenigstens näherungsweise ermittelt werden. Allerdings gilt die nebenstehende Masse-Leuchtkraft-Beziehung nur für die Sterne der Hauptreihe und die roten Riesen. Die weißen Zwergsterne weichen davon etwas ab, zum Teil auch schon die roten Riesen.

Aus Masse und Durchmesser (bzw. Volumen) eines Sterns kann schließlich auch die mittlere *Dichte* berechnet werden. Hier treten die stärksten Unterschiede auf. Während die roten Überriesen Dichtewerte von nur  $10^{-7} \text{ g/cm}^3$  haben, zeigen die weißen Zwerge Dichten von  $10^5$  bis  $10^6 \text{ g/cm}^3$  und die Neutronensterne von  $10^{13}$  bis  $10^{15} \text{ g/cm}^3$ . Schließlich kann aus der Masse und dem Radius eines Sterns die *Schwerebeschleunigung*  $g$  an der Oberfläche bestimmt werden. Es ist  $g = \gamma M/R^2$ . Dabei ist  $\gamma$  die Gravitationskonstante. Bei den weißen Zwergsternen kann die Schwerebeschleunigung das 1000fache des Wertes auf der Sonne betragen.

**Das Spektrum der Sterne**

Die Sternspektren zeigen wie das Sonnenspektrum (s. S. 105) ein Kontinuum, auf dem zahlreiche Absorptionslinien, seltener auch Emissionslinien, liegen. Doch gleichen die Sternspektren nicht völlig dem Spektrum der Sonne. Schon im vergangenen Jahrhundert fielen den ersten spektroskopisch arbeitenden Astronomen Unterschiede auf, die schließlich zu einer Klassifikation führten. Die Grundlagen der heute allgemein gebräuchlichen Spektralklassen gehen auf Untersuchungen der Harvard-Sternwarte zurück. Zur feineren Unterteilung werden die Klassen B bis K in zehn Unterklassen aufgeteilt, z.B. B6, G2, K4, usw. Die Typen W, O, R, N und S sind sehr selten.

