

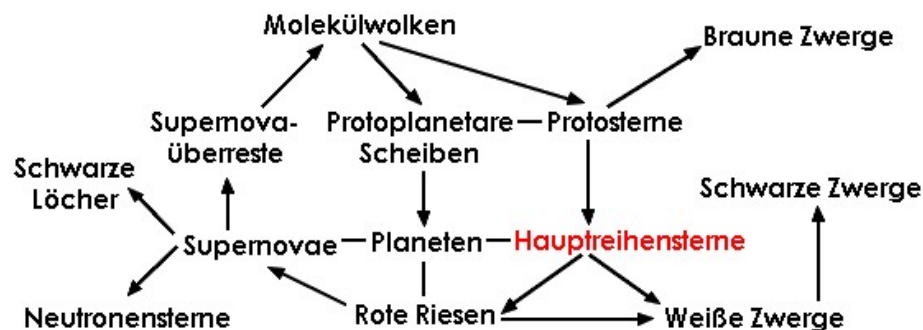
Materiekreislauf

Hauptreihensterne

Grundlagen aus dem ersten Semester:

[06-Sternarten und Sternentwicklung \(Seite 9 - 10\)](#)

[08-Unsere Sonne](#)



Die Hauptreihensterne sind mit Abstand die häufigste Sternart des Universums. In keiner anderen Phase der Sternentwicklung verbringen die Sterne so viel Zeit wie auf der Hauptreihe. Im inneren der Hauptreihensterne findet die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium statt. Auch das ist ein Rekord, denn bei keiner anderen Kernfusion kann man so viel Energie gewinnen.

Zudem ist auch unsere Sonne ein Hauptreihenstern. Diese ist uns um ein Vielfaches näher als jeder andere Stern. Von der Sonne im speziellen können wir auch einiges über Hauptreihensterne im allgemeinen lernen, dadurch wissen wir über Hauptreihensterne mehr als über jede andere Sternart.

1 Geburt eines Hauptreihensterns

Die Hauptreihensterne entstehen direkt aus Protosternen. Damit sind sie auch die jüngste Sternart.

Der Protostern zieht Teile der protostellaren Scheibe an und verschluckt diese Teile. Dadurch entsteht ein Strahlungsfeld, das die Umgebung heizt. Dieses Strahlungsfeld kann man messen, seine Leuchtkraft ist

$$L = \frac{GM\dot{M}}{R} \quad (1.1)$$

Die zeitliche Änderung der Masse gibt dabei an, wie viel Gramm Material der Protostern pro Sekunde akkrediert. Ein typischer Protostern ist am Beginn dieses Prozesses 5 Sonnenradien groß und absorbiert 5 Sonnenmassen der protostellaren Scheibe pro Jahr. In diesem Fall hat das Objekt 6 Sonnenleuchtkräfte.

Laut Stefan-Boltzmann-Gesetz beträgt die Abstrahlungsleistung pro m^2 der Oberfläche

$$P = \sigma T_{eff}^4 \quad (1.2)$$

Dieses Gesetz kann man anwenden, weil man den Protostern als Schwarzkörper nähern kann. Wenn man die Leuchtkraft des gesamten Sterns ausrechnen möchte, muss man diese Formel mit der Oberflächenformel der Kugel multiplizieren. Dadurch erhält man

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (1.3)$$

Durch Gleichsetzen von 1.1. und 1.3. erhält man

$$\frac{GM\dot{M}}{R} = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (1.4)$$

Wenn man diese Formel nach der Effektivtemperatur umformt, erhält man

$$T = \sqrt[4]{\frac{GM\dot{M}}{4\pi R^3 \sigma}} \quad (1.5)$$

Die Temperatur, die dabei herauskommt, ist viel größer als 1500K. Das ist deshalb interessant, weil bei 1500K die Staubteilchen in der protostellaren Scheibe verdampfen und dadurch durchsichtig werden. Man kann daher die Entwicklung des Protosterns in allen Wellenlängen beobachten und ist nicht mehr auf die Infrarotstrahlung eingeschränkt.

Durch Akkretion der Materie in der protostellaren Scheibe nimmt sowohl der Radius als auch die Masse zu. Durch die stärker werdende Gravitation bewegen sich die Teilchen mehr um näher zum Gravitationszentrum zu kommen. Dadurch wird auch die Temperatur höher.

