

Fixsterne

ASTRONOMIE

Jährliche Sternbewegung

**Das Wichtigste auf einen Blick**

Nahe Fixsterne scheinen im Laufe eines Jahres bei der Beobachtung von der Erde aus vor dem weit entfernten Sternenhintergrund etwas zu wandern.

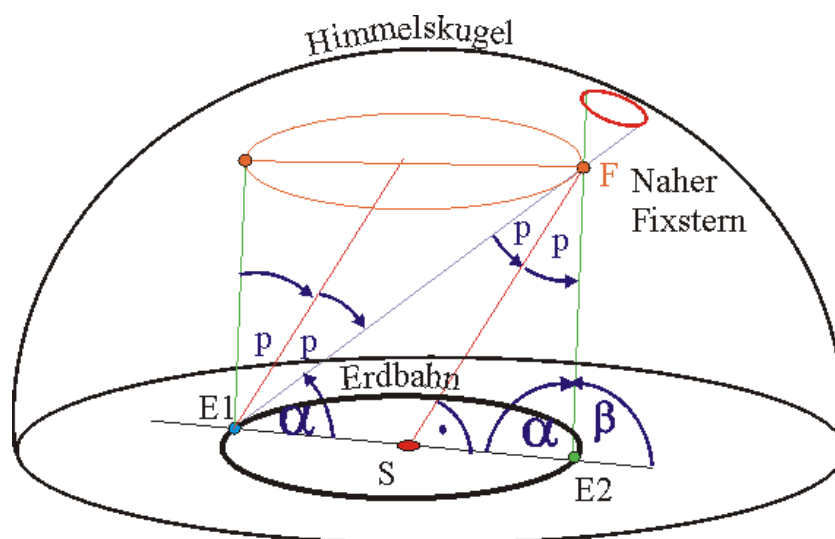
Ursache dafür ist, dass sich die Erde im Laufe eines Jahres einmal um die Sonne bewegt.

Mithilfe der beobachteten jährlichen Parallaxe  $p$  kann die Entfernung relativ naher Sterne (bis ca. 326Lj) berechnet werden.

Bei genauer Betrachtung eines nahen Fixsternes wandert der Fixstern vor dem Sternenhintergrund (sehr fernen Sternen) im Laufe eines Jahres geringfügig. Der Stern beschreibt eine ellipsenförmige Bahn vor dem Sternenhintergrund. Diese ellipsenförmige Bahn ist die Projektion der Erdbahn am Stern auf den Sternenhintergrund. Für Sterne in der Ekliptikebene ist die Ellipse sehr flach, für Sterne senkrecht zur Ekliptik ist die Ellipse nahezu kreisförmig. Nahe Sterne haben eine große Ellipse, ferne Sterne eine kleine.

Den Winkel, unter dem man von einem Stern aus den Erdbahnradius sieht, nennt man **jährliche trigonometrische Parallaxe  $p$** .

Es ist dies derselbe Winkel, unter dem man die große Halbachse der „scheinbaren jährlichen Parallaxenellipse“ des Sterns“ auf dem (unendlich entfernten) Sternenhintergrund von der Erde aus sieht.



**Wichtige astronomische Längeneinheiten**

**Parallaxensekunde:** 1 pc ist die Entfernung, unter der man den Erdbahnradius unter einem Winkel von einer Bogensekunde sieht.

**Lichtjahr:** 1Lj ist die Entfernung, die das Licht in einem Jahr zurücklegt.

Für die Umrechnung der beiden Längeneinheiten ineinander gilt

$$1 \text{ pc} = \frac{1 \text{ AE}}{1''} = \frac{1 \text{ AE}}{\frac{2\pi}{360 \cdot 3600}} = 206000 \text{ AE} = 3 \cdot 10^{16} \text{ m} = 3,26 \text{ Lj}$$

**Entfernungsbestimmung**

Die Entfernung eines Sterns, dessen große Halbachse der Parallaxe man unter einem Winkel  $p$  sieht, ist

$$r = \frac{1 \text{ pc} \cdot 1''}{p}$$

Die kleinsten messbaren Parallaxen liegen bei 0,01'', man kann also Sternentfernungen mit dieser Methode nur bis 100pc = 326Lj bestimmen.

Die jährliche Parallaxe des Polarsterns beträgt  $0,050''$ . Berechnen Sie seine Entfernung in AE, pc und Lichtjahren.

Lösung einblenden

## Weiterführende Artikel

>

### Scheinbare Sternhelligkeit

#### Das Wichtigste auf einen Blick

Die scheinbare Helligkeit eines Sternes gibt an, wie hell ein Beobachter auf der Erde den Stern wahrnimmt. Die scheinbare Helligkeit wird in mag (für Magnituden) angegeben. Sterne mit kleineren mag-Werten werden dabei als heller wahrgenommen als Sterne mit größeren mag-Werten. Die Skala der scheinbaren Helligkeiten basiert auf einem logarithmischen Zusammenhang. Als Nullpunkt dient die scheinbare Helligkeit des Sterns Wega. Am Himmel sind die Sterne selbst mit guten Teleskopen stets punktförmig. Aber ihre Helligkeit ist unterschiedlich. Die Helligkeit ist von der Leuchtkraft  $L$  eines Sternes und von seiner Entfernung vom Beobachter auf der Erde abhängig. Dabei bezeichnet man die Helligkeit, die man auf der Erde empfindet als **scheinbare Helligkeit** oder **Magnitude**. Die scheinbare Helligkeit ist daher die Helligkeit ohne Berücksichtigung der Sternentfernung.

#### Einteilung im Altertum

Im Altertum wurden Sterne entsprechend ihrer beobachteten Helligkeit in sechs verschiedene sogenannte Größenklassen eingeteilt. Die 1. Größenklasse beinhaltete besonders helle Fixsterne, die 6. Größenklasse Sterne, die gerade noch mit dem Auge sichtbar sind.

#### Moderne Festlegung

Heutzutage liegt der Einteilung der Sternhelligkeit das Weber-Fechner-Gesetz zugrunde. Es besagt im Prinzip, dass für die Stärke  $D$  einer Sinnesempfindung ausgelöst durch einen Reiz der Stärke  $R$  gilt  $D = c \cdot \lg \frac{R}{R_0}$ . Bei einem exponentiellen Anstieg der Reizstärke wächst die Empfindung im Sinnesorgan nur linear. Dies gilt insbesondere auch für die Wahrnehmung von Helligkeiten durch das menschliche Auge.