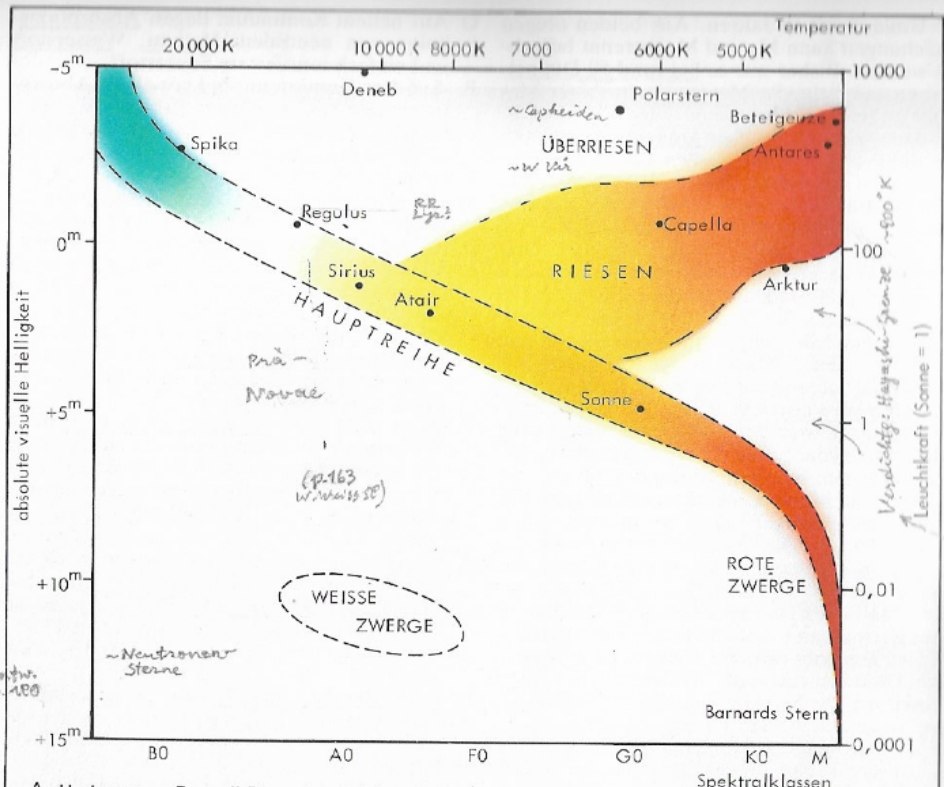
**Klasse Beschreibung**

W Auf einem sehr hellen Kontinuum liegen breite Emissionsbanden von Wasserstoff sowie neutralem und ionisiertem Helium (Wolf-Rayet-Sterne; sie sind von expandierenden Gashüllen umgeben, meist aus zwei Komponenten enger spektroskopischer Doppelsterne).

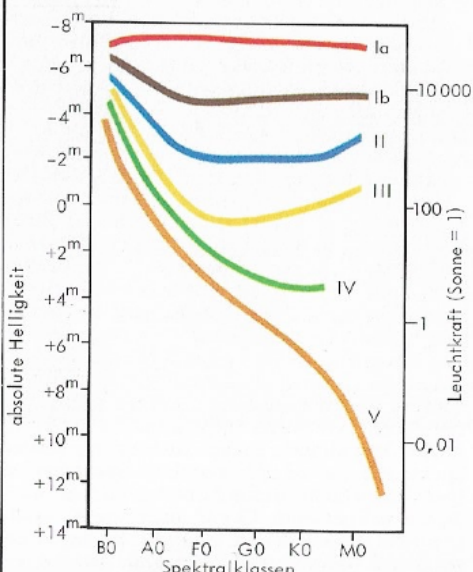
- O Auf hellem Kontinuum liegen Absorptionslinien von neutralem Helium, Wasserstoff und einfach ionisiertem Sauerstoff.
- B Auf dem Kontinuum sind vor allem Absorptionslinien des neutralen Heliums sichtbar. Gegen B9 hin werden diese schwächer, während die Wasserstofflinien verstärkt auftreten.
- A Die Wasserstofflinien beherrschen das Spektrum. Gegen A9 hin werden sie zwar etwas schwächer. Einige Metalllinien treten auf, ebenso gegen A9 hin die Linien H und K des einfach ionisierten Calciums.
- F Die Wasserstofflinien sind weiter abgeschwächt, die Linien H und K verstärkt. Das sogenannte G-Band entsteht durch dicht beieinander liegende Linien von Eisen, Titan und Calcium.
- G Die Linien H und K sind am stärksten, die Wasserstofflinien dagegen noch schwächer. Zahlreiche Metalllinien treten auf. Gegen G9 sind die Eisenlinien sogar stärker als die Wasserstofflinien. Die Sonne hat den Spektraltyp G2.
- K Das Kontinuum wird auf der kurzwelligen blauen Seite merklich schwächer. Am stärksten ist das G-Band. Die Wasserstofflinien sind kaum mehr sichtbar. Banden von Titanoxid treten auf. Die Linien H und K sind sehr stark.
- M Die Titanoxid-Banden sind am stärksten. Das G-Band ist in einzelne Linien aufgelöst. Das kurzwellige Ende des Kontinuums ist fast ganz verschwunden.
- R Cyan- und Kohlenstoffmonoxidbanden herrschen vor.
- N Ähnlich R. Jenseits 4500 Å ist kein Kontinuum mehr feststellbar. Wegen der bei den Klassen R und N auftretenden Kohlenstoffbanden werden diese Sterne auch oft als Kohlenstoffsterne bezeichnet.
- S Ähnlich M und N, mit Zirkonoxidbanden. Diese Spektralfolge wurde bis vor einigen Jahrzehnten irrtümlicherweise noch für eine Entwicklungsfolge der Sterne gehalten. So erklärt es sich, daß man noch heute die Klassen W bis A als »frühe«, F und G als »mittlere« und K bis S als »späte« Spektralklassen bezeichnet. An die Spektralklassifikation eines Sterns wird gelegentlich noch ein kleiner lateinischer Buchstabe zugefügt (z.B. A2p). Es bedeutet: n diffuse Linien; nn sehr diffuse Linien (oft als Folge des Stark-Effekts oder einer Doppler-Verbreiterung durch schnelle Rotation); s scharfe Linien; ss sehr scharfe Linien; e Emissionslinien bei Typen, wo solche sonst nicht auftreten; m starke Metalllinien; comp zusammengesetztes Spektrum; var oder v variables Spektrum; p (peculiar) andere Besonderheiten und Anomalitäten im Spektrum. Es gibt auch vorausgestellte kleine Buchstaben (z.B. gM0). Es bedeutet:

