minærva

AS 9

SKRIPT

Leben der Sterne

Erklärskript

Die Aufgaben 278–311 zu diesem Skript stehen im Aufgabenskript, die Lösungen im Lösungsskript. Verweise auf Aufgaben sind Links.

Astronomie – Klasse 7 bis Kursstufe

Pirmin Gohn

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

Skriptreihe AS · Astronomie (Klasse 7 bis Kursstufe)

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

Lernen mit minærva

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

minaerva.de

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

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

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

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

So greifen die Skripte ineinander

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

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

Inhaltsverzeichnis

Worum es geht **4**
1 Interstellare Materie und Sternentstehung **5**
1.1 Was zwischen den Sternen ist 5
1.2 Wann eine Wolke kollabiert: das Jeans-Kriterium 5
1.3 Vom Kollaps zum Protostern 7
1.4 T-Tauri-Sterne, Braune Zwerge und die Zündung 7
2 Die Hauptreihe: Gleichgewicht und Lebensdauer **9**
2.1 Gravitation gegen Gasdruck 9
2.2 Kernfusion und Energietransport 9
2.3 Der Stern als Thermostat 10
2.4 Lebensdauer auf der Hauptreihe 10
3 Nach der Hauptreihe: Rote Riesen und die Zukunft der Sonne **12**
3.1 Schalenbrennen und Roter Riese 12
3.2 Heliumbrennen 12
3.3 Die Zukunft der Sonne 13
3.4 Schwere Sterne: Zwiebelschalen bis zum Eisen 14
4 Endstadien: vom Weißen Zwerg zum Schwarzen Loch **15**
4.1 Was den Rest trägt 15
4.2 Planetarischer Nebel und Weißer Zwerg 15
4.3 Supernova und Neutronenstern 16
4.4 Schwarze Löcher und der Schwarzschild-Radius 16
4.5 Novae und Supernovae vom Typ Ia 17
5 Sternhaufen und das HRD als Entwicklungsdiagramm **18**
5.1 Offene Sternhaufen und Kugelsternhaufen 18
5.2 Das HRD eines Sternhaufens 19
5.3 Das Alter aus dem Abknickpunkt 19
6 Woher die Elemente kommen **21**
6.1 Die Elemente aus dem Urknall 21
6.2 Fusion in Sternen bis zum Eisen 21
6.3 Schwerer als Eisen: Neutroneneinfang 22
6.4 Wir sind Sternenstaub 22

Worum es geht

An einem klaren Winterabend steht im Süden das Sternbild Orion. Links oben leuchtet rötlich **Beteigeuze**, ein Stern, der so groß ist, dass er im Sonnensystem bis über die Marsbahn reichen würde. Er hat nur noch wenig Zeit: Irgendwann in den nächsten hunderttausend Jahren wird er als Supernova explodieren und für einige Wochen so hell leuchten wie der Halbmond. Knapp darunter, im „Schwert“ des Orion, sieht man schon mit bloßem Auge einen kleinen Nebelfleck, den **Orionnebel**. Dort entstehen gerade neue Sterne – manche von ihnen sind jünger als die Menschheit.

Sterne sind also nicht ewig. Sie werden geboren, leben eine lange, ruhige Zeit und sterben, und ihre Reste werden zum Baustoff neuer Sterne und Planeten. Kein Mensch kann einen Stern sein ganzes Leben lang beobachten; dafür sind die Zeiträume viel zu lang. Wir sehen aber am Himmel Sterne in allen Lebensabschnitten, so wie man aus einem Foto einer Menschenmenge viel über das Leben der Menschen lernen kann.

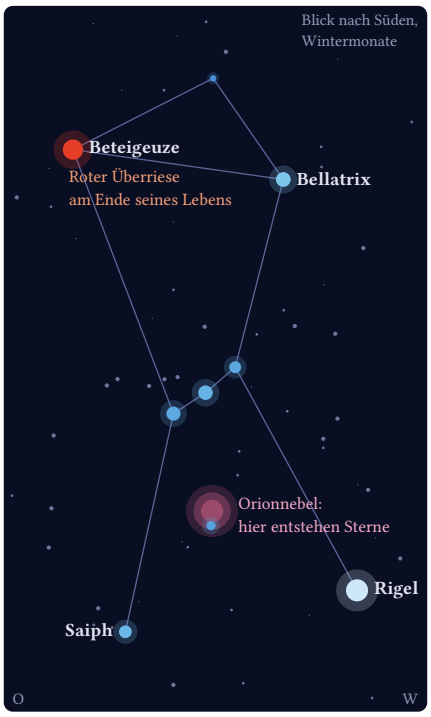


Abbildung 127: Orion (schematisch; Sternörter aus Katalogwerten berechnet): Sterngeburt im Orionnebel und ein Stern am Lebensende.