Für den Unterschied der scheinbaren Helligkeit  $m$  zweier Objekte in mag (von magnitudo) gilt

$$m_1 - m_2 = -2,5 \cdot \lg \left( \frac{E_1}{E_2} \right)$$

wobei  $E$  die Energie pro Zeit und Fläche, also Leistung pro Fläche ist. Eine umgekehrte Auflösung liefert:

$$\frac{E_1}{E_2} = 10^{\frac{m_2 - m_1}{2,5}} = \left( 10^{\frac{1}{2,5}} \right)^{m_2 - m_1} = 2,51^{m_2 - m_1}$$

Um hieraus eine einheitliche Skala für die Sternhelligkeit zu gewinnen, ist noch ein fester Referenzwert nötig. Dazu wird klassischerweise der Stern **Wega** als Nullpunkt gewählt. Seine Helligkeit wird entsprechend mit  $m = 0\text{mag}$  festgelegt. Daraus ergeben sich folgende relative Helligkeiten (Magnituden) bzw. Größenklassen:



Die Sonne hat eine maximale relative Helligkeit von  $m = -26,7\text{mag}$ , der Vollmond von maximal  $m = -12,7\text{mag}$  und die ISS bei einem geeigneten Überflug maximal  $m = -5\text{mag}$ .

#### Zusammenhang zwischen Größenklassenunterschied und Strahlungsleistungsverhältnis

Aufgrund des logarithmischen Maßstabs entspricht eine gleiche Differenz bei den Helligkeiten (Größenklassen) dem gleichen Verhältnis bei den Strahlungsleistungen.

Helligkeits-/ Größenklassenunterschied	$m_2 - m_1$	1	2,5	5	7,5	10	12,5
Leistungs-/Energieverhältnis	$\frac{E_1}{E_2}$	2,5	10	100	1000	10000	100000

### Verständnisaufgabe

Zwei Sterne haben die scheinbaren Helligkeiten 6 mag und 1 mag. Berechnen Sie das Verhältnis ihrer ankommenden Strahlungsleistung pro  $\text{m}^2$  auf der Erde.

Lösung einblenden

Berechnen Sie, um welchen Faktor sich die Strahlungsleistung pro  $\text{m}^2$  von Sonne ( $-26,7 \text{ mag}$ ) und Vollmond ( $-12,5 \text{ mag}$ ) unterscheiden.

Lösung einblenden

### Weiterführende Artikel

>

Absolute Sternhelligkeit

#### Das Wichtigste auf einen Blick

Der Abstand eines Sternes von der Erde hat Einfluss auf seine beobachtete Helligkeit.

Die absolute Helligkeit  $M$  gibt an, wie hell ein Stern im Normabstand von 10 pc erscheinen würde.

Das Entfernungsmodul gibt die Differenz von relativer und absoluter Helligkeit an:  $m - M = 5 \cdot \lg\left(\frac{r}{10 \text{ pc}}\right)$

