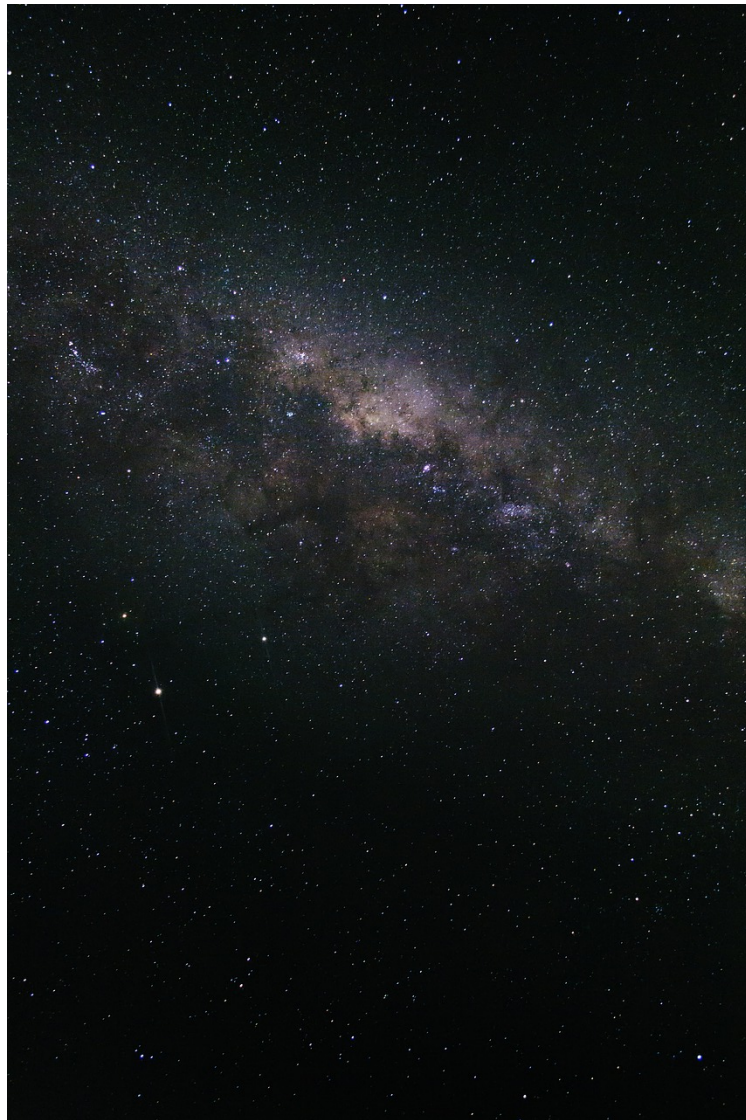


## Workshop: Die Sterne der Milchstraße



# Inhaltsverzeichnis

<b>1. Die Eigenschaften von Sternen</b>	<b>3</b>
1.1. Was ist ein Stern? . . . . .	3
1.2. Die Farben der Sterne . . . . .	5
1.3. Die Leuchtkraft der Sterne . . . . .	9
1.4. Der Zusammenhang zwischen Leuchtkraft, Temperatur und Radius . . . . .	12
<b>2. Das Leben der Sterne</b>	<b>14</b>
2.1. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm . . . . .	14
2.2. Die Bedeutung der Sternmasse . . . . .	17
2.2.1. Die Entwicklung massearmer Sterne . . . . .	18
2.2.2. Die Entwicklung massereicher Sterne . . . . .	19
2.2.3. Die Entstehung Schwarzer Löcher . . . . .	19
<b>A. Antworten</b>	<b>23</b>

# 1. Die Eigenschaften von Sternen

## 1.1. Was ist ein Stern?

Betrachten wir die Sterne am Nachthimmel genauer, stellen wir fest, dass die Sterne nicht alle völlig gleich aussehen. Wir können zum Beispiel Sterne mit unterschiedlichen Farben oder Helligkeiten entdecken. Um zu verstehen, warum das so ist, müssen wir zuerst verstehen, was ein Stern eigentlich ist. Warum leuchtet er und woher kommt seine Energie?

Sterne sind gigantische Kugeln aus heißem Gas, die ihre Energie selbst erzeugen und ausstrahlen. Die riesigen Gasmengen in einem Stern, die vor allem aus den Elementen **Wasserstoff** und **Helium** bestehen, werden durch die Schwerkraft zusammengehalten. Dabei wird das Innerste des Sterns (sein Kern) durch den Druck der vielen Gasteilchen extrem dicht und heiß.

Sterne existieren deshalb aufgrund des Gleichgewichts zweier Kräfte: Der **Schwerkraft**, die auf die jeweiligen Massen jedes Gasteilchen wirkt, und dem **Gasdruck** zwischen den Gasteilchen untereinander. Die Schwerkraft drückt den Stern zusammen. Der Gasdruck versucht, ihn auseinander zu treiben. Das daraus entstehende Kräftegleichgewicht nennt man **hydrostatisches Gleichgewicht** (Abbildung 1.1).

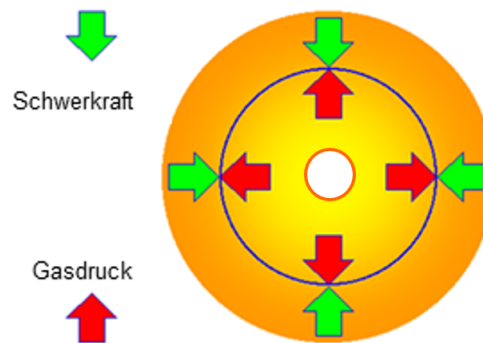


Abbildung 1.1.: Hydrostatisches Gleichgewicht eines Sterns

Die Temperatur im Kern eines Sterns wie der Sonne beträgt etwa 15 Millionen Kelvin. Bei diesen hohen Temperaturen bewegen sich die im Stern vorhandenen Wasserstoffkerne (die nur aus einem Proton  $p$  bestehen) extrem schnell und können miteinander

der kollidieren. Wenn dies passiert, bilden sie größere Kerne ,zum Beispiel *Deuterium*, das aus einem Proton und einem Neutron  $n$  besteht. Dabei wird eine große Menge an Energie frei. Dieser Vorgang wird **Kernfusion** genannt.

In sonnenähnlichen Stern fusionieren vier Wasserstoffkerne (also vier Protonen) in mehreren Schritten zu einem Heliumkern, der aus zwei Protonen und zwei Neutronen besteht. Der Heliumkern  $He$  ist erstaunlicherweise leichter als zwei Protonen und zwei Neutronen zusammen: Er besitzt nur 99.3% der gesamten Masse dieser vier Teilchen zusammen. Wir wissen heute, dass während des Fusionsvorgangs etwa 0.7% der Gesamtmasse von zwei Protonen und zwei Neutronen entsprechend der Einsteinschen Formel  $E = mc^2$  in Energie umgewandelt wird.

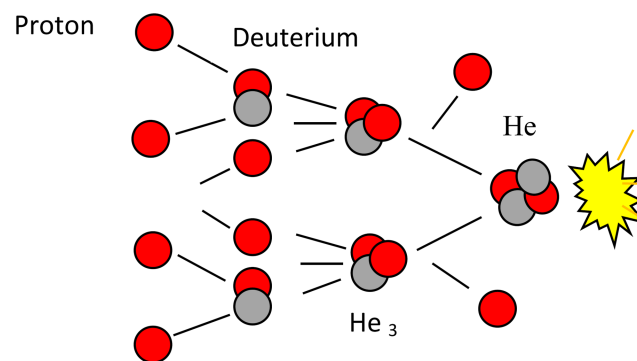


Abbildung 1.2.: Schematischer Ablauf der häufigsten Reaktion zur stellaren Kernfusion (auch Proton-Proton-I-Kette genannt).