9.8.17 f. Spektroskop Astroverein

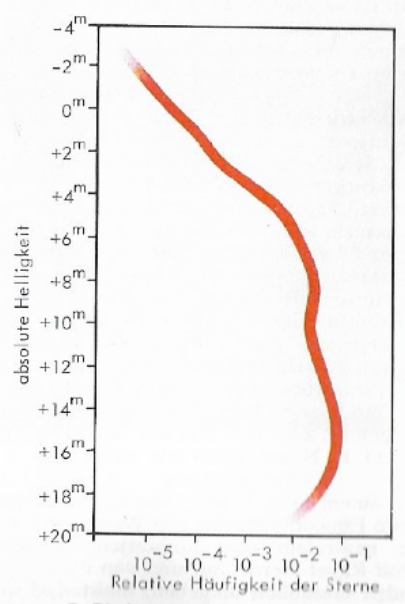
blau grün gelb rot



A Hertzsprung-Russell-Diagramm (Schema)



B Die Leuchtkraftklassen (MK-System) im Hertzsprung-Russell-Diagramm



C Die Leuchtkraftfunktion

Ursprünglich glaubte man auch, daß die Sterne der frühen Klassen wirklich mehr Wasserstoff und Helium enthalten als die Sterne der späten Klassen, die wiederum mehr Metalle enthalten sollten, weil die betreffenden Elemente sich besonders stark in diesen Spektren zeigen. Tatsächlich ist aber das unterschiedliche Aussehen der Sternspektren nicht allein ein Ausdruck der verschiedenen chemischen Zusammensetzung, sondern auch eine Folge der unterschiedlichen physikalischen Verhältnisse.

Eine quantitative Analyse der Elementhäufigkeit in den Sternatmosphären ist nur möglich, wenn deren Temperatur, Druck und Dichte bekannt sind. Dies gehört zu den schwierigsten Aufgaben der theoretischen Astrophysik. Verlässliche quantitative Analysen sind daher bis jetzt nur bei verhältnismäßig wenigen Sternen durchgeführt worden. Im allgemeinen scheint die Elementhäufigkeit in den Sternatmosphären, die einer direkten Untersuchung zugänglich sind, ähnlich der in der Sonnenatmosphäre zu sein (s. S. 104). Bei den Sternen vom Spektraltyp K bis M und R, N, S treten wegen der geringen Oberflächentemperaturen auch einfache molekulare Verbindungen auf. Im übrigen kann eine etwas unterschiedliche Elementhäufigkeit in zwei Gruppen von Sternen gefunden werden, die auch ein verschiedenes räumliches Vorkommen zeigen:

Die Sterne der **Population I** ähneln in ihrer Zusammensetzung der Sonne.  
Die Sterne der **Population II** zeigen innerhalb des gleichen Spektraltyps schwächere Metalllinien. Das Verhältnis Wasserstoff : Metalle ist etwa 10mal größer als bei den Sternen der Population I.