Dieses Skript erzählt das Leben der Sterne der Reihe nach: wie sie in kalten Wolken entstehen (Kapitel 1), warum sie Milliarden Jahre lang stabil leuchten und wie lange (Kapitel 2), was geschieht, wenn der Brennstoff im Kern zur Neige geht (Kapitel 3), und wie sie enden – als Weißer Zwerg, Neutronenstern oder Schwarzes Loch (Kapitel 4). Kapitel 5 zeigt, wie man an Sternhaufen das Alter von Sternen abliest, Kapitel 6, wie in Sternen die Elemente entstehen, aus denen auch wir bestehen. Die Zustandsgrößen der Sterne und das Hertzsprung-Russell-Diagramm werden vorausgesetzt; sie stehen im Skript AS8.

> **Leben der Sterne im Lehrplan.** Stufe: Klasse 10 und Kursstufe. Welcher Plan welchen Abschnitt verlangt, sagen die Marken unter den Überschriften. In IMP 10 wird die Sternentwicklung nur qualitativ verlangt (Kernfusion, Gravitationskollaps, Weißer Zwerg, Neutronenstern, Schwarzes Loch); die Rechnungen und Kapitel 1, 5 und 6 sind dort Vertiefung.

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

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

1 Interstellare Materie und Sternentstehung

1.1 Was zwischen den Sternen ist

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Der Raum zwischen den Sternen ist nicht völlig leer. Er enthält Gas und Staub, die **interstellare Materie**. Im Mittel kommt in der Ebene der Milchstraße etwa ein Atom auf jeden Kubikzentimeter – ein besseres Vakuum, als man es in irdischen Labors herstellen kann (Luft enthält rund $2{,}5 \cdot 10^{19}$ Moleküle pro Kubikzentimeter). Trotzdem steckt in der Milchstraße wegen ihrer riesigen Ausdehnung einige Milliarden Sonnenmassen an Gas. Es besteht wie die Sterne zu rund drei Vierteln aus Wasserstoff und einem Viertel aus Helium; etwa ein Prozent der Masse ist **interstellarer Staub**: winzige Körnchen aus Silikaten, Kohlenstoff und Eis, kleiner als ein Mikrometer.

Die interstellare Materie ist sehr ungleichmäßig verteilt. Man sieht sie in verschiedenen Formen:

- **Dunkelwolken** aus Staub verschlucken das Licht der Sterne dahinter. Man erkennt sie als dunkle Flecken vor der hellen Milchstraße, etwa den Pferdekopfnebel im Orion.
- **Emissionsnebel** leuchten rot im Licht des Wasserstoffs, wenn heiße junge Sterne das Gas mit ihrer UV-Strahlung ionisieren. Der Orionnebel ist das bekannteste Beispiel.
- **Reflexionsnebel** sind Staubwolken, die das Licht naher Sterne streuen. Sie erscheinen bläulich, weil Staub blaues Licht stärker streut als rotes.
- **Molekülwolken** sind die kältesten und dichtesten Gebiete: 10 bis 20 Kelvin, hundert bis über eine Million Moleküle pro Kubikzentimeter, oft Zehn- bis Hunderttausende Sonnenmassen schwer. Der Wasserstoff liegt dort als Molekül H_2 vor, im Staub geschützt vor dem UV-Licht der Sterne. Molekülwolken sind die Geburtsstätten der Sterne.

Merksatz

Interstellare Materie ist das Gas (vor allem Wasserstoff und Helium) und der Staub zwischen den Sternen. Sterne entstehen in den kältesten und dichtesten Gebieten, den **Molekülwolken**. Weil der Staub sichtbares Licht verschluckt, aber Infrarot- und Radiostrahlung durchlässt, beobachtet man die Sternentstehung vor allem in diesen Wellenlängenbereichen (Skript AS6).

⋆ Den Orionnebel finden

Von Dezember bis März steht Orion abends im Süden. Unterhalb der drei Gürtelsterne hängt das „Schwert“, eine kurze Kette schwächerer Sterne. Ihr mittlerer „Stern“ wirkt unscharf: Das ist der Orionnebel (M42), rund 1300 Lichtjahre entfernt. Im Fernglas sieht man einen grünlich grauen Nebel, in einem kleinen Fernrohr in seiner Mitte vier eng stehende junge Sterne, das **Trapez**. Die rote Farbe zeigen erst Fotos; das Auge ist bei schwachem Licht farbenblind.

1.2 Wann eine Wolke kollabiert: das Jeans-Kriterium

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Jede Gaswolke wird von ihrer eigenen Schwerkraft zusammengehalten und möchte sich zusammenziehen. Dagegen wirkt der **Gasdruck**: Die Teilchen schwirren mit der Wärmebewegung umher und drängen die Wolke auseinander. Welche Seite gewinnt? Der englische Physiker James Jeans hat diese Frage 1902 beantwortet. Eine einfache Abschätzung zeigt den Kern seines Ergebnisses.