Zerfall zu einem braunen Zwerg

Wenn der Protostern nicht die Temperatur von 1 Million K erreicht, kann keine Kernfusion stattfinden und der Stern fällt in sich zusammen. Die Energie, die die Teilchen gewinnen, wenn sie in den Potentialtopf fallen, geben sie in Form von Strahlung ab.

Um auszurechnen, wie lange der Stern benötigt, um in sich zusammenzufallen, verwendet man die Kelvin-Helmholtz-Zeitskala:

$$t_{KH} = \frac{E_{therm}}{L} \sim \frac{GM^2}{RL} \quad (1.6)$$

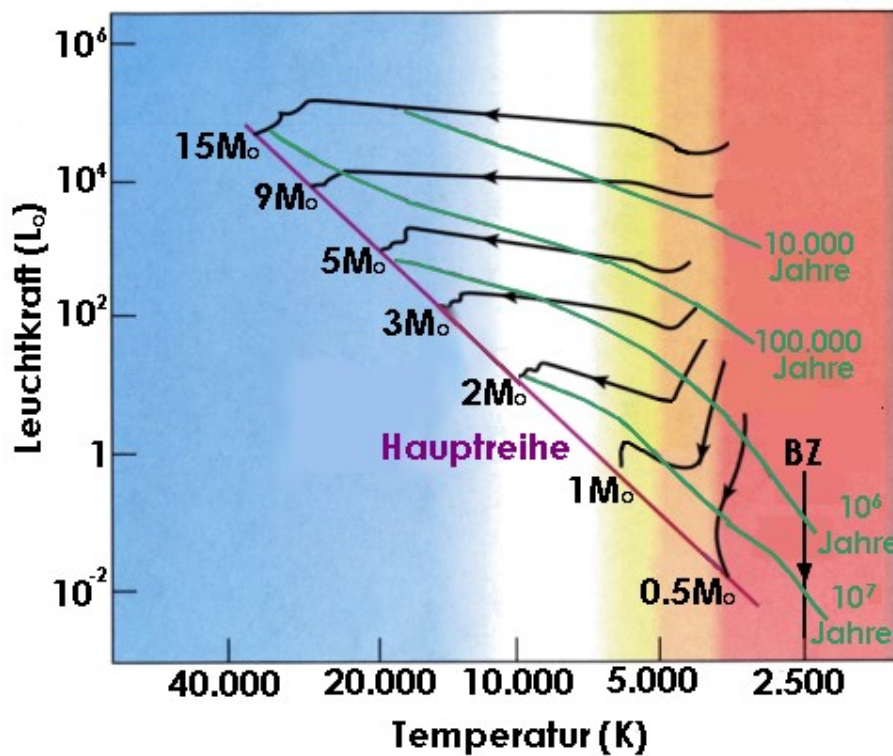
Ein Protostern von der Größe unserer Sonne würde 10-Millionen Jahre dafür brauchen. Bei Sternen mit geringer Dichte sind bis zu 1-Milliarde Jahre möglich.

Nach dem Ende der Kelvin-Helmholtz-Zeitskala ist die Masse so weit in sich zusammengefallen, dass der Druck des Materials genauso groß wie die Gravitation ist. Dieses Objekt strahlt nicht mehr. Man bezeichnet es als braunen Zwerg.

Entwicklung zu einem Hauptreihenstern

Wenn der Protostern mehrere Sonnenmassen groß ist, entsteht eine Temperatur von über 1 Million K. In diesem Fall sind die Teilchen so unruhig, dass nicht einmal die Protonen in ihrem Atomverbund, dem Wasserstoffatom, bleiben. Stattdessen schließen sie sich zu Helium zusammen. Je heißer der Stern ist, desto schneller passiert dieser Vorgang.

Auch diese Sterne fallen nach dem Ende der Akkretion in sich zusammen. Allerdings erzeugt die Kernfusion Energie und stoppt den Zusammenfall in Form einer Pendelbewegung, sobald die Gravitation nach innen und die erzeugte Kernfusion nach außen gleich groß sind.



In dieser Grafik ist die Lage von Protosternen mit unterschiedlichen Massen und Alter im Hertzsprung-Russel-Diagramm aufgetragen. Sie befinden sich hinter der Hayashilinie, weil sie nicht stabil sind und auf die Hauptreihe fallen.