Eine anomale Elementverteilung zeigen einige seltenere Sterntypen: Die **Wolf-Rayet-Sterne** haben eine abweichende Häufigkeit der Kohlenstoff-, Stickstoff- und Sauerstoffatome. Bei anderen Sternen kann der Heliumanteil erhöht und der Wasserstoffanteil verringert sein (**Heliumsterne**). Die Sterne der Spektralklassen R und N enthalten anomal viel Kohlenstoff, der dort sogar häufiger zu sein scheint als Sauerstoff. Der letztere ist bei diesen Sternen in der Form von Kohlenstoffmonoxid gebunden. Bei den S-Sternen sind Zirkon, aber auch andere Elemente wie Yttrium, Niob, Molybdän, Barium, Technetium sowie die seltenen Erden stark vertreten.

**III = früheste (H, He)**  
Ferner gibt es Sterne mit über dem Durchschnitt vorhandenem Lithium oder Barium. In den magnetischen Sternen (s. S. 155) sind offenbar gleichfalls die seltenen Erden stärker vertreten, auch die Metallhäufigkeit ist erhöht. Die Spektralklassen stehen in einem engen Verhältnis zur **Oberflächentemperatur** und **Farbe** der Sterne. Die »frühen« Spektraltypen sind heißer als die »späten« Typen. Entsprechend geht die Farbe quer durch die Spektralklassen von blauweiß über weiß nach gelb, orange und rot. Die Temperaturen können dabei mit Hilfe der Spektralanalyse ermittelt werden (s. S. 33),

wobei die verschiedenen Definitionen der Temperatur zu berücksichtigen sind. Die Farbe kann auch quantitativ durch den **Farbenindex** (s. S. 31) angegeben werden. Damit ergibt sich zwischen Spektralklasse, Temperatur und Farbe bzw. **Farbenindex** ein Zusammenhang (s. S. 148 D).

Bei den roten Sternen unterscheidet man zwischen **roten Riesen** und **roten Zwergen**. Bei gleicher Spektralklasse und fast gleicher Temperatur zeigen sie in den anderen Zustandsgrößen, wie Durchmesser, Masse, Dichte und Leuchtkraft, beachtliche Unterschiede. Die absolute Leuchtkraft verrät sich aus dem Intensitätsverhältnis bestimmter Absorptionslinien. So sind z. B. die Linien des einfach ionisierten Strontiums oder des ionisierten Titans bei höherer Leuchtkraft stärker ausgeprägt.

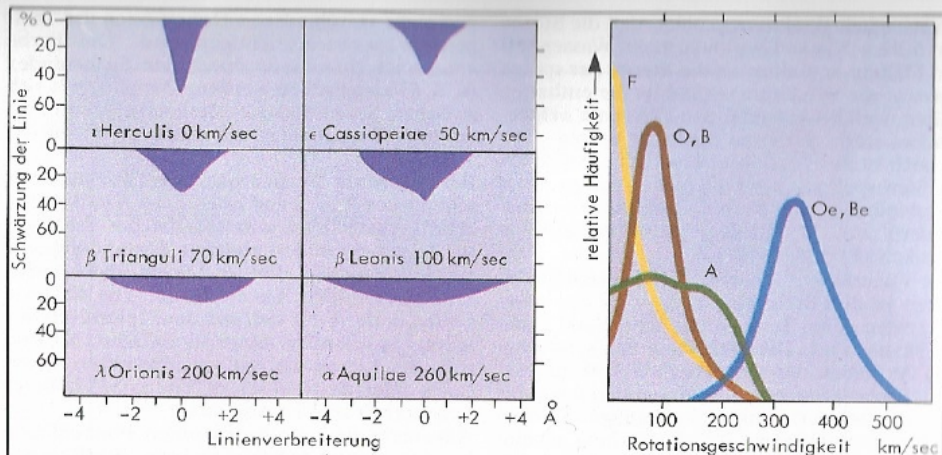
Allgemein sind die sogenannten **Funkenlinien** bei den absolut helleren Sternen, die **Bogenlinien** bei den absolut schwächeren Sternen intensiver. Bei den **Funkenlinien** handelt es sich um Linien ionisierter und bei den **Bogenlinien** um solche neutraler Atome. Man kann also die absolute Leuchtkraft eines Sterns spektroskopisch ermitteln, wenn das Verfahren zunächst an Sternen bekannter Leuchtkraft, die aus scheinbarer Helligkeit und Entfernung bestimmt wurde, geeicht wird. Umgekehrt läßt sich danach von einem Stern, dessen Leuchtkraft spektroskopisch ermittelt wurde, mit Hilfe der Formeln auf S. 149 die Entfernung bestimmen. Es ist dies die Methode der **spektroskopischen Parallaxen**. Sie geht noch wesentlich über die Reichweite der trigonometrischen Parallaxen hinaus, und zwar bis zu etwa 1000 Lichtjahre. Doch auch der Spektraltyp allein gibt schon eine, wenn auch weniger genaue Auskunft über die absolute Helligkeit eines Sterns. Dieses Verfahren der **Spektraltypparallaxen** reicht bis ungefähr 10000 Lichtjahre.