Dies bedeutet, dass die Sterne das Material, aus dem sie bestehen (am Anfang Wasserstoff und Helium), als Brennstoff für die Energieerzeugung verbrauchen. Sie wandeln es in schwerere Elemente um (Wasserstoff in Helium, Helium in Kohlenstoff, Kohlenstoff in Sauerstoff und so weiter). Das ist die Reaktionskette der Kernfusion, die die Sterne antreibt. Und das bedeutet, dass alle Elemente, die man in der Natur findet (mit Ausnahme von Wasserstoff), im Inneren der Sterne erzeugt werden!

#### Aktivität 1: Die Kernfusion in der Sonne

- (a) Wie viel Masse wandelt die Sonne pro Sekunde in Energie um, wenn in ihrem Kern pro Sekunde etwa 500 Millionen Tonnen Wasserstoff zu Helium umgewandelt werden?
- (b) Die Sonne besitzt eine Gesamtmasse von  $2 \times 10^{33}$  g. Bedeutet dies, dass die Sonne auf Grund dieses Massenverlusts irgendwann verschwinden wird? Diskutiere und argumentiere.

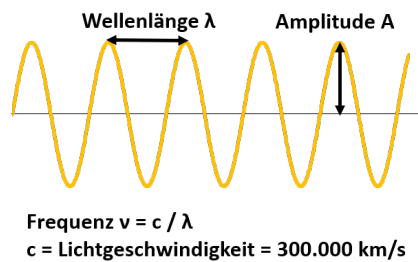


Abbildung 1.3.: Die wichtigsten Eigenschaften einer Welle.

## 1.2. Die Farben der Sterne

### Eigenschaften einer Lichtwelle:

Licht besteht aus **elektromagnetischen Wellen**. Wichtige Größen zur Beschreibung einer Welle sind dabei (siehe Abbildung 1.3):

- die **Wellenlänge**  $\lambda$ , der **Abstand** zwischen zwei Wellenbergen oder Wellentälern)
- die **Frequenz**  $\nu$  (manchmal auch als  $f$  bezeichnet), die Anzahl der gemessenen **Wellenberge** oder Wellentäler **pro Sekunde**
- die **Amplitude**  $A$ , eine Angabe über die **Höhe** der Wellenberge über der Nulllinie

Dabei gibt es einen ganz grundlegenden Zusammenhang zwischen der Wellenlänge und der Frequenz: Die Frequenz  $\nu$  lässt sich aus der Wellenlänge  $\lambda$  und der **Ausbreitungsgeschwindigkeit des Lichts**  $c$  mittels der Beziehung

$$\nu = c/\lambda \tag{1.1}$$

berechnen. Im Vakuum beträgt  $c$  rund 300.000 km/s.

Je kürzer also die Wellenlänge ist, desto mehr Wellen können pro Sekunde gezählt werden, und entsprechend höher ist die Frequenz. Umgekehrt wird die Frequenz kleiner, wenn die Wellenlänge zunimmt.

Elektromagnetische Wellen transportieren Energie. Die **Strahlungsenergie** einer Welle hängt dabei von der Frequenz und von der Amplitude der Welle ab. Je höher die Frequenz  $\nu$  und je größer die Amplitude  $A$  ist, desto mehr Energie  $E$  kann eine Welle transportieren:

$$E \propto \nu$$

$$E \propto A^2$$

### Das elektromagnetische Spektrum:

Zerlegt man das Licht einer Lichtquelle z.B. mit einem Prisma, kann man die Farben, oder genauer gesagt die Wellenlängen, analysieren, aus denen sich das Licht zusammensetzt. Dabei entspricht jede Farbe einer Wellenlänge. Rotes Licht hat längere Wellenlängen, blaues Licht kürzere Wellenlängen (siehe auch Abbildung 1.5).

Außerhalb des sichtbaren Lichtes erstreckt sich das **elektromagnetische Spektrum** zu kürzeren (Ultraviolett-, Röntgen- und Gammastrahlung) und zu längeren (Infrarot-, Mikro- und Radiowellen) Wellenlängen (Abbildung 1.4). Jenseits des visuellen Bereiches können wir die Strahlung aber nicht mehr mit unseren Augen wahrnehmen, weil die „Detektoren“ unserer Augen (die Sehzellen in der Netzhaut des Auges) nicht empfindsam dafür sind.

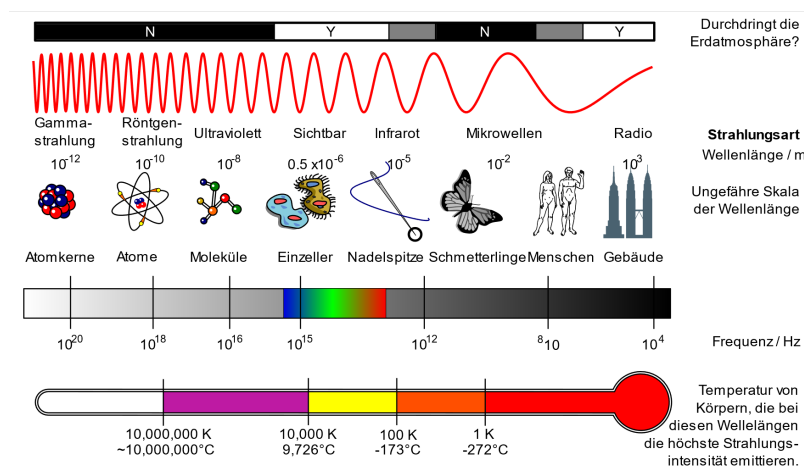


Abbildung 1.4.: Das Elektromagnetische Spektrum. ©Markus Nielbock, from Wikipedia Commons

### Aktivität 2: Licht und Elektromagnetische Wellen:

Beantworte die folgenden Fragen:

- Welche elektromagnetische Welle hat die längste Wellenlänge?
- Welche hat die höchste Frequenz?
- Welche Wellen transportieren die meiste Energie?

Diese Aufspaltung in ein Spektrum kann man mit jeder beliebigen Lichtquelle machen. In Abbildung 1.5 ist etwa das sichtbare Spektrum unserer Sonne zu sehen:

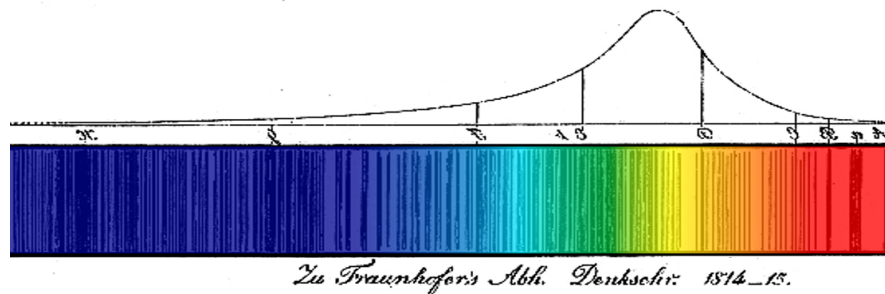


Abbildung 1.5.: Das von Joseph von Fraunhofer aufgenommene Spektrum der Sonne.

Die Kurve oberhalb des Sonnenspektrums in Abbildung 1.5 ist dabei die **spektrale Energieverteilung**. Sie gibt an, wie viel Energie bei den einzelnen Wellenlängen abgestrahlt wird (d.h., wie hoch die Amplitude der jeweiligen Wellenlängen ist). Aus der Abbildung folgt, dass die Sonne die meiste Energie im Wellenlängenbereich des gelb-grünen Lichts aussendet. Weil sich alle Farben bei dieser Energieverteilung in unseren Augen mischen, sehen wir die Sonne gelb.