#### Abstand beeinflusst relative Helligkeit

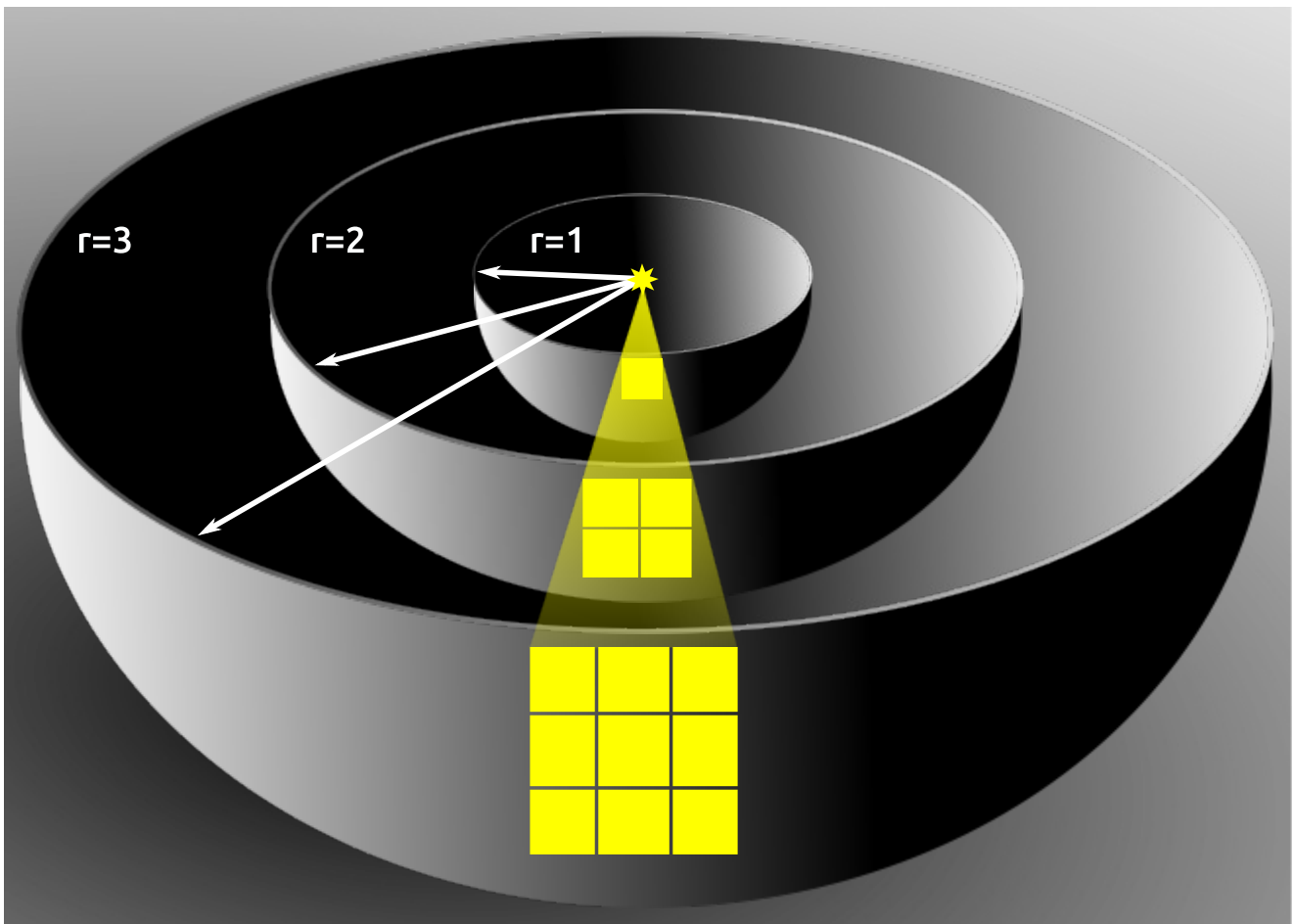


Abb. 1 Flächen gleicher ankommender Strahlungsleistung in verschiedenen Abständen

Die von einem Stern ausgehende Strahlung durchdringt den Raum ohne absorbiert zu werden und wird in alle Richtungen in gleicher Stärke gestrahlt. Die gesamte Leistung, die durch eine um den Stern gelegte Kugelschale mit beliebigem Radius  $r$  fließt, ist daher konstant. Jedoch verteilt sich die ausgehende Strahlungsleistung mit zunehmender Größe der Kugelschalen auf eine größere Fläche (abgl. Abb.1). Hieraus folgt, dass die Strahlungsleistung pro  $\text{m}^2$  im Abstand  $r$  vom Stern die gesamte Strahlungsleistung des Sterns  $L$  dividiert durch die Kugeloberfläche  $A = 4\pi \cdot r^2$  einer Kugel mit eben diesem Radius  $r$  ist:

$$E = \frac{L}{4 \cdot r^2 \cdot \pi}$$

wobei  $E$  die ankommende Strahlungsleistung pro  $\text{m}^2$  ist und  $L$  die abgestrahlte Leistung des Sterns ist.

Aus diesem Grund erscheinen zwei Sterne gleicher Leuchtkraft  $L$  für uns Beobachter auf der Erde unterschiedlich hell, wenn die Sterne einen unterschiedlichen Abstand von der Erde besitzen.

#### Vergleichbarkeit durch Helligkeit im Normabstand

Um Sterne bezüglich ihrer Leuchtkraft  $L$  vergleichen zu können, müssten sie alle gleichen Abstand vom Beobachter haben. Diesen Normabstand hat man mit  $10\text{pc}$  ( $= 32,6L_j$ ) festgelegt.

#### Absolute Helligkeit

Die (relative) Helligkeit, mit der Sterne in  $10\text{pc}$  Entfernung erscheinen würden, heißt **absolute Helligkeit**  $M$ . Die absolute Helligkeit ist ein Maß zum Leuchtkraftvergleich der Sterne.

#### Umrechnung von relativ in absolute Helligkeit

Es gilt

$$M_1 - M_2 = -2,5 \cdot \lg \frac{\frac{L_1}{4\pi(10\text{pc})^2}}{\frac{L_2}{4\pi(10\text{pc})^2}} = -2,5 \cdot \lg \frac{L_1}{L_2}$$

und weiter

$$m - M = -2,5 \cdot \lg \frac{\frac{L}{4\pi r^2}}{\frac{L}{4\pi(10\text{pc})^2}} = -2,5 \cdot \lg \left( \frac{10\text{pc}}{r} \right)^2 = +5 \cdot \lg \left( \frac{r}{10\text{pc}} \right)$$

Dies ist das sog. Entfernungsmodul.

## Entfernungsmodul

Das **Entfernungsmodul** gibt die Differenz zwischen scheinbarer Helligkeit  $m$  und absoluter Helligkeit  $M$  an, die in einem festen Zusammenhang mit der Entfernung  $r$  des Sterns steht:

$$m - M = 5 \cdot \lg\left(\frac{r}{10\text{pc}}\right)$$

## Verständnisaufgabe

Die scheinbare Helligkeit der Sonne beträgt  $-26,7\text{mag}$ . Berechnen Sie daraus ihre absolute Helligkeit.

Lösung einblenden

Der Stern Spica in der Jungfrau besitzt eine jährliche Parallaxe von  $0,019''$ . Seine scheinbare Helligkeit beträgt  $0,98\text{mag}$ . Berechnen Sie seine absolute Helligkeit.

Lösung einblenden

Für den hellen Schulterstern des Orion "Beteigeuze" kennt man auf Grund seines Spektrums die absolute Helligkeit  $M = -5,7\text{mag}$ , wohingegen seine relative Helligkeit  $m = 0,41\text{mag}$  beträgt. Berechnen Sie die Entfernung von Beteigeuze.

Lösung einblenden

## Weiterführende Artikel

>

Spektralklassen

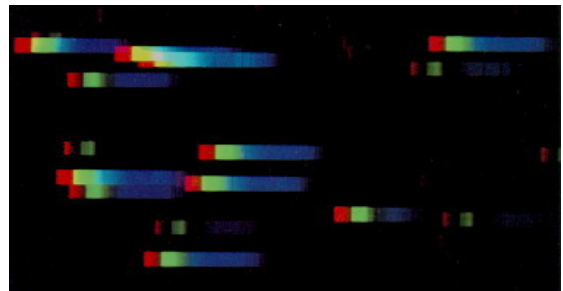
### Das Wichtigste auf einen Blick

Mittels Spektralanalyse erhält man das charakteristische Spektrum eines Sterns. Aus Eigenschaften des Spektrums (Strahlungsmaximum, Absorptionslinien) kann man Rückschlüsse auf Eigenschaften des Sterns (z.B. die Oberflächentemperatur) ziehen.

Zur Klassifizierung werden sog. Spektralklassen genutzt. Die sieben Grundtypen werden mit O, B, A, F, G, K und M bezeichnet.