Betrachte ein Gasteilchen der Masse m am Rand einer kugelförmigen Wolke mit der Masse M und dem Radius R. Um es aus der Wolke zu entfernen, braucht man ungefähr die Energie $GM\frac{m}{R}$ (Skript AS5, Fluchtgeschwindigkeit). Die Bewegungsenergie seiner Wärmebewegung ist von der Größenordnung kT; dabei ist $k = 1{,}38 \cdot 10^{-23}\ \frac{\mathrm{J}}{\mathrm{K}}$ die Boltzmann-Konstante und T die Temperatur. Überwiegt die Bindung, kann das Teilchen nicht entkommen, und die Wolke fällt in sich zusammen:

$$\frac{GMm}{R} > kT.$$

Definition

Jeans-Kriterium (Abschätzung ohne Zahlenfaktoren der Größenordnung 1): Eine Gaswolke mit der Temperatur T und der Dichte ρ kollabiert unter ihrer eigenen Schwerkraft, wenn ihre Masse größer ist als die **Jeans-Masse**

$$M_J \approx \left(\frac{kT}{Gm}\right)^{\frac{3}{2}} \cdot \sqrt{\frac{3}{4\pi\rho}}.$$

Dabei ist m die mittlere Teilchenmasse; in einer Molekülwolke (Wasserstoffmoleküle und Helium) ist $m \approx 2{,}3 \cdot m_\mathrm{H} = 3{,}85 \cdot 10^{-27}$ kg.

Die Formel erhält man, wenn man in der Bedingung $GM\frac{m}{R} > kT$ den Radius durch die Dichte ausdrückt: Aus $M = \frac{4}{3}\pi R^3 \rho$ folgt $R = \left(3\frac{M}{4\pi\rho}\right)^{\frac{1}{3}}$; Einsetzen und Auflösen nach M liefert M_J (Aufgabe). Genauere Rechnungen ergeben Werte, die um einen Faktor von einigen größer sind; an den Abhängigkeiten ändert das nichts.

Beispiel 1

Ein dichter Kern einer Molekülwolke hat $T = 10$ K und $n = 10^4$ Moleküle pro cm^3, also $\rho = nm = 10^{10}\ \mathrm{m^{-3}} \cdot 3{,}85 \cdot 10^{-27}\ \mathrm{kg} \approx 3{,}9 \cdot 10^{-17}\ \frac{\mathrm{kg}}{\mathrm{m^3}}$. Dann ist

$$\frac{kT}{Gm} = \frac{1{,}38 \cdot 10^{-23} \cdot 10}{6{,}674 \cdot 10^{-11} \cdot 3{,}85 \cdot 10^{-27}}\ \frac{\mathrm{kg}}{\mathrm{m}} \approx 5{,}4 \cdot 10^{14}\ \frac{\mathrm{kg}}{\mathrm{m}}$$

und $M_J \approx (5{,}4 \cdot 10^{14})^{\frac{3}{2}} \cdot \sqrt{\frac{3}{4\pi \cdot 3{,}9 \cdot 10^{-17}}}\ \mathrm{kg} \approx 1{,}2 \cdot 10^{22} \cdot 7{,}9 \cdot 10^{7}\ \mathrm{kg} \approx 1 \cdot 10^{30}\ \mathrm{kg} \approx 0{,}5\ M_\odot$. Ein solcher Wolkenkern kann also schon mit etwa einer Sonnenmasse kollabieren.

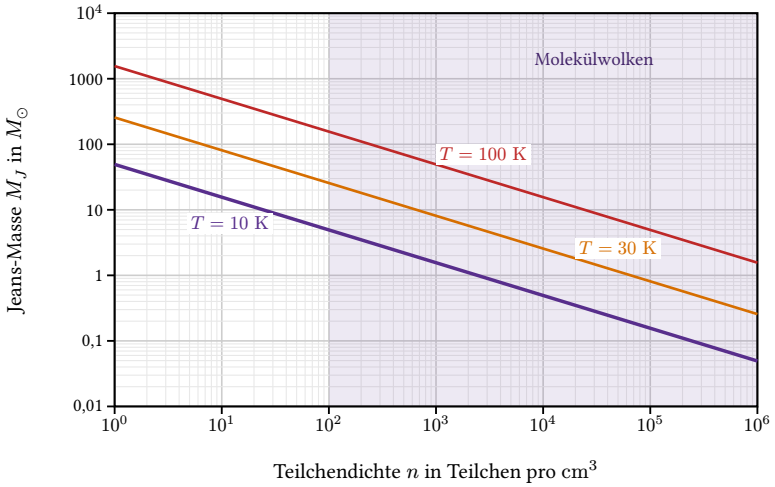


Abbildung 128: Jeans-Masse (Abschätzung) über der Teilchendichte für drei Temperaturen. Kalte, dichte Wolken kollabieren schon bei kleinen Massen.

