

2.3 Radiometrische Charakteristiken der Sonne und Sterne

2.3.1 Die Sonne

Die mittlere Entfernung zwischen Erde und Sonne ergibt sich aus der Sonnenparallaxe von $8''794$ zu $1.496 \cdot 10^{11}$ [m]. Aus dem scheinbaren Radius der Sonnenscheibe von $15'59''6$ ergibt sich der Sonnenradius zu $R_{\odot} = 6.96 \cdot 10^8$ [m]. Aus dem 3. Keplerschen Gesetz ergibt sich die Sonnenmasse M_{\odot} zu

$$M_{\text{Sonne}} = \frac{4\pi^2 r^3}{GT^2} = 1.989 \cdot 10^{30} [\text{kg}] \quad . \quad (2.31)$$

Aus dem Volumen der Sonne $V_{\text{Sonne}} = \frac{4\pi}{3} R_{\text{Sonne}}^3$ errechnet man eine mittlere Dichte von $\bar{\rho} = 1409.8$ [kg m^{-3}]. Die

Schwerebeschleunigung an der Sonnenoberfläche ergibt sich mit $a_{\text{Sonne}} = G \frac{M_{\text{Sonne}}}{R_{\text{Sonne}}^2} = 282.3$ [m s^{-2}].

Nahezu die gesamte, in den Weltraum abgegebene Strahlung der Sonne entstammt einer nur wenige Dutzend km starken Schicht mit starken Gradienten des Drucks, der Temperatur und des Absorptionskoeffizienten; der **Photosphäre**. Zwei Faktoren bestimmen den Gesamtstrahlungsstrom der Sonne.

Einerseits ist die Intensität der Sonnenscheibe nicht konstant, sie nimmt zum Rande hin ab (**Mitte-Rand-Variation, MRV**). Der Grund ist die Abhängigkeit der Intensität vom Polarwinkel θ , da in der Sonnenatmosphäre die optische Tiefe $\tau_{\nu} = 1$ zum Rand hin einer geometrisch höher liegenden Schicht mit geringerer Temperatur entspricht. Die MRV ist wellenlängenabhängig und bei kürzeren Wellenlängen stärker ausgeprägt. Sie läßt sich in grober Näherung beschreiben mit

$$I(\theta) = I_{\nu}(0) \left(1 - \mu_{\nu} (1 - \cos(\theta))\right) \quad . \quad (2.32)$$

Dabei ist μ_{ν} ein Parameter, welcher für die Sonne zwischen ca. 0.3 und 0.7 variiert.

Andererseits ist die spektrale Verteilung der Sonnenstrahlung nicht gleichförmig. Sie entspricht nur grob angenähert dem eines schwarzen Körpers mit einer Temperatur von ca. 6000 K. Im Detail gibt es erhebliche Abweichungen, verursacht durch Absorptionslinien (Fraunhoferlinien). Man unterscheidet daher die Intensität des Kontinuums I_{ν}^c (Bereiche zwischen den Fraunhofer-Linien) von der über schmale spektrale Bänder, aber über die Linien gemittelte Intensität I_{ν}^m . Die Abweichun-

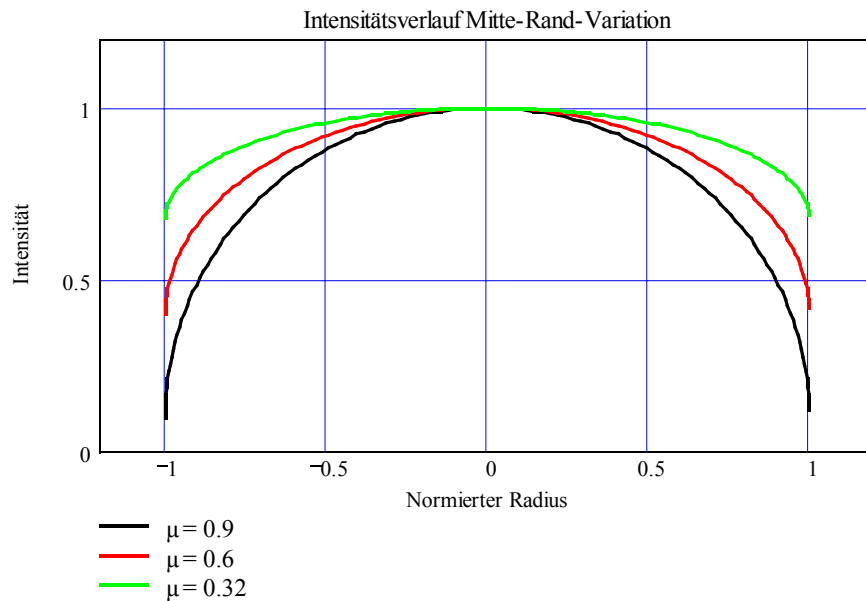
gen von I_v^m und I_v^c betragen im kurzwelligen Spektralbereich bis zu 80% und sind im langwelligen Bereich oberhalb 550 nm nur wenige %.