**Das Hertzsprung-Russell-Diagramm**

Große Bedeutung bei allen Fragen der Stellarastrophysik einschließlich der Probleme der Sternentwicklung gewann in den letzten Jahrzehnten ein Diagramm, das von E. HERTZSPRUNG und H. N. RUSSELL 1905-13 aufgestellt wurde. Auf der Senkrechten wird die absolute Helligkeit in Größenklassen oder die Leuchtkraft in Einheiten der Sonnenleuchtkraft aufgetragen. Auf der Waagrechten finden sich die Spektralklassen bzw. wegen des auf S. 148 dargestellten Zusammenhangs die Oberflächentemperatur oder die Farbe (Farbenindex). Daher spricht man auch vom **Farben-Helligkeits-Diagramm** (abgek. FHD) oder nach seinen Entdeckern vom **HERTZSPRUNG-RUSSELL-Diagramm** (HRD).

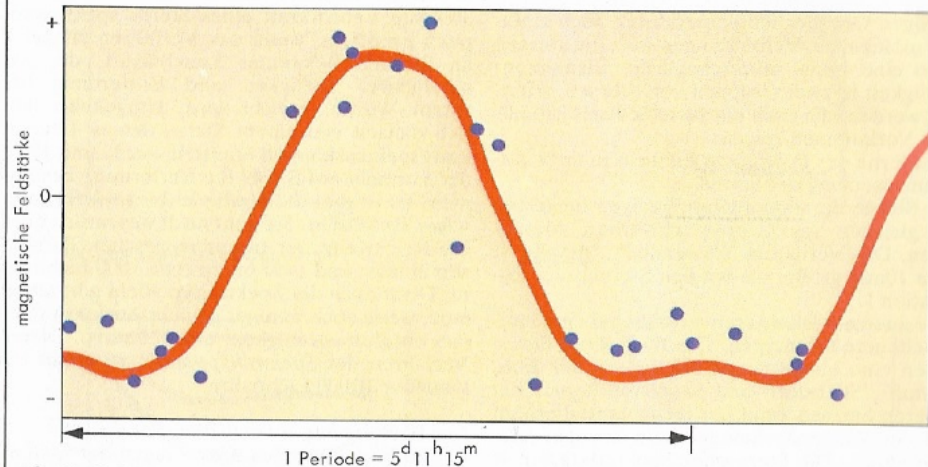
Deutlich ordnet sich die Mehrzahl aller Sterne auf einer **Hauptreihe** an, die sich von links oben nach rechts unten erstreckt. Links oben stehen die blauweißen Sterne hoher Leuchtkraft und Masse, in der Mitte die sonnenähnlichen gelben Sterne und rechts unten die roten Zwergsterne.

