

Sonne

- ▶ Video (Gassner)

Sonne

Sterne wie die Sonne gewinnen ihre Energie durch Fusion von Wasserstoff zu Helium; dabei wird Masse in Energie umgewandelt ($E = mc^2$). Dazu benötigt der Stern im Kern eine Temperatur von etwa 30 Mio K.

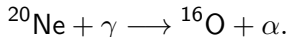
Wenn der Wasserstoffanteil abnimmt, nimmt die Fusion ab; der Stern zieht sich unter dem Einfluss der Gravitation zusammen, der Druck und die Temperatur im Kern steigen. Bei 200 Mio K kann der Stern Helium fusionieren; dabei entstehen Kohlenstoff und Sauerstoff.

Nur die massereichsten Sterne erreichen Kerntemperaturen von 1 bis 2 Mrd Kelvin, ab der die Fusion von Kohlenstoff und Sauerstoff möglich wird. Während diese Sterne 10 Millionen Jahre lang Wasserstoff fusionieren konnten, dauert die Fusion schwerer Elemente nur noch an die 1000 Jahre. Das Ende kommt also schnell.

Sonne

Die möglichen bzw. wahrscheinlichsten Reaktionen sind

- ▶ $^{12}\text{C} + ^{12}\text{C} \longrightarrow ^{20}\text{Ne} + \alpha$
- ▶ Bei Energien ab 2 Mrd K sind Photonen energiereich genug, um ^{20}Ne -Kerne zu zerstören:



- ▶ Bei noch höheren Temperaturen beginnt das Sauerstoff- und das Siliziumbrennen:



Sterne

Damit die Fusion zünden kann, muss die Temperatur und der Druck im Kern hoch genug sein. Sterne mit Massen von weniger als $0,1M_{\odot}$ können keine Fusion starten: Man nennt sie braune Zwerge.

Liegt die Masse zwischen $0,1M_{\odot}$ und $0,25M_{\odot}$, dann kann in einem kleinen Kern Wasserstoff fusioniert werden. Am Ende seines Lebens erkaltet der Stern, kollabiert, und wird zu einem weißen Zwerg.

Liegt die Masse zwischen $0,25M_{\odot}$ und $1,5M_{\odot}$, fusionieren die Sterne Wasserstoff zu Helium wie unsere Sonne.

Sonne

Der Lebenslauf eines Sterns beginnt damit, dass eine riesige, über Lichtjahre hinweg ausgedehnte Gaswolke zu kollabieren beginnt, etwas nachdem sie von Stoßwellen einer nahen Supernova oder durch Kollision mit einer anderen Gaswolke dazu angeregt werden. Die Gaswolke kontrahiert, im Innern werden Druck und Temperatur langsam größer. Die Gravitation sorgt dafür, dass immer mehr Materie nachströmt; sobald Druck, und Temperatur im Innern eine bestimmte Grenze überschreiten, beginnt der Stern mit der Kernfusion. Der weitere Lebenslauf des Sterns hängt sehr von seiner Masse ab.

Sonne

Ein Stern von einer Sonnenmasse hat zu Beginn eine Oberflächentemperatur v_0 , etwa 5600 K. Im Laufe der Zeit verlagert sich die Fusion vom Kern in die Schale, was dazu führt, dass der Stern die doppelte Leuchtkraft der jetzigen Sonne erreicht. Wenn das Wasserstoffbrennen außen angekommen ist, hat der Stern eine Oberflächentemperatur von 5000 K und dehnt sich aus (Roter Riese).

Wenn die Fusion des Wasserstoffs zum Erliegen kommt, zündet das Heliumbrennen. Die Leuchtkraft steigt auf das fast 2000-fache der Sonne. Danach fällt die Leuchtkraft auf das 60-fache der Sonne ab, und im Kern findet ein stabiles Heliumbrennen statt.

Sonne

Jetzt wandert das Heliumbrennen in die Schale, der Stern wird zu einem Roten Riesen, die Leuchtkraft steigt auf das 4000-fache der Sonne.

Wenn die Kernfusion versiegt, kollabiert der Kern; die Hülle wird abgestoßen, es entsteht ein planetarer Nebel. Am Ende bleibt ein weißer Zwerg mit einer Oberflächentemperatur bis zu 50.000 K, die aber allmählich abklingt, bis die Leuchtkraft irgendwann nur noch das 0,0002-fache der Sonne ist.

Sonne

Hertzsprung-Russell Diagramm
Entstehung des Sonnensystems