Merksatz

Was aus dem Jeans-Kriterium folgt: $M_J \sim T^{\frac{3}{2}} \cdot \rho^{-\frac{1}{2}}$.

- **Kalt und dicht** begünstigt den Kollaps. Deshalb entstehen Sterne in kalten Molekülwolken, nicht im warmen, dünnen Gas zwischen ihnen (dort läge M_J bei Millionen Sonnenmassen).
- Ein Anstoß von außen kann den Kollaps auslösen: die Druckwelle einer nahen Supernova, der Zusammenstoß zweier Wolken oder die Durchquerung eines Spiralarms der Milchstraße.
- Während die Wolke kollabiert, steigt ihre Dichte, solange sie ihre Wärme abstrahlen kann und kalt bleibt. Damit sinkt die Jeans-Masse, und die Wolke zerfällt in viele kleinere Klumpen (**Fragmentation**). Sterne entstehen deshalb meist in Gruppen: Aus einer großen Wolke wird ein **Sternhaufen** (Kapitel 5).

Typischer Fehler

Falsch: Sterne entstehen einzeln, jeder aus seiner eigenen kleinen Wolke.

Richtig: Sterne entstehen meist zu Hunderten oder Tausenden gemeinsam aus einer großen Molekülwolke, die beim Kollaps in viele Klumpen zerfällt.

Auch die Sonne ist vermutlich in einem Sternhaufen entstanden, dessen Mitglieder sich in den 4,6 Milliarden Jahren seither über die Milchstraße verteilt haben.

1.3 Vom Kollaps zum Protostern

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Fällt ein Wolkenklumpen in sich zusammen, so stürzt das Gas nach innen. Dabei wird **Lageenergie** (potentielle Energie im Gravitationsfeld) frei, so wie bei einem fallenden Stein. Ein Teil dieser Energie heizt das Gas auf, den anderen Teil strahlt die Wolke ab, zunächst als Infrarotstrahlung, die den Staub ungehindert verlässt. Solange das gelingt, bleibt die Wolke kalt, und der Kollaps geht fast ungebremst weiter. Für einen Wolkenkern mit 10^4 Molekülen pro Kubikzentimeter dauert dieser **freie Fall** nur einige hunderttausend Jahre.

Im Zentrum wird das Gas schließlich so dicht, dass es undurchsichtig wird: Die Strahlung kommt nicht mehr heraus, und die Temperatur steigt rasch. Es bildet sich ein heißer, dichter Kern, der **Protostern**. Er wächst weiter, weil Gas aus der Umgebung auf ihn herabregnet. Da die Wolke sich anfangs ein wenig drehte, dreht sie sich beim Zusammenziehen immer schneller (wie eine Eiskunstläuferin, die die Arme anzieht). Das Gas sammelt sich deshalb in einer flachen, rotierenden Scheibe um den Protostern. Aus dieser **protoplanetaren Scheibe** können Planeten entstehen (Skript AS7). Senkrecht zur Scheibe schießen oft zwei schmale Gasstrahlen (**Jets**) ins All.

Merksatz

Energie beim Kollaps: Zieht sich eine Gaskugel zusammen, wird Gravitationsenergie frei. Etwa die Hälfte heizt das Gas, die andere Hälfte wird abgestrahlt. Ein Protostern leuchtet deshalb, **bevor** in seinem Inneren eine Kernfusion stattfindet – allein durch sein Schrumpfen.

Wie lange könnte ein Stern allein vom Schrumpfen leuchten? Die freiwerdende Energie ist von der Größenordnung $G\frac{M^2}{R}$. Für die Sonne ergibt sich mit ihrer heutigen Leuchtkraft eine Dauer von rund 30 Millionen Jahren (Aufgabe). Genau das hatten Hermann von Helmholtz und Lord Kelvin im 19. Jahrhundert als Alter der Sonne berechnet – im Widerspruch zu den Geologen und zu Darwin, die für die Entwicklung der Erde und des Lebens Hunderte Millionen Jahre brauchten. Erst die Entdeckung der Kernfusion im 20. Jahrhundert löste den Widerspruch: Die Sonne ist 4,6 Milliarden Jahre alt.