Wenn wir die Sterne am Nachthimmel genau betrachten, können wir feststellen, dass nicht alle Sterne gelb sind. Manche sind weiß, andere sind bläulich oder rötlich (Vergleiche auch die Abbildung auf der Titelseite).

In Abbildung 1.6 ist die spektrale Energieverteilung dreier verschiedener Sterne dargestellt (Der Regenbogen verdeutlicht, wo das sichtbare Licht im Spektrum liegt).

Wir sehen, dass sich die spektrale Energieverteilungen der Sterne erst einmal recht ähnlich sehen. Bei genauerem Betrachten fällt aber auf, dass das Maximum der Kurve (also die Wellenlänge, bei der die meiste Energie ausgesendet wird), jeweils etwas verschoben ist.

Unsere Sonne strahlt am meisten Energie bei gelben Wellenlängen aus. Betelgeuse, ein eher kühler Stern, sendet mehr Energie im roten Wellenlängenbereich aus und erscheint daher rötlich. Rigel hingegen, ein sehr heißer Stern, strahlt mehr Energie im blauen Bereich des Spektrums aus und erscheint daher bläulich.

Mit Temperatur ist hier die Temperatur auf der Oberfläche des Sterns gemeint! Das Licht, das wir sehen, wird hauptsächlich von der Oberfläche des Sterns abgestrahlt.

Zwischen der **Oberflächentemperatur**  $T$  eines Sterns und seiner **Farbe** gibt es folglich einen physikalischen Zusammenhang. Die Messungen der Astronomen besagen, dass die Oberflächentemperaturen der Sterne in einem Bereich zwischen 30 000 K (blaue Sterne) und 2000 K (rote Sterne) liegen. Sterne, die der Sonne ähnlich sind (gelbe Sterne), haben Oberflächentemperaturen von um die 6000 K.

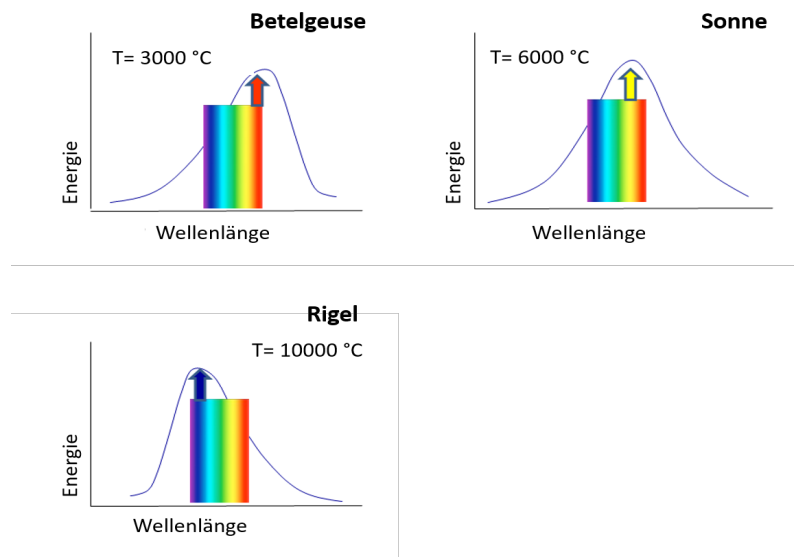


Abbildung 1.6.: Spektren verschiedener Sterne

**Für Experten:**

Dieser Zusammenhang zwischen der Temperatur und Farbe eines Objektes ist universal in der Physik und wird im **Planck'schen Strahlungsgesetz** beschrieben. Mithilfe des **Wien'schen Verschiebungsgesetz** gilt dabei (für sogenannte **schwarze Körper**, wie unsere Sonne in erster Näherung einer ist):

$$\lambda_{max} = 2.8978 \text{ mm K}/T$$

Das heißt, das Maximum der ausgesendeten Strahlung eines heißen Körpers ist umgekehrt proportional zur Temperatur des Körpers.

Astronomen ordnen die Sterne anhand ihrer Oberflächentemperatur in verschiedene Gruppen ein, die sie mit den folgenden Buchstaben bezeichnen: *O, B, A, F, G, K* und *M*. In Tabelle 1.1 sind die Temperaturbereiche und Sternfarben aufgelistet, die den jeweiligen Sterntypen entsprechen.

Die Reihenfolge der Sterntypen innerhalb dieser Klassifikation kann man sich mit Hilfe eines Merkspruchs leicht einprägen:

**Oh Be Ah Fine Girl/Guy Kiss Me**  
*oder auf Deutsch*  
**Offenbar Benutzen Astronomen Furchtbar Gern Komische**  
**Merksprüche**










Spektraltyp	Oberflächentemperatur in $K$	Sternfarbe	
O	30000 - 60000	blau	
B	10000 - 28000	blauweiß	
A	7500 - 10000	weiß	
F	6000 - 7500	gelbweiß	
G	5000 - 6000	gelb	
K	3500 - 5000	orange	
M	2000 - 3500	rot	

Tabelle 1.1.: Einteilung der Sterne in Spektralklassen, abhängig von ihrer Oberflächentemperatur und Farbe.

### Aktivität 3: Sternfarben

Vervollständige mithilfe der Sternkärtchen und Tabelle 1.1 die Farben und Spektraltypen der Sterne in Tabelle 1.2.

## 1.3. Die Leuchtkraft der Sterne

Ein weiteres Unterscheidungsmerkmal von Sternen am Nachthimmel ist ihre **Helligkeit**. Wie hell ein Stern am Nachthimmel erscheint, kann aber sowohl an seiner wahren Helligkeit liegen, oder an seiner Entfernung zu uns. Um die Sterne genau charakterisieren zu können, müssen die Astronomen deshalb ihre „wahre“ intrinsische **Leuchtkraft**  $L$  (oft auch als **absolute Helligkeit** bezeichnet) bestimmen.

Die **Leuchtkraft**  $L$  ist definiert als die komplette **Energiemenge**, die **pro Zeiteinheit** (also etwa pro Sekunde) von dem Stern abgestrahlt wird. Die Leuchtkraft wird in „Watt“ [W] angegeben.

Wir können aber nur die Energiemenge, die bei uns auf der Erde ankommt, messen. Da ein Stern in alle Richtungen gleichmäßig abstrahlt, ist das aber nur einen Bruchteil seiner ausgesendeten Energie. Um auf die wahre Leuchtkraft der Sterne zu schließen, müssen wir deshalb ihre Entfernung zu uns kennen.

Das Abstandsgesetz besagt dabei, dass sich die Energie  $E$ , die von einer (punktförmigen) Quelle in den dreidimensionalen Raum gleichmäßig abgestrahlt wird, auf eine Kugeloberfläche  $\Omega$  verteilt, die proportional mit dem Quadrat des Abstands  $r$  von der Quelle größer wird:

$$\Omega = 4\pi r^2 \tag{1.2}$$

Misst man nun den sogenannten **Strahlungsfluss**  $f$ , der auf der Erde ankommt,

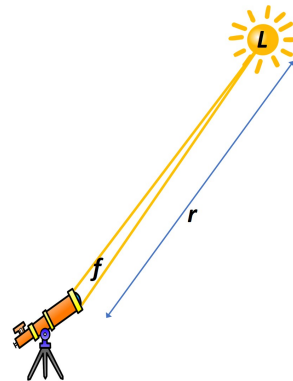


Abbildung 1.7.: Bestimmung der absoluten Helligkeit eines Sterns

kann man die Strahlungsleistung des Sterns berechnen. Der Strahlungsfluss ist die Energie, die pro Zeiteinheit auf die Fläche des Detektors trifft und wird in  $\text{W}/\text{m}^2 = \text{J}/\text{s}/\text{m}^2$  angegeben.