Über die Integration der Intensität über die MRV läßt sich der spektrale Strahlungsstrom F_v bestimmen. Durch Integration über die Wellenlänge erhält man den Gesamtstrahlungsstrom der Sonne mit $F = \int_0^\infty F_\lambda d\lambda = 6.33 \cdot 10^7 \text{ [W m}^{-2}\text{]}$ und die Leuchtkraft $L_{\text{Sonne}} = 4\pi R_{\text{Sonne}}^2 F = 3.85 \cdot 10^{26} \text{ [W]}$. Der Strahlungsstrom S in der mittleren Entfernung der Erde zur Sonne (Solarkonstante) ergibt sich mit

$$S = F \frac{R_{\text{Sonne}}^2}{r^2} = 1.37 \cdot 10^3 \text{ [W m}^{-2}\text{]} . \tag{2.33}$$

Dem Strahlungsstrom läßt sich nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz eine Effektiv-Temperatur der Photosphäre zuordnen:

$$T_{\text{eff}}^4 = \frac{F}{\sigma} \rightarrow T_{\text{eff}} = 5780 \text{ [K]} .$$



2.3.2 Die Sterne

2.3.2.1 Scheinbare Helligkeiten, Farbindices

Die Entfernungen zu den Sternen in unserer Milchstraße variiert zwischen ca. 1 pc (4 Lj) und 25 kpc ($8 \cdot 10^4$ Lj) mit einer entsprechenden Variation in den beobachteten Signal. Gemäß dem **Weber-Fechner'schen Gesetz** ist die Empfindung (Erregung) dem Logarithmus des Reizes proportional; dies gilt auch für empfundene Helligkeiten. Die schon von den Griechen verwendete Helligkeitsskala ist ein logarithmisches Maß der Strahlungsströme. Man definiert daher den Unterschied der **scheinbaren Helligkeit** m_1 und m_2 zweier Sterne als dekadischen Logarithmus der gemessenen Strahlungsströme s_1 und s_2 :

$$m_1 - m_2 = -2.5 \lg\left(\frac{s_1}{s_2}\right) . \tag{2.34}$$

Einheit: **magnitudines** [*mag*]. Merke: bei zunehmender scheinbarer Helligkeit m wird der Strahlungsstrom schwächer! **Tabelle 2.1** zeigt die zu gegebenen Differenzen in *mag* gehörenden Verhältnisse der Signale. Der Nullpunkt der Skala ist durch Angabe der visuellen Helligkeiten m_V (s. unten) der Sterne Wega (α Lyr; $V = 0.14$) und Deneb (α Cyg; $V = 1.33$) definiert.

Der gemessene Strahlungsstrom s hängt vom spektralen Strahlungsstrom und von der spektralen Empfindlichkeit E_λ des Empfängers ab:

$$s = \int_0^\infty f_\lambda E_\lambda d\lambda = \frac{1}{r^2} \int_0^\infty R^2 F_\lambda E_\lambda d\lambda$$

$$m_E = -2.5 \lg\left(\frac{1}{r^2} \int_0^\infty R^2 F_\lambda E_\lambda d\lambda\right) + const. \tag{2.35}$$

Es gibt je nach spektraler Empfindlichkeit des Empfängers verschiedene Systeme scheinbarer Helligkeiten. Sehr weit verbreitet ist die sich von der Empfindlichkeit des menschlichen Auges abgeleitete visuelle Helligkeit V , mit einer Verteilung zwischen 480nm und 650nm und einem Maximum bei 550nm.

Unterschied in Helligkeit $m_1 - m_2$	Verhältnis der Signale s_1/s_2
-1	2.51
-2.5	10
-5	100

Tabelle 2.1: Zusammenhang zwischen Magnituden und Signalverhältnissen.

Um die grobe spektrale Verteilung der Flüsse von Sternen charakterisieren zu können, wurden **Spektralindices** eingeführt. Das bekannteste ist das **UBV-System**, welches photoelektrisch und photographisch durch spektrale Empfindlichkeiten realisiert wurde (Johnson, Morgan 1951). Es ist später in den roten und infraroten spektralen Bereich ausgedehnt worden, dort durch die atmosphärische Transmission gegeben (**Tabelle 2.2**).

Index	Mittl. Wellenlänge $\bar{\lambda}$ [nm]	Index	Mittl. Wellenlänge $\bar{\lambda}$ [nm]
U	365	H	1630
B	440	K	2200
V	548	L	3500
R	700	M	5000
I	900	N	10600
J	1250	Q	21000

Tabelle 2.2: Gebräuchliche Spektralindices mit Zentralwellenlänge.

Je nach Effektivtemperatur bzw. spektralem Fluß sind die Indices für einen gegebenen Himmelskörper verschieden. Die Konstanten in Gl. (2.35) sind so gewählt, daß für einen Stern der **Spektralklasse** A0V (s. unten) gilt: U = B = V = ... etc. Für den praktischen Gebrauch sind Spektralindices durch Standardsterne realisiert.

Farbindices sind Differenzen von Spektralindices und stellen ein Maß für die spektrale Energieverteilung der Strahlung eines Himmelskörpers dar. Als erste Näherung erhält man aus Farbindices die **Farbtemperatur** T_F . In der Wien'schen Näherung (2.21) ergibt sich, wenn man die Integration über λ durch die Funktionen an der jeweiligen Schwerpunktswellenlänge $\bar{\lambda}$ ersetzt, für den Farbindex B - V:

$$B - V = 2.5 \lg(e) \frac{hc}{kT} \left(\frac{1}{\bar{\lambda}_B} - \frac{1}{\bar{\lambda}_V} \right) + const. \approx \frac{6800}{T_F [K]} + const. \tag{2.36}$$

Die Farbtemperatur ist die Temperatur desjenigen schwarzen Körpers, der im betrachteten Spektralbereich (hier B und V) denselben Intensitätsverlauf wie der betrachtete Körper hat. Da die Spektren von Sternen z. T erheblich von denen schwarzer Körper abweichen, hat die Farbtemperatur keine große Bedeutung. Farbindices - und damit Temperaturunterschiede - lassen sich aber mit hoher Präzision messen.

2.3.2.2 Entfernungen und Absolute Helligkeiten

Mit bekannten Entfernungen kann man wahre (absolute) spektrale Flüsse von Himmelskörpern bestimmen. Die Entfernungen zu den nächsten Sternen läßt sich geometrisch aus der Parallaxe messen und werden in Parallaxensekunden (**parsec** oder **pc**) angegeben.