Man erkennt, dass bei massereichen Sternen die Leuchtkraft hoch bleibt und die Oberflächentemperatur zunimmt. Bei massearmen Sternen nimmt die Leuchtkraft stark ab und die Oberflächentemperatur bleibt konstant. Beim Braunen Zwerg (BZ) bleibt die Leuchtkraft so klein, dass er die Hauptreihe nicht erreicht. Anhand der Alterslinien erkennt man, dass massereiche Sterne viel schneller auf die Hauptreihe fallen als massearme. Die Farben im Hintergrund geben an, in welcher Farbe wir den Stern wahrnehmen.

Sobald der Protostern die Hauptreihe erreicht, ist er stabil. Man bezeichnet ihn dann als Stern. Wenn man das Alter von Sternen angibt, rechnet man konventionsgemäß ab dem Zeitpunkt, bei dem der Protostern die Hauptreihe erreicht. Deshalb bezeichnet man die Hauptreihe auch als „Zero Age Main Sequence“ (ZAMS) oder als „Null-Alter-Hauptreihe“.

2 Entwicklung eines Hauptreihensterns

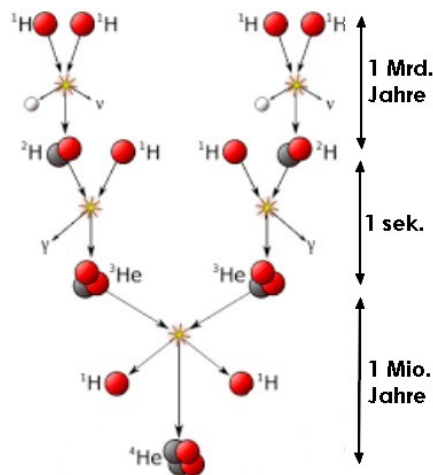
Die Entwicklung eines Hauptreihensterns wird dadurch dominiert, dass im Hauptreihenstern Wasserstoff zu Helium fusioniert wird. Diese Fusion schreitet umso schneller voran, je massereicher der Stern ist, weil dadurch auch der Druck zunimmt. Die massereichsten Hauptreihensterne sind daher auch die kurzlebigsten.

Während der Kernfusion ändern sich auch die Eigenschaften des Hauptreihensterns: Durch die Energie, die bei der Kernfusion entsteht, nehmen Temperatur und Strahlung zu. Durch die zusätzliche Temperatur beschleunigt sich die Kernfusion und der Stern wird noch heißer und noch heller was wiederum die Kernfusion beschleunigt. Im Hertzsprung-Russel-Diagramm wandert der Stern also entlang der Hauptreihe hinauf.

In Hauptreihensternen können je nach Gewicht zwei unterschiedliche Fusionsprozesse stattfinden: In leichten Hauptreihensternen die pp-Kette für die Konvektion notwendig ist, und in schweren der CNO-Zyklus, für den hohe Temperaturen notwendig sind.

pp-Kette

Wenn ein Hauptreihenstern, so wie unsere Sonne, weniger als 1,5 Sonnenmassen besitzt, ist Konvektion, also der Austausch von Gasen aufgrund von Temperaturschwankungen, möglich. In diesem Fall erfolgt die Kernfusion mittels pp-Kette.



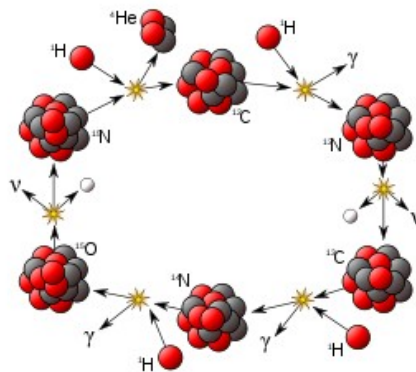
Zu Beginn des Prozesses verschmelzen zwei Wasserstoffatome innerhalb von einer Milliarde Jahre zu einem ^2H -Atom. Dieses Atom wird auch schwerer Wasserstoff oder Deuterium genannt. Da es nicht stabil ist, verschmilzt es innerhalb von einer Sekunde mit einem weiteren Wasserstoffatom zu einem ^3He -Atom.

Der letzte Schritt kann unterschiedlich verlaufen: Am häufigsten ist die ppl-Kette (in der Grafik dargestellt), bei der das ^3He -Atom innerhalb von 1 Million Jahren mit einem weiteren ^3He -Atom verschmilzt, das auf die gleiche Art entstanden ist, zu einem ^4He -Atom. Dabei bleiben zwei Wasserstoffatome übrig. In den seltenen Fällen, dass die Temperatur über $14 \times 10^6\text{K}$ steigt, findet die ppl-Kette und wenn die Temperatur gar über $23 \times 10^6\text{K}$ steigt, die ppIII-Kette statt.