Diese Energiemenge muss nun mit der Gesamtfläche  $\Omega$  der abgegebenen Strahlung im Abstand  $r$  des Detektors vom Stern multipliziert werden, um die intrinsische Leuchtkraft zu erhalten:

$$L = f \cdot 4\pi r^2 \quad (1.3)$$

#### Aktivität 4: Berechnung der Leuchtkraft der Sonne:

Die Energie  $f$ , die von der Sonne abgestrahlt wird und (außerhalb der Erdatmosphäre) pro Zeiteinheit und pro Flächeneinheit senkrecht ankommt, nennt man **Solarkonstante**. Sie beträgt:

$$f = 1367 \text{ Watt}/\text{m}^2 \quad (1.4)$$

Der Abstand der Erde von der Sonne beträgt

$$r = 1AU = 1.5 \times 10^{11} \text{ m} \quad (1.5)$$

Berechne mit Formel 1.3 die Leuchtkraft  $L_{\odot}$  der Sonne.

Oft ist es hilfreich, die Parameter eines Sterns mit denen unserer Sonne zu vergleichen, da dies der Stern ist, den wir am besten kennen.

Das Symbol  $\odot$  bezeichnet in der Astronomie die Sonne. Es wird häufig als Index einer bestimmten Messgröße verwendet, also zum Beispiel  $L_{\odot}$  für die Sonnenleucht-

kraft. Diese Werte werden dann Referenz für die Werte anderer Sterne verwendet. (Ein Stern, der im Vergleich zur Sonne nur mit der halben Leistung strahlt, hat demzufolge eine Leuchtkraft von  $L/L_{\odot} = 0.5$ ).

#### Einige Parameter der Sonne als Vergleich in der Astronomie:

- Leuchtkraft:  $L_{\odot} = 3.85 \times 10^{26}$  Watt
- Masse:  $M_{\odot} = 1.988 \times 10^{30}$  kg
- Radius:  $R_{\odot} = 696\,342$  km
- Temperatur:  $T_{\odot} = 5778$  K
- Spektralklasse G2V (das 2V steht für eine feinere Unterteilung der Spektralklassen)

#### Aktivität 5: Leuchtkraft:

Vervollständige mithilfe der Sternkärtchen die Leuchtkraft der Sterne in Tabelle 1.2.

#### Für Experten: Bestimmung der Entfernung eines Sterns

Die Entfernung eines Sterns zu bestimmen ist eines der grundlegenden Probleme in der Astronomie und alles andere als trivial. Für viele Sterne in der Umgebung der Sonne lässt sich die Entfernung über eine **Parallaxenmessung** bestimmen.

Das Prinzip ist recht einfach: Man peilt den zu vermessenden Gegenstand von zwei verschiedenen Punkten aus an. Man wird dabei feststellen, dass sich der Gegenstand gegenüber dem Hintergrund verschoben hat, wenn man die Ausgangsposition ändert.

Genau so gehen die Astronomen bei der Messung von Sternparallaxen vor. Sie vermessen die Position eines Sterns einmal an einem bestimmten Tag und dann noch einmal ein halbes Jahr später. Da die Länge der Basislinie (der Durchmesser der Erdumlaufbahn um die Sonne, 2AE) bekannt ist, kann aus dem gemessenen Verschiebungswinkel die Entfernung des Sterns berechnet werden.

## 1.4. Der Zusammenhang zwischen Leuchtkraft, Temperatur und Radius

Genau wie bei der Farbe gibt es einen fundamentalen Zusammenhang zwischen der Leuchtkraft eines Sterns und seiner Oberflächentemperatur:

$$L = 4\pi\sigma R^2T^4 \quad (1.6)$$

Dabei ist  $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4$  die Stefan-Boltzmann-Konstante,  $T$  die Oberflächentemperatur und  $R$  der **Radius** des Sterns.

Formel 1.6 lässt sich dabei aus dem **Stefan-Boltzmann-Gesetz** herleiten:

$$f_{ges} = \sigma AT^4 \quad (1.7)$$

Es besagt, dass die Strahlungsleistung  $f_{ges}$ , die ein vollständig undurchsichtiger Körper (genauer: ein sogenannter **schwarzer Körper**) von seiner Oberfläche insgesamt abgestrahlt, sehr schnell sehr viel größer wird, wenn die Temperatur  $T$  des Körpers zunimmt.

In erster Näherung kann man die Sterne als schwarze Körper betrachten, die zudem ideale Kugeln mit der Oberfläche  $A = 4\pi R^2$  sind, wobei  $R$  der **Radius** des Sterns ist.

Hat man die Leuchtkraft  $L$  eines Sterns gemäß Gleichung 1.3 bestimmt und seine Oberflächentemperatur  $T$  anhand seiner Farbe abgeleitet, kann man mit Hilfe von Gleichung 1.6 den Sternradius  $R$  berechnen und so seine Größe bestimmen!

### Aktivität 6: Sonne und Kapella im Vergleich:

Betrachte Kapella, den hellsten Stern des Sternbildes Fuhrmann. Mit  $T_{Kapella} = 5150 \text{ K}$  hat er näherungsweise die gleiche Temperatur wie die Sonne ( $T_{\odot} = 5840 \text{ K}$ ), ist aber 141-mal heller als diese.

Aus Gleichung 1.6 wissen wir, wie die Leuchtkraft  $L$  vom Sternradius  $R$  und der Oberflächentemperatur  $T$  abhängt. Kannst Du davon ausgehend die größere Leuchtkraft von Kapella erklären?

Jetzt haben wir die wichtigsten Eigenschaften zur Beschreibung eines Sterns kennengelernt, nämlich seinen **Radius**  $R$ , die **Oberflächentemperatur**  $T$ , die **Leuchtkraft**  $L$  und seine **Spektralklasse**.

Weitere Eigenschaften eines Sterns sind etwa seine **Masse**  $M$ , die (mittlere) **Dichte**  $\rho$ , seine **Rotationsgeschwindigkeit**  $\omega$ , das **Magnetfeld**  $B$  oder seine **Metallizität**  $M$  (der Anteil schwererer Elemente im Stern).

Im nächsten Teil des Workshops werden wir sehen, wie diese Parameter eines Sterns zusammenhängen und seinen Lebensweg beeinflussen.

	Sternname	im Sternbild	Temperatur in $K$	Sternfarbe	Spektraltyp	Leuchtkraft in $L_{\odot}$	Entfernung in $L_j$	Radius in $R_{\odot}$
0	Dubhe	großer Bär	4660	orange	K	224	123	30
1	61 Cygni A							
2	Sirius A							
3	Sirius B		25200			0,027		0,00864
4	Bellatrix							
5	Altair							
6	Regulus							
7	Spica							
8	Deneb							
9	Procyon							
10	Sirrah							
11	Antares						13	
12	Wega							
13	$\alpha$ Centauri A							
14	$\alpha$ Centauri B							
15	$\beta$ Centauri (Hadar)							
16	Beteigeuze							
17	Sonne							
18	Achernar							
19	Polaris							
20	$\epsilon$ Eridani (Ran)							

Tabelle 1.2.: Die Haupteigenschaften einiger Sterne

## 2. Das Leben der Sterne

### 2.1. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

Jahrhunderte lang haben Astronomen über das Leben der Sterne nachgedacht. Scheinen die Sterne ewig oder sterben sie? Wie entstehen sie und wie verändern sie sich nach ihrer Geburt im Laufe der Zeit? Die Beantwortung dieser Fragen erwies sich als sehr schwierig, da die Sterne sehr lange leben. Heute wissen wir, dass sogar ein relativ kurzlebiger Stern ein paar Millionen Jahre lang strahlt. Sterne wie unsere Sonne überdauern etwa 10 Milliarden Jahre. Einige Sterne leben sogar noch länger.