Die HIPPARCOS-Mission der ESA hat die Parallaxen von 120000 Sternen mit einer Präzision von 2 ... 4 Milli-Bogensekunde (mas) gemessen, d. h. bis zu einer Entfernung von 100 pc sind die Entfernungen der Sterne auf besser als 40% genau.

Für diese läßt sich bei bekannter scheinbarer Helligkeit m die absolute Helligkeit M angeben. Diese ist definiert als die Helligkeit, welche der Stern in einer standardisierten Entfernung von 10 pc vom Beobachter hätte. Die Differenz von scheinbarer und absoluter Helligkeit hängt im wesentlichen von der Entfernung ab. Berücksichtigt man nur die Entfernung, so ergibt sich aus (2.35) zu

$$\begin{aligned} m - M &= -2.5 \lg \left[\frac{10}{(r[\text{pc}])^2} \right] = 5 \lg \left[\frac{r[\text{pc}]}{10} \right] = 5 \lg(r[\text{pc}]) - 5 \\ &= -5 - 5 \lg(p['']) \end{aligned} \quad (2.37)$$

Dabei ist p die in Bogensekunden (") gemessene Parallaxe. Die Größe $(m - M)$ heißt **Entfernungsmodul**. Jeder Faktor 10 in der Entfernung entspricht einer Änderung des Entfernungsmoduls um 5.

Die durch Staub und Gas in der Milchstraße hervorgerufene **interstellare Extinktion** ist ein weiterer, die scheinbare Helligkeit eines Sterns beeinflussender Faktor, welcher in Gl. (2.37) berücksichtigt werden muß. Man gibt die interstellare Extinktion **A** in Größenklassen an, dabei entspricht eine Extinktion von $A = 1 \text{ mag}$ etwa einer optischen Dicke des interstellaren Materials von $\tau = 1$. Entsprechend wird Gl. (2.37) zu

$$m - M = 5 \lg(r[\text{pc}]) - 5 + A \quad . \quad (2.38)$$

Absolute Helligkeiten M werden ähnlich wie die scheinbaren Helligkeiten m für spektrale Indices angegeben (M_V, M_U, \dots). die folgende Tabelle zeigt scheinbare und absolute Helligkeiten der Sonne.

Scheinbare Helligkeit	Farbindices	Absolute Helligkeit
U = -25.85	U - B = 0.18	M _U = +5.72
B = -26.03	B - V = 0.67	M _B = +5.54
V = -26.70		M _V = +4.87
m _{bol} = -26.83	BC = +0.13	M _{bol} = +4.74

Tabelle 2.3: Scheinbare und absolute Helligkeiten der Sonne (Entfernungsmodul -31.57 mag)

2.3.2.3 Bolometrische Helligkeit, Leuchtkraft, Sternradien

Als **bolometrische Helligkeit** m_{bol} bezeichnet man den Logarithmus des über das Spektrum integrierten Strahlungsstroms eines Sterns:

$$\begin{aligned}
 m_{bol} &= -2.5 \lg \left[\frac{1}{r^2} \int_0^\infty R^2 F_\lambda d\lambda \right] + const. \\
 &= -2.5 \lg \left[\frac{R^2 F}{r^2} \right] + const.
 \end{aligned}
 \tag{2.39}$$

wobei $F = \sigma T_{eff}^4$ der Gesamtstrahlungsstrom ist. Die Konstante ist so definiert, daß die **bolometrische Korrektur** $BC = (V - m_{bol})$ nicht negativ wird. Wegen der spektralen Extinktion der Erdatmosphäre muß man zu verlässlichen Messungen der bolometrischen Helligkeiten Beobachtungen vom Weltraum aus hinzuziehen. Die bolometrische Helligkeit ist ein Maß für die Leuchtkraft L eines Sterns:

$$\lg \left[\frac{L}{L_{Sonne}} \right] = 0.4 (4.74 - M_{bol}) .
 \tag{2.40}$$

Der in Erdnähe gemessene Strahlungsstrom f ist nach Gl. (2.8) gegeben mit:

$$f = F \frac{R^2}{r^2} = \sigma T_{eff}^4 \frac{R^2}{r^2} .
 \tag{2.41}$$

Bei bekannter Entfernung und Effektivtemperatur läßt sich daher der Radius eines Sterns aus seiner scheinbaren bolometrischen Helligkeit bestimmen. Messungen von scheinbaren Sternradien $\alpha = R/r$ lassen sich i. A. interferometrisch für einige nahe Sterne gewinnen. Sind also zwei der drei Größen T_{eff} , R oder r bekannt, so läßt sich die fehlende bestimmen. Auf diese Weise können Statistiken der wichtigen physikalischen Parameter T_{eff} und R und damit die Leuchtkräfte $L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$ gewonnen werden.

2.4 Klassifikation der Sternspektren

2.4.1 Harvard-Spektralklassifikation

Die Spektren von Sternen zeigen Kontinua mit Absorptionslinien, welche Atomen und Molekülen in verschiedenen Anregungs- und Ionisationszuständen zugeordnet werden können. Die Stärke und Halbwertsbreite der Spektrallinien hängen ab von

- Temperatur,
- Druck,
- magnetische Feldstärke (Zeeman-Effekt),
- Häufigkeiten der Spezies,

der jeweiligen für die Entstehung der Linie verantwortlichen Schicht der Sternatmosphäre.

