minærva

AS 8

SKRIPT

Sterne

Erklärskript

Die Aufgaben 240–277 zu diesem Skript stehen im Aufgabenskript, die Lösungen im Lösungsskript. Verweise auf Aufgaben sind Links.

Astronomie – Klasse 7 bis Kursstufe

Pirmin Gohn

Nutzungshinweis: Dieses Skript darf nur im Rahmen des Unterrichts verwendet werden; insbesondere ist die eigenständige Weitergabe untersagt.

Skriptreihe AS · Astronomie (Klasse 7 bis Kursstufe)

AS1 Himmel	**AS2** Erde und Mond	**AS3** Sonnensystem	**AS4** Sonne	**AS5** Himmelsmechanik
AS6 Licht aus dem All	**AS7** Planeten und Leben	**AS8** Sterne	**AS9** Sternentwicklung	**AS10** Kosmos

Lernen mit minærva

Dieses Skript ist ein Teil von minærva. Alles gehört zusammen: Jedes Thema führt von der Erklärung zum Üben, zum Ausprobieren und ins große Bild.

minaerva.de

Skripte Verstehen
Der Stoff zum Nachlesen: Erklärungen, Herleitungen, Beispiele und typische Fehler.
minaerva.de

noctua Üben
Fragen zu jedem Abschnitt, mit sofortiger Rückmeldung.
noctua.minaerva.de

fabrica Ausprobieren
Versuche und Anschauungen zum Selbermessen und Anfassen, ohne Konto, auch auf dem iPad.
fabrica.minaerva.de

tela Vernetzen
Das Wissensnetz: worauf ein Thema aufbaut und wohin es führt.
tela.minaerva.de

So greifen die Skripte ineinander

Erklärskripte	Astronomie: zehn Themenskripte AS1–AS10 von Klasse 7 bis zur Kursstufe mit dem Stoff, aber ohne Aufgaben. Unter jeder Abschnittsüberschrift steht, aus welchem Bildungsplan der Stoff stammt (Physik, IMP, Basisfach Astrophysik, Wahlfach Astronomie) oder ob er Zusatz ist.
Aufgabenskript	Ein gemeinsames Aufgabenskript für alle Themen. Die Erklärskripte verweisen darauf; jede Aufgaben-, Abbildungs- und Tabellennummer gibt es in der Reihe nur einmal.
Lösungsskript	Die Lösungen zu allen Aufgaben, mit denselben Nummern.

Am Ende vieler Abschnitte stehen Links zur passenden Übung, zum Versuch und ins Wissensnetz. In der PDF-Datei lassen sie sich direkt antippen.

Inhaltsverzeichnis

Worum es geht **4**
1 Entfernungen im Weltall **5**
1.1 Astronomische Längeneinheiten 5
1.2 Die Parallaxe 5
1.3 Grenzen der Methode 6
2 Helligkeiten **8**
2.1 Scheinbare Helligkeit 8
2.2 Helligkeit und Entfernung 9
2.3 Absolute Helligkeit 9
2.4 Leuchtkraft 10
3 Farbe, Temperatur und Spektren **11**
3.1 Farbe und Temperatur 11
3.2 Spektrallinien 11
3.3 Spektralklassen 12
4 Zustandsgrößen und das Hertzsprung-Russell-Diagramm **14**
4.1 Ordnung im Sternenzoo 14
4.2 Radien im HRD 15
4.3 Masse und Leuchtkraft auf der Hauptreihe 16
4.4 Was das HRD verrät 16
5 Doppelsterne und veränderliche Sterne **17**
5.1 Planeten, Braune Zwerge, Sterne 17
5.2 Doppelsterne 17
5.3 Veränderliche Sterne 18

Worum es geht

Am Nachthimmel sieht man mit bloßem Auge einige tausend Sterne. Alle erscheinen als Lichtpunkte, und doch sind sie grundverschieden: Manche sind kleiner als die Erde, andere würden die ganze Marsbahn ausfüllen; manche sind kühler als eine Kerzenflamme an ihrem heißesten Punkt, andere zehnmal heißer als die Sonnenoberfläche; manche leuchten schwächer als ein Zehntausendstel der Sonne, andere heller als eine Million Sonnen.

Alles, was wir über die Sterne wissen, steckt in ihrem Licht. Dieses Skript zeigt, wie man es ausliest: wie weit ein Stern entfernt ist (Kapitel 1), wie hell er wirklich ist (Kapitel 2), wie heiß er ist und woraus er besteht (Kapitel 3), wie groß und wie schwer er ist und was das Hertzsprung-Russell-Diagramm darüber verrät (Kapitel 4). Kapitel 5 stellt Doppelsterne vor, die einzigen Sterne, deren Masse man direkt messen kann, und Sterne, die ihre Helligkeit ändern. Wie die Sterne entstehen, leben und sterben, folgt im Skript AS9.

In der Astronomie liegen die Zahlen über viele Größenordnungen auseinander. Deshalb kommen Zehnerpotenzen und Logarithmen oft vor; was man dazu braucht, wird an Ort und Stelle wiederholt.

Sterne im Lehrplan. Stufe: Klasse 10 und Kursstufe. Welcher Plan welchen Abschnitt verlangt, sagen die Marken unter den Überschriften. In IMP 10 kommen Sterne nur kurz vor (Sternentwicklung); ausführlich sind sie Stoff des Wahlfachs Astronomie und des Physik-Basisfachs mit Schwerpunkt Astrophysik.

Quellen-Marken. Unter jeder Abschnittsüberschrift steht, aus welchem Bildungsplan Baden-Württembergs der Stoff stammt: Physik 7/8 IMP 8 IMP 9 IMP 10 für die Mittelstufe (Physik und Profilfach IMP), Basisfach Astrophysik Wahlfach Astronomie für die Kursstufe (Physik-Basisfach mit Schwerpunkt Astrophysik, Wahlfach Astronomie). Zusatz heißt: Der Abschnitt steht in keinem dieser Pläne, gehört aber in anderen Ländern zum Pflichtstoff Astronomie (Sachsen-Anhalt, Mecklenburg-Vorpommern, Thüringen) und ist hier Bonus.

Die Aufgaben zu diesem Skript stehen im Aufgabenskript der Reihe, die Lösungen im Lösungsskript. Jedes Kapitel endet mit Verweisen auf passende Übungen in **noctua** und Stationen in **fabrica**. Fachbegriffe sind beim ersten Auftreten **fett** gesetzt und am Ende jedes Kapitels in einem Kasten zusammengefasst.

1 Entfernungen im Weltall

1.1 Astronomische Längeneinheiten

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Für Entfernungen im Weltall ist der Meter eine unhandliche Einheit. Astronomen benutzen drei größere Einheiten:

Definition

- Die **Astronomische Einheit** (AE) ist der mittlere Abstand Erde–Sonne: $1\ \text{AE} = 1{,}496 \cdot 10^{11}\ \text{m}$.
- Ein **Lichtjahr** (Lj) ist die Strecke, die Licht in einem Jahr zurücklegt: $1\ \text{Lj} = c \cdot 1\ \text{a} \approx 9{,}461 \cdot 10^{15}\ \text{m}$.
- Ein **Parsec** (pc) ist die Entfernung, aus der der Erdbahnradius (1 AE) unter einem Winkel von einer Bogensekunde erscheint (genauer im nächsten Abschnitt): $1\ \text{pc} \approx 3{,}086 \cdot 10^{16}\ \text{m} \approx 3{,}26\ \text{Lj}$.

	m	AE	Lj	pc
1 m	1	$6{,}68 \cdot 10^{-12}$	$1{,}06 \cdot 10^{-16}$	$3{,}24 \cdot 10^{-17}$
1 AE	$1{,}496 \cdot 10^{11}$	1	$1{,}58 \cdot 10^{-5}$	$4{,}85 \cdot 10^{-6}$
1 Lj	$9{,}461 \cdot 10^{15}$	63 200	1	0,307
1 pc	$3{,}086 \cdot 10^{16}$	206 265	3,26	1

Tabelle 39: Umrechnung der astronomischen Längeneinheiten (gerundet).

