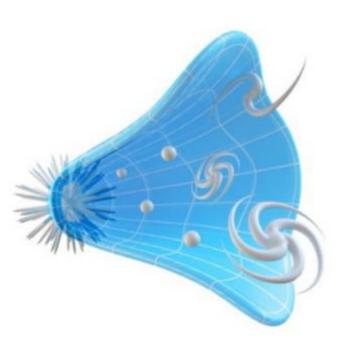


Übungen mit Sternkarten und dem HR-Diagramm

Aus der Reihe FIDS! - Forschung in die Schule!

Fakultät für Physik der LMU München



Materialien

Wissenschaftliche Hintergründe

Aktivitäten und Aufgaben

Anwendungen in der aktuellen Forschung

Autoren

Dr. Cecilia Scorza Marco Smolla

Mit einem Exkurs von PD Dr. Joachim Puls Universitätssternwarte München LMU

Motivation

Jahrhundertelang haben Astronom:innen über das Leben der Sterne nachgedacht. Leuchten Sterne ewig oder sterben sie irgendwann? 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 sich Sterne im Vergleich zur menschlichen Lebensdauer sehr, sehr langsam entwickeln.

Zu Beginn des 20. Jahrhunderts entwickelten einige Physiker:innen 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?

Dieses Dokument beschreibt den Lebensweg der Sterne im Vergleich mit der Sonne. Es wird vorausgesetzt, dass die Schüler mit der Orientierung am Himmel und der Benutzung einer Sternkarte vertraut sind. Alle Übungen werden mit einer drehbaren Sternkarte, mit dem Kartenset "Sterne" und dem Hertzsprung-Russell-Diagramm durchgeführt.

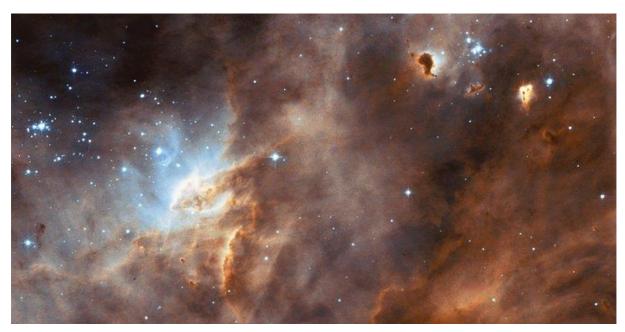


Abbildung 1: Die dunklen Gas- und Staubwolken verklumpen unter ihrer eigenen Schwerkraft und so entstehen neue Sterne. Die hellen bläulich leuchtenden sind besonders groß und massereich. (Credit: Hubble Space Telescope, NASA/ESA)

Inhalt

1. Die Physik der Sterne	4
1.1. Woher nimmt ein Stern seine Energie?	4
Aktivität 1: Wie verändert sich ein Stern, wenn	4
Aktivität 2: Energie durch Kernfusion	6
Aktivität 3: Zum Abschätzen und Diskutieren: Masse und Energie	6
1.2. Die Farben der Sterne	7
Aktivität 4: Die Elektromagnetische Strahlung: Gruppendiskussion	8
Aktivität 6: Angabe der Sterne vervollständigen	11
Aktivität 5: Sternbilder ihren Hauptsternen zuordnen	11
1.3. Die Leuchtkraft der Sterne	12
Aktivität 7: Berechnung der Leuchtkraft der Sonne	12
Aktivität 8: Die Sonne und Capella vergleichen	13
2. Die Entwicklung der Sterne	14
Aktivität 10: Die Masse und Lebenszeit der Sterne	16
2.2. Entwicklungswege für Sterne mit Massen 0,25 M_{\odot} < M < 8 M_{\odot}	17
Aktivität 11: Wie groß wird die Sonne als Roter Riese werden?	19
2.3. Entwicklungswege für massereiche Sterne mit $M > 8 \ M_{\odot}$	19
Aktivität 12: Entwicklungswege zusammenpuzzeln	22
Aktivität 13: Woher wissen wir das alles?	24
Aktivität 14: Übungen mit dem HR-Diagramm	24
Aktivität 15: Übungen mit dem magnetischen HR-Diagramm	25
2.4. Exkurs: Sternwinde und Massenverlust	27
Aktivität 16: Massenverlust verschiedener Sterntypen	27
2.5. Die Produktion der Elemente	29
Aktivität 17: Diskutiere die Daten zur Erzeugung der Elemente	29
Arbeitsblatt der Aktivität 12: Klassifikationsübung "Entwicklungswege"	30
Fragen mit Antworten zu Sternen der Tahelle 3	33

1. Die Physik der Sterne

1.1. Woher nimmt ein Stern seine Energie?

Wenn wir die Sterne des Sternbildes Orion (siehe Abbildung 2) genau betrachten, können wir feststellen, dass die Sterne unterschiedliche Farben und Helligkeiten haben. Um zu verstehen, warum dies so ist, müssen wir uns zuerst mit dem Aufbau und der Energiequelle der Sterne beschäftigen. Was ist überhaupt ein Stern? Und woher kommt seine Energie?

Sterne sind gigantische Kugeln aus heißem Gas, die kontinuierlich einen Teil ihrer Masse in Energie umwandeln. Die riesigen Gasmengen in einem Stern, vor allem Wasserstoff und Helium, werden durch die Schwerkraft zusammengehalten. Ein Stern ist so massereich, dass das Gas in seinem Kern so heiß und dicht ist, dass Atomkerne miteinander verschmelzen.

Sterne sind stabil aufgrund des Gleichgewichts zweier Kräfte: Die Schwerkraft, die auf die Massen der Teilchen wirkt, und der innere Druck, der sich aus der Bewegungsenergie der Teilchen und elektromagnetischer Strahlung ergibt. Diesen Zustand nennt man **hydrostatisches Gleichgewicht**.



Abbildung 2: Sternbild Orion. (Credit: H. Raab, Wikipedia)

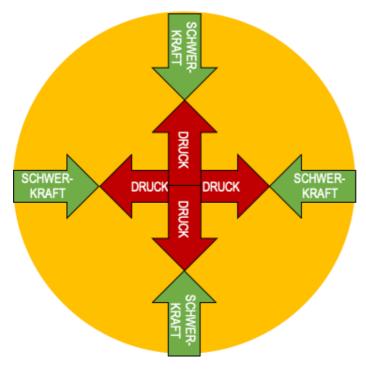


Abbildung 3: Das Kräftegleichgewicht in stabilen Sternen. Unter seiner eigenen Schwerkraft verdichtet sich ein Stern solange, bis der innere Druck ausreichend hoch ist, um ein Gleichgewicht herzustellen. (Credit: Smolla)

Aktivität 1: Wie verändert sich ein Stern, wenn...

- (a) ... die Schwerkraft sich verringert?
- (b) ... und wenn der innere Druck nachlässt?

Zusatzfrage: gibt es prinzipiell eine untere oder obere Grenze für die Masse von Sternen?

Die Temperatur im Kern eines sonnenähnlichen Sterns beträgt rund 15 Mio. Kelvin (mit 273,15 Kelvin = 0 °C). Bei diesen hohen Temperaturen sind die Wasserstoffatome vollständig ionisiert, bestehen also jeweils lediglich aus einem einzelnen Proton. Die Elektronen haben sich von den Atomkernen losgelöst und bilden ein Plasma. Durch diese extremen

Bedingungen werden physikalische Prozesse möglich, für die es sogar im Erdkern bei weitem nicht heiß und dicht genug ist: die **Kernfusion**.

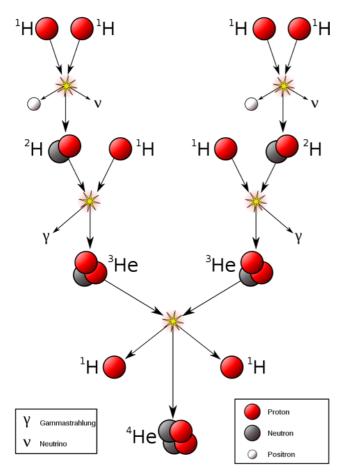


Abbildung 4: Proton-Proton-Kette: Vier Protonen verschmelzen in drei Schritten unter Energiefreisetzung zu einem Heliumkern. Gammastrahlung ist eine Art von elektromagnetischer Strahlung mit einem bestimmten Energiebereich. Neutrinos sind elektrisch neutrale Elementarteilchen mit sehr geringer Masse. (Credit: Wikipedia)

Aufgrund ihrer gleichartigen Ladung stoßen sich zwei Protonen ab und vermeiden sozusagen die Nähe des anderen. Die potentielle Energie dieser elektrostatischen Abstoßung übersteigt sogar im Kern der Sonne die thermische Energie (Bewegungsenergie) der Protonen um viele Größenordnung. Nun verhält sich die Welt der Atome völlig widersprüchlich zu unserer Intuition: der quantenmechanische Tunneleffekt eröffnet die Möglichkeit, dass zwei Protonen ihre elektrostatische Abstoßung überwinden, um miteinander zu einem neuen Atomkern zu verschmelzen.

Dieser neue Atomkern nennt sich Deuterium oder schwerer Wasserstoff und besteht aus einem Proton und einem Neutron. Eines der beiden Protonen hat sich nämlich durch die Wirkung der schwachen Kernkraft in ein Neutron umgewandelt und seine ursprüngliche Ladung in Form eines Positrons, dem Antiteilchen des Elektrons, abgegeben. Diese Fusion von zwei Protonen zu einem Deuterium ist der erste von drei Reaktionsschritten der Proton-Proton-Kette (siehe Abbildung 4), welche in den meisten Sternen den dominanten Fusionsprozess darstellt.

Woher kommt nun also die Energie die Sterne mit ihrem hellen Licht ausstrahlen? Entscheidend ist, dass die Endprodukte ei-

ner Kette von Kernfusionen weniger Masse haben als die Summe aller Eingangsteilchen. Vergleicht man die Masse des Heliumkerns, der aus der Fusion von vier Protonen hervorgeht, so stellt man fest, dass dieser nur 99,3% der Masse besitzt. Die übrigen 0,7% Masse gingen nicht verloren, sondern wurden gemäß Einsteins berühmter Formel, E=mc², in Energie umgewandelt. Diese Energie findet sich in Form von elektromagnetischen Wellen (z.B. Gammastrahlung) und Bewegungsenergie von Teilchen (z.B. Neutrinos).

Wusstest du das?

Dass sich Masse, also Materie, in Energie umwandeln lässt, ist eine der großen neuen Erkenntnisse der Physik des frühen 20. Jahrhunderts. Seit Jahrzehnten versuchen Forschungsprojekte die Kernfusion als Energiequelle in einem Kraftwerk auf der Erde nutzbar zu machen. Bisher ist für uns Menschen die Energie der Kernfusion allerdings lediglich in Form von Sonnenlicht zugänglich - welche sich immerhin dank des photoelektrischen Effekts (ebenso durch Einstein entdeckt) direkt in Strom umwandeln lässt.