Zerlegt man das Licht eines Sterns z.B. mittels eines Prismas oder eines Gitters in seine Bestandteile, so erhält man ein für den Stern charakteristisches Spektrum. Aus dem Spektrum können verschiedene Informationen gewonnen werden: So sagt z.B. das Maximum der Wellenlänge etwas über die Oberflächentemperatur des Sterns aus (WIENSches Verschiebungsgesetz) und die Absorptionslinien (FRAUNHOFER-Linien) liefern detailliertere Aussagen über die den Stern umgebenden Gase.

Genauer zur Aufnahme von Spektren von Sternen findet man bei [Astronomie.de](http://Astronomie.de).

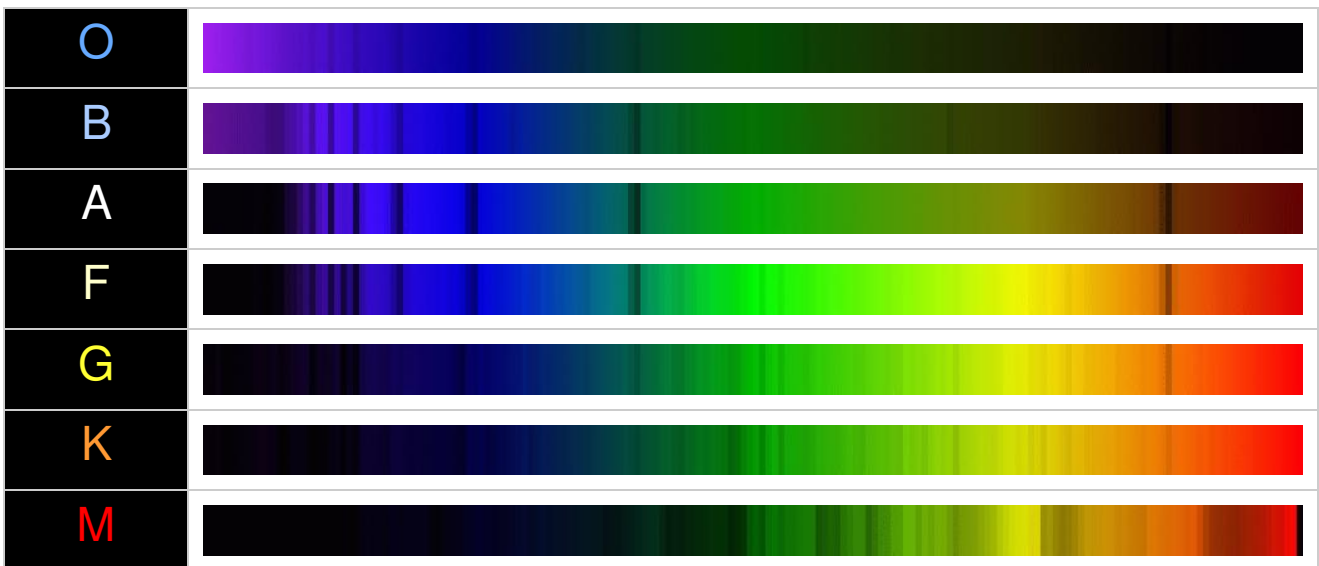


Objektivprismenaufnahme: Schaltet man an das Objektiv des Teleskop ein Prisma, so entwirft jeder Stern einen Streifen, der für sein Licht typische Absorptionslinien zeigt. Die Verbreiterung der Linien kommt durch die Bewegung des Teleskops auf Grund der Erddrehung zustande.

### Einteilung in Spektralklassen

Die Sterne werden gemäß ihrer aktuellen Spektren in verschiedene Klassen eingeteilt, nämlich die Klassen O, B, A, F, G, K und M (Grundklassen), L, T, und Y (Klassen für Braune Zwerge) sowie R, N und S (Kohlenstoffklassen der roten Riesen). Rund 99% aller Sterne sind Sterne der sieben Grundklassen O, B, A, F, G, K und M.

Die Benennung der grundlegenden Spektralklassen O, B, A, F, G, K und M führte zum Merkspruch "Oh be a fine girl/guy, kiss me". Die Spektralklassen L, T, Y sowie R, N und S wurden erst später eingeführt. Die Spektren entstammen der Seite <http://www.sternwarte.uni-erlangen.de/>



Es hat sich eingebürgert, die Spektralklassen O, B und A als **frühe Spektralklassen**, die Spektralklassen F und G als **mittlere Spektralklassen** und die übrigen Spektralklassen als **späte Spektralklassen** zu bezeichnen. Die Bezeichnungen früh, mittel und spät entstammen der inzwischen überholten Annahme, die Spektralklasse sage etwas über den Entwicklungsstand eines Sterns aus. Trotz dieser irrümlichen Einteilung sind diese Bezeichnungen noch heute in Gebrauch, und ein Stern gilt als früher oder später, wenn seine Spektralklasse im Vergleich zu der eines anderen näher an der Klasse O oder an der Klasse M liegt.

### Spektralklasse der Sonne

Da sich das Spektrum eines Sterns im Laufe seiner Entwicklung verändert, so kann sich auf großen Zeitachsen auch die Spektralklasse eines Sterns verändern. Unsere Sonne hat aktuell ein Spektrum vom Typ G, wird aber im Laufe ihres Daseins noch weitere Spektralklassen durchlaufen.

### Feinere Einteilung und weitere Eigenschaften

Eine feinere Einteilung hat noch jeweils Zwischenklassen wie G0 G1 G2,... G9. Die Sonne hat z.B. diesbezüglich ein Spektrum vom Typ G2. Die folgende Tabelle wurde der deutschen **Wikipedia** entnommen und durch Daten der englischen **Wikipedia** ergänzt.