Das Licht der Sonne braucht gut acht Minuten zu uns, das des nächsten Sterns, Proxima Centauri, über vier Jahre. Jeder Blick in den Himmel ist ein Blick in die Vergangenheit: Wir sehen den Polarstern so, wie er vor über 400 Jahren aussah.

Die Entfernungen reichen vom Mond ($3{,}8 \cdot 10^8$ m) bis zum Rand des beobachtbaren Universums ($4{,}4 \cdot 10^{26}$ m) – 18 Größenordnungen. Auf einer linearen Skala ist das nicht darstellbar, auf einer **logarithmischen** sehr wohl: Jeder Schritt nach rechts bedeutet „zehnmal so weit“.

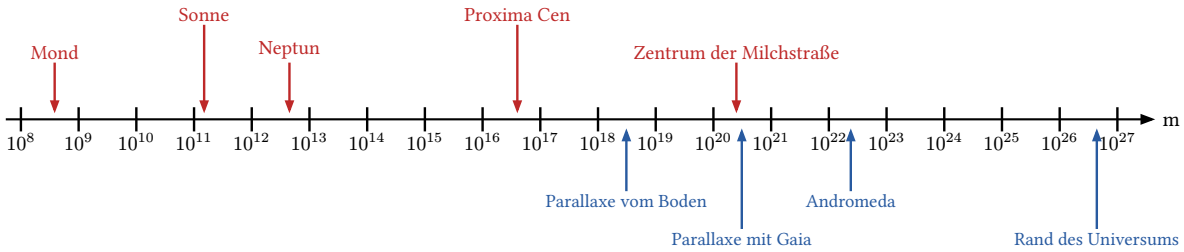


Abbildung 116: Entfernungen von der Erde auf einer logarithmischen Skala. Unten: Reichweite der Parallaxenmessung vom Erdboden (100 pc) und mit dem Satelliten Gaia (etwa 10 kpc), dazu zwei ferne Ziele.

Typischer Fehler

Falsch: Ein Lichtjahr ist eine Zeitangabe („das dauert Lichtjahre“).

Richtig: Ein Lichtjahr ist eine **Strecke**: der Weg, den Licht in einem Jahr zurücklegt, rund $9{,}5 \cdot 10^{15}$ m.

So wie „zwei Stunden Fahrt“ eine Entfernung über die Fahrzeit angibt, gibt das Lichtjahr eine Entfernung über die Laufzeit des Lichts an.

1.2 Die Parallaxe

Wahlfach Astronomie

Halte einen Daumen mit ausgestrecktem Arm vor dich und schau abwechselnd mit dem linken und dem rechten Auge: Der Daumen springt vor dem Hintergrund hin und her. Je näher der Daumen, desto größer der Sprung. Aus dem Augenabstand und dem Sprungwinkel könnte man die Entfernung des Daumens berechnen – so arbeiten auch Landvermesser.

Die Astronomie macht das Gleiche mit der Erdbahn als „Augenabstand“. Im Januar und im Juli steht die Erde auf entgegengesetzten Seiten der Sonne, 2 AE voneinander entfernt. Ein naher Stern erscheint dann vor dem Hintergrund sehr ferner Sterne an verschiedenen Orten; im Lauf eines Jahres beschreibt er eine kleine Ellipse am Himmel.

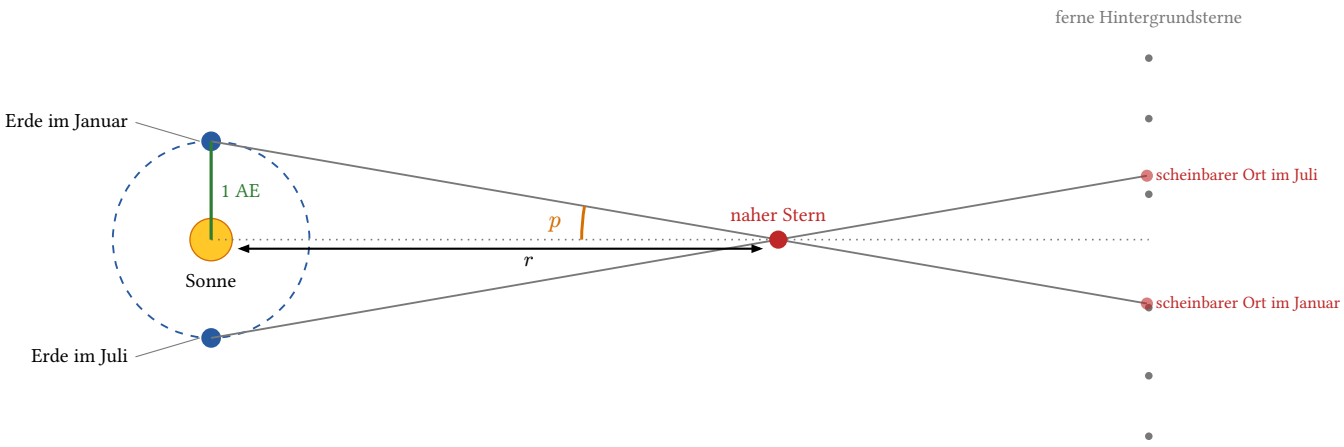


Abbildung 117: Jährliche Parallaxe (nicht maßstäblich): Vom Stern aus gesehen erscheint der Erdbahnradius 1 AE unter dem Winkel p. Von der Erde aus wandert der Stern im Lauf eines Jahres vor den Hintergrundsternen hin und her.

Definition

Die **jährliche Parallaxe** p eines Sterns ist der Winkel, unter dem man vom Stern aus den Erdbahnradius (1 AE) sieht. Sie ist halb so groß wie der gesamte Winkel, um den der Stern im Lauf eines halben Jahres hin und her springt.

Im rechtwinkligen Dreieck Sonne–Erde–Stern gilt $\tan(p) = \frac{1\ \text{AE}}{r}$. Die Parallaxen aller Sterne sind winzig, man misst sie in **Bogensekunden**: $1° = 60' = 3600''$. Für so kleine Winkel ist $\tan(p)$ praktisch proportional zu p, also r umgekehrt proportional zu p. Genau dafür wurde das Parsec eingeführt: **Ein Stern mit der Parallaxe $1''$ ist 1 pc entfernt.**

Merksatz

Entfernung aus der Parallaxe:

$$r = \frac{1\ \text{pc} \cdot 1''}{p} \quad \text{kurz:} \quad r\ \text{in pc} = \frac{1}{p\ \text{in Bogensekunden}}.$$

Dabei ist $1\ \text{pc} = \frac{1\ \text{AE}}{\tan(1'')} \approx 206\,265\ \text{AE} \approx 3{,}26\ \text{Lj}$.

Beispiel 1

Proxima Centauri hat die größte Parallaxe aller Sterne: $p = 0{,}768''$. Ihre Entfernung ist $r = \frac{1}{0{,}768}\ \text{pc} \approx 1{,}30\ \text{pc} \approx 4{,}24\ \text{Lj}$. Der Polarstern hat $p \approx 0{,}0075''$, also $r \approx 133\ \text{pc} \approx 430\ \text{Lj}$.

Zum Vergleich: Eine 1-Euro-Münze erscheint unter einer Bogensekunde, wenn sie knapp fünf Kilometer entfernt ist. Die erste Sternparallaxe hat Friedrich Wilhelm Bessel 1838 gemessen (Stern 61 Cygni, $p \approx 0{,}3''$) – fast 300 Jahre, nachdem Kopernikus die Bewegung der Erde um die Sonne vorgeschlagen hatte. Dass man so lange keine Parallaxe fand, galt lange als Argument **gegen** das heliozentrische Weltbild.

Typischer Fehler

Falsch: p ist der ganze Winkel, um den der Stern im Lauf eines halben Jahres hin und her springt.

Richtig: p ist die **Hälfte** davon. Zum Winkel p gehört der Erdbahnradius 1 AE, nicht der Abstand von 2 AE zwischen der Januar- und der Juli-Position.

Wer den ganzen Winkel einsetzt, erhält nur die halbe Entfernung.