Insgesamt werden bei dieser Fusion (egal ob ppl, pplI oder ppIII-Kette) sechs ^1H -Atome zu einem ^4He -Atom und zwei ^1H -Atom fusioniert. Dabei wird eine Energie von 5,5MeV erzeugt. Das ist sehr wenig: Wenn man geht, verbraucht man normalerweise 50-Billionen mal mehr Energie. Dadurch, dass in einem Hauptreihenstern sehr viele dieser Vorgänge gleichzeitig stattfinden, wird dennoch eine große Menge Energie erzeugt.

CNO-Zyklus

Bei mehr als 1,5 Sonnenmassen ist die Gravitation des Sterns nach innen so groß, dass keine Konvektion mehr möglich ist. Da die Deuteriumatome nicht mehr zu den Wasserstoffkernen durchkommen, ist auch die pp-Kette nicht möglich. Stattdessen nimmt die Temperatur immer stärker zu, bis der Stern eine Temperatur von 10-Millionen K hat. Bei dieser Temperatur ist der CNO-Zyklus möglich.



Für diesen Zyklus benötigt man neben Wasserstoff auch ein stabiles Kohlenstoffatom. Kohlenstoffatome können über eine Supernovaexplosion in die Molekülwolke und so in den Stern gekommen sein. Es sind zwar weit weniger Kohlenstoff- als Wasserstoffatome im Hauptreihenstern, aber der Kohlenstoff wird im Gegensatz zum Wasserstoff nicht bei der Kernfusion verbraucht und steht daher nach dem Ende des CNO-Zyklus wieder für den nächsten CNO-Zyklus zur Verfügung.

Das ^{12}C -Atom wird durch Verschmelzung mit drei ^1H -Atomen immer schwerer: Zuerst wird es zu ^{13}N , dann zu ^{13}C , ^{14}N , ^{15}O und schließlich ^{15}N . Wenn noch ein Wasserstoffatom dazukommt, ist es schwer genug, um ein ^4He abzugeben und es wird wieder zu einem ^{12}C -Atom. Dieses Atom kann einen neuen CNO-Zyklus anfangen.

Insgesamt werden bei der Fusion vier ^1H -Atome zu einem ^4He -Atom umgewandelt. Bei diesem Vorgang wird eine Energie von 26,7 MeV erzeugt, das ist vier mal so viel wie bei der pp-Kette.

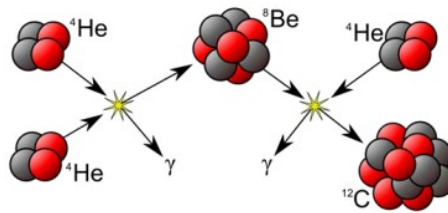
3 Tod eines Hauptreihensterns

Irgendwann hat der Hauptreihenstern das gesamte Wasserstoff zu Helium fusioniert und weder die pp-Kette noch der CNO-Zyklus können fortgesetzt werden. Da nun keine weitere Energie erzeugt wird, die der Eigengravitation entgegenwirkt, fällt der Stern in sich zusammen. Dabei nimmt der Druck immer weiter zu.

Ist der Stern leichter als eine Sonnenmasse fällt er so weit in sich zusammen, bis ein weißer Zwerg entsteht. Wenn der Stern hingegen massereicher als eine Sonnenmasse ist, wird der Druck so stark, dass ein weiterer Fusionsprozess, der Tripel- α -Prozess ausgelöst wird.

Tripel-alpha-Prozess

Im Gegensatz zur pp-Kette und zum CNO-Zyklus wird dabei nicht Wasserstoff zu Helium sondern Helium zu Kohlenstoff fusioniert. Mit dem so erzeugten Kohlenstoff können durch den Druck des roten Riesen anschließend alle Elemente bis zu Eisen fusioniert werden.



Der Tripel-Alpha-Prozess beginnt mit zwei ${}^4\text{He}$ -Atomen die zu einem ${}^8\text{Be}$ -Atomen verschmelzen. Für diesen Verschmelzungsvorgang ist eine Temperatur von 100-Millionen Kelvin notwendig.