Handwritten note: "H. N. Russell 1905-13"

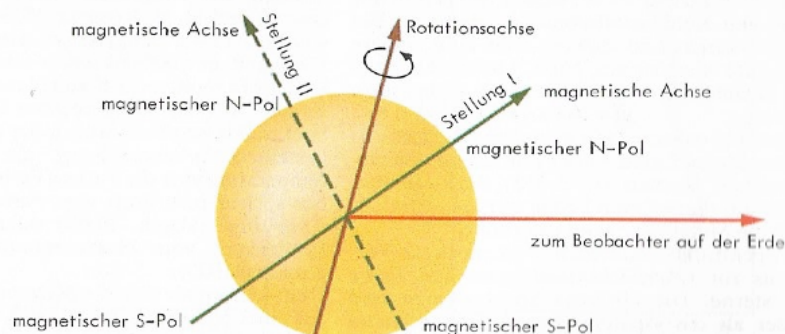


A Verbreiterung der bei 4481 Å gelegenen Magnesium-Linie (Mg<sup>2+</sup>) für verschiedene Sterne und die daraus abgeleiteten Rotationsgeschwindigkeiten

B Abhängigkeit der Rotationsgeschwindigkeit von der Spektralklasse



C Die Schwankung der magnetischen Feldstärke bei α Canum venaticorum (Cor Caroli). Die blauen Punkte stellen Messungen von H. W. Babcock dar. Die rote Kurve zeigt die theoretisch zu erwartende Änderung des Magnetfeldes für den Fall eines schiefen Rotators



D Änderungen und Umpolungen des Magnetfeldes bei den magnetischen Sternen durch einen schiefen Rotator: in Stellung I ist der magnetische N-Pol, in Stellung II der magnetische S-Pol dem Beobachter auf der Erde zugekehrt

Im oberen rechten Teil des HRD befinden sich die roten Riesensterne (*Riesenas*). Links unten finden sich noch einige *weiße Zwergsterne*. Die übrigen Felder des Diagramms sind so gut wie leer.

Über die tatsächliche Häufigkeit der einzelnen Sterntypen im HRD kann nur dann etwas ausgesagt werden, wenn man Sterne bis zu einer bestimmten Maximalentfernung in das Diagramm einträgt, da sonst die Sterne hoher Leuchtkraft, die bis in große Entfernungen sichtbar sind, gegenüber den schwächeren Sternen bevorzugt werden. Tatsächlich sind z.B. die roten Riesen seltener als die weißen Zwerge und innerhalb der Hauptreihe sind die absolut schwächeren Sterne, also die roten Zwerge, bei weitem in der Überzahl.

Ein von MORGAN, KEENAN und KELLMAN eingeführtes System von *Leuchtkraftklassen* (*Yerkes-System*, *MKK-System* oder einfach *MK-System*) teilt die Sterne nach ihrer absoluten Leuchtkraft ein (s. S. 152 B):

Leuchtkraftklasse	Bezeichnung
Ia-0	Über-Überriesen
Ia, Ib	Überriesen
IIa, IIb	helle Riesen
IIIa, IIIb	normale Riesen
IVa, IVb	Unterriesen
Va, Vb	Hauptreihensterne (Zwerge)
VI	Unterzwerge

Unter der *Leuchtkraftfunktion* (LKF) versteht man die relative Häufigkeit der Sterne in Bezug zur absoluten Leuchtkraft. Die Sterne geringer Leuchtkraft sind häufiger, doch ist der zu erwartende Abfall der Leuchtkraftfunktion bei den schwächsten Sternen etwas unsicher, da diese Sterne nicht vollständig genug zu beobachten sind (Abb. S. 152 C).

**Die Rotation der Sterne**

Während man bei unserer Sonne aus der Beobachtung der Flecken und anderer Erscheinungen sehr leicht die Rotationsgeschwindigkeit bestimmen kann, ist dies bei den Sternen auf direkte Weise nicht möglich; man kann sie nur als Punkte beobachten und daher keine Oberflächeneinzelheiten sehen. Doch hilft hier die Spektroskopie einen Schritt weiter. Auch die Rotationsgeschwindigkeit der Sonne läßt sich unter Anwendung des *DOPPLER-Effekts* bestimmen: man beobachtet getrennt den Ost- und Westrand der Sonne und stellt eine Violettverschiebung bzw. Rotverschiebung der Spektrallinien fest, die einer äquatorialen Rotationsgeschwindigkeit von 2,0 km/s entspricht.