Dies bedeutet, dass die Sterne das Material, aus dem sie bestehen (am Anfang Wasserstoff und Helium), als Brennstoff für die Energieerzeugung verbrauchen. Sie verwandeln es durch einen "Verbrennungsprozess" (Kernfusion - keine Ähnlichkeit zu den chemischen Brennprozessen auf der Erde) in schwerere Elemente um. Die Vielfalt der chemischen Elemente bis zum Eisen entsteht aus Ketten von Kernfusionen zu immer schwereren Elementen:

Wasserstoff → Helium → Kohlenstoff → Sauerstoff → ... → Eisen

Aktivität 2: Energie durch Kernfusion

In der Sonne fusionieren vier Protonen in drei Schritten zu einem Heliumkern. In der Atomphysik verwendet man die atomare Masseneinheit mit 1 u = $1.660539 \times 10^{-27} \text{kg}$. Die Masse eines Protons ist m_p = 1.00728 u und die Masse des Heliumkerns m_{He} = 4.00205 u.

- (a) Wie groß ist die Masse, die bei der Fusion von vier Protonen zu Helium in Energie umgewandelt wird?
- **(b)** Wie viel Energie steckt in der umgewandelten Masse? Hinweis: E=mc², Lichtgeschwindigkeit c= 299792 km/s, Energieeinheit Joule = kg m²/s²
- (c) Wie viel Energie steckt in einem Kilogramm Materie? Zum Vergleich: bei der Explosion einer Tonne TNT werden ca. 4 Gigajoule frei (also 10⁹ Joule).

Für die unterschiedlichen Fusionsreaktionen gibt es jeweils einen begrenzten Temperaturbereich, in dem die Prozesse häufiger stattfinden. So kommt es, dass im Inneren unsere Sonne gegenwärtig 99% aller Fusionsenergie durch die Proton-Proton-Kette freigesetzt wird. Die Fusion schwerer Elemente benötigt höhere Temperaturen, welche zum Beispiel in Sternen größerer Masse vorzufinden sind. In einem Stern mit 2 Sonnenmassen ist der sogenannte CNO-Zyklus (Kohlenstoff, Stickstoff, Sauerstoff) der dominante Fusionsprozess.

Die Kernfusion im Inneren der Sterne ist einerseits dafür verantwortlich, dass diese über Millionen bis Milliarden von Jahren hell leuchten und ihre Planetensysteme mit Strahlungsenergie beliefern, die für vielfältige chemische und biologische Prozesse auf der Erde essentiell ist. Zum anderen verdanken wir es den Generationen früherer massereicher Sterne, dass unsere Erde nicht nur aus Wasserstoff und Helium besteht: in der Tat bestehen wir aus Sternenstaub, denn all dieses Material wurde einst im Inneren von Sternen durch Kernfusionen erbrütet.

Aktivität 3: Zum Abschätzen und Diskutieren: Masse und Energie

- (a) Wie viel Masse wandelt die Sonne pro Sekunde in Energie um? Jede Sekunde fusionieren in ihrem Kern 620 Millionen Tonnen Wasserstoff- zu Heliumkernen.
- (b) Die Sonne besitzt eine Gesamtmasse von $2 \cdot 10^{33}$ Gramm. Bedeutet dies, dass die Sonne auf Grund dieses Massenverlusts irgendwann verschwinden wird? Diskutiere und argumentiere.
- (c) In Deutschland liegt der Primärenergiebedarf bei rund 10¹⁵ Joule. Wie viele Tonnen Wasserstoff müssen in der Sonne fusionieren, um diese Menge an Energie freizusetzen?

1.2. Die Farben der Sterne

Die Farbe und die Leuchtkraft der Sterne sind Größen, die die Sterne charakterisieren und quantitativ beschreiben. In welcher Farbe ein Stern leuchtet, hängt von seiner Temperatur ab. Um dies zu verstehen, müssen wir uns mit der Strahlung der Sterne beschäftigen.

Wir können die Strahlung der Sterne als Wellenphänomen beschreiben und sprechen hierbei von elektromagnetischen Wellen. Wichtige Größen zur Beschreibung einer Welle sind die Wellenlänge λ ("Lambda"), der Abstand zwischen zwei Wellenbergen oder Wellentälern, die Frequenz f, die uns sagt, wie viele Wellenberge oder Wellentäler pro Sekunde bei uns ankommen, und die Amplitude A, welche aussagt, wie groß die Auslenkung eines Wellenbergs ist (also der Abstand zur Nulllinie in Abbildung 5).

Je kürzer die Wellenlänge ist, desto mehr Wellen können pro Sekunde gezählt werden, und entsprechend höher ist die Frequenz (siehe Abbildung 6). Umgekehrt wird die Frequenz

 $f = c / \lambda$ Amplitude A

Abbildung 5: Die physikalischen Kenngrößen von (elektromagnetischen) Wellen: Wellenlänge oder Frequenz und Amplitude. Die Ausbreitungsgeschwindigkeit der Welle ist c und bestimmt somit den Zusammenhang zwischen Wellenlänge und Frequenz. (Credit: Scorza)

kleiner, wenn die Wellenlänge zunimmt. Die Frequenz f lässt sich aus der Wellenlänge λ und der Ausbreitungsgeschwindigkeit c mittels der Beziehung $f = c / \lambda$ berechnen. Im Vakuum beträgt c rund 300.000 km/s.

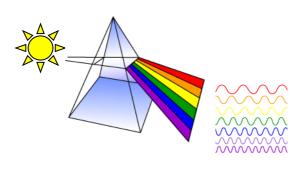


Abbildung 6: Ein Prisma zerlegt scheinbar farbloses Sonnenlicht in seine bunten Bestandteile. Der gleiche Mechanismus ist für den Regenbogen verantwortlich, bei dem kleine Wassertropfen in der Luft die Funktion des hier dargestellten Prismas erfüllen. (Credit: Scorza)

Das farbige Spektrum des Sonnenlichts wird durch elektromagnetische Wellen erzeugt, unterschiedliche Frequenzen haben. Die Wellen im Violettbereich haben eine höhere Frequenz als die im Blaubereich und diese wiederum eine höhere als die Wellen im Rotbereich. Außerhalb des Rotund des Violettbereichs erstreckt sich das elektromagnetische Spektrum zu kürzeren (Ultraviolett, Röntgen- und Gammastrahlung) und längeren (Infrarot, Mikro- und Radiowellen) Wellenlängen (siehe Abbildung 7). Jenseits des visuellen Bereichs können wir die Strahlung nicht mit unseren Augen wahrnehmen, weil die "Detektoren" unserer Augen (die Sehzellen in der Netzhaut des Auges) nicht empfindsam dafür sind.

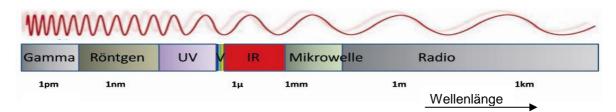


Abbildung 7: Die verschiedenen Arten von elektromagnetischer Strahlung. (Credit: Scorza)

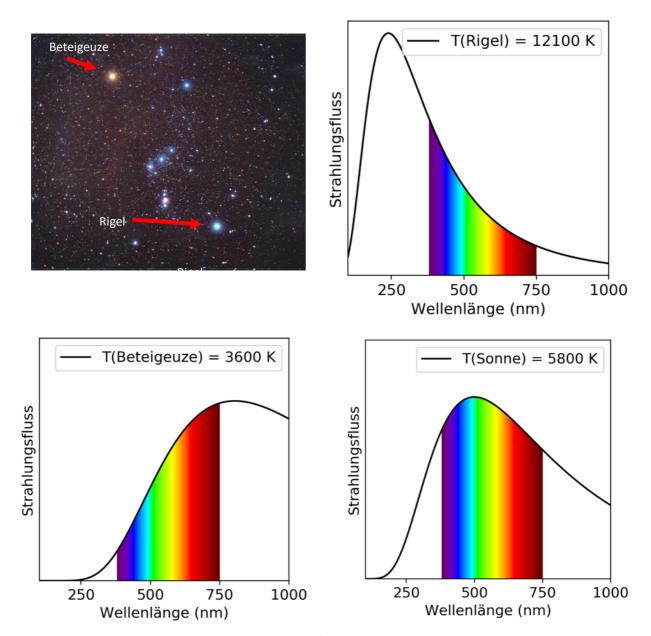


Abbildung 8: Die schwarze Kurve zeigt den Strahlungsfluss eines idealen schwarzen Körpers, so wie sich auch Sterne in erster Näherung beschreiben lassen. Mit unseren menschlichen Augen können wir nur den farbigen Bereich wahrnehmen. Daher erscheint Beteigeuze für uns rötlich und Rigel bläulich. Das Licht der Sonne ist für unser Auge farblos, also weiß, aber je nach Sonnenstand am Himmel sorgt die Lichtstreuung in der Erdatmosphäre für eine gelbe oder rote Farbwahrnehmung - obwohl ihr Strahlungsmaximum eigentlich im blau-grünen liegt. (Credit: Smolla, Matthew Spinelli, apod NASA)

Elektromagnetische Wellen transportieren Energie. Die Strahlungsenergie einer Welle hängt von der Frequenz und von der Amplitude der Welle ab. Je höher die Frequenz und je größer die Amplitude ist, desto mehr Energie kann eine Welle transportieren: $E \sim f$ und $E \sim A^2$. Mit Strahlungsfluss bezeichnet man die Energiemenge, die pro Zeiteinheit durch eine gegebene Fläche fließt.

Aktivität 4: Die Elektromagnetische Strahlung: Gruppendiskussion

Beantworte die folgenden Fragen: (a) Welche Art elektromagnetischer Strahlung hat die größte Wellenlänge? (b) Welche hat die höchste Frequenz? (c) Welche Wellen transportieren die meiste Energie? (d) ... und welche die geringste? (e) Wie heißt die Strahlung der Sonne, die durch die Ozonschicht in der Erdatmosphäre absorbiert wird? (f) Welche physikalische Größe erhält man, indem man Wellenlänge mit Frequenz multipliziert?

Wenn das Licht eines Sterns mit einem Prisma zerlegt wird, können wir die Farben, oder genauer gesagt die elektromagnetischen Wellen, analysieren, aus denen sich das Sternenlicht zusammensetzt. Die genaue Abhängigkeit der beobachteten Strahlung von der Wellenlänge bezeichnet man als das *Spektrum* einer Strahlungsquelle.

Ein perfekter schwarzer Körper hat die Eigenschaft, dass die Form seines Spektrums vollständig durch seine Oberflächentemperatur bestimmt ist. Oft spricht man nur von einem "schwarzen Körper" und meint damit ein stark idealisiertes Objekt, welches elektromagnetische Strahlung jeglicher Wellenlänge vollständig absorbiert und nur aufgrund seiner Temperatur Wärmestrahlung aussendet. Die Farbe eines derartigen "schwarzen Körpers" ist also nicht schwarz, sondern hängt von der Temperatur ab. Im Labor lässt sich ein derartiger Körper beispielsweise durch einen Hohlraum erzeugen, wie er in Abbildung 9 skizziert ist.