Klasse	Charakteristische Absorptionslinie(n)	Farbe	Temperatur in K	Beispielsterne
O	Ionisiertes Helium (He II)	blau	≥ 30 000	<b>Mintaka</b> (δ Ori), <b>Naos</b> (ζ Pup)
B	Neutrales Helium (He I) Balmer-Serie Wasserstoff	blau-weiß	10 000 – 30 000	<b>Rigel</b> , <b>Spica</b> , <b>Achernar</b>
A	Wasserstoff, Calcium (Ca II)	weiß (leicht bläulich)	7 500 – 10 000	<b>Wega</b> , <b>Sirius</b> , <b>Altair</b>
F	Calcium (Ca II), Auftreten von Metallen	weiß-gelb	6 000 – 7 500	<b>Prokyon</b> , <b>Canopus</b> , <b>Polarstern</b>
G	Calcium (Ca II), Eisen und andere Metalle	gelb	5 200 – 6 000	<b>Tau Ceti</b> , <b>Sonne</b> , <b>Alpha Centauri A</b>
K	Starke Metalllinien, später Titan(IV)-oxid	orange	3 700 – 5 200	<b>Arcturus</b> , <b>Aldebaran</b> , <b>Epsilon Eridani</b> , <b>Albireo</b>
M	Titanoxid	rot-orange	2 400 – 3 700	<b>Beteigeuze</b> , <b>Antares</b> , <b>Kapteyns Stern</b> , <b>Proxima Centauri</b>

### Braune Zwerge

L		rot	1300 – 2000	VW Hyi
T		rot (Maximum in Infrarot)	600 – 1300	ε Ind Ba
Y		Infrarot	200 – 600	WISEP J041022.71+150248.5

### Kohlenstoffklassen der roten Riesen (sog. Kohlenstoffsterne)

R	Cyan (CN), Kohlenmonoxid (CO), Kohlenstoff	rot-orange	3500 – 5400	S Cam, RU Vir
N	Ähnlich Klasse R, mit mehr Kohlenstoff. Das Spektrum weist ab dieser Spektralklasse praktisch keine Blauanteile mehr auf.	rot-orange	2000 – 3500	T Cam, U Cas
S	Zirkonoxid	rot	1900 – 3500	R Lep, <b>Y CVn</b> , U Hy

## Weiterführende Artikel

>

### Masse-Leuchtkraft-Beziehung

#### Das Wichtigste auf einen Blick

Für Hauptreihensterne beobachtet man eine direkte Beziehung zwischen Masse  $m$  und Leuchtkraft  $L$ .  
Es gilt:  $L \sim m^3$

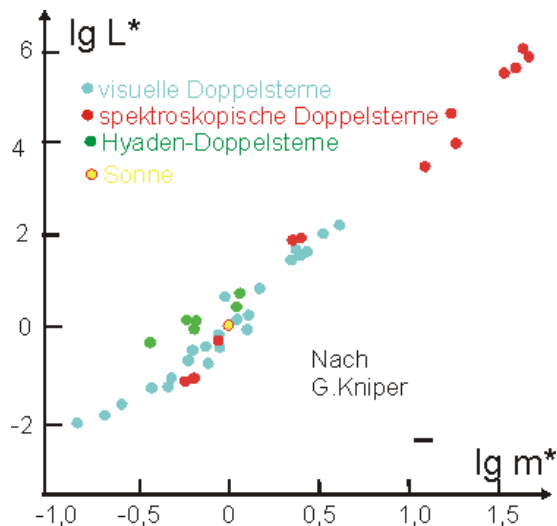


Abb. 1

Beobachteter Zusammenhang zwischen Masse und Leuchtkraft von Hauptreihensternen

Vergleicht man bei Sternen oder **Doppelsternen** der Hauptreihe die Leuchtkraft  $L$  bzw. die absolute Helligkeit und die Masse  $m$  so erhält man den in Abb. 1 skizzierten Zusammenhang.

Im doppelt- logarithmischen Maßstab liegen alle Hauptreihensterne auf einer Geraden mit der Steigung 3. Hieraus folgt die sog. Masse-Leuchtkraft-Beziehung:

$$L \sim m^3 \quad \text{bzw.} \quad L^* = (m^*)^3$$

Mithilfe dieser Beziehung kann man nur mithilfe der beobachteten Leuchtkraft die Masse eines Sterns abschätzen.

#### Physikalische Erklärung:

Eine größere Masse  $m$  benötigt zur Verhinderung des Gravitationskollaps einen höheren Druck. Dieser höhere Druck bewirkt wiederum eine höhere Temperatur  $T$  des Sterns und damit eine größere Leuchtkraft  $L$ . Daraus folgt, dass die Hauptreihensterne im Hertzsprung-Russell-Diagramm der Masse nach aufsteigend von rechts unten nach links oben geordnet sind.

#### Verständnisaufgabe

Berechne die Leuchtkraft und die absolute Helligkeit eines Hauptreihensterns der zehnfachen Sonnenmasse.

Lösung einblenden

## Weiterführende Artikel

### ☰ Weiterführend

HERTZSPRUNG-RUSSELL-Diagramm

### ⚙️ Versuche/Erarbeiten

Spektroskopische Doppelsterne

>

### Weiterführende Artikel

>

### Entwicklung der Sonne

#### Das Wichtigste auf einen Blick

Aktuell befindet sich die Sonne im Hauptreihenstadium und ist ein Gelber Zwerg. Durch die Ständige Kernfusion im Inneren wandert die Sonne entlang der Hauptreihe im Hertzsprung-Russell-Diagramm. In etwa 6 Milliarden Jahren wird die Sonne dann zu einem Roten Riesen bis sie schließlich als Weißer Zwerg endet.

#### Vom roten Riesen zum RR-Lyrae-Stadium

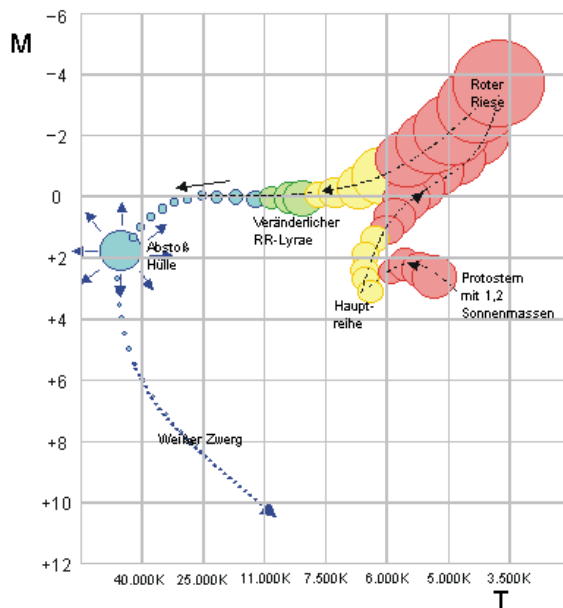


Abb. 2

Sonnenentwicklung im Diagramm

Wegen der extrem hohen Zentraltemperaturen entsteht ein großer Strahlungsdruck auf die rot leuchtenden Außenschichten. Dabei entstehen instabile Phasen, in denen der Stern periodisch seine Größe und auch seine Leuchtkraft ändert (RR-Lyrae-Stadium).