Durchmusterungen der Spektren vieler Sterne wurden mit Objektivprismen und dedizierten Teleskopen durchgeführt. Die von Henry Draper in Harvard Ende des letzten Jahrhunderts begonnenen Arbeiten beinhalteten die Gewinnung und Klassifikation von Spektren mehrerer 10^5 Sterne (Henry Draper Catalogue). Die Klassen, ursprünglich alphabetisch geordnet, wurden nach absteigender Effektivtemperatur mit Buchstaben bezeichnet und ist heute noch gebräuchlich (s. Tabelle 2.4). Zur Klassifikation werden Spektrallinien herangezogen, welche empfindlich auf Änderungen der Temperatur reagieren. Zur feineren Unterteilung unterscheidet man neben den Hauptklassen noch bis zu zehn numerierte Unterklassen (z. B. A0 ... A9). Aus historischen Gründen bezeichnet man heiße Sterne mit Linien ionisierter Spezies als frühe Typen und solche ohne als späte Typen.

Klasse	Temperatur [K]	Prominente Spektrallinien	Bemerkungen
O	20000-35000	He II, C III, N III, O III, Si V	H I schwach, viele mehrf. ionisierte Linien
B	15000	He I, O II, Si II, Mg II	
A	9000	H I dominant	Kein He I
F	7000	Ca II (H & K), Metalle	
G	5500	H & K stark, G Band	
K	4000	H & K stark, G Band, Ca I 4227	
M	3000	Ca I 4227, TiO	Viele neutrale Metalle
L	2100 - 1300	FeH, CrH, neutrale Na, K, Rb, Cs	Braune Zwerge
T	1300 - 800	Banden von CH ₄ , H ₂ O	Kühle Braune Zwerge

Tabelle 2.4: Harvard (Morgan/Keenan)-Spektralklassen, erweitert um ultra-kühle Typen für Braune Zwerge. Angegeben sind die Oberflächentemperaturen und einigen Charakteristika der Spektren.

2.4.2 Yerkes-Spektralklassifikation - Leuchtkraftklassen

Die Oberflächentemperatur reicht als einziges Klassifikationskriterium nicht aus, da Sterne mit gleicher Oberflächentemperatur sehr verschiedene Leuchtkräfte haben können. Dies kann nur geschehen, wenn die Sternradien entsprechend schwanken. Mit zunehmenden Radius geht die Oberflächenschwerkraft stark zurück, dies resultiert in eine Abnahme des Drucks an der Oberfläche und in aufgrund der geringeren Druckverbreiterung schärfer definierten Spektrallinien. Linien ionisierter Spezies sind bei geringerem Druck ebenfalls mehr ausgeprägt. Diese Kriterien lassen sich zur Klassifizierung in sieben Leuchtkraftklassen (römische Ziffern) für Sterne gleicher Harvard'scher Spektralklasse heranziehen (s. **Tabelle 2.5**). Jeder Typ kann in Untergruppen a, ab oder b unterteilt werden.

Leuchtkraftklasse	Beschreibung
Ia = 0	Superriesen mit höchster Leuchtkraft
I	Superriesen (Überriesen)
II	Helle Riesen
III	Riesen
IV	Unterriesen
V	Zwerge, Hauptreihensterne
VI	Unterzwerge

Tabelle 2.5: *Leuchtkraft-Klassen.*

Die vollständige Klassifikation von Sternen ist den folgenden Beispielen zu entnehmen.

Stern	Klasse	Bemerkungen
Sonne	G2 V	Zwerg
α Lyrae	A0 V	Wega, Zwerg
α Cygni	A2 Ia	Deneb, blauer Superriese
α C Mi	F5 IV	Polarstern, Unterriese
α Orionis	M2 Ib	Betelgeuse, Überriese

Tabelle 2.6: *Beispiele für die Klassifikation bekannter Sterne.*

2.4.3 Sondertypen

Ca. 90% aller Sterne lassen sich in das Schema der Yerkes- oder MKK-Klassifikation einfügen. Der Rest umfaßt zusammengesetzte Spektren un aufgelöster Doppelsterne sowie Spektren von Sternen mit ungewöhnlicher chemischer Komposition und andere Sonderfälle (**peculiar stars**), die hier kurz beschrieben werden.

Wolf-Rayet - Sterne sind massereiche Sterne mit breiten Emissionslinien und kaum Absorptionslinien. Man nimmt an, daß diese Sterne ihre Hülle an einen Begleiter abgegeben haben, so daß man auf innere Schichten des Sterns blickt.

Ca. 15% aller O- und B- Sterne zeigen schwache Emissionskerne in den Absorptionslinien des Wasserstoffs (**Be-Sterne**). Die Emissionen werden einer den Stern umgebenden, abgeflachten Gashülle zugeschrieben.

P Cygni - Sterne zeigen starke Emissionslinien mit schmalen Absorptionslinien auf der kurzwelligen Seite. Diese werden als von einer dicken Hülle gebildet angesehen.

Die pekuliären A-Sterne (**Ap-Sterne**) haben starke Magnetfelder und zeigen daher durch den Zeeman-Effekt aufgespaltene Linien.

S- und **C-Sterne** sind Sonderformen der K- und M-Sterne mit ungewöhnlichen Elementhäufigkeiten. S-Sterne enthalten eine andere Mixtur seltener Erden im Vergleich zu normalen Sternen und sind häufig irreguläre Variable. C-Sterne haben einen hohen Anteil an Kohlenstoff.

2.5 Zustandsdiagramme

2.5.1 Hertzsprung - Russell - Diagramm (HRD)

Als die absoluten Leuchtkräfte und die Spektraltypen einiger heller Sterne Anfang dieses Jahrhunderts bekannt waren, sind die Zusammenhänge dieser Größen von **Ejnar Hertzsprung** und **Henry Russell** studiert und in ein Diagramm zusammengefasst worden. Im **Hertzsprung-Russell - Diagramm (HRD)** ist die absolute Helligkeit gegen den Spektraltyp (und damit die Oberflächentemperatur) aufgetragen. Das HRD ist eines der wichtigsten diagnostischen Hilfsmittel der Astrophysik.