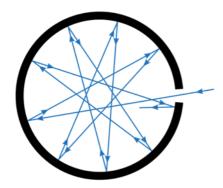


Abbildung 9: Diese Skizze veranschaulicht das Prinzip der Schwarz-körper- oder Hohlraumstrahlung. Ein kugelförmiger Hohlraum mit einer kreisförmigen Öffnung kann Strahlung von außen aufnehmen, welche dann im Inneren etliche Male reflektiert wird, ohne dem Hohlraum zu entweichen. Dieser Hohlraum absorbiert also (fast) alle Strahlung und emittiert ausschließlich Wärmestrahlung. (Credit: Ag Caesar, Wikipedia)

Auch Sterne sind in erster Näherung schwarze Körper, deren Spektrum durch die Oberflächentemperatur bestimmt ist. In Abbildung 10 sieht man, dass die Sonne die meiste Energie im Wellenlängenbereich des grünen Lichts aussendet. Für unser Auge erscheint die Sonne allerdings mittags farblos, also weiß, und morgens oder abends eher gelb bis rot. Wie kann das sein?

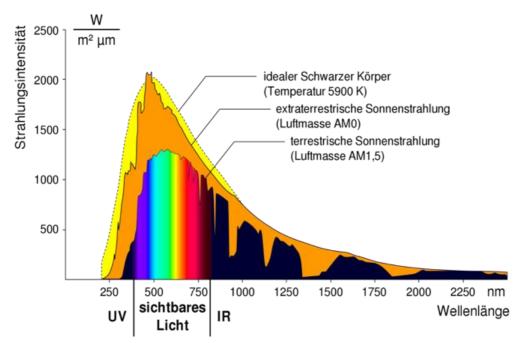


Abbildung 10: Die Strahlungsintensität unserer Sonne ähnelt dem eines schwarzen Körpers bei etwas unter 6000 K, wobei bestimmte Wellenlängen unterdrückt sind, weil sie durch chemische Elemente an der Oberfläche der Sonne absorbiert werden. Diese extraterrestrische Strahlung erfährt nun beim Durchgang durch die Erdatmosphäre weitere Absorptionslinien, wodurch sich die auf der Erdoberfläche beobachtbare "terrestrische Sonnenstrahlung" ergibt. (Credit: Wikipedia)

Für die Farbwahrnehmung sind drei Zapfen in unserem Auge zuständig, die jeweils im blauen, grünen und roten Wellenlängenbereich besonders empfindlich reagieren. Aus diesen Signalen setzt unser Gehirn dann eine Farbe zusammen. Und das ungefilterte Sonnenlicht enthält genau die Anteile von Rot, Grün und Blau, sodass wir diese Überlagerung der Farben als weiß wahrnehmen - zumindest tagsüber, wenn die Sonne hoch am Himmel steht. Denn abends und morgens steht die Sonne flacher über dem Horizont, sodass die Lichtstrahlen einen längeren Weg durch die Erdatmosphäre haben. Die Stickstoff- und Sauerstoffmoleküle streuen kurzwelliges (blaues) Licht stärker als das langwellige (rote) Licht. Deshalb ist der Himmel tagsüber blau und nicht weiß. Abends erscheint die Sonne zunehmend gelblich bis rötlich, weil vor allem die langwelligen Anteile (gelb bis rot) bis zu unserem Auge durchdringen. Das Bild der gelben Sonne ist in unseren Köpfen vermutlich deshalb so tief verankert, weil wir ohne Filter eigentlich nur morgens oder abends direkt in die Sonne blicken können - und zu dieser Tageszeit sehen wir die Sonne tatsächlich eher gelb als weiß.

Betrachten wir nun genauer die Sterne des Wintersternbilds Orion (Abbildung 8). Wir können sofort feststellen, dass nicht alle Sterne gelb wie die Sonne sind. Manche sind bläulich, andere rötlich. In Abbildung 8 ist zudem die spektrale Energieverteilung von drei unterschiedlichen Sternen dargestellt: Von Beteigeuze, der Sonne und von Rigel. Obwohl sich die spektralen Energieverteilungen der Sterne prinzipiell ähneln, senden sehr heiße Sterne wie Rigel mehr Energie im blauen Bereich des Spektrums aus. Sie erscheinen daher bläulich. Kühlere Sterne strahlen hingegen die meiste Energie im roten Wellenlängenbereich ab und sehen rötlich aus, wie Beteigeuze.

Die Messungen der Astronom:innen besagen, dass die Oberflächentemperaturen der meisten Sterne in einem Bereich zwischen 2.000 K (rote Sterne) und 60.000 K (blaue Sterne) liegen. Sterne, die der Sonne ähnlich sind (gelbe und weiße Sterne), haben Oberflächentemperaturen von etwa 6.000 K.

Die Astronom:innen ordnen die Sterne anhand ihrer Oberflächentemperatur in verschiedene Spektralgruppen ein, die sie mit den folgenden Buchstaben bezeichnen: O, B, A, F, G, K und M. Die Reihenfolge der Spektraltypen kann man sich mit Hilfe eines Merkspruchs sehr leicht einprägen:

"Oh Bei Allen Fixsternen Gibt's Kennzeichnende Merkmale"

In Tabelle 1 sind die Temperaturbereiche und Sternfarben aufgelistet, die den jeweiligen Sterntypen entsprechen.

Тур	Oberflächentemperatur in K	Sternfarbe	
0	20000 – 50000	blau	
В	10000 – 20000	blau-weiß	
Α	7500 – 10000	weiß-blau	
F	6000 – 7500	weiß	
G	5000 – 6000	gelb	
K	3500 – 5000	orange	
М	< 3500	rot	

Genau genommen...

...ist das Sonnenlicht für unser Auge eher weiß als wirklich gelb! Die Sonne liegt mit ihren 5800 K nämlich bereits sehr nah an an dem Temperaturbereich indem man von "weißen Sternen" spricht.

Tabelle 1

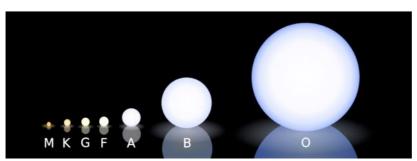
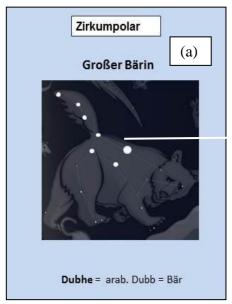
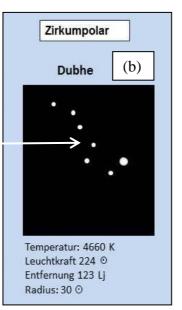


Abbildung 11: Die Spektraltypen ordnen die Sterne nach ihrer Farben, von Rot (kalt) über Weiß bis hin zu Blau (heiß). (Credit: Rursus, Wikipedia)





Aktivität 5: Sternbilder ihren Hauptsternen zuordnen

Nimm die Karten des Sets "Sterne" (siehe Anhang) und mische sie. Wähle alle Karten mit den Sternbildern aus (a) und finde die zugehörigen Karten der Sternengruppe (b) dazu. Versuche dabei, dir die Form der Sternbilder zu merken und sie auf den Karten (b) wiederzuerkennen.

Abbildung 12: Das Kartenspiel der Aktivität 5 besteht aus Sternbildern, wie z.B. Großer Bär (a), und Karten der Sternengruppe,mit physikalischen Parametern des Sternes, so wie hier in (b).

Sterne	Im Sternbild / Jahreszeit	Temperatur K	Farbe	Тур
Dubhe				
Polaris				
Shedir				
Thuban				
Capella				
Sirius				
Aldebaran				
Beteigeuze				
Arcturus				
Regulus				
Spica				
Deneb				
Altair				
Antares				
Sirrah				
Markab				
Mirfak				
Wega				

Aktivität 6: Angabe der Sterne vervollständigen

Nimm die blauen Karten (b) des Sets "Sterne", lies die Temperatur der Hauptsterne ab und vervollständige die Angaben zur Farbe in Tabelle 2 anhand der Information der Tabelle 1 (Temperatur und Farbe). Male mit bunten Stiften die Hauptsterne der Karten je nach ihrer Farbe aus. Finde mit den dazugehörigen Paaren des Kartensets und anhand einer drehbaren Sternkarte heraus, in welcher Jahreszeit die entsprechenden Sternbilder der Hauptsterne zu sehen sind. Eine Vorlage für die Sternkarte finden Sie im Anhang.

Tabelle 2

1.3. Die Leuchtkraft der Sterne

Die Sterne unterscheiden sich nicht nur in ihrer Farbe, sondern auch in ihrer Helligkeit. Sterne leuchten unterschiedlich stark am Nachthimmel, weil sie unterschiedlich hell sind oder/und weil sie unterschiedlich weit von uns entfernt sind. Um die Sterne genau charakterisieren zu können, müssen die Astronom:innen ihre "wahre", also intrinsische, Leuchtkraft L bestimmen. Die Leuchtkraft L einer Strahlungsquelle, wie z.B. einem Stern, ergibt sich aus:

$$(1) L = f \cdot A$$

Hier bezeichnet f den Strahlungsfluss, also die Energie der Strahlung eines Sterns, die jede Sekunde durch eine gegebene Fläche A fließt und wird in Watt pro m² angegeben. Da Sterne in jede Richtung (näherungsweise) gleich hell leuchten, verteilt sich die gesamte Strahlung L eines Sterns (näherungsweise) gleichmäßig auf der Oberfläche einer imaginären Kugel um den Stern. Der Radius r dieser Kugel stellt den Abstand zwischen Stern und Beobachter dar (siehe Abbildung 13). Folglich hängt der Strahlungsfluss durch eine gegebene Oberfläche ausschließlich vom Abstand r ab und wir schreiben f(r). Indem wir die Formel für die Oberfläche einer Kugel $A = 4\pi r^2$ in Gleichung (1) einsetzen, erhalten gleichmäßig über eine wir folgende Gleichung für die Leuchtkraft eines Sterns.

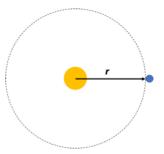


Abbildung 13: Die Strahlung eines Sternes verteilt sich imaginäre Kugeloberfläche mit Radius r. (Credit: Smolla)

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

Um die Leuchtkraft eines Sterns zu berechnen müssen also zwei Größen gemessen werden. Erstens den Strahlungsfluss f(r) und zweitens den Abstand r zur Strahlungsquelle, in diesem Fall also die Entfernung des Sterns von der Erde. Es ist hilfreich, die Leuchtkraft L eines Sterns mit der Leuchtkraft L_0 unserer Sonne zu vergleichen, da dies der Stern ist, den wir am besten kennen. Durch die Übungsaufgabe haben wir errechnet, dass die Sonne mit einer Leuchtkraft von 3,82 x 10²⁶ Watt strahlt. In der Astronomie verwendet man für diese Leistung die Bezeichnung eine "Sonnenleuchtkraft" (1 Lo) und benutzt sie als Referenz für die Leuchtkräfte anderer Sterne. Ein Stern, der im Vergleich zur Sonne nur mit der halben Leistung strahlt, hat demzufolge eine Leuchtkraft von $L = 0.5 L_{\odot}$.