Zu Beginn des 20. Jahrhunderts entwickelten einige Physiker die Theorie der **Kernfusion**. Sie erkannten, dass dieser Mechanismus genügend Energie liefert, um die Leuchtkraft der Sterne zu erklären. Sie erkannten auch, dass Sterne, denen das Material für die Fusion ausgeht, ausbrennen und sterben. Aber was geschieht mit Sternen während ihrer Lebenszeit?

Als Ejnar Hertzsprung und Henry Norris Russell 1913 die Leuchtkraft  $L$  und die Oberflächentemperatur  $T$  von sonnennahen Sternen gegeneinander auftrugen, stellten sie fest, dass die Sterne nicht zufällig über das Diagramm verteilt waren. Sie sind vielmehr auf bestimmte Gebiete konzentriert.

Bis heute hat sich dieses sogenannte **Hertzsprung-Russell-Diagramm** (HRD) als „Rosetta-Stein“ der Stellarastronomie erwiesen. Seit dieser Entdeckung verstehen wir, welche Vorgänge das Leben der Sterne bestimmen, wie sie sich entwickeln und wie sie sterben.

Aus Diagramm 2.1 wird ersichtlich, dass es prinzipiell drei Arten von Sternen gibt, die sich jeweils in einer speziellen Region aufhalten:

(1) Auf der **Hauptreihe** befinden sich die meisten Sterne, auch unsere Sonne befindet sich dort. Die Hauptreihe umfasst extrem leuchtkräftige, heiße Sterne bis hin zu kühleren, kleineren und weniger leuchtkräftigen Sternen. Letztere sind signifikant leuchtschwächer als die Sonne.

(2) **Rote Riesen** und **Überriesen** sind sehr leuchtkräftige Sterne, die jedoch nur relativ niedrige Oberflächentemperaturen aufweisen. Zu dieser Gruppe zählt auch Beteigeuze, einer der helleren Sterne in der Milchstraße, der sich im Sternbild Orion befindet.

(3) **Weißer Zwerge** sind zwar sehr heiß, haben aber nur eine geringe Leuchtkraft.

Durch theoretische Überlegungen erkannten die Astronomen, dass die verschiedenen Bereiche im H-R-Diagramm wichtige Informationen über die Lebenszyklen der Sterne enthalten. Was wir in diesem Diagramm tatsächlich sehen, sind Sterne, die sich in unterschiedlichen Entwicklungsstadien finden. Wir sehen sowohl junge heiße als auch

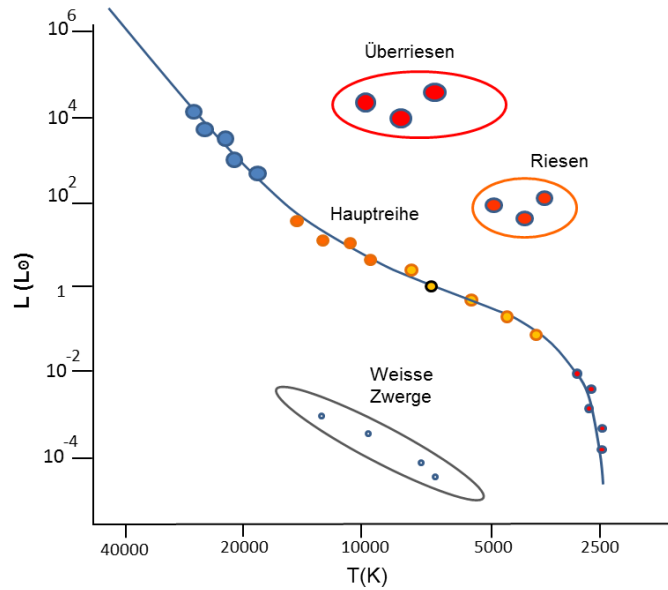


Abbildung 2.1.: Das Hertzsprung-Russell-Diagramm

alte kühle Sterne und solche, die ihr Leben beendet und eine leere Hülle hinterlassen haben. Durch die Untersuchung einer Vielzahl von Sternen mit verschiedenem Alter ist es den Astronomen gelungen, ein komplettes Bild der Sternentwicklung zu erarbeiten.

Die **Hauptreihe** ist der Ort im H-R-Diagramm, an dem die Sterne 90% ihres Lebens verbringen. Während dieser Zeit verbrennen sie in ihren Kernen Wasserstoff zu Helium und befinden sich im hydrostatischen Gleichgewicht. Die Oberflächentemperatur und Leuchtkraft bleiben in dieser Zeit etwa konstant.

#### Aktivität 7: Das Hertzsprung-Russell Diagramm:

Trage die Positionen der Sterne aus Tabelle 1.2 in das H-R-Diagramm in Abbildung 2.2 gemäß ihrer Leuchtkraft  $L/L_{\odot}$  und Temperatur  $T$  ein.

### Logarithmische Skala

Das H-R-Diagramm wird meist in einer **logarithmischen** Skala angegeben. Dabei entsprechen gleiche Abstände auf der Achse nicht gleichen Werten, sondern den Potenzen ( $10^1, 10^2, 10^3$ , usw.)

Das bedeutet, dass die Abstände zwischen zwei Markierungen auf den Achsen dann nicht mehr gleich groß sind, sondern nur die Abstände zwischen den Exponenten.

So kann man Daten mit starken Größenunterschieden besser in einem Diagramm darstellen.