#### Ende als Weißer Zwerg





**Abb. 3** Der Ringnebel M57 im Sternbild Lyrae, in dessen Zentrum ein weißer Zwerg gut zu sehen ist, in einer Aufnahme des Hubble-Teleskops

NASA, ESA and the Hubble Heritage (STScI/AURA)-ESA/Hubble Collaboration

Zuletzt bläst der Stern in einer letzten Anstrengung die äußere Hülle weg. Diese meist radialsymmetrisch abgeblasene Materie bildet einen sogenannten Planetarischen Nebel um den sterbenden Stern.

Der heiße, hochverdichtete Kern bleibt als kleiner Reststern übrig und kühlt langsam aus: Ein Weißer Zwerg von ungefähr Erdgröße ist entstanden. Diesen Schicksalsweg wird unsere Sonne in ca. 5 Milliarden Jahren beschreiten.

### Weiterführende Artikel

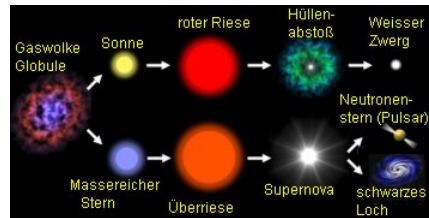
---

>

---

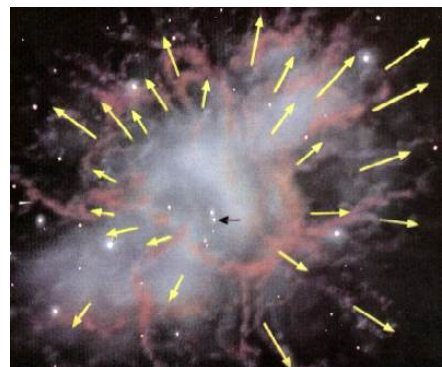
Entwicklung schwerer Sterne

Bei Anfangsmassen von über 8 Sonnenmassen kann im Riesenstadium nicht mehr genügend Materie abgestoßen werden. Für den Kern ist das stabile Endstadium eines Weißen Zwerges deshalb nicht möglich; die Restmasse müßte nämlich kleiner als 1,4 Sonnenmassen sein. Der Kern kollabiert unter der eigenen Gravitation so, dass die Materie auf Atomkerndichte von  $10^{14} \text{ g/cm}^3$  zusammengepresst wird. Ein Neutronenstern mit einem Radius von nur einigen 10 km entsteht.



Die Hülle des Sterns explodiert mit ungeheurer Wucht und großer Energieabgabe und die Gasfetzen streben vom Stern weg. Diese Erscheinung heißt "Supernova" (Heller neuer Stern). Neuer Stern deshalb, weil plötzlich ein sehr helles Ereignis an einer Stelle auftrat, an der bisher kein oder nur ein sehr schwach sichtbarer Stern war. Die Supernova strahlt kurzzeitig so stark wie eine ganze Galaxie von  $10^{11}$  Sternen. In dieser Phase herrscht im engen Raum des Sternes ein gigantisches Energie-Überangebot; es laufen deshalb auch endotherme Fusionen ab, wobei alle Elemente oberhalb des Eisens bis zum Uran aufgebaut werden können. Man findet diese Elemente in der sich mit hoher Geschwindigkeit ausdehnenden Supernovahülle. Die Erde enthält nach kosmischen Maßstäben ungewöhnlich viele schwere Elemente; man geht davon aus, dass unsere Erde Restmaterial einer frühen Supernova ist.

Der zurückbleibende sehr kleine Neutronenstern übernimmt den ganzen Drehimpuls des vorher großen Sterns und rotiert wegen seines jetzt sehr kleinen Radius entsprechend schnell. Aus der Wechselwirkung hochenergetischer Elektronen mit dem mitrotierenden Magnetfeld entspringt eine gerichtete Radiostrahlung, die ebenfalls mitrotiert. Bei günstiger geometrischer Lage im Raum kann dieser Radiostrahl die Erde ständig überstreichen wie der Lichtkegel eines Leuchtturmes. Auf der Erde empfängt man dann eine pulsierende Radiostrahlung; daher heißen solche Objekte Pulsare. Bis heute hat man über 400 Pulsare entdeckt; der bekannteste ist der im Crabnebel; er rotiert 30 mal in der Sekunde. (Siehe Bild)



Beträgt die Anfangsmasse eines Sterns mehr als 20 Sonnenmassen, so kann der letztliche Kollaps am Ende seines kurzen Lebens auch durch den Druck des Neutronengases nicht mehr aufgehalten werden. Es entsteht ein supermassives, kompaktes Objekt, bei dem aufgrund der riesigen Schwerebeschleunigung die Gravitationsrotverschiebung so groß wird, dass selbst Lichtquanten nicht mehr entweichen können. Dieses Objekt ist also unsichtbar; man bezeichnet es als Schwarzes Loch.

### Weiterführende Artikel

>

#### Hauptreihenstadium

Nachdem die Kontraktion der Ursonne im Sonneninneren durch die Erhöhung von Druck und Temperatur das Wasserstoffbrennen ausgelöst hat, erreicht die Sonne und alle anderen Sterne einen ziemlich stabilen Zustand. Es entsteht ein Gleichgewicht zwischen dem von den Fusionen ständig erhaltenen nach außen wirkenden Gasdruck und dem nach innen wirkenden gravitativen Druck der gesamten Sternmasse. Bei jeder Fusion von Wasserstoff zu Helium werden 0,7 % der beteiligten Massen beim Kernverschmelzungsprozess in Energie verwandelt. Selbst bei einer Verlustrate von 5 Millionen Tonnen Masse pro Sekunde hat unsere Sonne seit ihrer Bildung weniger als 0,1% ihrer ursprünglichen Masse verloren. Um die "Lebensdauer" unserer Sonne abzuschätzen lösen Sie folgende Aufgabe.