1.4 T-Tauri-Sterne, Braune Zwerge und die Zündung

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Hat der Protostern den größten Teil seiner Hülle aufgesammelt oder weggeblasen, wird er im sichtbaren Licht erkennbar. Sterne bis etwa zwei Sonnenmassen heißen in dieser Phase **T-Tauri-Sterne**, nach ihrem Vorbild T Tauri im Sternbild Stier. Sie sind wenige Millionen Jahre alt, haben noch eine Scheibe, schleudern einen kräftigen Sternwind ab und ändern unregelmäßig ihre Helligkeit. Im HRD stehen sie **rechts oberhalb** der Hauptreihe: Sie sind kühler als ein Hauptreihenstern gleicher Leuchtkraft, also größer, weil sie sich noch zusammenziehen.

Während dieser **Vor-Hauptreihenphase** schrumpft der junge Stern langsam weiter, und die Temperatur in seinem Kern steigt. Bei etwa zehn Millionen Kelvin werden die Wasserstoffkerne so schnell, dass sie trotz ihrer elektrischen Abstoßung verschmelzen können: Die **Wasserstofffusion** zündet. Die freiwerdende Energie hält den Kern heiß, der Druck stoppt das Schrumpfen, und der Stern setzt sich auf die Hauptreihe. Für einen Stern wie die Sonne dauert der Weg von der Wolke bis zur Hauptreihe einige zehn Millionen Jahre, für einen Stern mit zehn Sonnenmassen nur einige hunderttausend.

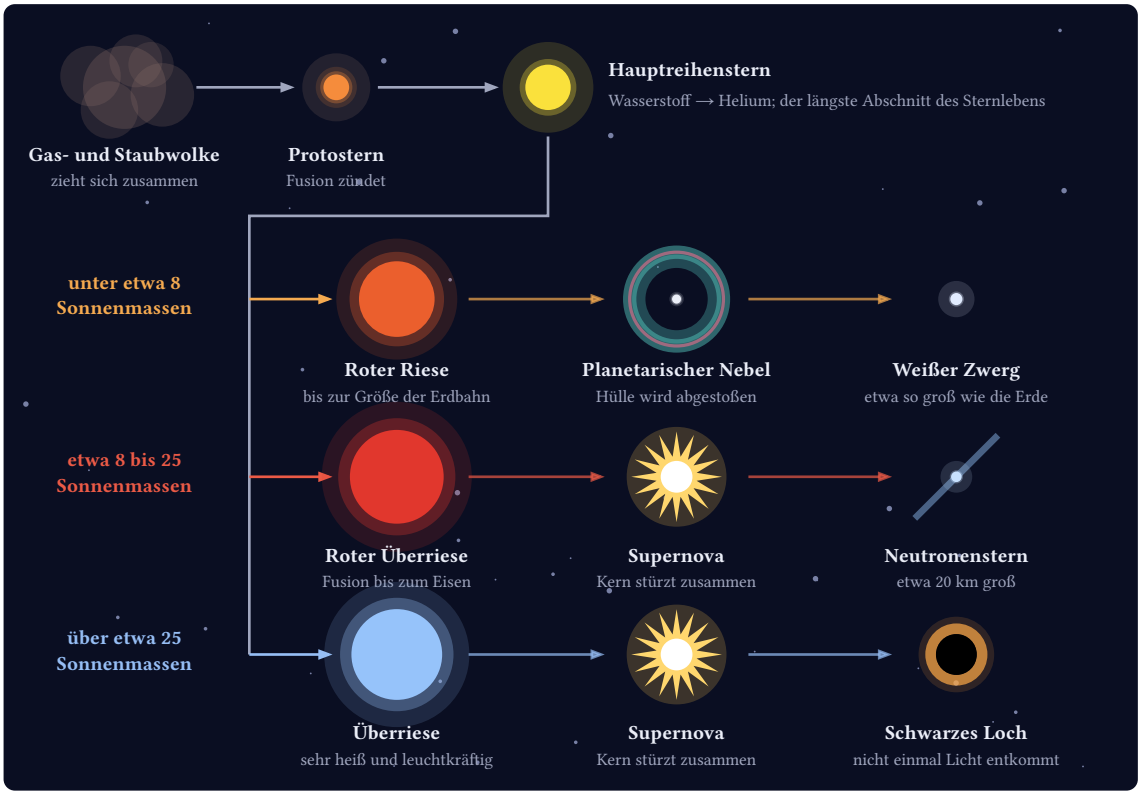


Abbildung 129: Entwicklungswege der Sterne im Überblick, je nach Anfangsmasse. Die Massengrenzen sind nur ungefähr bekannt; die Größen sind nicht maßstäblich. Die einzelnen Stationen behandeln die Kapitel 1 bis 4.