Der Zusammenhang zwischen Leuchtkraft, Temperatur und Radius

Aktivität 7: Berechnung der Leuchtkraft der Sonne

Die Solarkonstante $f(r = 1 AE) = 1{,}36 \cdot 10^3 Watt/m^2$ bezeichnet den gemessenen Strahlungsfluss des Sonnenlichts am Außenrand der Erdatmosphäre. Der mittlere Abstand der Erde von der Sonne beträgt r=1 $AE=1.5 \cdot 10^{11}$ m (mit AE=1.5 Astronomische Einheit). Berechne die Leuchtkraft Lo der Sonne, also die gesamte Energiemenge, die von der Sonne jede Sekunde in alle Richtungen abgestrahlt wird.

Sterne sind in guter Näherung schwarze Körper, wodurch sich der Strahlungsfluss auf der Oberfläche eines Sterns mit dem Radius R gemäß dem Stefan-Boltzmann-Gesetz (siehe Abbildung 14) wie folgt berechnen lässt

$$(3) f(R) = \sigma T^4$$

unter Verwendung der Stefan-Boltzmann-Konstante $\sigma = 5,670 \, W/m^2 K^4$. Die Leuchtkraft L eines Sterns mit Radius R und Oberflächentemperatur T berechnet sich mit Gleichung (1) demnach als

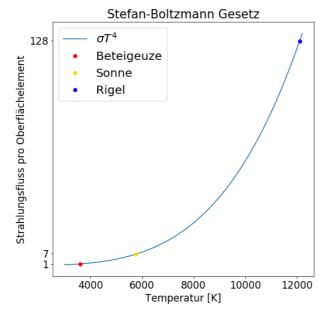


Abbildung 14: Der Strahlungsfluss durch die Oberfläche eines schwarzen Körpers hängt von der vierten Potenz seiner Temperatur ab. Die absolute Leuchtkraft eines Sterns hängt zudem von seiner Größe ab. Offensichtlich ist allein der Temperaturunterschied bereits für den 128-fachen Strahlungsfluss von Rigel verglichen mit Beteigeuze verantwortlich. (Credit: Smolla)

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

Folglich hängt die Leuchtkraft von der Größe und Temperatur des Sternes ab. Die vierte Potenz der Temperatur impliziert, dass eine Temperaturverdopplung zur 16-fachen Leuchtkraft des Sterns führt.

Hat man die Leuchtkraft *L* eines Sterns gemäß Gleichung (2) bestimmt und seine Oberflächentemperatur *T* anhand seiner Farbe abgeleitet, kann man mit Hilfe von Gleichung (4) den Sternradius R berechnen. Durch einen Vergleich der Sternparameter mit den Parametern der Sonne erhalten wir aus Gleichung (4):

(5)
$$\left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) = \left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^2 \left(\frac{T}{T_{\odot}}\right)^4$$

und

(6)
$$\left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^2 = \left(\frac{L}{L_{\odot}}\right) \left(\frac{T_{\odot}}{T}\right)^4$$

Aktivität 8: Die Sonne und Capella vergleichen

Capella ist das hellste Objekt im Sternbild Fuhrmann. Mit dem bloßen Auge ist nicht zu erkennen, dass es sich hier eigentlich um vier Sterne handelt, die sich in zwei Doppensternsysteme aufteilen lassen. Der hellste Stern ist Capella Aa mit rund 80 Sonnenleuchtkräften und einer Oberflächentemperatur von rund 5000 K. Damit ist er etwas kälter als die Sonne mit 5770 K. Wie lässt sich unter Verwendung von Gleichung (6) erklären, dass Capella Aa so viel heller leuchtet als die Sonne?

2. Die Entwicklung der Sterne2.1. Das Hertzsprung-Russell Diagramm

Im Jahre 1905 entdeckte Einstein die Äquivalenz von Masse und Energie, welche in der berühmten Formel $E=mc^2$ zum Ausdruck kommt. In den darauffolgenden Jahrzehnten konnten die Physiker:innen auf dieser Erkenntnis aufbauen und den Mechanismus der Kernfusion erfolgreich beschreiben und damit die Leuchtkraft der Sterne erklären. Eine besonders spannende Frage ist, ob Sterne für immer beständig hell leuchten und falls nicht, von welchen Eigenschaften dann die Entwicklung der Sterne abhängt!

Ein entscheidendes Werkzeug zur Beantwortung dieser Frage lieferten zwei Astronomen, die auf verschiedenen Kontinenten arbeiteten. Der Däne Ejnar Hertzsprung und der Amerikaner Henry Norris Russell entdeckten unabhängig voneinander, dass die Leuchtkraft eines Sterns mit seiner Farbe, und diese wiederrum mit seiner Temperatur, zusammenhängt. Das war ein Hinweis darauf, dass zwischen diesen beiden Parametern ein physikalischer Zusammenhang besteht. Es stellte sich heraus, dass hinter diesem Zusammenhang die Sternentwicklung zu finden ist!

Aus dieser Einsicht entwickelten sie das nach ihnen benannte Hertzsprung-Russell-Diagramm (HR-Diagramm, siehe Abbildung 15), welches in seiner Bedeutung für die beobachtende Astronomie kaum zu überschätzen ist. Diese einfache Darstellung brachte enorme Fortschritte mit sich, um zu verstehen wie Sterne sich über Millionen und Milliarden von Jahren weiterentwickeln.

Im HR-Diagramm wird die Leuchtkraft *L* eines Sterns gegenüber seiner Oberflächentemperatur *T* aufgetragen. Hertzsprung und Russell fiel auf, dass sich die Sterne nicht beliebig in diesem Diagramm verteilten und sie erkannten Muster, wie beispielsweise eine schlangenförmige Diagonale. Beobachtungen zeigten, dass sich der Großteil der Sterne auf dieser Linie befinden, und so bekam sie den Namen *Hauptreihe*.

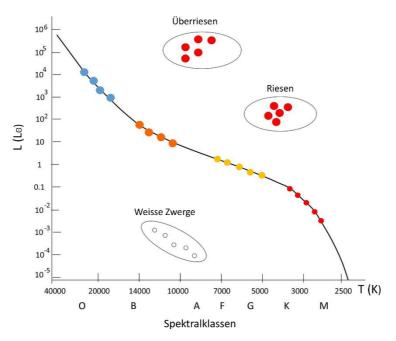


Abbildung 15: Im HR-Diagramm trägt man die Leuchtkraft gegenüber der Temperatur eines Sternes auf. Üblicherweise wählt man die x-Achse mit sinkenden Temperaturen von links nach rechts. Die Sonne ist der gelbe Punkt mit schwarzem Rund in der Bildmitte. (Credit: Scorza)

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

- 1) Die Hauptreihe umfasst extrem leuchtkräftige, heiße Sterne (O, B) bis hin zu kühleren, kleineren und weniger leuchtkräftigen Sternen (M). Letztere sind signifikant leuchtschwächer als die Sonne.
- 2) Rote Riesen und Überriesen sind sehr leuchtkräftige Sterne, die jedoch nur relativ niedrige Oberflächentemperaturen (rote Farbe) aufweisen. Zu dieser Gruppe zählt auch Beteigeuze, einer der hellsten Sterne am Nachthimmel.
- 3) Weiße Zwerge sind zwar sehr heiß, haben aber nur eine geringe Leuchtkraft.

Durch theoretische Überlegungen erkannten die Astronom:innen, dass die verschiedenen Bereiche im HR-Diagramm wichtige Information zum Lebenszyklus der Sterne enthalten. Zu sehen sind sowohl junge, heiße, als auch alte, kühle Sterne und solche, die ihre Kernfusion im Inneren bereits beendet haben. Durch die Untersuchung einer Vielzahl von Sternen in unterschiedlichsten Entwicklungsstadien, ist es den Astronom:innen gelungen, ein vollständiges Bild der Sternentwicklung zu erarbeiten.

Aktivität 9: Gruppendiskussion zum Leben der Sterne

Beim Menschen kann man ganz einfach unterscheiden, zwischen tot und lebendig, mittels "sein Herz schlägt" oder "sein Herz schlägt nicht". Lässt sich ein analoges Kriterium für das Leben der Sterne finden?

Die Bedeutung der Hauptreihe

Die Hauptreihe ist der Ort im HR-Diagramm, an dem die Sterne den Großteil ihres Lebens verbringen. Während dieser Zeit verbrennen sie in ihren Kernen Wasserstoff zu Helium und befinden sich im hydrostatischen Gleichgewicht. Auch bleiben Oberflächentemperatur und Leuchtkraft näherungsweise konstant.

Wusstest du das?

Anfang des 20. Jahrhunderts war es sehr ungewöhnlich, dass Frauen studierten oder sogar an einem Observatorium forschten. Die Akademikerwelt wurde von Männern dominiert und man gab den Frauen kaum eine Chance. Cecilia Payne gelang es trotzdem, an der renommierten US-amerikanischen Harvard University 1925 ihre Doktorarbeit zur Analyse von Sternspektren einzureichen, in der sie eine bahnbrechende Entdeckung machte: die Sterne bestehen größtenteils aus Wasserstoff und Helium!



Abbildung 16: Cecilia Payne 1900-79. (Credit: Smithsonian Institution)

Diese Beobachtung widersprach der damaligen Überzeugung, dass die chemische Zusammensetzung der Sterne jener unserer Erdkruste ähnelte. Henry Russell war zu dieser Zeit ein anerkannter Wissenschaftler und, als ein Prüfer ihrer Doktorarbeit, drängte er sie dazu den Befund, dass die Sterne vorrangig aus Wasserstoff und Helium bestünden, als "almost certainly not real" zu betiteln. Die unmittelbare Anerkennung ihrer Leistung blieb Cecilia Payne dadurch vorenthalten. Vier Jahre später kam Russell durch eigene Beobachtungen letztlich zu dem gleichen Schluss wie Cecilia Payne, die er nun in seiner wissenschaftlichen Veröffentlichung zitierte. Dank ihrer außerordentlichen wissenschaftlichen Leistungen wurde sie rund dreißig Jahre später zur Professorin an der Harvard University berufen. Ihre Geschichte zeigt, wie schwierig Erfolg durch wissenschaftliche Arbeit für Frauen damals war und lässt uns spekulieren, wie viele großartige Entdeckungen der letzten Jahrhunderte mit einem weiblichen Gesicht verknüpft wären, wenn sie nur eine Chance bekommen hätten!

Die Masse bestimmt die Entwicklung!

Von allen charakteristischen Sterngrößen erwies sich die Masse M als diejenige, die bestimmt, an welcher Position der Hauptreihe sich ein Stern im HRD befindet. In Abbildung 17 ist die Verteilung der Sternmassen entlang der Hauptreihe dargestellt.