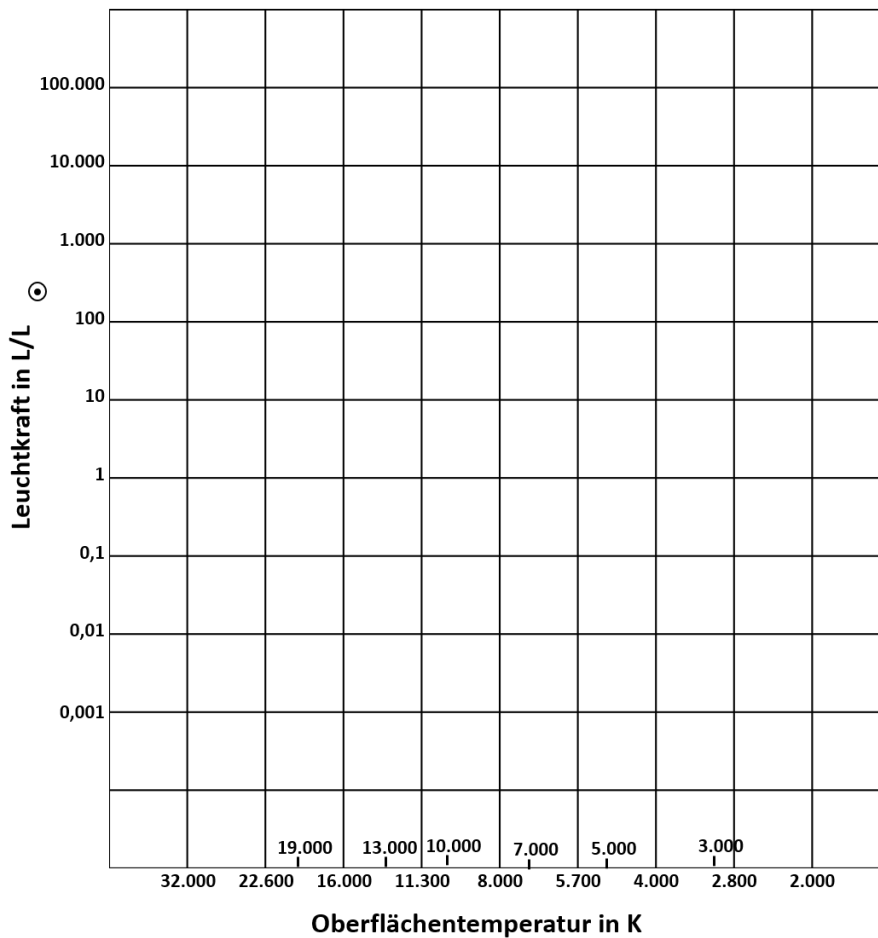


Abbildung 2.2.: Das Hertzsprung-Russell-Diagramm



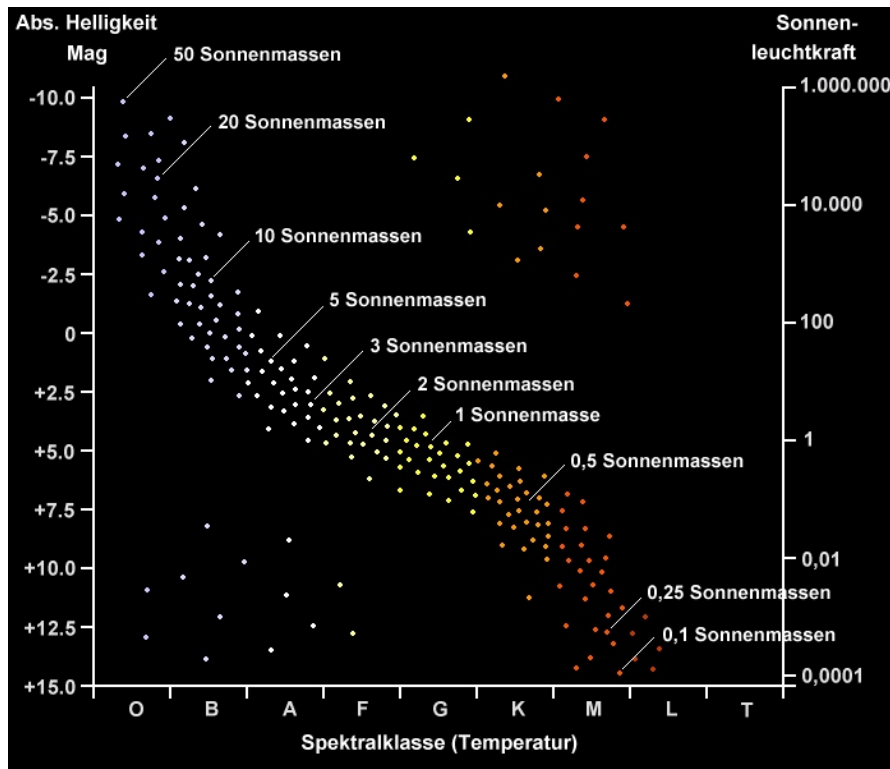


Abbildung 2.3.: Das Hertzsprung-Russell-Diagramm mit Sternmassen. ©Mario Lehwald

## 2.2. Die Bedeutung der Sternmasse

Es stellte sich heraus, dass die **Masse**  $M$  eines Sterns eine grundlegende Bedeutung für die Entwicklung des Sterns hat. Sie bestimmt auch seine genaue Position im Hertzsprung-Russell-Diagramm.

In Abbildung 2.3 ist die Verteilung der Sternmassen entlang der Hauptreihe dargestellt. Aus dem Diagramm ist ersichtlich, dass die Massen der Sterne entlang der Hauptreihe (von links nach rechts) abnehmen. Man sieht auch, dass die massereichsten Sterne die höchsten Leuchtkräfte und die größten Radien besitzen.

Die Masse eines Sterns bestimmt nicht nur den Platz, den er im HRD einnimmt, sondern entscheidet letztlich über die Temperatur, Leuchtkraft und Radius des Sterns, sowie die Art und den zeitlichen Verlauf seiner Entwicklung.

Massearme Sterne wie die Sonne leben sehr lange. Sie verbrennen ihren Wasserstoff sehr langsam und verweilen ungefähr 9 Milliarden Jahre auf der Hauptreihe.

Im Gegensatz dazu verbrennen massereiche Sterne mit mehr als 8 Sonnenmassen

ihren Wasserstoffvorrat sehr schnell und bleiben folglich nur ein paar Millionen Jahre lang auf der Hauptreihe. Die Astronomen unterscheiden daher entsprechend der Masse zwischen zwei unterschiedlichen Entwicklungswegen der Sterne.

#### Für Experten: Bestimmung der Sternmasse

Die Masse eines Sterns zu bestimmen ist gar nicht so einfach, man kann ihn schließlich nicht wiegen. Eine Möglichkeit hierfür sind Doppelsternsysteme, also zwei Sterne, die auf einer elliptischen Bahn umeinander kreisen. Aus dem dritten Keplerschen Gesetz und dem Gravitationsgesetz ergibt sich die Gesamtmasse des Doppelsternsystems zu:

$$(M_1 + M_2) = \frac{4\pi^2}{G} \cdot \frac{a^3}{t^2}$$

$t$  ist dabei die Umlaufzeit der Sterne umeinander und  $a$  die große Halbachse der elliptischen Bahn der Sterne.

Aus dem Verhältnis der großen und kleinen Halbachse lässt sich das Massenverhältnis ableiten ( $M_1/M_2 = a_2/a_1$ ) und so die Masse der Sterne bestimmen. Heutzutage sind die Massen von etwa 20 Doppelsternsystemen genau bestimmt und man weiß, dass sich die Massen der Sterne etwa zwischen 0.1 und 100 Sonnenmassen bewegen.

### 2.2.1. Die Entwicklung massearmer Sterne

Nach Milliarden von Jahren verlässt ein Stern mit einer ursprünglichen Masse von weniger als etwa 5 Sonnenmassen die Hauptreihe, wird zum **roten Riesen** und schließlich zum **weißen Zwerg**. Dabei durchläuft der Stern folgende Stadien:

- Etwa 90 % seines Lebens verbringt der Stern auf der **Hauptreihe** und verbrennt dabei Wasserstoff
- Wenn der Wasserstoffvorrat im Kern erschöpft ist, verringert sich der Gasdruck. Der Stern kann die Wirkung seiner eigenen Schwerkraft nicht mehr ausgleichen und beginnt zu kontrahieren. Dadurch wird der Kern kleiner und dichter, so dass mehr Gasteilchen zusammenstoßen und beginnen, den Sternkern aufzuheizen. Im Kern beginnt dann Helium zu fusionieren, wobei Kohlenstoff und Sauerstoff entstehen. Währenddessen beginnt Wasserstoff in einer dünnen Schale um den Kern herum zu verbrennen. Da sich die Temperatur im Sterninnern erhöht hat, wird der Stern um etwa das 1000- bis 10000fache heller. Infolge der zunehmenden Temperatur und Gasdruck, dehnt sich der Stern aus (der Radius wird größer), und der Stern kühlt dabei wieder ab. Die Oberflächentemperatur dieser ausgedehnten Hülle verringert sich auf etwa 3500 Kelvin und lässt den Stern rot erscheinen. Ein **Roter Riese** ist entstanden!