Nicht jeder Klumpen wird ein Stern. Bleibt die Masse unter etwa 0,08 Sonnenmassen (rund 80 Jupitermassen), wird der Kern nie heiß genug für eine dauerhafte Wasserstofffusion: Vorher stemmt sich der Druck der dicht gepackten Elektronen gegen weiteres Schrumpfen (dieser Druck kommt in Kapitel 4 wieder vor). Solche Körper heißen **Braune Zwerge**; sie verschmelzen nur kurz etwas Deuterium und kühlen dann langsam aus (Skript AS8). Am oberen Ende gibt es kaum Sterne mit mehr als etwa 150 Sonnenmassen: Noch schwerere Sterne würden mit ihrer gewaltigen Strahlung das einfallende Gas wegblasen.

Typischer Fehler

Falsch: Ein Protostern leuchtet, weil in ihm schon Wasserstoff zu Helium verschmilzt.

Richtig: Ein Protostern leuchtet durch die Energie, die beim Zusammenziehen frei wird. Die Fusion zündet erst am Ende der Vor-Hauptreihenphase, bei etwa zehn Millionen Kelvin.

Fachbegriffe: interstellare Materie · interstellarer Staub · Dunkelwolke · Emissionsnebel · Reflexionsnebel · Molekülwolke · Jeans-Kriterium · Jeans-Masse · Fragmentation · Protostern · protoplanetare Scheibe · Vor-Hauptreihenphase · T-Tauri-Stern · Brauner Zwerg

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Zustandsänderungen von Gasen** ↗ · **Lebensweg der Sterne im HRD** ↗



2 Die Hauptreihe: Gleichgewicht und Lebensdauer

2.1 Gravitation gegen Gasdruck

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Die Sonne leuchtet seit Milliarden Jahren fast unverändert. Sie fällt nicht in sich zusammen und fliegt nicht auseinander. Dahinter steckt ein Gleichgewicht zweier Kräfte, das in jeder Schicht des Sterns herrscht: Die **Gravitation** zieht jede Gasschicht nach innen, zum Mittelpunkt. Der **Gasdruck** nimmt nach innen zu und drückt jede Schicht nach außen, weil von unten ein größerer Druck auf sie wirkt als von oben. Im Gleichgewicht heben sich beide auf.

Daraus folgt sofort, dass es im Inneren eines Sterns sehr heiß sein muss: Die äußeren Schichten lasten mit ihrem ganzen Gewicht auf dem Kern, und nur ein heißes Gas kann diesen Druck aufbringen. Im Zentrum der Sonne herrschen rund 15 Millionen Kelvin und ein Druck von etwa $2 \cdot 10^{16}$ Pa, das 200-Milliardenfache des Luftdrucks.

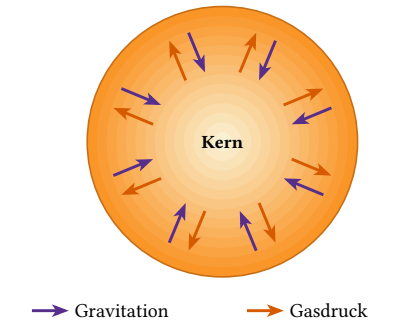


Abbildung 130: Hydrostatisches Gleichgewicht: In jeder Schicht hält der Gasdruck der Gravitation die Waage.

Definition

Ein Stern ist im **hydrostatischen Gleichgewicht**, wenn in jeder Schicht die nach innen gerichtete Gravitation und die nach außen gerichtete Kraft durch den Druckunterschied gleich groß sind. Hauptreihensterne sind in diesem Gleichgewicht; deshalb ändern sie sich über sehr lange Zeit kaum.

Wie heiß der Kern sein muss, lässt sich mit derselben Überlegung abschätzen wie beim Jeans-Kriterium: Die Wärmeenergie eines Teilchens muss ungefähr so groß sein wie seine Bindungsenergie im Gravitationsfeld des Sterns, $kT \approx GM\frac{m}{R}$. Im Sonneninneren sind die Atome vollständig ionisiert; die mittlere Teilchenmasse von Kernen und Elektronen ist etwa $m \approx 0{,}6 \cdot m_\mathrm{H}$.

Beispiel 2

$$T \approx \frac{GM_\odot m}{kR_\odot} = \frac{6{,}674 \cdot 10^{-11} \cdot 1{,}99 \cdot 10^{30} \cdot 0{,}6 \cdot 1{,}67 \cdot 10^{-27}}{1{,}38 \cdot 10^{-23} \cdot 6{,}96 \cdot 10^{8}}\ \mathrm{K} \approx 1{,}4 \cdot 10^{7}\ \mathrm{K}\ .$$

Die einfache Abschätzung trifft den aus genauen Sternmodellen berechneten Wert von 15,7 Millionen Kelvin erstaunlich gut. Bei dieser Temperatur kann Wasserstoff fusionieren.