Aktivität 10: Die Masse und Lebenszeit der Sterne

Theoretische Überlegungen zeigen, dass sich die Lebenszeit eines Sterns (= Verweildauer auf der Hauptreihe) mit folgender Formel abschätzen lässt: $t(M) = 6 \times 10^9$ a $(M_{\odot} / M)^2$ wobei M_{\odot} = Sonnenmasse. Wie viel länger lebt die Sonne als ein Stern mit 50 M_{\odot} ? Zum Vergleich: Wie alt würde ein Lebewesen werden, dass entsprechend viel länger lebt als ein Mensch?

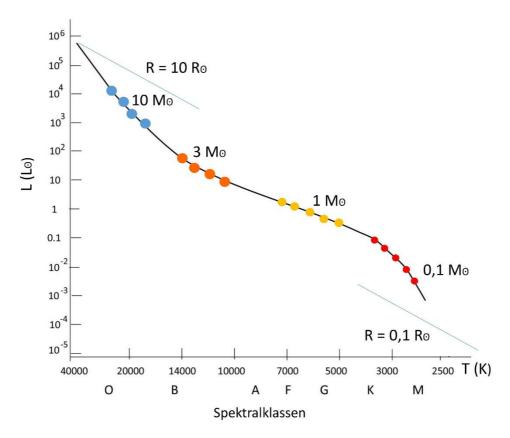


Abbildung 17: Die Masse eines Sterns bestimmt seine Position auf der Hauptreihe im HR-Diagramm. (Credit: Scorza)

Aus dem HR-Diagramm in Abbildung 17 kann man folgendes ableiten:

- 1) Die Masse der Sterne nimmt entlang der Hauptreihe ab (von links nach rechts).
- 2) Die massereichsten Sterne besitzen die höchsten Leuchtkräfte ($L \sim M^3$) und die größten Radien ($L \sim R^2$).

Die Masse eines Sterns bestimmt nicht nur den Platz, den er im HRD auf der Hauptreihe einnimmt, sondern auch seinen Entwicklungsweg und wie er endet. Massearme Sterne wie die Sonne leben sehr lange. Sie verbrennen ihren Wasserstoff sehr langsam und verweilen ungefähr 9 Milliarden Jahre auf nahezu der gleichen Position auf der Hauptreihe im HR-Diagramm. 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 Astronom:innen unterscheiden daher entsprechend der Masse, (mindestens) zwei unterschiedliche Entwicklungswege der Sterne.

2.2. Entwicklungswege für Sterne mit Massen 0,25 M⊙ < M < 8 M⊙

Von Hauptreihensternen zu Weißen Zwergen

Nach Milliarden von Jahren verlässt ein sonnenähnlicher Stern die Hauptreihe, bläht sich zu einem äußerst leuchtkräftigen Roten Riesen auf, um dann letztlich als weißer Zwerg mit geringer Leuchtkraft auszukühlen. Der Lebensweg unserer Sonne und von Sternen mit ähnlicher Masse lässt sich wie folgt beschreiben:

Auf der Hauptreihe wird Wasserstoff zu Helium fusioniert. Leuchtkraft und Temperatur des Sterns steigen nur sehr allmählich an, sodass seine Position auf der Hauptreihe im Hertzsprung-Russell-Diagramm nahezu unverändert bleibt.

Wenn der Wasserstoffvorrat im innersten Kern des Sterns erschöpft ist, verringert sich die Fusionsrate und der Strahlungsdruck sinkt. Nun dominiert die Schwerkraft und verdichtet den verbleibenden Heliumkern wodurch die Temperatur ansteigt. Die den Kern umgebende Schale, von noch nicht fusioniertem Wasserstoff, erreicht dadurch erstmalig die notwendige Temperatur, um zu Helium zu fusionieren. Dieses Stadium nennt man Wasserstoff-Schalenbrennen (siehe Abbildung 19). Abhängig von der genauen Masse des Sterns starten im Kern und den umliegenden Schalen weitere Fusionsketten.

Die freiwerdende Energie wirkt der Schwerkraft entgegen und bläht den Stern immer weiter auf. Durch die vergrößerte Oberfläche leuchtet er bis zu 100 oder 10.000-mal so hell. Die Oberflächentemperatur dieser ausgedehnten Hülle sinkt und lässt den Stern röter erscheinen. Ein Roter Riese ist entstanden!

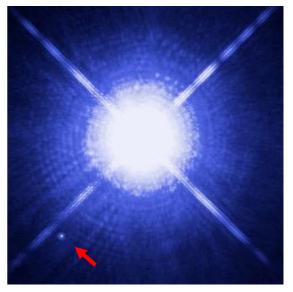


Abbildung 18: Der kleine Punkt unten links ist Sirius B, ein weißer Zwerg mit einer Sonnenmasse. Obwohl er gerade mal so groß wie die Erde ist, leuchtet er dank seiner 25.000 K heissen Oberfläche hell genug, sodass er mit dem Hubble Space Teleskop neben dem grellen Licht seines Begleitsterns Sirius A gerade noch zu erkennen ist. (Credit: NASA/ESA)

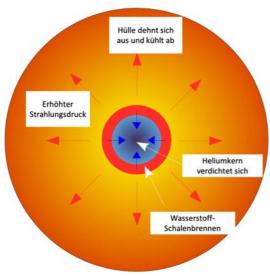


Abbildung 19: Diese Skizze veranschaulicht die Situation eines sonnenähnlichen Sterns, nachdem der Wasserstoffvorrat im Kern erschöpft ist und er damit die Hauptreihe des HRD verlässt. (Credit: Smolla)

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 (siehe Abbildung 20) in den Weltraum ab. Der Gravitationsdruck reicht nicht mehr aus, um die Temperatur im Inneren weiter zu erhöhen, sodass keine neuen Fusionsketten möglich werden. Der Kern ist sozusagen ausgebrannt und fällt in sich zu-

Dieses Entwicklungsstadium ist sehr viel dynamischer als die Phase auf der Hauptreihe, denn der Stern befindet sich nicht mehr im hydrostatischen Gleichgewicht.

Eine Vielzahl an temperatur- und druckabhängigen Prozessen erzeugt fortlaufend instabile Zustände, die sowohl eine Expansion als auch eine Kontraktion des Sterns bewirken können. In dieser Entwicklungsphase schwankt die Leuchtkraft eines Sterns zwischen heller und dunkler und in besonderen Fällen, wie bei den Cepheiden, geschieht das sogar nach immer wieder kehrenden Mustern, sodass sich aus ihren beobachteten Helligkeitsschwankungen ihre Leuchtkraft berechnen lässt. Und durch den Vergleich von Leuchtkraft mit scheinbarer Helligkeit, lässt sich die Entfernung des Sterns bestimmen.



Abbildung 20: Planetarischer Nebel aufgenommen durch das Hubble Space Teleskop. (Credit: NASA, ESA)

sammen. Übrig bleibt ein Weißer Zwerg (siehe Abbildung 18). Dieser kann zwar eine Masse besitzen, die etwa so groß ist wie die unserer Sonne, sein Durchmesser entspricht jedoch nur dem der Erde! Diese enorme Dichte ergibt sich, weil ohne Kernfusion es auch keinen nennenswerten Strahlungsdruck mehr gibt, um der Schwerkraft entgegenzuwirken. Die restliche Wärme wird über viele Milliarden Jahre allmählich in die Umgebung abgestrahlt. Vor dem weiteren Kollaps werden Weiße Zwerge mit weniger als 1,4 Sonnenmassen bewahrt durch ein Gesetz der Quantenwelt: dem Paulischen Ausschlussprinzip. Diese Regel begrenzt die möglichen Zustände der Elektronen, sodass Ener-

gie für höhere Energiezustände aufgewendet werden muss, wenn sich Elektronen sehr nahekommen. Effektiv führt das zu einem Druck, dem sogenannten Entartungsdruck der Elektronen. Zusammen mit thermischem Druck und Strahlungsdruck wirkt er dem Gravitationsdruck entgegen. Dieses Druckgleichgewicht stabilisiert den weißen Zwerg.

Obwohl Sterne mit mehr Masse entsprechend auch mehr Brennstoff zur Verfügung haben, leben diese Sterne noch kürzer, da sie ein Vielfaches an Energie pro Sekunde freisetzen. Ebenso herrschen höhere Temperaturen im Inneren, sodass andere Fusionsprozesse den oben beschriebenen Entwicklungsweg dominieren. Solange sie weniger als ca. 8 Sonnenmassen besitzen, enden sie allerdings alle irgendwann als weißer Zwerg.

2.3. Entwicklungswege für massereiche Sterne mit M > 8 M⊙

Die Entstehung von Neutronensternen (Hauptreihensterne mit 8 M₀ < M < 25 M₀)

Beträgt die ursprüngliche Masse eines Sterns mehr als 8 Sonnenmassen, läuft die 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 gerät die Energiequelle ins Stocken, denn die Fusion von Eisen zu schwereren Elementen wie beispielsweise Uran benötigt (viel) mehr Energie als dabei frei wird (endotherme Reaktionen). Der Mangel an energiefreisetzender (exothermer) Kernfusion führt unver-

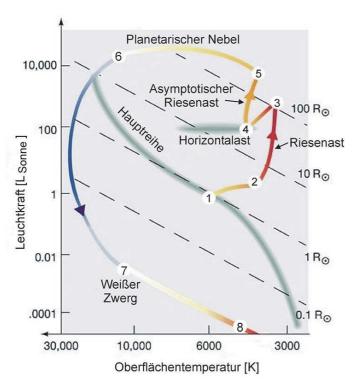


Abbildung 21: Entwicklungsweg der Sonne im HR-Diagramm. Für rund zehn Milliarden Jahre befindet sich der Stern auf der Hauptreihe (1) bis der Brennstoffvorrat im Kern ausgeschöpft ist und das Wasserstoffschalenbrennen einsetzt (2). Der Stern bläht sich auf, erhöht seine Leuchtkraft (Roter-Riese-Ast) und zündet im Kern die Fusion von Helium (3), zieht sich wieder etwas zusammen (4) und wächst schließlich zu einem noch leuchtkräftigeren Roten Riesen an (5) mit veränderlicher Leuchtkraft (Schwankung hier nicht abgebildet). Der Weg nach links, also hin zu heißeren Temperaturen, beinhaltet das Abwerfen der äußeren Hüllen als Planetarischer Nebel (6), sodass ein heißer Kern zurückbleibt. Dieses Überbleibsel besitzt zwar eine viel höhere Oberflächentemperatur, aber durch die geringe Größe ist die Leuchtkraft einige Größenordnungen niedriger. Man spricht von einem weißen Zwerg (7), der nun langsam aber sicher, immer weiter auskühlt und seine Leuchtkraft weiter abnimmt (8). (Credit: Jörn Müller, Urknall-Weltall-Leben)

meidlich dazu, dass die Schwerkraft irgendwann dominiert. Der Kern fällt in sich zusammen und die äußeren Hüllen folgen etwas verzögert, sodass sie mit einer Menge Impuls auf den Kern stoßen und damit eine gewaltige Explosion auslösen: Eine Supernova (siehe Abbildung 22).