Berechne, wie viele Jahre die Sonne im Hauptreihenstadium verbleiben kann, wenn pro Sekunde  $10^{38}$  Fusionsprozesse geschehen und 10% der zur Verfügung stehenden  $10^{57}$  Sonnenprotonen während des Hauptreihenstadiums fusionieren.

Lösung einblenden

Diese lange und stabile Phase im Leben eines Sterns (bei der Sonne sind es  $7,9 \cdot 10^9 \text{ a}$ ) erkennt man auch daran, dass sich die weitaus meisten Sterne in diesem Stadium befinden. Trägt man von allen zu beobachtenden Sternen ihre Leuchtkraft gegen die Temperatur auf, so liegen über 90% aller Sterne auf der Hauptreihe, im Hertzsprung-Russell-Diagramm. Diese Hauptreihe charakterisiert den Zustand der normalen H-Fusion, die Phase heißt demnach "Hauptreihenstadium". Die Zeit, die der Stern auf der Hauptreihe verbringt, heißt "Entwicklungszeit". Sie gibt an, wie lange es etwa dauert, bis ca. 10% seines Wasserstoff-Vorrates in Helium umgewandelt ist.

Um die Entwicklungszeit (Hauptreihenzeit) eines Sterns abzuschätzen, macht man folgende Überlegung:

1. Die Entwicklungszeit ist direkt proportional zum "Brennstoffvorrat", also der Masse:  $t_h \sim m$

2. Die Entwicklungszeit ist indirekt proportional zum "Brennstoffverbrauch", also der Leuchtkraft:  $t_h \sim \frac{1}{L}$

3. Es gilt die empirische Masse-Leuchtkraftbeziehung:  $L \sim m^3$

Aus  $t_h \sim m$  und  $t_h \sim \frac{1}{L}$  folgt:  $t_h \sim \frac{m}{L} \Rightarrow t_h \sim \frac{m}{m^3} \Rightarrow t_h \sim \frac{1}{m^2}$

Berechne, welche Entwicklungszeit der B-Stern Spica im Sternbild der Jungfrau hat, dessen Masse das 9 fache der Sonnenmasse beträgt. Gehen Sie von einer Hauptreihenzeit der Sonne von 8 Milliarden Jahren aus.

Lösung einblenden

## Weiterführende Artikel

>

### Sterngeburt

#### Allgemeines über die Sternentwicklung

Kein heute scheinender Stern kann unendlich alt sein, sonst hätte er längst seine Energievorräte verbraucht. Die Sterne mit der größten bekannten Leuchtkraft von ca. 1 Million Sonnenleuchtkräften sind Sterne der heißen Spektralklassen O und B. Bei dem extrem hohen Energieausstoß können diese hellen Sterne nur ein paar Millionen Jahre existieren. Wären sie - wie die Sonne - vor ein paar Milliarden Jahren entstanden, so wären sie längst ausgebrannt. Zumindest einige Sterne müssen also erst vor "kurzem" gebildet worden sein und es ist vernünftig anzunehmen, dass Sterne ständig neu gebildet werden. Spektrale Untersuchungen entsprechender "verdächtiger" Gebiete haben in jüngster Zeit auch Bestätigungen für diese Annahme geliefert.

#### Die Geburt der Sterne:

Die Stätten konzentrierter interstellarer Materie, nämlich die Gas-, Staub- und Molekülwolken an den Rändern der Spiralarme der Galaxis sind die Gebiete der Sternentstehung.

Das Bild rechts (aufgenommen vom Hubble-Space-Teleskop) zeigt die Spiralgalaxie NGC1232 mit den Sternentstehungsgebieten (weiß-blau) in den Spiralarmen.



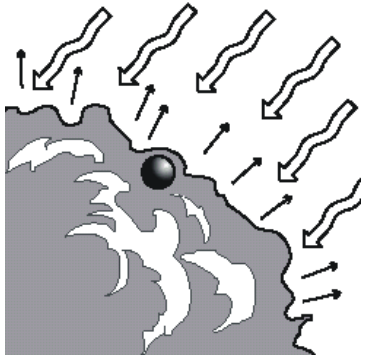
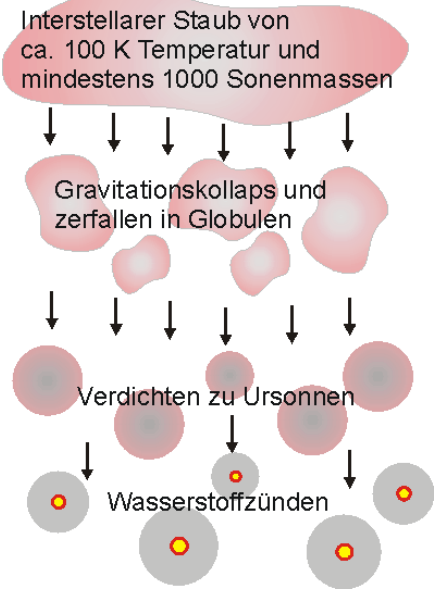
Dort findet man Wolken, die bei entsprechend niedriger Temperatur und gleichzeitig relativ hoher Dichte gegen ihren inneren thermischen Druck gravitativ kontrahieren können. Nach dem sogenannten JEANS-Kriterium bedarf es bei einer Temperatur von maximal 100 K schon einer Mindestmasse der Wolke in der Größenordnung von 1000 Sonnenmassen, damit der Prozeß in Gang kommen kann.