2.2 Kernfusion und Energietransport

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik | IMP 10

Die Energie, die ein Hauptreihenstern abstrahlt, stammt aus der **Kernfusion** im Kern: Vier Wasserstoffkerne (Protonen) verschmelzen in mehreren Schritten zu einem Heliumkern. Der Heliumkern ist etwa 0,7 % leichter als die vier Protonen; nach $E = mc^2$ wird diese Masse als Energie frei. In der Sonne geschieht das vor allem über die **Proton-Proton-Kette**; in schwereren Sternen mit heißerem Kern über den **CNO-Zyklus**, bei dem Kohlenstoff-, Stickstoff- und Sauerstoffkerne als Helfer dienen, die am Ende unverändert übrig bleiben. Die Einzelheiten stehen im Skript AS4.

Merksatz

Massenverlust der Sonne. Die Sonne strahlt $L_\odot = 3{,}83 \cdot 10^{26}$ W ab. Das entspricht einem Massenverlust von

$$\frac{\Delta m}{\Delta t} = \frac{L_\odot}{c^2} = \frac{3{,}83 \cdot 10^{26}\ \mathrm{W}}{\left(3{,}00 \cdot 10^{8}\ \frac{\mathrm{m}}{\mathrm{s}}\right)^2} \approx 4{,}3 \cdot 10^{9}\ \frac{\mathrm{kg}}{\mathrm{s}}\ ,$$

gut vier Millionen Tonnen pro Sekunde. Gemessen an der Sonnenmasse ($2 \cdot 10^{30}$ kg) ist das selbst über Milliarden Jahre wenig.

Die Energie muss vom Kern an die Oberfläche gelangen. Im Inneren geschieht das durch **Strahlung**: Ein Photon wird nach winzigen Wegstücken absorbiert und in eine zufällige Richtung neu ausgesandt; bis die Energie so den Weg nach außen gefunden hat, vergehen Zehntausende bis Hunderttausende Jahre. Weiter außen, wo das Gas kühler und

undurchsichtiger ist, steigt heißes Gas auf und kühleres sinkt ab wie in einem Kochtopf: **Konvektion**. An der Oberfläche schließlich strahlt der Stern wie ein Schwarzer Körper ab, mit einer Leuchtkraft $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$, die von Radius und Oberflächentemperatur abhängt (Skript AS8). Wie die Schichten bei der Sonne verteilt sind, zeigt das Skript AS4.

Typischer Fehler

Falsch: Die Sonne „verbrennt“ Wasserstoff wie ein Feuer.

Richtig: In der Sonne verschmelzen Atom**kerne**; dabei wird Masse in Energie umgewandelt. Eine chemische Verbrennung braucht Sauerstoff und liefert pro Kilogramm rund zehn Millionen Mal weniger Energie.

Bestünde die Sonne aus Kohle und Sauerstoff, wäre sie nach wenigen tausend Jahren ausgebrannt. Astronomen sagen trotzdem oft „Wasserstoffbrennen“; gemeint ist immer die Fusion.

2.3 Der Stern als Thermostat

Basisfach Astrophysik

Das Gleichgewicht eines Hauptreihensterns ist **stabil**: Gerät es ein wenig aus dem Lot, stellt es sich von selbst wieder ein. Der Grund liegt in einer Eigenschaft des Gasdrucks: Bei einem gewöhnlichen (idealen) Gas steigt der Druck mit der Temperatur. Liefert die Fusion etwas zu viel Energie, heizt sich der Kern auf, der Druck steigt, und der Kern dehnt sich aus. Dabei kühlt er ab, und die Fusion, die sehr empfindlich von der Temperatur abhängt, lässt nach. Liefert sie zu wenig, sinkt der Druck, die Gravitation drückt den Kern zusammen, und er erwärmt sich wieder. Der Stern regelt sich wie ein Thermostat.

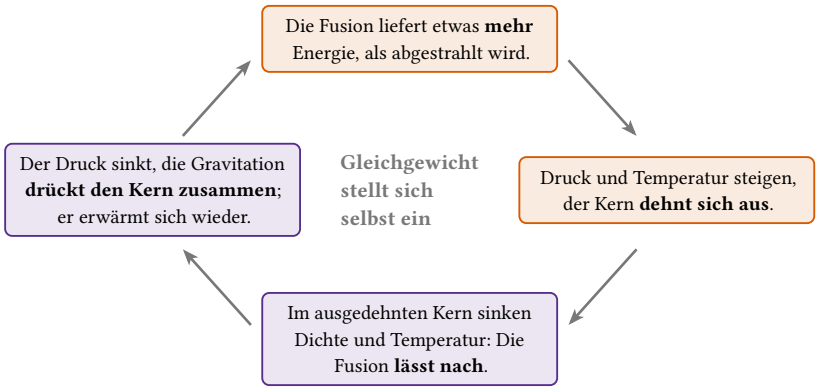


Abbildung 131: Der Stern als Thermostat: Weil der Gasdruck mit der Temperatur steigt, gleicht der Kern Schwankungen der Fusionsleistung von selbst aus.