- Von der Sternoberfläche strömt ein starker **Sternwind** ab. Dieser trägt den größten Teil der Wasserstoffhülle, die den zentralen Kernbereich des Sterns umgibt, mit sich weg. Während der Endphase dieses Vorgangs, wenn der Massenverlust am größten ist, pulsiert der Stern mit Perioden, die einige Tage bis über ein Jahr dauern können. Die äußeren Schichten des Sterns dehnen sich dabei aus, ziehen sich wieder zusammen, um sich dann wieder auszudehnen und erneut zusammenzuziehen. Der Stern wird zu einem **Veränderlichen Stern**. Aufgrund ihrer variierenden Leuchtkraft kann man derartige Sterne auch in großen Entfernungen nachweisen.
- Nach dieser Phase der Instabilität kontrahiert der Kern sehr stark, die Temperatur erhöht sich gewaltig und der Stern wirft seine äußeren Schichten als **Planetarischer Nebel** in den Weltraum ab. Nun endet die Kernfusion. Der Kern fällt in sich zusammen und alles, was von dem ursprünglichen Stern übrig bleibt, ist ein inaktiver Kern, der sich zu einem **weißen Zwerg** entwickelt (Ein weißer Zwerg kann zwar eine Masse besitzen, die etwas so groß ist wie die unserer Sonne, sein Durchmesser entspricht jedoch nur dem der Erde!).

### 2.2.2. Die Entwicklung massereicher Sterne

Beträgt die ursprüngliche Masse eines Sterns etwa 8 Sonnenmassen, läuft seine gesamte Entwicklung viel schneller ab. Wenn sich der Stern zu einem Überriesen entwickelt und die Bildung **schwerer Elemente** einsetzt (Silizium, Schwefel, Kalzium), erhöht sich die Temperatur im Kern auf ungefähr 3 Milliarden Kelvin! Im Sternkern verschmelzen immer schwerere Elemente, bis der Kernbereich komplett aus Eisen besteht. Hier hält der Verschmelzungsprozess endgültig an, weil Eisen sehr stabil ist und nicht mehr weiter zu schwereren Elementen fusionieren kann (ohne Energiezufuhr von Außen = endotherme Reaktion). Ohne Kernreaktion, welche die Schwerkraft ausgleicht, implodiert der Kern extrem schnell. Die äußere Schichten folgen und prallen gegen den Kern, was eine gewaltige Explosion nach Außen nach sich zieht: eine **Supernova**. (Eine Supernova ist eines der hellsten Phänomene im Universum: Während eines derartigen Explosion strahlt ein Stern mehr Energie aus als alle 200 Milliarden Sterne einer Galaxie zusammen)

Bei der Supernova-Explosion wird ein großer Teil des Sternmaterials ins All geschleudert. Der implodierte Kern besitzt danach eine Dichte von etwa  $10^{18} \text{ kg/cm}^3$  und einem Durchmesser von nur wenigen Kilometern. In diesem Kern werden die Atome so stark von der Schwerkraft komprimiert, dass die Elektronen der Atomhüllen in den Atomkerne hineinfallen, mit den Protonen verschmelzen und Neutronen bilden: Ein **Neutronenstern** entsteht.

### 2.2.3. Die Entstehung Schwarzer Löcher

Wenn die ursprüngliche Sternmasse sehr groß ist (ab vielleicht 30 oder 40 Sonnenmassen), nimmt der Radius des Neutronensterns weiter ab. Schließlich kollabiert der Stern zu einem Schwarzen Loch, das eine unendliche Dichte und Anziehungskraft besitzt. Der

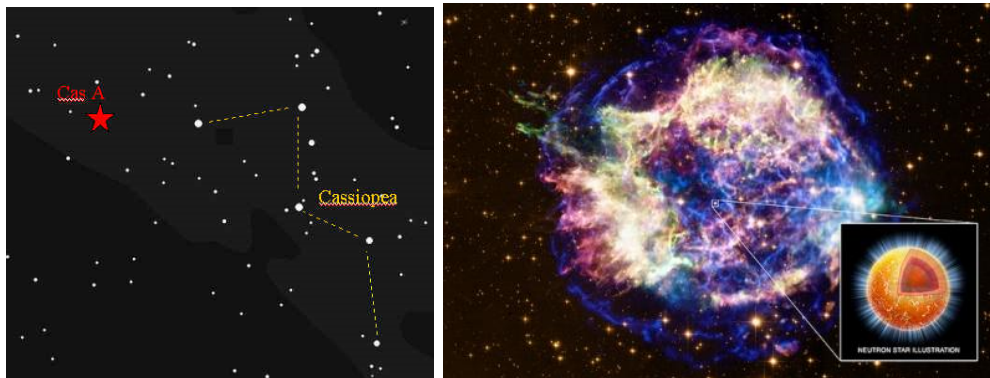


Abbildung 2.4.: Im Sternbild Cassiopeia explodierte vor 330 Jahren ein riesiger Stern. Aus der Supernova-Explosion entstand ein Neutronenstern. (Links:Lage der Supernova. Rechts: Aufnahme der Reste der Supernova mit Darstellung des Neutronensterns.)

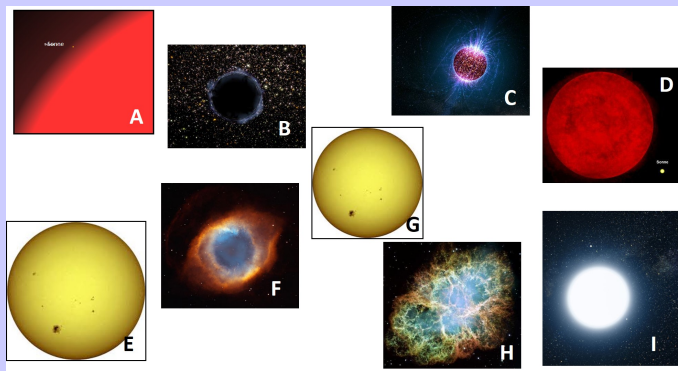
ganze Prozess vom Zusammenstürzen des Sternrests bis zur Entstehung eines Schwarzen Lochs geht sehr schnell vor sich, in Sekunden! In diesem Stadium kann nichts, nicht einmal Licht entkommen: Ein Schwarzes Loch hat sich gebildet. Einmal eingefangen kann nicht einmal das Licht einem Schwarzes Loch entkommen.

### Aktivität 8: Entwicklungswege der Sterne:

Versuche anhand der folgenden Bilder die Entwicklungsstadien der Sternen mit:

- (a) 1 Sonnenmasse,
- (b) 10 Sonnenmassen und
- (c) 30 Sonnenmassen zu rekonstruieren.

Benenne die verschiedenen Entwicklungsstadien.



### Zusatzfragen: Das Hertzsprung-Russell-Diagramm II:

Diskutiere und beantworte folgende Fragen:

1. Welcher der Sterne aus Tabelle 1.2 ist in Bezug auf seinen Lebenszyklus am ältesten?
2. Welcher dieser Sterne hat die größte Leuchtkraft?
3. Welche dieser Sterne verwenden gerade Wasserstoff als Brennstoff im Kern?
4. Welche dieser Sterne verwenden gerade Helium als Brennstoff im Kern?
5. Warum strahlen die leuchtkräftigsten Sterne am hellsten, aufgrund ihrer Größe (Radius) oder auf Grund ihrer Oberflächentemperatur?
6. Welcher der Sterne hat die höchste Oberflächentemperatur?
7. Hauptreihensterne entwickeln sich zu Roten Riesen, wenn sie welchen Brennstoffvorrat in ihren Kernen aufgebraucht haben: Helium, Kohlenstoff oder Wasserstoff?
8. Welche der Hauptreihensterne aus Tabelle 1.2 werden sich zu einem Weißen Zwerg entwickeln?
9. War Stern Sirius B jemals ein Hauptreihenstern?
10. Welche Phase wird Wega als nächste durchlaufen: Roter Riese, Hauptreihe, Weißer Zwerg?
11. Welche Phase wird Beteigeuze als nächste durchlaufen: Roter Riese, Überriese, Hauptreihe oder Weißer Zwerg?
12. Wo würdest du einen Neutronenstern und ein Schwarzes Loch im H-R-Diagramm einordnen?