Aktivität 11: Wie groß wird die Sonne als Roter Riese werden?

In 4,5 Milliarden Jahre wird die Sonne zum Roten Riesen werden. Ihre äußere Hülle wird sich dabei so stark ausdehnen, dass der Radius der Sonne (ca. 700.000 km) etwa 180mal größer werden wird. Welche Planeten des Sonnensystems werden dann in der Sonne verglühen?



Abbildung 22: Supernova in der Galaxie Messier 82. (Credit: Hubble Space Telescope, NASA/ESA)

Wusstest Du das?

Eine Supernova gehört zu den hellsten Phänomenen im Universum. Für die Dauer von einer Woche kann ihre Leuchtkraft Milliarden Sternen einer gesamten Galaxie übertreffen! Diese ungeheure Energiemenge stammt vorrangig nicht aus der Kernfusion, sondern aus der potentiellen Gravitationsenergie, welche beim Kollaps des Kerns plötzlich in kinetische Energie und durch Stöße in Wärme, Strahlung und Neutrinos umgewandelt wird.

Bei der Supernova-Explosion werden enorme Energien freigesetzt, wodurch auch schwere Elemente jenseits von Eisen wie Gold oder Blei erzeugt werden. Gemeinsam mit dem Material aus den äußeren Hüllen des Sterns werden diese Elemente in der Umgebung der Supernova verteilt. Ein Teil dieser Elemente wird sich irgendwann in dem Gesteinsmantel eines Planeten wiederfinden!

Klingt verrückt - ist aber wirklich so!

Ein stecknadelkopfgroßes Stück eines Neutronensterns entspricht der Masse von 1000 großen Passagierflugzeugen!

Der zurückgebliebene Kern ist nur wenige Kilometer groß und trotzdem vergleichbar schwer wie die Sonne. Seine Dichte übertrifft jedes uns bekannte Material um viele Größenordnungen. Diese enorme Verdichtung von Materie wird möglich, weil die Schwerkraft des ausgebrannten Sterns so groß ist, dass die Elektronen in die Atomkerne hineinpresst werden, und über den inversen Beta-Zerfall sich die Protonen in Neutronen umwandeln. So kommt der Neutronenstern zu seinem Namen.

Übrigens verlieren massereiche Sterne einen beträchtlichen Teil ihres Materials zu Lebzeiten durch sogenannte Sternwinde (siehe Kapitel 2.4). Aufgrund ihrer hohen Leuchtkraft ist der Strahlungsdruck groß. Gleichzeitig sind ihre äußeren Hüllen wegen der enormen Größe gravitativ nur schwach gebunden und gehen nach und nach an das interstellare Medium verloren. Dadurch erklärt sich, dass ein Hauptreihenstern mit 20 Sonnenmassen als Endprodukt einen Neutronenstern mit 2 Sonnenmassen hinterlassen kann.



Abbildung 23: Diese Aufnahme wurde vom zur LMU zugehörigen Wendelstein Observatorium aufgenommen und zeigt die Galaxie M74 vor (links, im Jahr 1999) und nach der Supernova (rechts, im Jahr 2002). Offensichtlich ist plötzlich ein neues und hell leuchtendes Objekt zu sehen. Genau durch diese Eigenschaft erklärt sich auch der Name, denn "nova" bedeutet auf Latein neu und "super" bezeichnet die außergewöhnliche Helligkeit. (Credit: Wendelstein Observatorium, USM, LMU)

Die Entstehung Schwarzer Löcher (Hauptreihensterne mit M > 25 M₀)

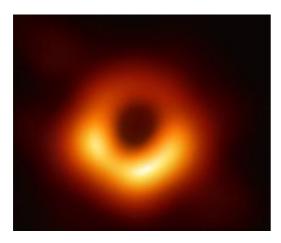


Abbildung 24: Das erste Bild von einem Schwarzen Loch, wobei das eigentliche Objekt verborgen und unsichtbar bleibt. Wir sehen nämlich nur seinen schwarzen Schatten und einen leuchtenden Ring aus heißem Gas. Es handelt sich um ein supermassives Schwarzes Loch, welches über 6 Milliarden Sonnenmassen beherbergt. Die genauen Entstehungsprozesse sind Gegenstand aktueller Forschung. Von stellaren schwarzen Löchern mit wenigen Sonnenmassen gibt es bisher keine direkten Aufnahmen. (Credit: Event Horizon Telescope)

Neutronensterne sind die, vergleichsweise mickrigen, Überbleibsel von einst riesigen Sternen mit mehr als acht Sonnenmassen. Der Neutronenstern selbst kann maximal ca. 3 Sonnenmassen haben, da seine eigene Gravitationskraft dann so stark ist, dass ihr wirklich nichts mehr entkommen kann: ein schwarzes Loch entsteht. Dieses Schicksal erwartet Sterne mit einer Anfangsmasse von mehr als rund 25 Sonnenmassen. Diese exotischen Objekte wurden mittlerweile tatsächlich beobachtet - allerdings vor allem die besonders massereichen Schwarze Löcher und diese auch nur indirekt, durch die Bewegung von Sternen (Nobelpreis 2020) und das leuchtende Gas in ihrer Umgebung (siehe Abbildung 24). Die genauen Entstehungsprozesse schwarzer Löcher sind Gegenstand der aktuellen Forschung und der Zustand der Materie in ihrem Inneren bleibt bisher ein geheimnisvolles Rätsel.



Abbildung 26: Der Carina Nebel ist ein Sternentstehungsgebiet in unserer Nachbarschaft, welches einige außergewöhnlich massereiche Sterne von über 30 Sonnenmassen beherbergt. Dieses Bild ist ein Mosaik aus mehreren Aufnahmen durch das Very Large Telescope array (VLT) in Chile und offenbart dadurch unglaublich viele Details. (Credit: VLT, ESO)

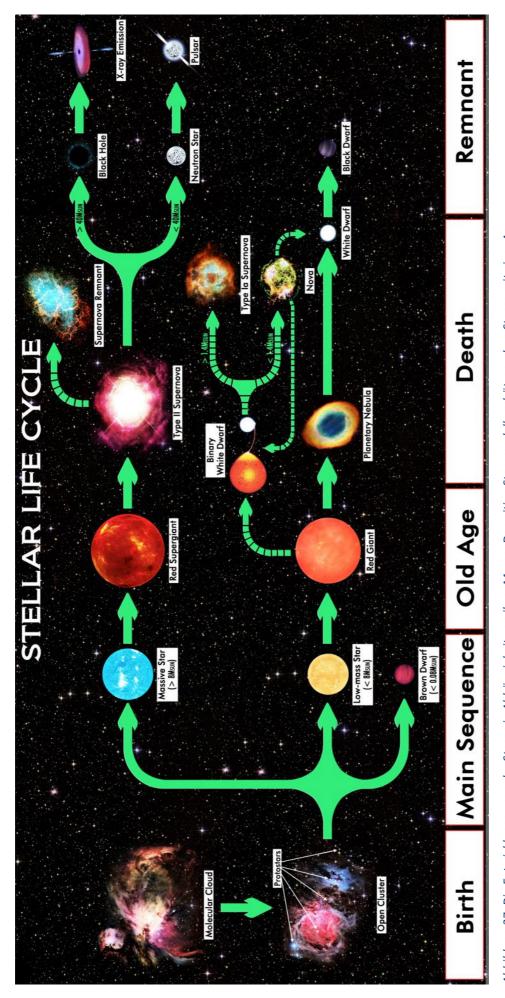


Abbildung 25: Infrarotaufnahme des Spitzer Weltraumteleskops von Zeta Ophiuchi, dem großen blauen Stern in der Mitte des Bildes rechts des rötlich leuchtenden Staubnebels. Mit rund 20 Sonnenmassen gehört er der leuchtkräftigsten Spektralklasse O an und wird in einigen Millionen Jahren als Supernova explodieren. (Credit: NASA/JPL Caltech

Aktivität 12: Entwicklungswege zusammenpuzzeln

Die zwölf Bilder am Ende dieses Dokuments sind Momentaufnahmen der unterschiedlichen Entwicklungsstadien der Sterne. Bringe die Bilder in eine zeitliche Reihenfolge (Sternentstehung, Hauptreihe, Nach-Hauptreihe, Endstadium) und unterscheide dabei folgende drei Wege für die Anfangsmasse des Sternes:

(a) 1 Sonnenmasse, (b) 10 Sonnenmassen und (c) 40 Sonnenmassen.



Scharfe Grenzen lassen sich derzeitig nur schwer definieren, aber bis auf die 40 Sonnenmassen (statt 25) gibt die Grafik einen guten Überblick, Abbildung 27: Die Entwicklungswege der Sterne in Abhängigkeit von ihrer Masse. Derzeitige Sternmodelle schätzen, dass Sterne mit einer Anfangsmasse von mehr als ca. 25 Sonnenmassen als schwarzes Loch enden. In dieser Grafik ist 40 Sonnenmassen als Schwelle angegeben. Credit: R.N. Bailey, Wikipedia)

Aktivität 13: Woher wissen wir das alles?

Offensichtlich entwickeln sich Sterne über Millionen und Milliarden von Jahren hinweg, sodass es für uns Menschen also unmöglich ist, diesen Prozess direkt zu beobachten. Wie gelingt es den Astronom:innen und Astrophysiker:innen dennoch, soviel über die Entwicklungswege der Sterne sagen zu können?

Aktivität 14: Übungen mit dem HR-Diagramm

Trage die Leuchtkraft L (in Einheiten der Sonnenleuchtkraft L0) und die Temperatur T der Sterne aus der Tabelle 3 in einem HR-Diagramm auf - mit eigener Skizze oder mit der Vorlage aus Abbildung 28. Bitte achte darauf: Sirius ist ein Doppelsternsystem, das aus Sirius A und Sirius B besteht. Die Tabelle 3 beinhaltet zu den bekannten Sternen die drei hellen Sterne des Orionsgürtels: Mintaka*, Al Nilam* und Alnitak*.