Bei einem Stern läßt sich zwar nicht der eine oder der andere Rand der Sternscheibe getrennt untersuchen. Vielmehr erhält man von den verschiedensten Teilen der Sterne Licht, also von Teilen, die sich infolge der Rotation auf die Erde zu bewegen, und anderen Teilen, die sich von ihr weg bewegen. Das bedeutet, daß die Spektrallinien sowohl nach Violett als auch

nach Rot verschoben sind, d.h. die Linien sind verbreitert. Diese *DOPPLER-Verbreiterung* ist ein Maß für die Rotationsgeschwindigkeit.

Allerdings erhält man die wirkliche äquatoriale Rotationsgeschwindigkeit nur für den Fall, daß die Rotationsachse des Sterns senkrecht zur Beobachtungsrichtung steht. Da dies in den seltensten Fällen zu erwarten ist, erhält man meist einen zu geringen Wert für die Rotationsgeschwindigkeit. Würde man genau in Richtung der Rotationsachse blicken, erfolgte überhaupt keine *DOPPLER-Verbreiterung* mehr: der Stern würde scheinbar nicht mehr rotieren. Da es leider prinzipiell keine Möglichkeit gibt, die Neigung *i* der Rotationsachse zu bestimmen, erhalten wir nur Minimalwerte für die Rotationsgeschwindigkeit. Die gemessenen Werte sind noch mit dem Faktor  $\sin i$  behaftet. Trotzdem hat man aber durch Mittelwertbildung grundsätzlich zutreffende Vorstellungen über die Rotationsverhältnisse bestimmter Sterngruppen.

Bei den Bedeckungsveränderlichen kann übrigens noch eine andere Methode angewandt werden: bedeckt nämlich der eine Stern den anderen, so ist unter Umständen einmal der auf die Erde zu drehende Rand, ein andermal der von ihr weg drehende Rand des Sterns verdeckt, so daß die *DOPPLER-Verschiebungen* getrennt für jeden Rand zu bestimmen sind. Die Ergebnisse zeigen, daß sich die Sterne früher Spektraltypen schneller drehen als die der mittleren und späteren Typen. Bei den Oe- und Be-Sternen kommen sogar Rotationsgeschwindigkeiten bis zu etwa 560 km/s (*φ Persei*) vor. Es muß sich hierbei infolge der Zentrifugalkraft um stark abgeplattete Sterne handeln. Zum Teil fließen auch in der Äquatorebene Gasmassen vom Stern weg nach außen und bilden einen leuchtenden Gasring, in dem die bei diesen Sternen meist beobachtbaren Emissionslinien entstehen.

Heute sind von mehreren Tausend Sternen Messungen der Rotationsgeschwindigkeiten bekannt. Die Meßfehler liegen dabei zwischen 10 und 25 km/s. Rotationsgeschwindigkeiten unter 20 km/s sind daher kaum mehr nachweisbar.

**Magnetische Sterne**

Auf der Sonne sind in Verbindung mit den Sonnenflecken seit Beginn dieses Jahrhunderts Magnetfelder aufgefunden worden (s. S. 109), und es existiert auch ein schwaches allgemeines solares Magnetfeld. Bei den Sternen sind Magnetfelder ab 1946 unter Zuhilfenahme des *ZEMMAN-Effekts* (s. S. 37) aufgefunden worden. Obwohl heute schon von über 100 Sternen Magnetfeldmessungen bekannt wurden, handelt es sich immer nur um Sterne mit starken Magnetfeldern.

Die Feldstärken liegen über 0,01 Tesla (zum Vergleich: Totalintensität des irdischen Magnetfeldes an den Polen 60 μT), oft bei über 0,1 Tesla. Geringere Feldstärken sind meist technisch nicht nachweisbar. Fast alle magnetischen Sterne zeigen Schwankungen ihrer Feldstärke,

0,5 T