Das HRD zeigt eine Häufung von Sternen in mehreren Ästen. Am meisten fällt die *Hauptreihe* auf, welche sich diagonal von hohen Leuchtkräften bei frühen Typen zu niedrigen Leuchtkräften bei späten Typen erstreckt. Eine weitere Häufung ist bei

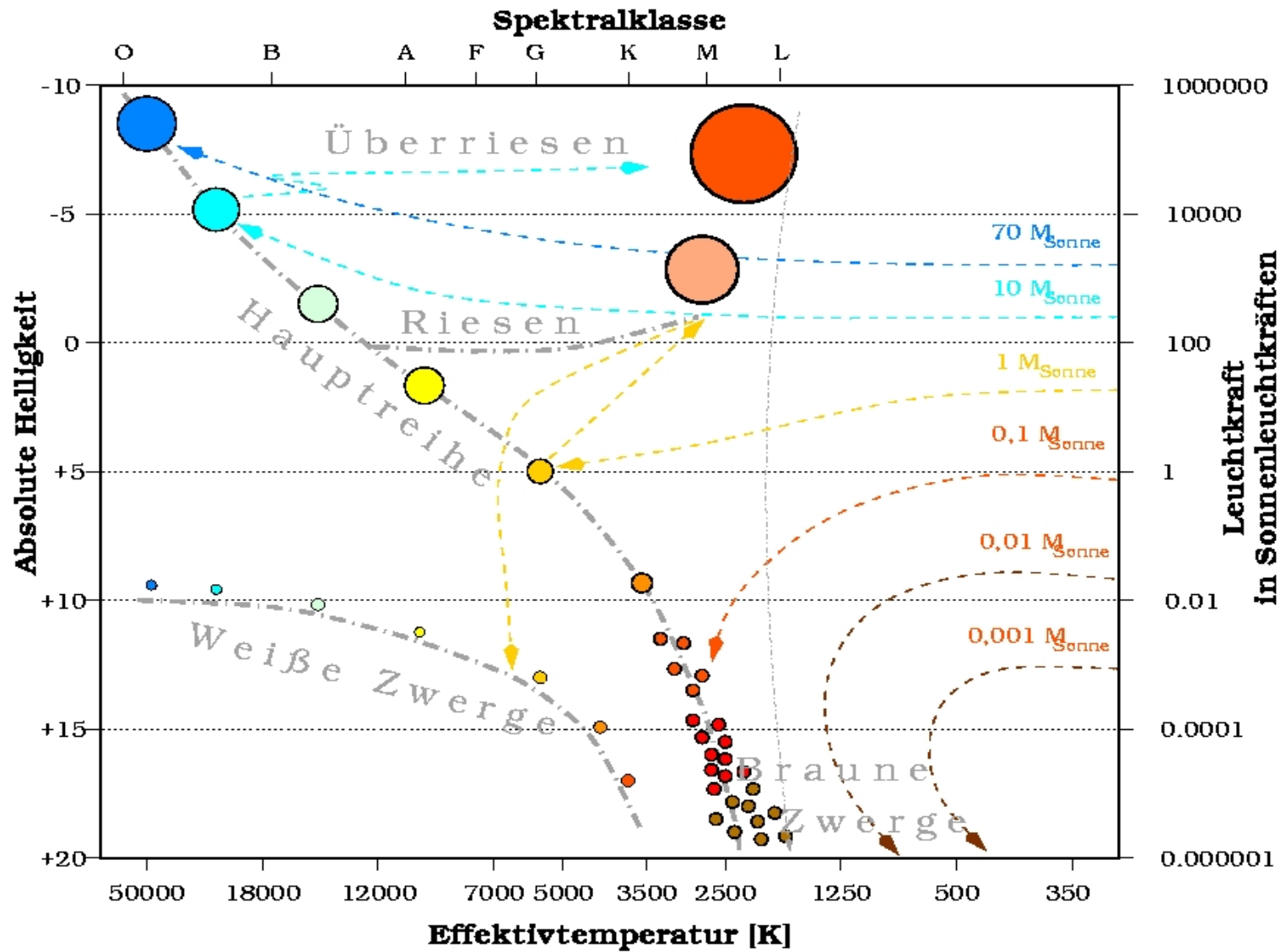


Abbildung 2.1: Hertzsprung-Russell - Diagramm (schematisch).