Sterne	Sternbild	Temperatur K	Leuchtkraft
Dubhe		4660	224
Polaris		6900	4
Shedir		4530	676
Thuban		8900	265
Capella (Aa)		5000	80
Sirius A		9900	25
Sirius B		25000	0,027
Aldebaran		4100	150
Beteigeuze		3600	55.000
Mintaka*		29.500	190.000
Al Nilam*		27.500	540.000
Alnitak*		29.500	250.000
Arcturus		4106	1196
Regulus		13000	150
Spica		25.000	20.500
Deneb		8700	200.000
Altair		7800	11
Antares		3400	65.000
Sirrah		13.000	200
Markab		10.000	165
Mirfak		6350	5000
Wega		10.000	37

Tabelle 3

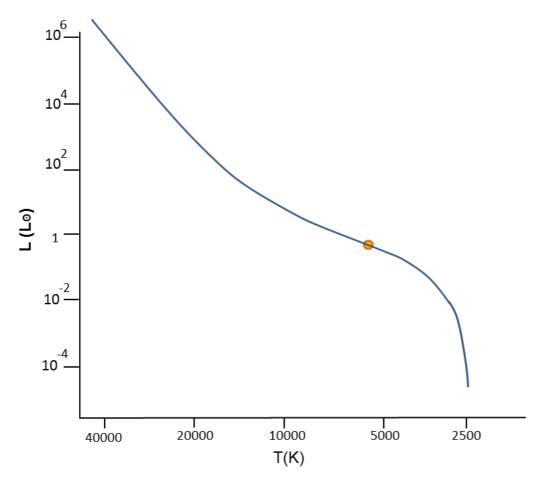


Abbildung 28: HR-Diagramm zum selber ausfüllen. (Credit: Scorza)

Aktivität 15: Übungen mit dem HR-Diagramm

Übertrage mit den Farbkreisen des HR-Diagrammes alle Sterne der Tabelle 3. Damit du sie einzeln erkennst, befestige mit den Magnetkreisen die entsprechenden blauen Karten (b) des Kartensets "Sterne". In der Gruppe beantworte die folgenden Fragen:

- 1. Welcher der Sterne ist in Bezug auf seinen Lebenszyklus am ältesten?
- 2. Welche dieser Sterne verwenden gerade Wasserstoff als Brennstoff im Kern?
- 3. Welche dieser Sterne verwenden gerade Helium als Brennstoff im Kern?
- 4. Welcher dieser Sterne ist dem Tode am nächsten?
- 5. Welcher dieser Sterne hat die größte Leucht-
- 6. Strahlen die leuchtkräftigsten Sterne der Tabelle am hellsten aufgrund ihrer Größe (Radius) oder aufgrund ihrer Oberflächentemperatur?
- 7. Welcher dieser Sterne besitzt die geringste der Tafel eingesetzt werden. (Credits: Scorza) Leuchtkraft?

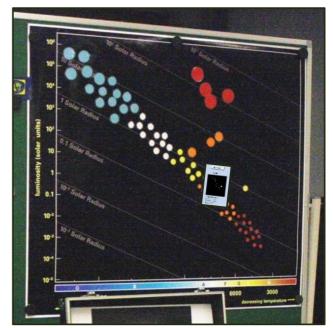


Abbildung 29: Ein HR-Diagramm kann im Unterricht an

- 8. Leuchtet der Stern mit der geringsten Leuchtkraft am schwächsten aufgrund seiner Oberflächentemperatur oder seiner Größe?
- 9. Welcher dieser Sterne hat die höchste Oberflächentemperatur?
- 10. Welchen der Brennstoffvorräte Helium, Kohlenstoff oder Wasserstoff haben Hauptreihensterne aufgebraucht, wenn sie sich zu Roten Riesen entwickeln?
- 11. Werden sich die Hauptreihensterne auf dem Diagramm jemals zu Weißen Zwergen entwickeln?
- 12. War der Stern Sirius B jemals ein Hauptreihenstern?
- 13. Welche Phase wird Wega als nächstes durchlaufen: Roter Riese, Hauptreihe oder Weißer Zwerg?
- 14. Welche Phase wird Beteigeuze als nächstes durchlaufen: Roter Riese, Supernova, Überriese, Hauptreihe oder Weißer Zwerg?

2.4. Exkurs: Sternwinde und Massenverlust

Forschung an der Universitätssternwarte München (LMU)

Joachim Puls und seine Kollegen beschäftigen sich unter anderem mit Sternwinden - also dem Material, das ein Stern zu seinen Lebzeiten an die Umgebung abstößt. Um diese Prozesse, und ihre Bedeutung für die Sternentwicklung, besser zu verstehen, vergleichen sie theoretische Computermodelle mit neuesten Beobachtungen, welche unter anderem auch am hauseigenen Teleskop, dem Wendelstein Observatorium, gemacht werden.



Abbildung 30: PD Dr. Joachim Puls von der Universitätssternwarte München (LMU). (Credit: Puls)

Ein wichtiger Prozess für die Sternentwicklung, den wir bisher vernachlässigt haben, ist der Massenverlust durch sogenannte "Sternwinde". Tatsächlich gibt es kaum einen Bereich im HR-Diagramm, in dem die entsprechenden Sterne keinen Wind aufweisen. Sternwinde sind Überschallströmungen, bei denen die äußersten Schichten der stellaren Hülle "abgeblasen" werden. Die jeweiligen Massenverlustraten hängen dabei stark von den stellaren Parametern ab, und können für den Stern und seine Entwicklung sowohl relativ unwichtig (z.B. bei sonnenähnlichen Sternen während der Hauptreihenphase) als auch essentiell sein (bei Roten Riesen auf dem asymptotischen Riesenast -- AGB, siehe Abbildung 21, und bei den meisten massereichen Sternen während unterschiedlicher Brennphasen). Durch den Wind wird auch Drehimpuls abgegeben, so dass, bei starkem Massenverlust, die Rotation des Sternes beträchtlich "abgebremst" werden kann.

Aktivität 16: Massenverlust verschiedener Sterntypen

Schätze den gesamten Massenverlust während der Hauptreihenphase eines sonnenähnlichen Sternes und eines massereichen Sternes ab, wenn die typischen Massenverlustraten zum einen (bei sonnenähnlichen Sternen) 10⁻¹⁴ Sonnenmassen pro Jahr und zum anderen (bei massereichen Sternen) 10⁻⁷ bis einige 10⁻⁶ Sonnenmassen pro Jahr betragen. Was bedeutet das für die Sternentwicklung? Rechne die Massenverlustraten in Erdmassen pro Jahr um. Versuche, dir die Größe des solaren Massenverlustes durch geeignete Einheiten zu veranschaulichen. Welcher Wassermasse pro Tag entspricht dieser Massenverlust, und welches irdische Gewässer hat solch eine Wassermasse?

Derzeit sind zumindest zwei Mechanismen bekannt, die zu einem Sternwind führen können: *druck*und *strahlungsdruckgetriebene* Winde. Erstere sind bei sonnenähnlichen Sternen am Werk, letztere
bei Roten Riesen auf dem AGB, und bei massereichen Sternen während ihrer heißeren Phasen (z.B.
Rigel). Wie schon der Begriff sagt, werden die Winde sonnenähnlicher Sterne durch den Gasdruck
(präziser: durch den Gradienten des Drucks) beschleunigt. Da der Druck dem Produkt von Temperatur und Dichte entspricht, und die äußeren Hüllen eines Sternes nur eine sehr geringe Dichte aufweisen, muss hier die Temperatur sehr hoch sein. Solche Bedingungen finden sich in den äußersten
Schichten sonnenähnlicher Sterne, der sog. Corona, die man, im Falle der Sonne, bei totalen Finsternissen auch mit bloßem Auge sehen kann. Der genaue Heizungsmechanismus, der solche Coronae
auf typische Temperaturen von wenigen Millionen Grad Kelvin aufheizt, ist zwar noch nicht im Detail
verstanden, hängt jedoch mit im Plasma vorhandenen Magnetfeldern zusammen.

Bei den strahlungsdruckgetriebenen Winden kennt man derzeit zwei verschiedene Szenarien: (i) Bei den AGB-Winden wird Impuls des Strahlungsfeldes durch *Staubabsorption* auf das Plasma übertragen, und damit der Wind beschleunigt. Der dazu notwendige Staub wird in Stoßwellen gebildet, die sich in den äußeren Schichten dieser Sterne bilden, wenn die Sterne in ihrer Spätphase pulsieren. (ii) Bei massereichen Sternen (während ihrer heißeren Phasen) wird der Impuls des Strahlungsfeldes

durch Absorption der Photonen in einer Vielzahl von *Spektrallinien* auf das Plasma übertragen, und man spricht von liniengetriebenen Winden. Bei der überwiegenden Mehrzahl dieser Spektrallinien handelt es sich dabei um Linien von "Metallen" (in der astrophysikalischen Sprechweise sind dies alle Elemente außer Wasserstoff und Helium), die zu Hunderttausenden im stellaren Spektrum vorhanden sind. Deshalb geht man auch davon aus, dass die Winde der allerersten massereichen Sternen, die sich im Kosmos gebildet haben, sehr schwach waren: da in diesen Sternen noch keine Metalle vorhanden sind, ist nur dem Impulsübertrag mittels weniger(!) Wasserstoff- und Heliumlinien Rechnung zu tragen, und dieser ist zu gering, um einen merklichen Massenverlust zu verursachen. Interessanterweise kennt man nicht bei allen Sterntypen den grundlegenden Windmechanismus. So ist dieser z.B. bei "normalen" Roten Riesen und bei Roten Überriesen (der kühleren Variante massereicher Sterne, z.B. Beteigeuze) unbekannt.

Wie durch Aktivität 16 ersichtlich, ist gerade bei massereichen Sternen der Massenverlust sehr groß, und führt dazu, dass ein signifikanter Bruchteil der ursprünglichen Masse im Laufe des stellaren Lebens an das interstellare Medium zurückgegeben wird. Deshalb muss der Massenverlust in den verschiedenen Entwicklungsphasen relativ genau bekannt sein, um die Sternentwicklung präzise vorhersagen zu können. Hier kann schon ein Faktor zwei bis drei darüber entscheiden, wie der tatsächliche Lebensweg eines massereichen Sternes aussieht, und wie er sein Leben beendet. Deshalb ist es äußerst wichtig, die Größe des Massenverlustes (als Funktion der Entwicklung) theoretisch vorhersagen zu können, und diese Vorhersagen durch Beobachtungen zu überprüfen. Bis zur Mitte der ersten Dekade des 21. Jahrhunderts ergab sich dabei eine sehr gute Übereinstimmung, wobei die beobachtende Überprüfung hauptsächlich mittels Spektrallinien von Wasserstoff und Helium erfolgt. Falls nämlich ein Wind vorhanden ist, verändert sich die Stärke solcher Linien, und kann bei starken Winden sogar zu breiten Emissionslinien führen.

Neuere Erkenntnisse internationaler Forschungsgruppen (u.a. auch von der Universitätssternwarte der LMU) haben allerdings dazu geführt, dass diese Übereinstimmung derzeit stark in Frage gestellt wird. Wie es sich nämlich herausstellt, führt der den Wind beschleunigende Mechanismus (der Linienstrahlungsdruck) zu einer starken Instabilität, da er von der Geschwindigkeit des Windes abhängt (hier spielt der Dopplereffekt eine große Rolle). Hat man nämlich z.B. eine kleine positive Geschwindigkeitsstörung im Wind, führt dies zu einer Erhöhung der Strahlungsbeschleunigung, dadurch erhöht sich die Geschwindigkeit zusätzlich, usw., so dass de facto die Geschwindigkeit schnell anwächst. Dieser Prozess setzt sich fort bis das schnelle, gestörte Plasma auf ungestörte, langsamere Schichten aufprallt, wo das Material in einer Stoßwelle wieder abgebremst wird. Insgesamt bilden sich durch diesen Mechanismus - zumindest in der Theorie - starke Dichte- und Geschwindigkeits-Inhomogenitäten heraus, die zwar nicht die mittleren Massenverlustraten affektieren, jedoch die Analyse der Beobachtungen. Insbesondere führen solche Inhomogenitäten dazu, dass die "beobachteten" Massenverlustraten um einen Faktor zwei bis drei kleiner sind, als von gängigen theoretischen Rechnungen vorhergesagt und von Entwicklungswegrechnungen verwendet. Neuere theoretische Rechnungen scheinen demgegenüber die geringeren Werte zu unterstützen. All diese Diskrepanzen werden derzeit von vielen theoretisch- und beobachtungsorientierten Forschungsgruppen untersucht, und die Wahrscheinlichkeit ist groß, dass die Massenverlustraten tatsächlich kleiner als bis dato angenommen sind. Damit würden sich auch viele derzeitige quantitative Voraussagen der Sternentwicklung massereicher Sterne teilweise drastisch ändern.