Berilium ist kein stabiles Element und würde daher schon nach 10^{-16} Sekunden wieder zerfallen. Damit das nicht passiert muss es schon davor mit einem weiteren ${}^4\text{He}$ -Atom kollidieren um zu einem ${}^{12}\text{C}$ -Atom zu verschmelzen. Bei diesem Schritt wird nicht viel Energie frei, weil das ${}^4\text{He}$ -Atom und das ${}^8\text{Be}$ -Atom zusammen fast die selbe Energie wie das ${}^{12}\text{C}$ -Atom haben

Insgesamt werden beim Tripel- α -Prozess drei ${}^4\text{He}$ -Atome zu einem ${}^{12}\text{C}$ -Atom umgewandelt und dabei eine Energie von 7,28MeV erzeugt. Das ist etwas mehr als bei der pp-Kette aber viel weniger als beim CNO-Zyklus.

Durch die Entstehung des ${}^{12}\text{C}$ -Atoms wird auch die Fusion zu noch schwereren Elementen ermöglicht: Dafür müssen diese Moleküle nur mit einem weiteren ${}^4\text{He}$ -Atom verschmelzen. Beispielsweise wird aus einem ${}^{12}\text{C}$ -Atom durch Verschmelzung mit einem ${}^4\text{He}$ -Atom ein ${}^{16}\text{O}$ -Atom.

4 Unsere Sonne

Unsere Sonne hat eine Masse von $2 \times 10^{30}\text{kg}$, einen Radius von $7 \times 10^5\text{km}$ und eine Leuchtkraft von $4 \times 10^{23}\text{kW}$. Damit ist sie ein typisches Beispiel für einen Hauptreihenstern. Sie hat derzeit ein Alter von $4,5 \times 10^9$ Jahren und benötigt noch ungefähr genauso lang, bis sie zu einem roten Riesen wird, das heißt die nukleare Zeitskala der Sonne ist zur Hälfte vorbei.

Derzeit setzt sich die Sonne zu 71% aus Wasserstoff und zu 27% aus Helium zusammen, die restlichen 3% sind schwere Elemente. Der Wasserstoff wird durch die Kernfusion immer weniger: Pro Sekunde werden 6×10^8 Gramm Wasserstoff zu Helium fusioniert, das ist 6000 mal so viel wie der Eiffelturm wiegt. In einer Milliarde Jahre hat die Sonne eine hundertstel Sonnenmasse Wasserstoff in Helium fusioniert.

Die Kernfusion ist langfristig wichtig für die Stabilität der Sonne, kurzfristig aber gar nicht so wichtig wie wir denken: Wenn die Kernfusion in der Sonne aufhören würde, bräuhete die Sonne 2×10^7 Jahre, bis sie vollständig in sich zusammenge-stürzt wäre. (Kelvin-Helmholtz-Zeitskala). In einer Stunde würde der Sonnenradius also nur 3 Millimeter, in einem Jahr nur 30 Meter kleiner werden.

Würde die Sonne aus ihrem hydrostatischen Gleichgewicht ausgelenkt werden (zum Beispiel von einer vorbeifliegenden Gravitationsquelle, einem Magnetfeld etc.), wäre

sie deutlich beweglicher: In diesem Fall würde sie unabhängig vom Grad ihrer Auslenkung nur 20 Minuten benötigen um zurückzuschwingen (dynamische Zeitskala). Da es im Weltall keine Reibung gibt, würde die Sonne jedoch noch lang mit 20-minütiger Periode weiter pulsieren.

Wie jeder Stern erzeugt auch unsere Sonne Sonnenwinde. Diese kommen dadurch zustande, dass sich die magnetische Abstoßung unterschiedlicher Stellen von der Sonne aufaddiert. Bei diesem Vorgang gibt sie jedes Jahr Material mit der Masse von $10^{-14} M_{\odot}$ mit einer Geschwindigkeit zwischen 400 und 700km/s an das Weltall in ihrer Umgebung ab.

Im Vergleich zu anderen Sternen ist das wenig Material: Ein typischer roter Riese gibt jedes Jahr zwischen 10^{-5} und $10^{-8} M_{\odot}$ mit einer Geschwindigkeit zwischen 20 und 60km/s ab. Heiße leuchtkräftige Sterne geben $10^{-5} M_{\odot}$ sogar mit einer Geschwindigkeit von 2000km/s ab. Der Grund für die starken Sternwinde ist in beiden Fällen der hohe Strahlungsdruck.