1.3 Grenzen der Methode

Wahlfach Astronomie

Vom Erdboden aus verschmiert die unruhige Luft die Sternbilder (**Seeing**); man misst Parallaxen nur auf etwa $0{,}01''$ genau. Bei einem Stern in 100 pc Entfernung ist der Messfehler schon so groß wie die Parallaxe selbst – die Methode reicht vom Boden aus also nur bis grob 100 pc, ein winziger Teil der Milchstraße, deren Zentrum etwa 8200 pc entfernt ist. Satelliten über der Atmosphäre messen genauer: **Hipparcos** (1989–1993) erreichte etwa $0{,}001''$ und kam damit bis grob 1000 pc. Der Satellit **Gaia** (2013–2025) hat für fast zwei Milliarden Sterne Positionen und Parallaxen gemessen, bei hellen Sternen bis auf wenige Hunderttausendstel Bogensekunden genau – damit reicht die Methode erstmals quer durch einen großen Teil der Milchstraße.

Für weiter entfernte Objekte braucht man andere Verfahren: Kennt man die tatsächliche Leuchtkraft eines Sterns, verrät seine scheinbare Helligkeit die Entfernung (Kapitel 2). Die Parallaxe ist die unterste Sprosse einer ganzen „Entfernungsleiter“, mit der man Schritt für Schritt bis zu den fernsten Galaxien kommt (Skript AS10).

Fachbegriffe: Astronomische Einheit · Lichtjahr · Parsec · Signallaufzeit · Parallaxe · Bogensekunde · Seeing · Entfernungsleiter

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Parallaxe** ↗



2 Helligkeiten

2.1 Scheinbare Helligkeit

Wahlfach Astronomie | Zusatz

Schon im 2. Jahrhundert vor Christus teilte der griechische Astronom Hipparch die Sterne in sechs „Größenklassen“ ein: die hellsten in die erste, die gerade noch sichtbaren in die sechste. Er hatte keine Messgeräte, nur seine Augen – und die arbeiten logarithmisch: Wir nehmen nicht Unterschiede wahr, sondern Verhältnisse. Als man im 19. Jahrhundert Licht messen konnte, stellte sich heraus: Die Sterne erster Größe schicken etwa **hundertmal** so viel Licht wie die der sechsten.

Norman Pogson machte daraus 1856 eine genaue Definition: Fünf Größenklassen sollen **genau** dem Faktor 100 entsprechen. Gemessen wird dabei die **Bestrahlungsstärke** E, also die Strahlungsleistung, die pro Quadratmeter bei uns ankommt. Bei der Sonne heißt sie Solarkonstante ($1{,}36\,\frac{\mathrm{kW}}{\mathrm{m}^2}$, Skript AS4).

Definition

Die **scheinbare Helligkeit** m eines Sterns gibt an, wie hell er von der Erde aus erscheint. Für zwei Sterne mit den Bestrahlungsstärken E_1 und E_2 gilt

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

Die Einheit heißt **Magnitude** (mag). Als Nullpunkt dient der helle Stern Wega mit $m \approx 0$ mag.

Merksatz

Rechnen mit Magnituden

- Das Minuszeichen sorgt dafür, dass **hellere** Sterne **kleinere** Magnituden haben (wie bei Hipparch).
- $\Delta m = 5$ mag entspricht dem Faktor 100, $\Delta m = 1$ mag dem Faktor $\sqrt[5]{100} = 10^{0{,}4} \approx 2{,}512$.
- Umgekehrt: $\frac{E_1}{E_2} = 10^{-0{,}4(m_1 - m_2)}$.
- Sehr helle Objekte haben negative Magnituden: Sirius $-1{,}5$ mag, Venus bis $-4{,}6$ mag, Vollmond $-12{,}7$ mag, Sonne $-26{,}7$ mag.

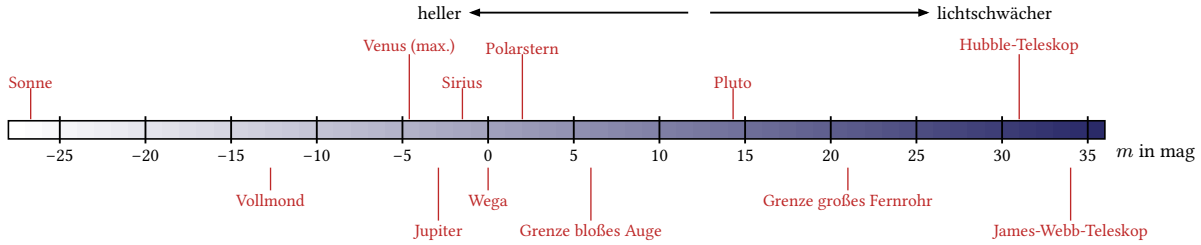


Abbildung 118: Scheinbare Helligkeiten. Mit bloßem Auge sieht man unter dunklem Himmel Sterne bis etwa 6 mag, große Teleskope reichen mehr als 25 Magnituden weiter.

Beispiel 2

Wie viel heller ist die Sonne als der Vollmond? $\Delta m = -12{,}7 - (-26{,}7) = 14$ mag. Also $\frac{E_\text{Sonne}}{E_\text{Mond}} = 10^{0{,}4 \cdot 14} = 10^{5{,}6} \approx 400\,000$.

Mehrere Sterne zusammen (etwa ein Doppelstern, den das Auge nicht trennt) haben **nicht** die Summe der Magnituden. Man muss zu den Bestrahlungsstärken zurück: $E_\text{ges} = E_1 + E_2$, dann wieder logarithmieren.

Typischer Fehler

Falsch: Ein Stern mit 6 mag ist heller als einer mit 1 mag – die Zahl ist ja größer.

Richtig: Umgekehrt: Je **kleiner** die Magnitude, desto heller. Der Stern mit 1 mag schickt uns 100-mal so viel Licht.

Die Skala geht auf Hipparch zurück: Sterne „erster Größe“ waren die hellsten.

2.2 Helligkeit und Entfernung

Wahlfach Astronomie

Ein Stern strahlt seine Leistung, die **Leuchtkraft** L, gleichmäßig in alle Richtungen ab. Denkt man sich eine Kugel mit dem Radius r um den Stern, so verteilt sich die ganze Leistung auf deren Oberfläche $4\pi r^2$.

Merksatz

Bestrahlungsstärke im Abstand r:

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

Doppelter Abstand: ein Viertel der Bestrahlungsstärke, also $\Delta m = -2{,}5 \cdot \lg\left(\frac{1}{4}\right) \approx +1{,}5$ mag. Zehnfacher Abstand: ein Hundertstel, also genau $+5$ mag.

Wie hell ein Stern **erscheint**, hängt also von zwei Dingen ab: wie viel er abstrahlt und wie weit er entfernt ist. Sirius ist der hellste Stern am Himmel, aber kein besonders leuchtkräftiger – er ist nur sehr nah. Rigel im Orion erscheint etwas schwächer, strahlt aber fast fünftausendmal so viel Leistung ab wie Sirius.

Typischer Fehler

Falsch: Sirius ist der hellste Stern am Himmel, also strahlt er am meisten Licht ab.

Richtig: Die scheinbare Helligkeit m hängt auch von der Entfernung ab. Wie viel ein Stern abstrahlt, zeigen erst die Leuchtkraft L und die absolute Helligkeit M.

2.3 Absolute Helligkeit

Wahlfach Astronomie Zusatz

Um Sterne fair zu vergleichen, denkt man sie sich alle in dieselbe Entfernung versetzt. Astronomen haben dafür 10 pc gewählt.

Definition

Die **absolute Helligkeit** M eines Sterns ist die scheinbare Helligkeit, die er in der Entfernung $r_0 = 10$ pc hätte. Sie ist ein Maß für seine Leuchtkraft.

Vergleicht man den Stern in der wirklichen Entfernung r mit sich selbst in 10 pc Entfernung, kürzt sich die Leuchtkraft heraus:

$$m - M = -2{,}5 \cdot \lg\left(\frac{E(r)}{E(10\ \text{pc})}\right) = -2{,}5 \cdot \lg\left(\left(\frac{10\ \text{pc}}{r}\right)^2\right) = 5 \cdot \lg\left(\frac{r}{10\ \text{pc}}\right).$$

Merksatz

Entfernungsmodul:

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

- Ist $m < M$, steht der Stern näher als 10 pc, bei $m > M$ weiter weg. Bei $m = M$ ist er genau 10 pc entfernt.
- Kennt man zwei der drei Größen m, M, r, kann man die dritte berechnen.