### Copyright / Kontakt:

Dr. Renate Hubele  
SFB 881 Öffentlichkeitsarbeit  
Haus der Astronomie  
Zentrum für Astronomie der Universität Heidelberg  
[www.sfb881.zah.uni-heidelberg.de](http://www.sfb881.zah.uni-heidelberg.de)

phone: +49 (0)6221 528 291  
email: [hubele@hda-hd.de](mailto:hubele@hda-hd.de)



## A. Antworten

### Aktivität 1:

(a) Der Massenverlust beträgt 0.7% der Ursprungsmasse:

$$\Delta M = 0.007 \cdot 500 \times 10^9 \text{ kg} = 3.5 \times 10^9 \text{ kg}$$

Mit  $E = mc^2$  beträgt die abgestrahlte Energie pro Sekunde:

$$\Delta E = 3.5 \times 10^9 \text{ kg/s} \cdot (2.99 \times 10^8 \text{ m/s})^2 = 31.5 \times 10^{25} \text{ J/s}$$

(b) Zeit bis zum theoretischen Verbrauch allen Brennstoffes:

$$\tau = 2 \times 10^{33} \text{ g} / 500 \times 10^{12} \text{ g/s} = 4 \times 10^{18} \text{ s} = 1.3 \times 10^{11} \text{ Jahre}$$

### Aktivität 2:

- (a) das rote Licht / Radiowellen
- (b) Blaues Licht / Gammastrahlung
- (c) Die Wellen mit der kürzesten Wellenlänge/ der höchsten Frequenz

### Aktivität 4:

$$L_{\odot} = f \cdot 4\pi r^2 = 1367 \text{ W/m}^2 \cdot 4 \cdot 3,14 \cdot (1.5 \times 10^{11} \text{ m})^2 = 3.87 \times 10^{26} \text{ W}$$

**Aktivität 6:**

Es gilt ja:

$$L \propto R^2 \cdot T^4$$

Daraus folgt:

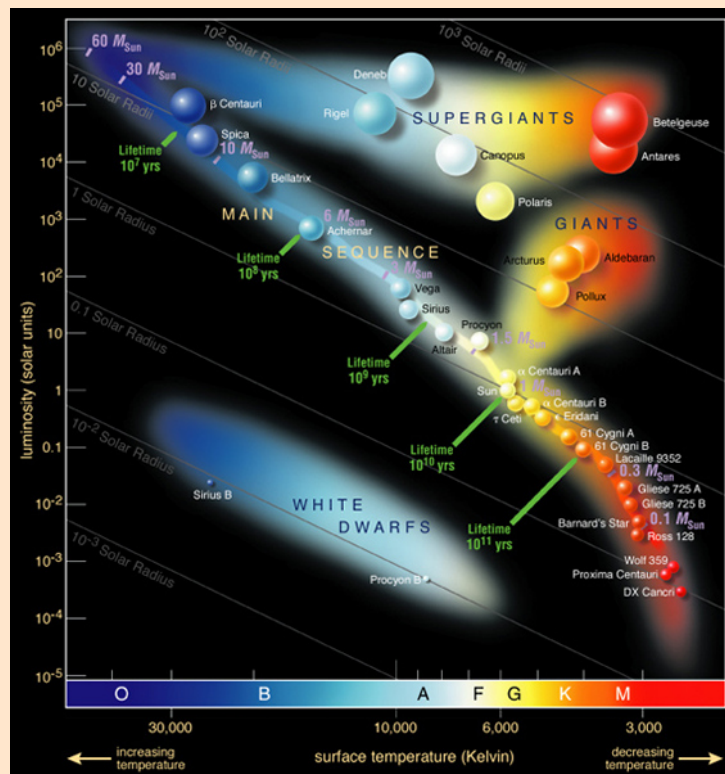
$$\frac{L_K}{L_\odot} = \left(\frac{R_K}{R_\odot}\right)^2 \cdot \left(\frac{T_K}{T_\odot}\right)^4$$

und damit:

$$\frac{R_K}{R_\odot} = \sqrt{\frac{L_K}{L_\odot} \cdot \left(\frac{T_\odot}{T_K}\right)^4} \approx 15$$

Der Radius von Kapella ist also etwa 15mal größer als der Radius der Sonne. Daher die höhere Leuchtkraft.

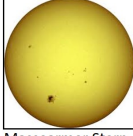
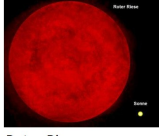


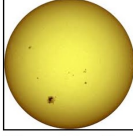
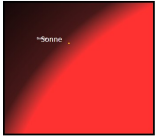



**Aktivität 7:**



Positionen der Hauptsterne im Hertzsprung-Russell-Diagramm



### Aktivität 8:

<b>1 <math>M_{\odot}</math>:</b>	 <p>Massearmer Stern</p>	 <p>Roter Riese</p>	 <p>Planetarischer Nebel</p>	 <p>Weisser Zwerg</p>
<b>10 <math>M_{\odot}</math>:</b>	 <p>Massereicher Stern</p>	 <p>Überriese</p>	 <p>Supernova</p>	 <p>Neutronenstern</p>
<b>100 <math>M_{\odot}</math>:</b>				 <p>Schwarzes Loch</p>

Die Entwicklung von Sternen unterschiedlicher Masse

### Zusatzaktivität:

1. Sirius B (als weißer Zwerg)
2. Deneb mit  $L_{Deneb} = 250000L_{\odot}$
3. Alle auf der Hauptreihe
4. Alle etwas oberhalb der Hauptreihe
5. Die Leuchtkraft wird bedingt durch die produzierte Energie eines Sterns und hängt damit von der Menge an vorhandenem Brennmaterial, also seiner **Masse**, ab ( $L \propto M^3$  für Hauptreihensterne). Es besteht ein beobachtbarer Zusammenhang zwischen Radius und Masse eines Sterns ( $R \propto M^{0,6/1}$  für Hauptreihensterne), und damit wird die Leuchtkraft durch den Radius des Sterns bedingt (größere Oberfläche bedeutet mehr Strahlung, höhere Temperatur hingegen bedeutet erst einmal nur andere Farbe).
6. Spica mit  $T_{Spica} = 22400K$
7. Rote Riesen sind alternde Sterne, in deren **Kern** das **Wasserstoffbrennen** erloschen ist. Sie verlagern sich daraufhin aufs *Schalenbrennen*, dehnen sich auf etwa das Hundertfache aus und im noch heißer gewordenen Kern fusioniert nun Helium zu Kohlenstoff.
8. Bedingung für eine Entwicklung zum weißen Zwerg:  $M_{Stern} < 5M_{\odot}$ . Das sind **Wega, Atair, Sirrah** und **Markab**
9. Ja, ein Stern mit etwa einer Sonnenmasse.
10. Die Lebenszeit von Wega beträgt etwa 1 Mrd. Jahre, knapp die Hälfte hat sie bereits hinter sich ( $M_W \approx 2.2M_{\odot}$ ). Danach wird sie sich zu einem Roten Riesen der Spektralklasse M aufblähen, um schließlich als Weißer Zwerg zu enden.
11. Beteigeuze ist ein Überriese mit  $M_B \approx 20M_{\odot}$  und wird in einigen (vielen) tausend Jahren als Supernova explodieren. Der stellare Rest wird voraussichtlich als Neutronenstern enden.
12. Neutronensterne: Radius 10-20 km, Temperatur mehrere Millionen Grad, extrem geringe Leuchtkraft und sehr stabil: „ganz weit links und unten“ im HRD. Schwarze Löcher können nicht im HRD aufgelistet werden, da sie keine Leuchtkraft haben ( $L = 0$ )