2.5. Die Produktion der Elemente

Wie ein Stern in seinem Kern schwerere Elemente durch Kernfusion erzeugt, wurde bereits erläutert. In Tabelle 3 sind die Temperaturen angegeben, bei denen verschiedene Elemente im Innern eines massereichen Sterns fusionieren können. Des Weiteren sind die Zeiten aufgelistet, die ein Stern benötigt, um die jeweiligen Elemente zu bilden, sowie die bei der Fusion entstehenden Produkte und die Menge (in Sonnenmassen) der gebildeten Elemente. Nur die massereichsten Sterne sind dazu in der Lage, schwerere Elemente als Kohlenstoff und Sauerstoff zu produzieren

Element	T 10 ⁶ K	Dauer Jahre	Produkt	Erzeugte Masse MO
Н	30	10 Mio.	He	10
He	200	1 Mio.	C,O	6
С	600	1000	Ne, Mg	5
Ne	1200	10	Mg, Si	3
0	2000	1	Si, S	2
Si	3000	Tage	Fe, Ni	1.5

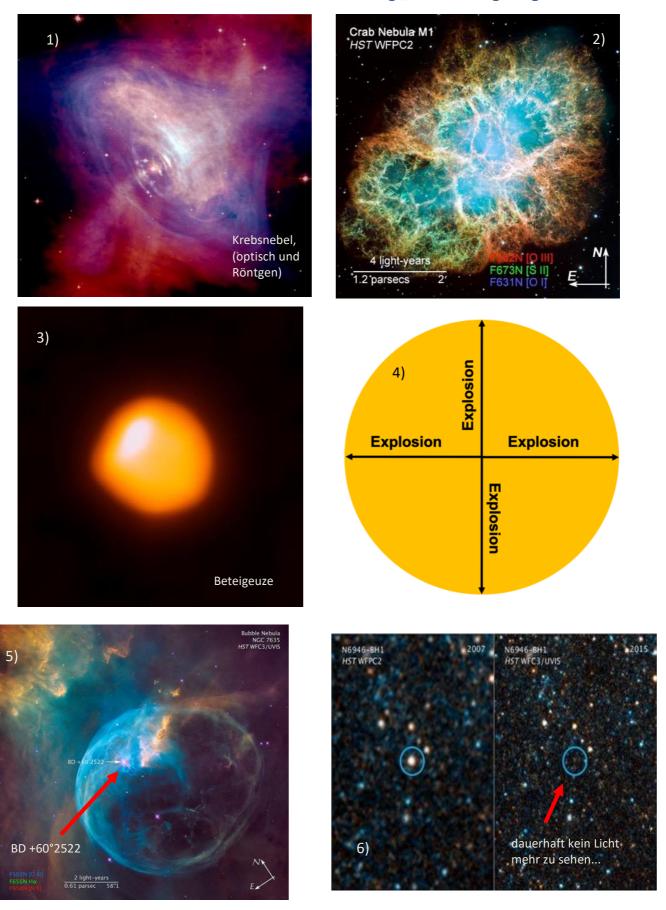
Tabelle 4

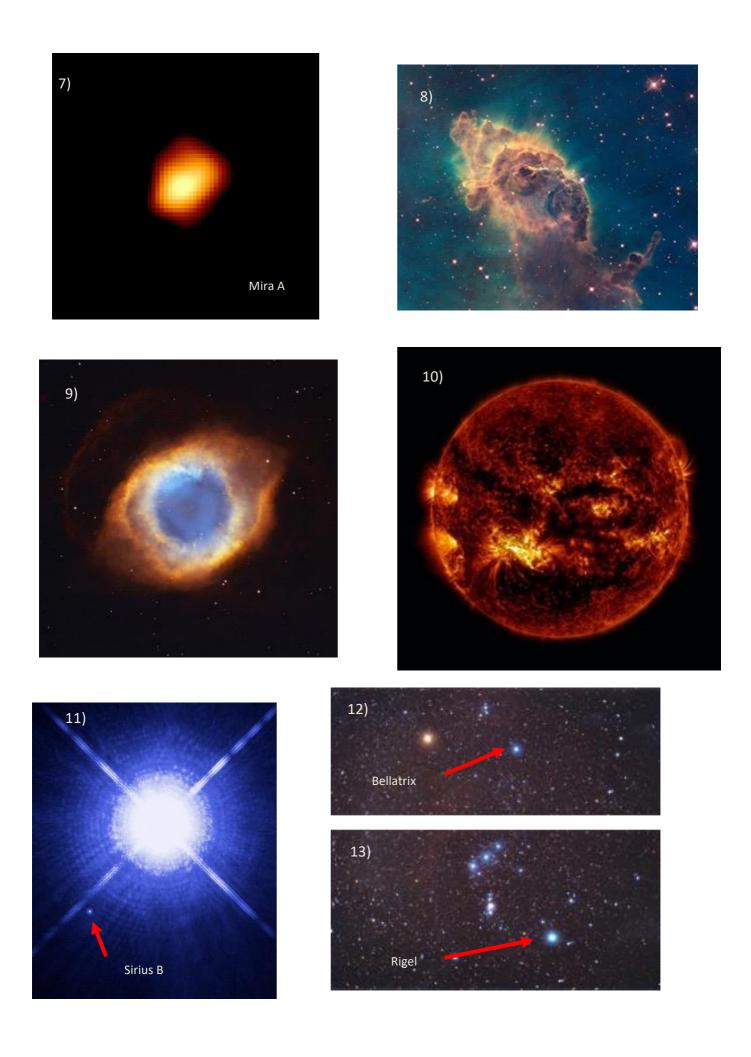
Aktivität 17: Diskutiere die Daten zur Erzeugung der Elemente

Ein massereicher Stern verbringt Millionen von Jahren damit, Wasserstoff in Helium zu verbrennen. Zur Umwandlung von Kohlenstoff in Magnesium benötigt er 10 Jahre. Vergleiche die Daten aus Tabelle 4 wie folgt:

- (a) Dauer der Produktion von Wasserstoff zu Helium und von Silizium zu Eisen. Vergleiche die Temperatur des Kerns.
- (b) Die Menge der erzeugten Masse von He, C und Fe: wie viel schneller wird eine Sonnenmasse an Eisen erzeugt im Vergleich zu einer Sonnenmasse Helium?

Arbeitsblatt der Aktivität 12: Klassifikationsübung "Entwicklungswege"





Quellen (zu Bildern der Aktivität 12)

- 1) Neutronenstern (Pulsar), im Krebsnebel (Credit: HST)
- 2) Supernova Remnant (Überreste der Hüllen), Krebsnebel (Credit: HST)
- 3) Roter Riese (massereich), Beteigeuze (Credit: ALMA, ESO)
- 4) Supernova, Skizze (Credit: Smolla)
- 5) Hauptreihenstern mit 44 Sonnenmassen, Spektralklasse O, BD +60°2522 mit Bubble Nebula verursacht durch seinen starken Sternwind (Credit: Hubble Space Telescope, NASA, ESO)
- 6) Massiver Stern (links, 2007) und nicht sichtbares Überbleibsel / schwarzes Loch (rechts, 2009), N6946-BH1 (Credit: Hubble Space Telescope, NASA, ESA)
- 7) Roter Riese, Mira A (Credit: Hubble Space Telescope, NASA, ESA)
- 8) Sternentstehungsgebiet, Carina Nebel (Credit: Hubble Space Telescope, NASA, ESA)
- 9) Planetarer Nebel, Helix Nebel NGC 7293 (Credit: Hubble Space Telescope, NASA, ESA)
- 10) Hauptreihenstern, Spektralklasse G, Sonne (Credit: Solar Dynamics Observatory, NASA)
- 11) Weißer Zwerg, Sirius B (Credit: Hubble Space Telescope, NASA, ESA)
- 12) Hauptreihenstern mit 8 Sonnenmassen, Spektralklasse B, Bellatrix im Orion (Credit: Matthew Spinelli, apod NASA)
- 13) Blauer Riese (nach Hauptreihenstadium), Rigel im Orion (Credit: Matthew Spinelli, apod NASA)

Fragen mit Antworten zu Sternen der Tabelle 3

- Welcher der Sterne ist in Bezug auf seinen Lebenszyklus am ältesten?
 Sirius B (als weißer Zwerg)
- 2) Welche dieser Sterne verwenden gerade Wasserstoff als Brennstoff in den Kern? Alle die, die sich auf der Hauptreihe befinden!
- 3) Welche dieser Sterne verwenden gerade Helium als Brennstoff in den Kern? Alle die, die sich leicht oberhalb der Hauptreihe befinden.
- 4) Welcher dieser Sterne ist dem Tode am nächsten?
- 5) Welcher dieser Sterne hat die größte Leuchtkraft? Al Nilam
- 6) Warum strahlen die leuchtkräftigsten Sterne der Tabelle am hellsten, aufgrund ihrer Größe (Radius) oder auf Grund ihrer Oberflächentemperatur?
 Al Nilam → T Deneb → R
- 7) Welcher dieser Sterne besitzt die geringste Leuchtkraft? Polaris
- 8) Der Stern mit der geringsten Leuchtkraft ist am schwächsten wegen seiner Oberflächentemperatur oder seiner Größe?
 Wegen der Temperatur
- 9) Welcher dieser Sterne hat die höchste Oberflächentemperatur? Die drei Sterne des Oriongürtels
- 10) Hauptreihensterne entwickeln sich zu Roten Riesen, wenn sie welchen Brennstoffvorrat in ihren Kernen aufgebraucht haben: Helium, Kohlenstoff oder Wasserstoff?

 Wasserstoff
- 11) Werden sich die Hauptreihensterne jemals zu Weißen Zwergen entwickeln? Ja, z.B. die Sonne!
- 12) War der Stern Sirius B jemals ein Hauptreihenstern?
- 13) Welche Phase wird Wega als nächste durchlaufen: Roter Riese, Hauptreihe, Weißer Zwerg? Roter Riese
- 14) Welche Phase wird Beteigeuze als nächste durchlaufen: Roter Riese, Supernova, Überriese, Hauptreihe oder Weißer Zwerg?

 Supernova!