Beispiel 3

Die Sonne hat $m = -26{,}74$ mag und ist $1\ \text{AE} = 4{,}848 \cdot 10^{-6}$ pc entfernt. Ihre absolute Helligkeit ist

$$M = m - 5 \cdot \lg\left(\frac{r}{10\ \text{pc}}\right) = -26{,}74 - 5 \cdot \lg(4{,}848 \cdot 10^{-7}) = -26{,}74 + 31{,}57 \approx 4{,}8\ \text{mag}\ .$$

Aus 10 pc Entfernung wäre die Sonne ein unauffälliges Sternchen, das man in einer hell erleuchteten Stadt kaum noch sieht.

Die Formel lässt sich auch umgekehrt benutzen: Kennt man die absolute Helligkeit eines Sterns, etwa weil er zu einer Sorte gehört, deren Leuchtkraft man aus nahen Beispielen kennt, liefert die gemessene scheinbare Helligkeit seine Entfernung – auch weit jenseits der Reichweite der Parallaxe. Solche Sterne heißen **Standardkerzen** (Kapitel 5).

Interstellare Extinktion

Zwischen den Sternen schwebt feiner Staub, der Licht schluckt und streut. Ein ferner Stern erscheint dadurch schwächer, als es das Entfernungsmodul vorhersagt. In der Ebene der Milchstraße rechnet man grob mit einer Magnitude pro 1000 pc. Die korrigierte Formel lautet $m - M = 5 \cdot \lg\left(\frac{r}{10\ \mathrm{pc}}\right) + A$ mit der Extinktion A in mag.

2.4 Leuchtkraft

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Die absolute Helligkeit ist ein logarithmisches Maß für die Leuchtkraft. Bezieht man sie auf die Sonne ($L_\odot = 3{,}83 \cdot 10^{26}$ W, $M_\odot = 4{,}83$ mag), gilt

$$M - M_\odot = -2{,}5 \cdot \lg\left(\frac{L}{L_\odot}\right) \quad \Longleftrightarrow \quad \frac{L}{L_\odot} = 10^{-0{,}4(M - M_\odot)}.$$

Streng genommen messen Magnituden nur das Licht in einem bestimmten Farbbereich, die Leuchtkraft dagegen die gesamte Strahlung. Für Sterne, die wie die Sonne vor allem sichtbares Licht abstrahlen, passt die Formel gut; für sehr heiße oder sehr kühle Sterne, die viel Ultraviolett bzw. Infrarot aussenden, unterschätzt sie die Leuchtkraft.

Die Leuchtkräfte der Sterne reichen von etwa einem Zehntausendstel bis zum Millionenfachen der Sonnenleuchtkraft – zehn Größenordnungen. Astronomen geben Leuchtkräfte deshalb meist in Vielfachen der **Sonnenleuchtkraft** $L_\odot$ an.

Fachbegriffe: scheinbare Helligkeit · Magnitude · Bestrahlungsstärke · Leuchtkraft · Sonnenleuchtkraft · absolute Helligkeit · Entfernungsmodul · Standardkerze · Extinktion

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Größenklassen und Entfernungsmodul** ↗ · **Weber-Fechner-Selbsttest** ↗



3 Farbe, Temperatur und Spektren

3.1 Farbe und Temperatur

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Schon mit bloßem Auge sieht man, dass Sterne verschiedene Farben haben: Beteigeuze im Orion leuchtet rötlich, Rigel im selben Sternbild bläulich weiß. Der Grund: Jeder heiße Körper strahlt ein ganzes Spektrum ab, und das Maximum dieser Strahlung verschiebt sich mit steigender Temperatur zu kürzeren Wellenlängen. Ein Stern strahlt in guter Näherung wie ein **Schwarzer Körper**.

Merksatz

Strahlungsgesetze

- **Wiensches Verschiebungsgesetz:** $\lambda_{\max} = \frac{b}{T}$ mit $b = 2{,}898 \cdot 10^{-3}\ \mathrm{m \cdot K}$.
- **Stefan-Boltzmann-Gesetz:** Ein Körper mit der Oberfläche A und der Temperatur T strahlt die Leistung $P = \sigma A T^4$ ab, $\sigma = 5{,}67 \cdot 10^{-8} \frac{\mathrm{W}}{\mathrm{m^2 K^4}}$. Für einen kugelförmigen Stern mit Radius R ist die Leuchtkraft also $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$.

Die Temperatur, die man so einem Stern zuordnet, heißt **Effektivtemperatur**: die Temperatur eines Schwarzen Körpers gleicher Größe, der dieselbe Leuchtkraft hätte. Die Sonne mit $T \approx 5800$ K hat ihr Maximum bei etwa 500 nm, im Grünen – trotzdem sieht sie nicht grün aus, weil sie auch alle anderen Farben kräftig abstrahlt; zusammen ergibt das Weiß mit leicht gelblichem Stich. Kühle Sterne (3000 K) strahlen am meisten im Infraroten und erscheinen rot, heiße (20 000 K) im Ultravioletten und erscheinen blau. Die Farbe eines Sterns ist also ein Thermometer, das über Lichtjahre hinweg funktioniert.

Typischer Fehler

Falsch: Rote Sterne sind heiß, blaue kalt – wie beim Wasserhahn.
Richtig: Umgekehrt: Rote Sterne sind die kühlsten (um 3000 K), blaue die heißesten (über 10 000 K).

Am Wasserhahn sind Rot und Blau nur Symbolfarben. Ein glühender Körper leuchtet zuerst rot und mit steigender Temperatur gelb und weiß – wie Eisen in der Schmiede von der Rot- über die Gelb- zur Weißglut. Noch heißere Sterne erscheinen bläulich.

3.2 Spektrallinien

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Zerlegt man Sternlicht mit einem Prisma oder Gitter, sieht man nicht nur einen Regenbogen. Joseph von Fraunhofer entdeckte 1814 im Sonnenspektrum Hunderte feiner dunkler Linien und bezeichnete die auffälligsten mit Buchstaben. Sie heißen bis heute **Fraunhofer-Linien**.

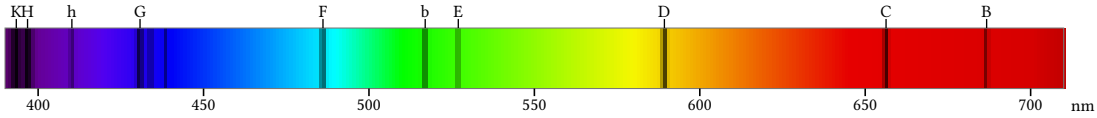


Abbildung 119: Sonnenspektrum mit den stärksten Fraunhofer-Linien: K und H (Calcium), G (Eisen und Kohlenstoffverbindungen), F und C (Wasserstoff), b (Magnesium), E (Eisen), D (Natrium), B (Sauerstoff der Erdatmosphäre).

Was die Linien bedeuten, fanden Gustav Kirchhoff und Robert Bunsen 1859 in Heidelberg heraus. Bringt man ein Element in eine heiße Flamme, leuchtet das Gas nur in ganz bestimmten Farben: Natrium gelb, Wasserstoff in vier Linien von Rot bis Violett. Jedes Element hat sein eigenes **Linienspektrum** – einen Fingerabdruck.

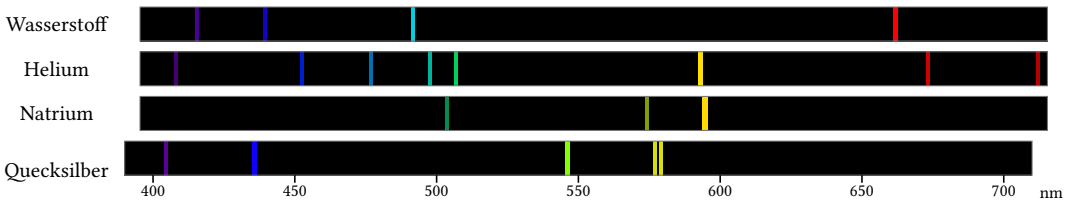


Abbildung 120: Emissionsspektren einiger Elemente (Wellenlängen in nm, vereinfacht).