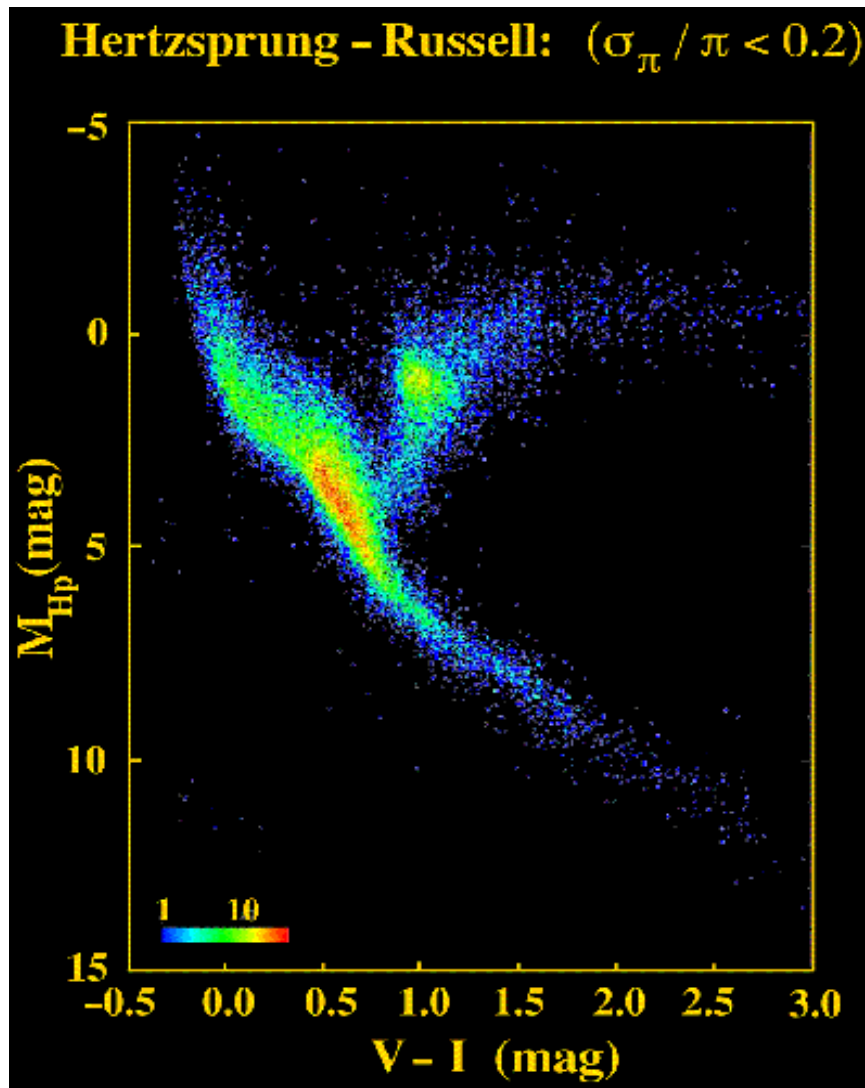


Abbildung 2.2: FHD für 41400 Sterne mit Parallaxen besser als 20%. ESA HIPPARCOS.

$M \cong 0$ der *Horizontalast der Riesen*. Von der Hauptreihe erstreckt sich bei den Spektralklassen K und M der *Rote Riesenast* fast vertikal zu hohen Leuchtkräften. Der *asymptotische Riesenast* verbindet den Horizontalast und das leuchtstarke Ende des Roten Riesenasts. Eine Häufung bei den sehr leuchtschwachen, frühen Typen markiert das Reich der *Weißer Zwerge*.

Die Äste markieren Sterne in unterschiedlichen Entwicklungsstadien. Die Belegung des HRD ist starken Auswahleffekten unterworfen und selten vollständig. Systematische Fehler können durch interstellare Verfärbung hervorgerufen werden (s. u.). HRDs werden zur Analyse wohldefinierter Sternpopulationen verwendet. Seine Interpretation spielt eine besondere Rolle in der Theorie der Sternentwicklung.

2.5.1.1 Farb-Helligkeits - Diagramm (FHD)

Ersetzt man den Spektraltyp im HRD durch den Farbindex (B - V), so erhält man ein Farben-Helligkeits-Diagramm. Dieses ist dem HRD äquivalent. In vielen Fällen lassen sich die Farbindices mit großer Genauigkeit ermitteln, so daß FHD gerade für gut charakterisierte Sterngruppen wichtig sind.

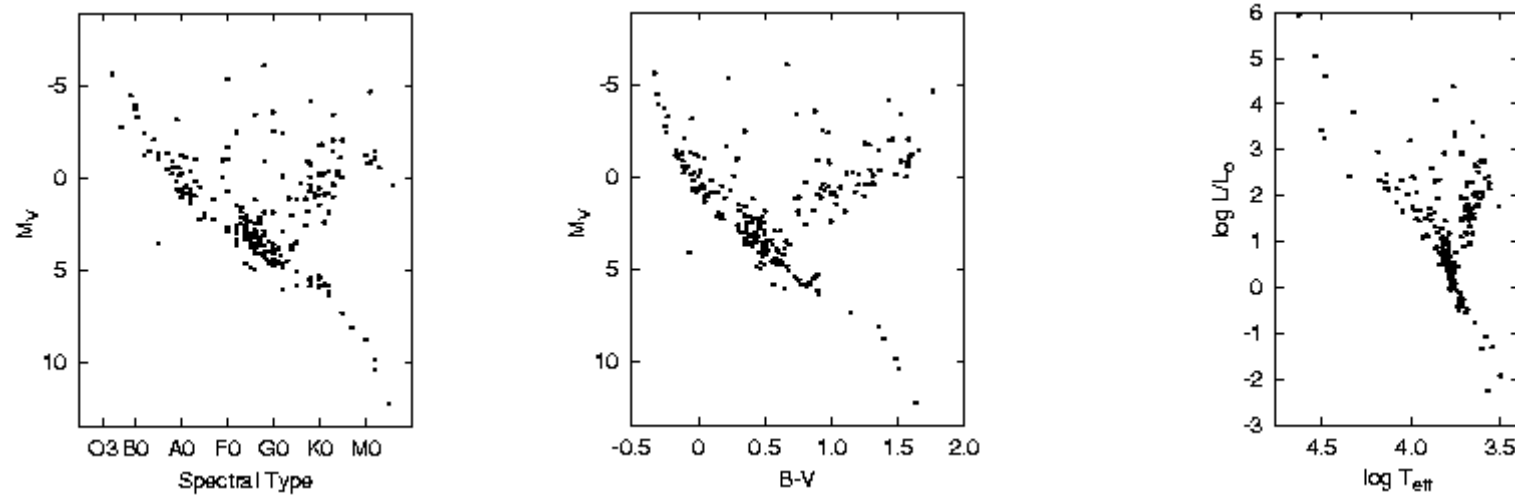


Abbildung 2.3: Drei Formen des HRD für dasselbe Ensemble von Sternen. Links: klassisches HRD nach Spektraltypen. Mitte: Farb-Helligkeits-Diagramm. Rechts: Effektivtemperatur (theoretisches HRD). Nach T. Kaempf, Sternwarte der Univ. Bonn.