Das nach James JEANS genannte Kriterium stellt die Bedingung auf, ob sich eine kosmischen Gaswolke zusammenzieht und aus ihr letztendlich ein Stern entstehen kann. Es besagt, dass eine Gaswolke nur zu kollabieren beginnt, falls die kontrahierenden Gravitationskräfte stärker als die destabilisierenden Kräfte sind. Destabilisierende Kräfte sind vor allem der durch die Temperatur bestimmte Gasdruck, aber auch Zentrifugalkräfte, Turbulenzen und magnetische Kräfte. Sind die durch den Gasdruck bewirkten Kräfte kleiner als die Gravitationskräfte, so stürzt die Masse in sich zusammen. Das Jeans-Kriterium lautet als Formel mit  $M$ : Masse der Wolke (in kg);  $k$ : Boltzmann-Konstante (in J/K);  $T$ : mittlere Temperatur der Wolke (in K);  $R$ : Radius der Wolke (in m);  $G$ : Gravitationskonstante (in  $m^3/(kg \cdot s^2)$ ) und  $m$ : mittlere Masse eines Teilchens der Wolke (in kg)

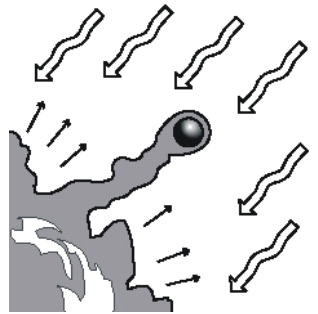
$$M > \frac{3 \cdot k \cdot T \cdot R}{2 \cdot G \cdot m}$$

Das Bild links (aufgenommen vom Hubble-Space-Teleskop) zeigt ein solches Sternentstehungsgebiet der Milchstraße im Nebel M16

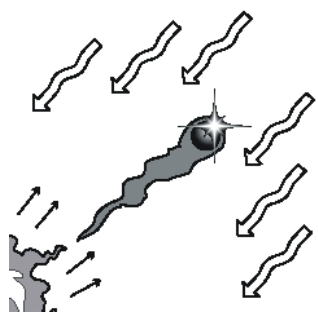
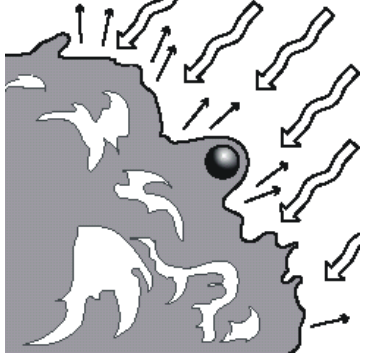
Durch den langsam fortschreitenden Gravitationskollaps solcher Wolken wird dann die Geburt der Sterne eingeleitet. Nachdem ein Einzelstern so großer Masse nie beobachtet wurde nimmt man an, dass weitere Entstehungsvorgänge mit dem Zerfall von Teilwolken einhergehen (Fraktionierung). Sterne entstehen also nur in Assoziationen, den Sternhaufen. Dabei kann z.B. die Schockwelle einer nahen Supernova durch ihre verdichtende Wirkung solche Vorgänge einleiten. Auch die Entstehung unseres eigenen Sonnensystems muss wohl auf ähnliche Weise vor sich gegangen sein. Die jüngsten Sterne im Orionnebel oder in anderen vergleichbaren Gas- und Staubbewegungsgebieten scheinen im übrigen die Modellannahmen zu bestätigen. Die hellsten dieser für unser bloßes Auge kaum sichtbaren, sehr lichtschwachen Objekte kann man schon in Amateurfernrohren als schwach strukturierte Nebelflecke erkennen. Die optisch sehr reizvollen Gebilde entfalten ihre ganze farbigte Pracht aber erst auf den Aufnahmen der großen Sternwarten. Die abgeschnürten kompakten Gebilde in den Nebeln, die sogenannten Globulen, können dann quasi im freien Fall in kurzer Zeit (für 1 Sonnenmasse dauert das etwa  $10^7$  Jahre) weiter kollabieren und sich dabei aufheizen, bis bei hinreichend hohem Druck und einer Zentraltemperatur von mehreren Millionen Kelvin die Bedingungen für das Zünden der Fusion von Wasserstoff zu Helium geschaffen sind. Die Globulen müssen daher eine Mindestmasse von ca 7% einer Sonnenmasse besitzen. Der Protostern beginnt sein "Leben" auf der Hauptreihe. Diese ersten Sterne heizen den Rest der Gaswolke auf und ionisieren dadurch den Wasserstoff. So bilden sich die H II-Regionen, die sich von den anderen durch ihr farbiges Leuchten unterscheiden.



Sowie in einem Sternentstehungsgebiet die ersten massereichen Sterne entstehen, beginnen Sie zu strahlen. Diese Strahlung, insbesondere die harte UV-Strahlung, heizt die Gaswolken in der Umgebung auf, so dass sie zu leuchten beginnen (HII-Regionen).

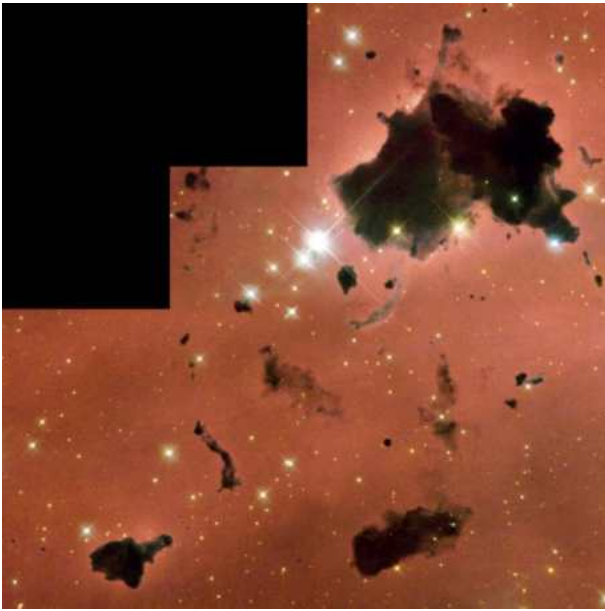


Außerdem drückt die UV-Strahlung den Staub und das Gas in der Umgebung weg, so dass die darin enthaltenen jungen Sterne frei werden.



Obige Zeichnungen und auch das Detailfoto des M 61 stammen von der Seite des Hubble-Space-Telescop der NASA.





Dieses vom Hubble-Space-Telescop aufgenommene Foto des Gasnebels IC 2944 zeigt Dunkelwolken (Globulen) vor den durch helle Sterne erleuchteten H II Regionen. Durch den großen Strahlungsdruck werden diese verhältnismäßig kleinen Globulen wieder zerrissen bevor sie sich zu Ursonnen zusammenziehen können.

>

---