Der Grund liegt im Aufbau der Atome: Die Elektronen eines Atoms können nur ganz bestimmte Energiestufen besetzen. Springt ein Elektron von einer höheren auf eine tiefere Stufe, gibt das Atom die Energiedifferenz als Licht genau einer Wellenlänge ab. Umgekehrt kann ein Atom aus weißem Licht genau diese Wellenlängen **schlucken**, um ein Elektron anzuheben. Das angeregte Atom gibt die Energie zwar bald wieder ab, aber in eine beliebige Richtung – in der ursprünglichen Richtung fehlt das Licht dieser Wellenlänge.

Merksatz

Emission und Absorption

- Ein heißes, dünnes Gas sendet ein **Emissionsspektrum** aus: helle Linien auf dunklem Grund.
- Scheint weißes Licht (kontinuierliches Spektrum) durch ein kühleres Gas, entsteht ein **Absorptionsspektrum**: dunkle Linien genau dort, wo das Gas selbst leuchten würde.
- Sterne sind innen heißer als in ihrer äußeren Gashülle (Atmosphäre). Ihre Spektren sind deshalb Absorptionsspektren. Aus den Linien liest man ab, welche Elemente die Sternatmosphäre enthält.

So wurde 1868 im Sonnenspektrum eine gelbe Linie gefunden, die zu keinem bekannten Element passte. Das neue Element erhielt nach dem griechischen Wort für Sonne den Namen **Helium** – fast dreißig Jahre, bevor man es auf der Erde nachweisen konnte.

3.3 Spektralklassen

Wahlfach Astronomie

Um 1900 sortierten Astronominnen am Harvard-Observatorium die Spektren von Hunderttausenden Sternen – vor allem Annie Jump Cannon, die im Lauf ihres Lebens über 300 000 Spektren klassifizierte. Es zeigte sich, dass die Spektren eine zusammenhängende Reihe bilden, und dass diese Reihe eine **Temperaturreihe** ist. Die **Spektralklassen** tragen aus historischen Gründen Buchstaben in der eigentümlichen Reihenfolge O, B, A, F, G, K, M – von heiß nach kühl. Jede Klasse ist noch einmal in 0 bis 9 unterteilt; die Sonne ist ein G2-Stern.

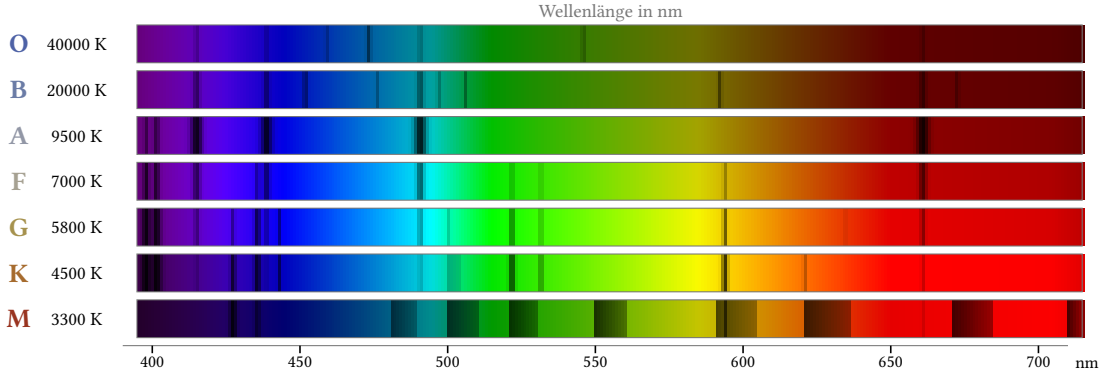


Abbildung 121: Typische Spektren der Spektralklassen (vereinfacht). Heiße Sterne leuchten im Blauen am hellsten, kühle im Roten. Die Linien wechseln von Helium (O, B) über die sehr starken Wasserstofflinien (A) zu den vielen Metalllinien (G, K) und den breiten Molekülbanden des Titanoxids (M).

Klasse	Temperatur	Farbe	auffällige Linien	Beispiele
O	über 30 000 K	blau	ionisiertes Helium, schwacher Wasserstoff	Alnitak (Orion)
B	10 000–30 000 K	blauweiß	Helium, Wasserstoff wird stärker	Rigel, Spica
A	7500–10 000 K	weiß	sehr starker Wasserstoff	Sirius A, Wega
F	6000–7500 K	gelblich weiß	Wasserstoff schwächer, Calcium, erste Metalle	Procyon A, Polarstern
G	5200–6000 K	gelb	viele Metalllinien (Eisen, Calcium, Natrium)	Sonne, α Centauri A
K	3700–5200 K	orange	starke Metalllinien, kaum Wasserstoff	Arktur, Aldebaran
M	2400–3700 K	rot	Banden von Molekülen (Titanoxid)	Beteigeuze, Proxima Centauri

Tabelle 40: Die Spektralklassen.

Dass in den heißesten Sternen die Wasserstofflinien schwach sind, obwohl Sterne zum größten Teil aus Wasserstoff bestehen, hat einen einfachen Grund: Bei über 20 000 K haben die meisten Wasserstoffatome ihr Elektron verloren und können kein Licht mehr absorbieren. Bei kühlen Sternen dagegen sitzt das Elektron fast immer auf der untersten Stufe, von der aus das Atom kein sichtbares Licht schlucken kann. Am stärksten sind die Wasserstofflinien bei etwa 10 000 K – in den A-Sternen. Fast alle Sterne haben ungefähr dieselbe Zusammensetzung (rund drei Viertel Wasserstoff, ein Viertel Helium, ein wenig „Metalle"); die Spektren unterscheiden sich vor allem wegen der Temperatur.

Merkspruch für OBAFGKM: „**O**ffenbar **B**enutzen **A**stronomen **F**urchtbar **G**erne **K**omische **M**erksprüche."

Fachbegriffe: Schwarzer Körper · Wiensches Verschiebungsgesetz · Stefan-Boltzmann-Gesetz · Effektivtemperatur · Fraunhofer-Linien · Linienspektrum · Emissionsspektrum · Absorptionsspektrum · Spektralklasse

Üben: **noctua ↗** Ausprobieren: **Farbe und Temperatur ↗** · **Linienspektren und Energieniveaus ↗**



4 Zustandsgrößen und das Hertzsprung-Russell-Diagramm

4.1 Ordnung im Sternenzoo

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Um 1910 kamen der Däne Ejnar Hertzsprung und der Amerikaner Henry Norris Russell unabhängig voneinander auf eine einfache Idee: Man trägt für viele Sterne die Leuchtkraft (oder absolute Helligkeit) über der Temperatur (oder Spektralklasse) auf. Das Ergebnis, heute **Hertzsprung-Russell-Diagramm** (HRD) genannt, ist das wichtigste Diagramm der Astrophysik. Zwei Besonderheiten sind zu beachten:

- **Beide Achsen sind logarithmisch.** Die Leuchtkraft reicht über zehn Größenordnungen, die Temperatur von etwa 2500 K bis über 40 000 K.
- **Die Temperatur nimmt nach rechts ab.** Das ist historisch so, weil man ursprünglich die Spektralklassen in der Reihenfolge O, B, A, F, G, K, M auftrug.