2.5.1.2 Farb-Farb - Diagramm (FFD), interstellare Verfärbung

Farbindices haben den Nachteil, daß sie durch interstellare Absorption verfälscht sein können. Diese wird vorwiegend durch Staubteilchen mit Dimensionen $\sim \lambda$ hervorgerufen und ist proportional zu λ^{-1} . Lange Wellenlängen werden daher weniger absorbiert (interstellare Verfärbung, Rötung, reddening). Die interstellare Absorption ist stark ortsabhängig. Sie läßt sich mit Hilfe eines Farb-Farb-Diagramms für wohldefinierte Sternengruppen (z. B. Mitgliedern von Haufen) bestimmen.

In einem FFD werden zwei Farbindices, z. B. $(U - B)$ gegen $(B - V)$, aufgetragen. Für schwarze Körper würde sich fast eine Gerade ergeben. Aufgrund der Physik der Sternatmosphären ergibt sich für unverfälschte Indices (*Eigenfarbe*) $(U - B)_0$ und $(B - V)_0$ eine Wellenlinie. Eine Rötung verschiebt die Welle diagonal um die *Farbexzesse* $E_{U-B} = (U - B) - (U - B)_0$ bzw. $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$. Bei bekannter Eigenfarbe läßt sich der Farbexzeß und damit bei bekanntem Färbungsgesetz die Absorption bestimmen.

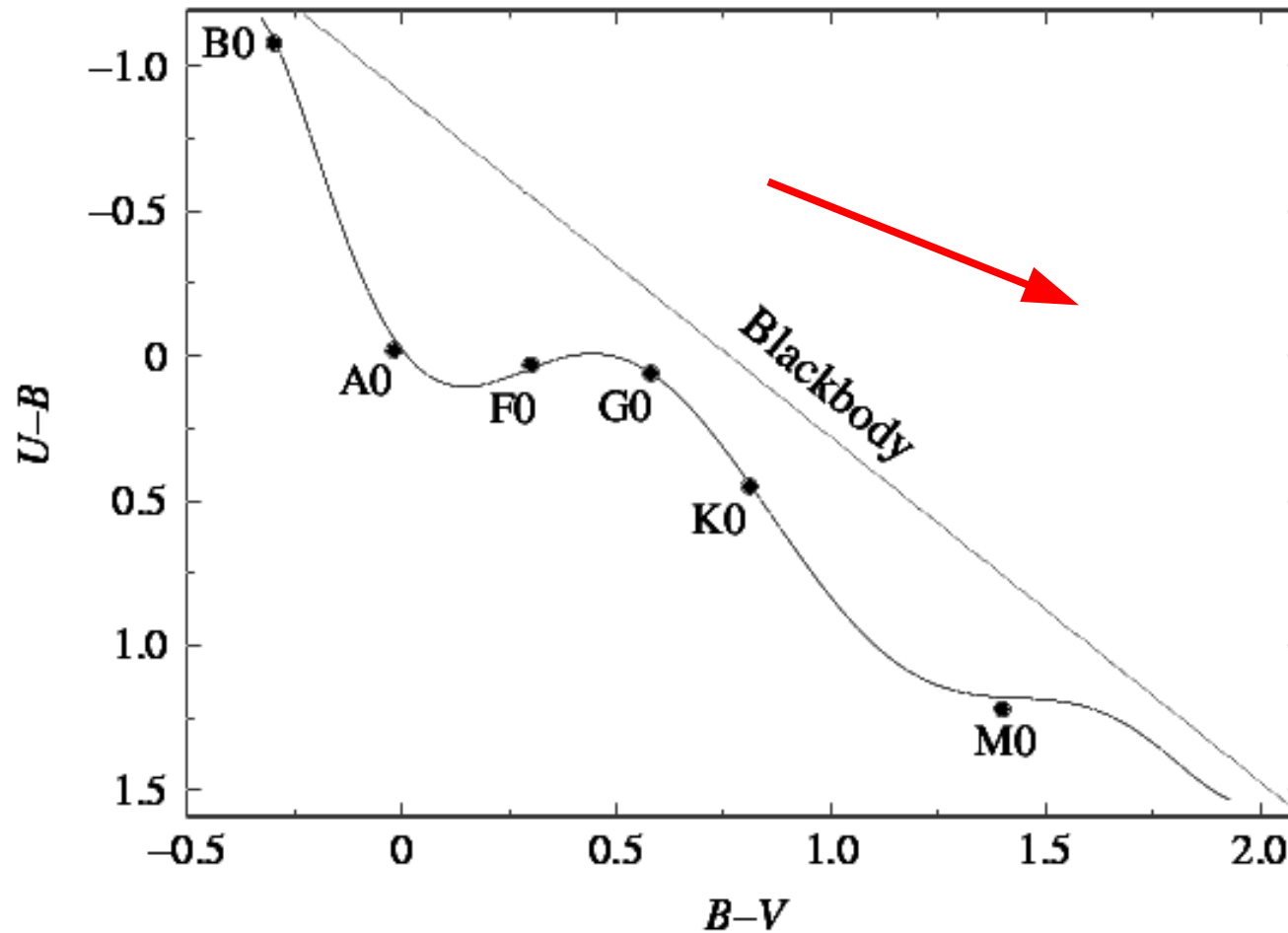


Abbildung 2.4: Farb-Farb-Diagramm für einen schwarzen Körper (gestrichelt) und Sterne der Leuchtkraftklasse V. Der Pfeil deutet die Verschiebung des Diagramms bei Vorhandensein interstellarer Extinktion an.

2.5.2 Doppelsterne und Sternmassen

Die Massen der Sterne läßt sich nur über die Gravitation bestimmen und ist daher auf die Messung von Doppel- und Mehrfachsysteme beschränkt. Allerdings sind die Mehrheit der Sterne Mitglieder von Mehrfachsystemen. Die Massenbestimmung erfolgt durch Beobachtung einiger Bahnparameter in Doppelstern-Systemen in Verbindung mit den Kepler'schen Gesetzen.