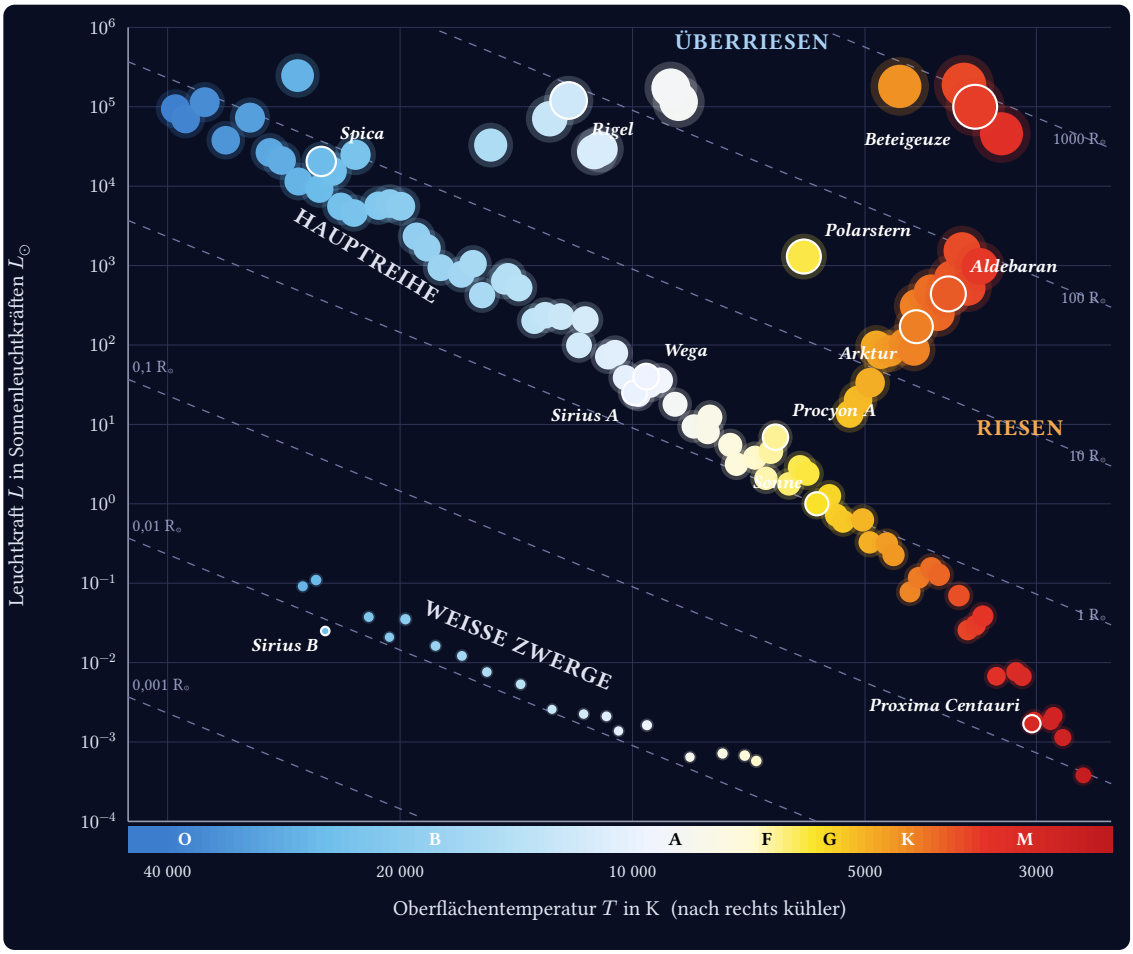


Abbildung 122: Hertzsprung-Russell-Diagramm. Jeder Kreis ist ein Stern: Die Farbe zeigt die Temperatur, die Größe den Radius (logarithmisch gestuft, nicht maßstäblich). Weiß umrandet: bekannte Sterne. Gestrichelt: Linien gleichen Radius (in Sonnenradien $R_\odot$). Unten das Farbband der Spektralklassen.

Die Sterne verteilen sich keineswegs gleichmäßig, sondern liegen in wenigen Bereichen:

- Etwa 90 % aller Sterne liegen auf der **Hauptreihe**, einem breiten Band von links oben (heiß und leuchtkräftig) nach rechts unten (kühl und leuchtschwach). Auch die Sonne ist ein Hauptreihenstern. Die Sterne der Hauptreihe heißen auch **Zwergsterne**; die kühlen, leuchtschwachen am unteren Ende sind die **Roten Zwerge**.
- Rechts oberhalb der Hauptreihe liegen die **Riesen** und ganz oben die **Überriesen**: kühl, aber trotzdem sehr leuchtkräftig.
- Links unterhalb liegen die **Weißen Zwerge**: heiß, aber sehr leuchtschwach.

Wie groß sind die Kreise?
Die Kreise zeigen die Sterngrößen nur der **Reihenfolge** nach: Ihr Durchmesser wächst mit dem **Logarithmus** des Sternradius, sonst wäre das Bild nicht zu zeichnen. Maßstäblich gezeichnet wäre bei einer Sonne von 3 mm Durchmesser Beteigeuze ein Kreis von 2,4 m – und Sirius B ein Pünktchen von drei Hundertstel Millimetern.

4.2 Radien im HRD

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Warum ist ein kühler Stern wie Beteigeuze trotzdem hunderttausendmal leuchtkräftiger als die Sonne? Pro Quadratmeter Oberfläche strahlt er wegen der niedrigen Temperatur viel **weniger** ab. Die gewaltige Leuchtkraft geht nur, wenn seine Oberfläche riesig ist. Das Stefan-Boltzmann-Gesetz macht das genau. Teilt man $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ durch denselben Ausdruck für die Sonne, fallen alle Konstanten weg:

$$\frac{L}{L_\odot} = \left(\frac{R}{R_\odot}\right)^2 \cdot \left(\frac{T}{T_\odot}\right)^4 \quad \Longrightarrow \quad \frac{R}{R_\odot} = \sqrt{\frac{L}{L_\odot}} \cdot \left(\frac{T_\odot}{T}\right)^2 .$$

Beispiel 4
Beteigeuze: $T = 3600\ \mathrm{K}$, $L = 100\,000\ L_\odot$. $\frac{R}{R_\odot} = \sqrt{100\,000} \cdot \left(\frac{5772}{3600}\right)^2 \approx 316 \cdot 2{,}57 \approx 810$. Im Zentrum unseres Sonnensystems würde Beteigeuze bis über die Marsbahn hinaus reichen.

Logarithmiert man die Gleichung, erscheint eine Geradengleichung:

$$\lg\left(\frac{L}{L_\odot}\right) = 2 \cdot \lg\left(\frac{R}{R_\odot}\right) + 4 \cdot \lg\left(\frac{T}{T_\odot}\right).$$

Für einen festen Radius R hängt $\lg(L)$ also linear von $\lg(T)$ ab: Im doppelt-logarithmischen HRD sind die Linien gleichen Radius **Geraden**. Sie sind in Abbildung 122 gestrichelt eingezeichnet; man liest die Größe eines Sterns direkt ab. Riesen haben das Zehn- bis Hundertfache des Sonnenradius, Überriesen das Hundert- bis Tausendfache, Weiße Zwerge etwa ein Hundertstel – sie sind ungefähr so groß wie die Erde.

Damit kennt man von einem Stern die wichtigsten **Zustandsgrößen**: Leuchtkraft, Effektivtemperatur und Radius; dazu kommen Masse und mittlere Dichte. Die mittlere Dichte $\rho = \frac{M}{\frac{4}{3}\pi R^3}$ reicht von einem Millionstel der Luftdichte in Roten Überriesen bis zu einer Tonne pro Kubikzentimeter in Weißen Zwergen.

Typischer Fehler
Falsch: Ein kühler Stern ist leuchtschwach, ein heißer leuchtkräftig.
Richtig: Die Leuchtkraft hängt von Temperatur **und** Größe ab: $L \sim R^2 T^4$. Die kühle Beteigeuze ist rund hunderttausendmal leuchtkräftiger als die Sonne, der heiße Weiße Zwerg Sirius B (rund 25 000 K) leuchtet schwächer als sie.

4.3 Masse und Leuchtkraft auf der Hauptreihe

Wahlfach Astronomie | Zusatz

Von Doppelsternen kennt man über das dritte Keplersche Gesetz die Massen vieler Sterne (Kapitel 5). Dabei zeigte sich: Wo ein Stern auf der Hauptreihe steht, hängt nur von seiner **Masse** ab. Schwere Hauptreihensterne sind heiß und leuchtkräftig, leichte kühl und leuchtschwach. Trägt man Leuchtkraft über Masse doppelt-logarithmisch auf, liegen die Hauptreihensterne recht gut auf einer Geraden mit der Steigung 3,5:

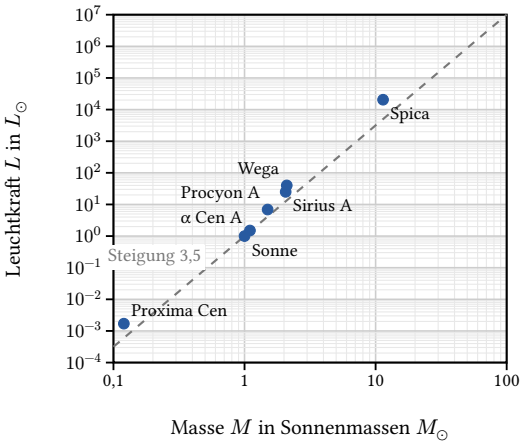


Abbildung 123: Masse-Leuchtkraft-Beziehung der Hauptreihensterne (gerundete Werte).

Merksatz

Masse-Leuchtkraft-Beziehung (Hauptreihensterne, grob 0,5 bis 20 Sonnenmassen):

$$\frac{L}{L_\odot} \approx \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3{,}5}.$$

Ein Stern mit doppelter Sonnenmasse leuchtet also etwa $2^{3{,}5} \approx 11$-mal so hell wie die Sonne, einer mit zehnfacher Sonnenmasse über 3000-mal.

Die Massen der Sterne reichen von etwa 0,08 bis über 100 Sonnenmassen – „nur“ drei Größenordnungen, viel weniger als die Leuchtkräfte. Wegen der steilen Masse-Leuchtkraft-Beziehung verbrauchen schwere Sterne ihren Brennstoff viel schneller als leichte; wie lange ein Stern lebt, zeigt das Skript AS9.

4.4 Was das HRD verrät

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Aufenthaltszeiten. Ein HRD ist eine Momentaufnahme: Es zeigt, wo sich die Sterne **jetzt** befinden. Ein Stern wandert im Lauf seines Lebens durch das Diagramm, aber in den verschiedenen Bereichen bleibt er sehr unterschiedlich lange. Wo ein Stern lange bleibt, findet man viele, wo er nur durcheilt, fast keine. Die Sonne verbringt rund 11 Milliarden Jahre auf der Hauptreihe, als Roter Riese aber nur gut eine Milliarde Jahre. Daraus folgt:

- Rund 90 % aller Sterne stehen auf der Hauptreihe – nicht, weil es so viele verschiedene Sorten von Sternen gibt, sondern weil jeder Stern dort den größten Teil seines Lebens verbringt.
- Zwischen Hauptreihe und Riesenast ist das HRD fast leer (**Hertzsprung-Lücke**): Diesen Bereich durchqueren die Sterne vergleichsweise schnell.
- Weiße Zwerge gibt es sehr viele, weil sie über Milliarden Jahre langsam auskühlen. Man sieht trotzdem nur die nächsten, weil sie so leuchtschwach sind.

Merksatz

Was man aus der Lage eines Sterns im HRD ablesen kann

- **Temperatur und Farbe** (waagerecht) und **Leuchtkraft** (senkrecht) – die beiden Achsen.
- **Radius:** über die Linien gleichen Radius.
- **Entwicklungszustand:** Hauptreihe, Riese, Überriese oder Weißer Zwerg.
- **Masse** eines Hauptreihensterns über die Masse-Leuchtkraft-Beziehung und damit seine Lebensdauer (Skript AS9).
- **Entfernung:** Aus dem Spektrum kennt man Temperatur und Leuchtkraftklasse, also den Ort im HRD und damit die absolute Helligkeit M. Mit der gemessenen scheinbaren Helligkeit m liefert das Entfernungsmodul die Entfernung – auch für Sterne, die für eine Parallaxe viel zu weit weg sind (**spektroskopische Parallaxe**).

Fachbegriffe: Hertzsprung-Russell-Diagramm · Hauptreihe · Zwergstern · Roter Zwerg · Riese · Überriese · Weißer Zwerg · Zustandsgrößen · Masse-Leuchtkraft-Beziehung · spektroskopische Parallaxe

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Hertzsprung-Russell-Diagramm** ↗ · **Lebensweg der Sterne im HRD** ↗

5 Doppelsterne und veränderliche Sterne

5.1 Planeten, Braune Zwerge, Sterne

Wahlfach Astronomie

Ob ein Himmelskörper ein Stern wird, entscheidet seine Masse. Erst ab etwa **0,08 Sonnenmassen** (rund 80 Jupitermassen) werden Druck und Temperatur im Inneren so groß, dass Wasserstoff dauerhaft zu Helium verschmilzt; der Körper strahlt dann aus eigener Kraft über Milliarden Jahre. Darunter, zwischen etwa 13 und 80 Jupitermassen, liegen die **Braunen Zwerge**: Sie verschmelzen nur kurze Zeit schweres Wasserstoff (Deuterium), werden dann immer kühler und leuchten schwach im Infraroten. Unterhalb von etwa 13 Jupitermassen spricht man von **Planeten**; sie leuchten nur im Licht ihres Sterns.

Körper	Masse	Energiequelle
Planet	unter etwa 13 Jupitermassen	keine Kernfusion; leuchtet im Licht des Sterns, Gasplaneten geben etwas Wärme aus der Entstehung ab
Brauner Zwerg	etwa 13 bis 80 Jupitermassen	nur kurz Deuteriumfusion, danach Auskühlen
Stern	ab etwa 0,08 Sonnenmassen	Wasserstofffusion im Kern über lange Zeit

Tabelle 41: Planeten, Braune Zwerge und Sterne (Grenzen gerundet; 1 Sonnenmasse entspricht etwa 1050 Jupitermassen).

5.2 Doppelsterne

Wahlfach Astronomie Zusatz

Mehr als die Hälfte aller sonnenähnlichen Sterne hat mindestens einen Begleiter. Zwei Sterne, die einander durch ihre Schwerkraft binden, heißen **Doppelstern**. (Zwei Sterne, die nur zufällig in derselben Richtung stehen, aber verschieden weit entfernt sind, nennt man **optischen** Doppelstern.) Beide Sterne umkreisen ihren gemeinsamen **Schwerpunkt**, und zwar auf Ellipsen; der schwerere Stern läuft auf der kleineren Bahn (Abbildung 124).

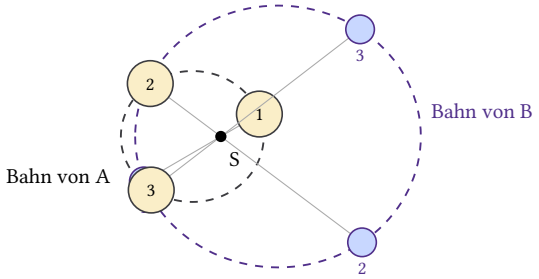


Abbildung 124: Doppelstern (Modell, Stern B halb so schwer wie Stern A): Beide Sterne umlaufen den Schwerpunkt S mit derselben Umlaufzeit und stehen immer auf entgegengesetzten Seiten von S. Die Ziffern zeigen dieselben drei Zeitpunkte.

Je nachdem, wie man die Bewegung bemerkt, unterscheidet man:

- **Visuelle Doppelsterne:** Man sieht beide Sterne im Fernrohr getrennt und verfolgt über Jahre ihre Bahn. Beispiel: Sirius A und der Weiße Zwerg Sirius B, Umlaufzeit 50 Jahre.
- **Spektroskopische Doppelsterne:** Die Sterne stehen zu eng, als dass man sie trennen könnte. Ihre Spektrallinien verschieben sich aber im Takt der Umlaufzeit hin und her: Kommt ein Stern auf uns zu, sind seine Linien zum Blauen verschoben, entfernt er sich, zum Roten (**Doppler-Effekt**).
- **Bedeckungsveränderliche:** Liegt die Bahnebene fast in unserer Blickrichtung, schiebt sich bei jedem Umlauf einmal der eine, einmal der andere Stern vor seinen Begleiter. Die Gesamthelligkeit sinkt dann kurz ab (nächster Abschnitt).