2.5.2.1 Visuelle Doppelsterne

Bei visuellen Doppelsternen kann man beide Komponenten und ihre relative Bewegung direkt beobachten und erhält die scheinbare große Halbachse a der Bahnellipse (in [arc sec]) sowie die Periode P in Jahren. Bei bekannter Parallaxe p ergibt sich die Summe der Massen mit

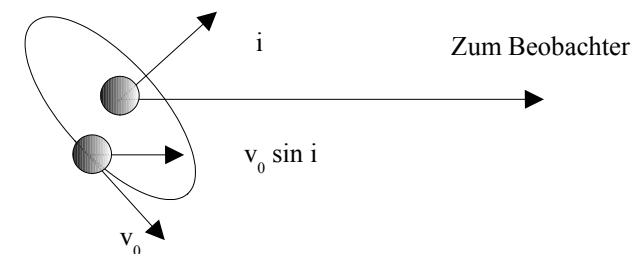
$$M_1 + M_2 = \frac{a^3}{p^3 P^2} = \frac{4\pi^2}{G} \frac{a^3 [m]}{P^2 [s]} \quad (2.42)$$

Ist außerdem die Position des Schwerpunktes bekannt (durch Astrometrie mit Referenzsternen nahebei), so lassen sich die Massen einzeln ermitteln.

Mitunter ist nur eine Komponente sichtbar und verrät seinen Partner durch eine periodische Komponente in der Eigenbewegung (*astrometrischer Doppelstern*).

2.5.2.2 Spektroskopische Doppelsterne

Bei spektroskopischen Doppelsternen können die Komponenten nur aufgrund der durch den Orbit entstehenden Variationen der Sichtliniengeschwindigkeit getrennt, aber nicht separat im Fokus beobachtet werden. Im Spektrum sieht man zwei sich periodisch gegeneinander verschiebende Systeme von Spektrallinien. Nach dem Dopplereffekt entspricht der maximalen relativen Verschiebung eine Geschwindigkeit v . Da die Lage der Bahnebene zum Beobachter, gegeben durch den Neigungswinkel i der Normalen zur Beobachtungsrichtung, i. A. nicht bekannt ist, kennt man auch die wahre Bahngeschwindigkeit des Systems v_0 nicht. Die Geschwindigkeiten hängen zusammen mit $v = v_0 \sin(i)$, so sind viele Größen spektroskopischer Doppelsternsysteme um eine Potenz von $\sin i$ unsicher.



Zur Geometrie spektroskopischer Doppelsterne.

Die beiden scheinbaren Geschwindigkeitskomponenten v_j ($j = 1,2$) lassen sich bei Kreisbahnen aus dem Spektrum ermitteln. Mit ihnen erhält man aus

$$m_1 v_1 = m_2 v_2 \quad (2.43)$$

das Massenverhältnis. Aus dem Hebelgesetz und dem 3. Keplerschen Gesetz erhält man außerdem die **Massenfunktion** (*mass function*)

$$\frac{m_2^3 \sin^3(i)}{(m_1 + m_2)^2} = \frac{v_1^3 P}{2\pi G} \quad (2.44)$$

Durch Kombination von (2.43) und (2.44) lassen sich die Größen $m_j \sin^3 i$ ermitteln.

Bei elliptischen Bahnen lassen sich die Exzentrizität und die Länge des Periastrons aus den Geschwindigkeitskurven bestimmen, und man erhält die Massen wiederum bis auf einen Faktor $\sin^3 i$.

2.5.2.3 Bedeckungsveränderliche

Schaut man hinreichend genau entlang der Bahnebene, so können sich die Komponenten eines Doppelsternsystems gegenseitig bedecken ("*Bedeckungsveränderliche*"). Diese Okkultationen rufen periodische Variationen der Leuchtkraft hervor. Aus der Form der Lichtkurve lassen sich Rückschlüsse auf die Bahnparameter ziehen. Insbesondere erhält man die Radien der Sterne sowie die Inklination i . Kennt man außerdem spektroskopische Geschwindigkeiten, so lassen sich die absolute Bahn, die Massen und die mittleren Dichten der Komponenten bestimmen.

Archetyp eines Bedeckungsveränderlichen ist β Persei (*Algol*) mit einer Periode von $P = 2.87$ d. Einige Doppelsterne sind einander so nah, daß es zum Massenaustausch kommen kann (β Lyrae - Sterne), oder haben eine gemeinsame Atmosphäre (W UMa - W Ursae Majoris - Sterne), sogenannte Kontakt-Doppelsterne.

2.5.2.4 Die Masse-Leuchtkraft - Beziehung

Sternenmassen variieren zwischen 0.08 und ca. 100 Sonnenmassen, der größte Teil der Sterne hat Massen zwischen 0.3 und 3 Sonnenmassen. Trägt man die Leuchtkraft der Sterne gegen ihre Masse auf, so ergibt sich für Hauptreihensterne ein gut etablierter Zusammenhang, die Masse-Leuchtkraft-Beziehung. Für Sterne schwerer als etwa 0.2 Sonnenmassen ist der Zusammenhang empirisch grob durch ein Potenzgesetz gegeben,

$$\lg\left(\frac{L_i}{L_{\text{Sonne}}}\right) = 3.8 \lg\left(\frac{M_i}{M_{\text{Sonne}}}\right) + 0.08 \quad . \quad (2.45)$$

Dieser Zusammenhang legt nahe, daß Hauptreihensterne sich in einem vergleichbaren Entwicklungsstadium befinden und daß die Masse das wesentliche, die Leuchtkraft bestimmende Element ist.