Massen aus der Bahn. Doppelsterne sind so wichtig, weil man aus ihrer Bahn die Massen bestimmen kann – bei einzelnen Sternen geht das nicht. Das dritte Keplersche Gesetz in der Form von Newton (Skript AS5) lautet für zwei Körper:

$$\frac{a^3}{T^2} = \frac{G(M_A + M_B)}{4\pi^2}.$$

Dabei ist a die große Halbachse der Bahn des einen Sterns um den anderen und T die Umlaufzeit. Misst man a in AE, T in Jahren und die Massen in Sonnenmassen, fallen alle Konstanten weg – für die Erde um die Sonne ist ja $a = 1$ AE, $T = 1$ a und die Masse $1 M_\odot$:

Merksatz

Gesamtmasse eines Doppelsterns:

$$\frac{M_A + M_B}{M_\odot} = \frac{(a \text{ in AE})^3}{(T \text{ in Jahren})^2}.$$

Aus dem Verhältnis der Bahnen um den Schwerpunkt folgt das Massenverhältnis: $\frac{M_A}{M_B} = \frac{a_B}{a_A}$.

Beispiel 5

Sirius A und B umkreisen einander mit $T = 50{,}1$ a; die große Halbachse der relativen Bahn ist $a \approx 19{,}8$ AE. Dann ist $M_A + M_B = \frac{19{,}8^3}{50{,}1^2} M_\odot \approx \frac{7762}{2510}\ M_\odot \approx 3{,}1 M_\odot$. Sirius A ist etwa doppelt so weit vom Schwerpunkt entfernt wie Sirius B; daraus folgen $M_A \approx 2{,}1 M_\odot$ und $M_B \approx 1{,}0 M_\odot$. Sirius B, ein Weißer Zwerg, hat also etwa die Masse der Sonne, ist aber kleiner als die Erde.

5.3 Veränderliche Sterne

Wahlfach Astronomie | Zusatz

Die meisten Sterne leuchten über Jahrtausende gleichmäßig. Einige ändern aber ihre Helligkeit merklich, manche im Takt von Stunden oder Tagen, manche über Monate. Solche Sterne heißen **Veränderliche**. Die Helligkeit über der Zeit aufgetragen ergibt ihre **Lichtkurve**.

Bedeckungsveränderliche wie Algol im Sternbild Perseus sind eigentlich Doppelsterne: Alle 2,87 Tage schiebt sich ein größerer, leuchtschwächerer Begleiter vor den hellen Hauptstern, und Algol sinkt für einige Stunden von 2,1 mag auf 3,4 mag (Abbildung 125). Ein schwaches zweites Minimum entsteht, wenn der helle Stern den Begleiter bedeckt. Aus der Form der Lichtkurve lassen sich die Radien der beiden Sterne bestimmen.

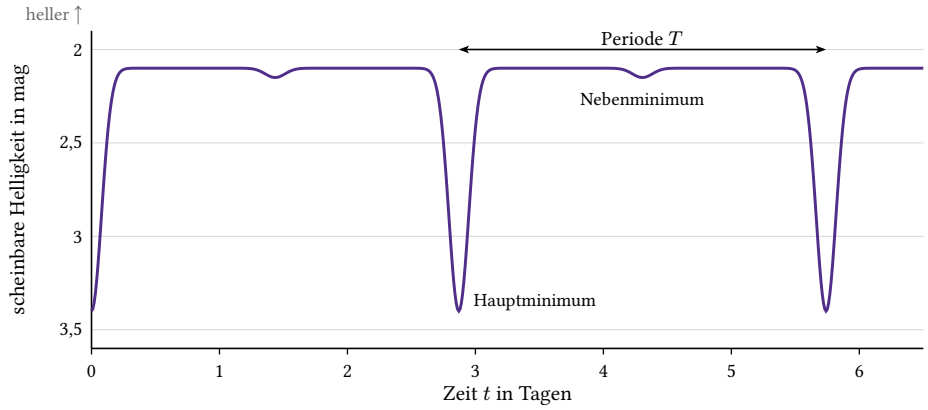


Abbildung 125: Lichtkurve eines Bedeckungsveränderlichen nach dem Vorbild von Algol (Modell). Die Helligkeitsachse ist so gedreht, dass heller oben liegt.

Pulsationsveränderliche blähen sich rhythmisch auf und ziehen sich wieder zusammen; dabei ändern sich Radius, Temperatur und Leuchtkraft. Die wichtigsten sind die **Cepheiden**, gelbe Überriesen mit Perioden von etwa einem bis fünfzig Tagen. Der namengebende Stern δ Cephei schwankt alle 5,37 Tage zwischen 3,5 mag und 4,4 mag; auch der Polarstern ist ein Cepheid, allerdings mit sehr kleiner Schwankung.

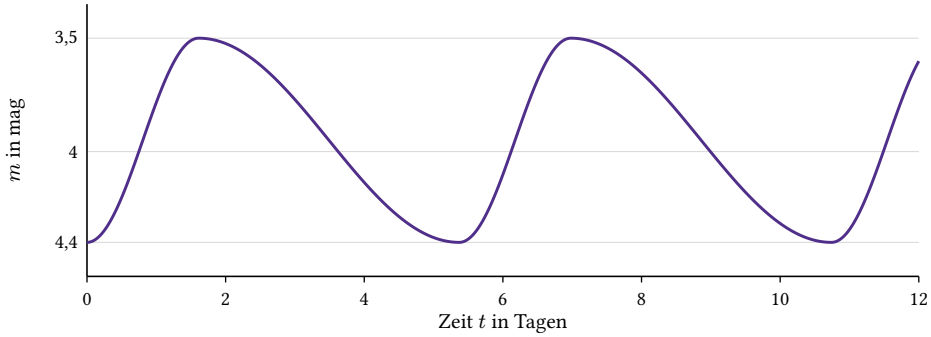


Abbildung 126: Lichtkurve eines Cepheiden nach dem Vorbild von δ Cephei (Modell): schneller Anstieg, langsamer Abfall, Periode 5,37 Tage.

1912 entdeckte Henrietta Leavitt an Cepheiden in der Kleinen Magellanschen Wolke, die alle praktisch gleich weit entfernt sind: Je länger die Periode, desto heller der Stern. Diese **Perioden-Leuchtkraft-Beziehung** macht Cepheiden zu Standardkerzen. Man misst die Periode, liest die absolute Helligkeit ab und bestimmt mit der scheinbaren Helligkeit über das Entfernungsmodul die Entfernung. Mit Cepheiden zeigte Edwin Hubble 1923, dass der „Andromedanebel“ eine eigene Galaxie weit außerhalb der Milchstraße ist.

Langperiodische Veränderliche wie **Mira** im Sternbild Walfisch sind Rote Riesen am Ende ihres Lebens; Mira schwankt mit einer Periode von etwa 330 Tagen zwischen etwa 3 mag (mit bloßem Auge gut sichtbar) und etwa 9 mag (nur im Fernglas). Daneben gibt es **eruptive Veränderliche** wie Novae und Supernovae, bei denen ein Stern plötzlich aufleuchtet (Skript AS9).

⋆ Algol selbst beobachten
Algol steht im Herbst und Winter abends hoch am Himmel im Sternbild Perseus. Vergleiche seine Helligkeit an mehreren Abenden mit benachbarten Sternen bekannter Helligkeit; ein Minimum dauert knapp zehn Stunden. Die Zeiten der Minima stehen in astronomischen Jahrbüchern und Apps.

Fachbegriffe: Brauner Zwerg · Doppelstern · Schwerpunkt · visueller Doppelstern · spektroskopischer Doppelstern · Bedeckungsveränderlicher · Veränderlicher · Lichtkurve · Cepheide · Perioden-Leuchtkraft-Beziehung

Üben: **noctua ↗** Ausprobieren: **Radialgeschwindigkeit aus dem Spektrum ↗** · **Keplersche Gesetze ↗** · **Doppler-Effekt ↗**