Merksatz

Stabilität kosmischer Objekte: Ob ein Stern oder ein Sternrest stabil ist, hängt davon ab, welcher Druck der Gravitation entgegenwirkt.

- Beim **Gasdruck** eines heißen Gases steigt der Druck mit der Temperatur: Der Stern regelt sich selbst (Hauptreihe).
- Beim **Entartungsdruck** dicht gepackter Elektronen oder Neutronen (Kapitel 3 und 4) hängt der Druck praktisch nicht von der Temperatur ab. Der Thermostat fehlt: Zündet in solcher Materie eine Fusion, kann sie außer Kontrolle geraten (Heliumblitz, Supernova vom Typ Ia).
- Jeder Druck hat eine Grenze. Wird die Gravitation zu stark, bricht das Objekt zusammen (Kollaps einer Wolke, Kernkollaps einer Supernova, Schwarzes Loch).

2.4 Lebensdauer auf der Hauptreihe

Wahlfach Astronomie

Ein Stern bleibt auf der Hauptreihe, solange in seinem Kern Wasserstoff fusioniert. Den Vorrat bestimmt seine Masse M, den Verbrauch seine Leuchtkraft L. Die Lebensdauer ist deshalb ungefähr proportional zu $\frac{M}{L}$. Mit der Masse-Leuchtkraft-Beziehung $L \sim M^{3,5}$ (Skript AS8) folgt

$$t \sim \frac{M}{L} \sim \frac{M}{M^{3,5}} = M^{-2,5}.$$

Auch den Wert für die Sonne kann man abschätzen. Nur der Kern, etwa ein Zehntel der Sonnenmasse, ist heiß genug für die Fusion; davon werden 0,7 % in Energie umgewandelt. Mit der heutigen Leuchtkraft reicht das für

$$t \approx \frac{0{,}1 \cdot 0{,}007 \cdot M_\odot c^2}{L_\odot} = \frac{0{,}1 \cdot 0{,}007 \cdot 1{,}99 \cdot 10^{30}\ \text{kg} \cdot \left(3{,}00 \cdot 10^{8}\ \frac{\text{m}}{\text{s}}\right)^2}{3{,}83 \cdot 10^{26}\ \text{W}} \approx 3{,}3 \cdot 10^{17}\ \text{s} \approx 10^{10}\ \text{a}\ .$$

Merksatz

Hauptreihen-Lebensdauer (grobe Abschätzung):

$$t \approx 10^{10}\ \text{a} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2{,}5}\ .$$

Schwere Sterne leben kurz. Ein Stern mit 10 Sonnenmassen hat zwar zehnmal so viel Brennstoff, verbraucht ihn aber über 3000-mal so schnell. Im doppelt-logarithmischen Diagramm ist t über M eine Gerade mit der Steigung $-2{,}5$.

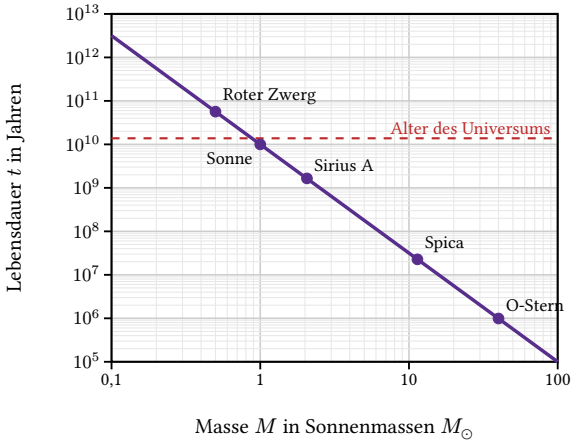


Abbildung 132: Lebensdauer auf der Hauptreihe nach der Abschätzung $t \approx 10^{10}\ \text{a} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2{,}5}$.

Masse in $M_\odot$	**0,5**	**1**	**2**	**10**	**25**
Leuchtkraft in $L_\odot$	0,09	1	11	3200	78 000
Lebensdauer	57 Mrd. Jahre	10 Mrd. Jahre	1,8 Mrd. Jahre	32 Mio. Jahre	3 Mio. Jahre

Tabelle 42: Grobe Lebensdauern von Hauptreihensternen nach der Abschätzung.

Das Universum ist 13,8 Milliarden Jahre alt. Kein Stern mit einer halben Sonnenmasse hat deshalb bisher seinen Wasserstoff verbraucht – alle Roten Zwerge, die je entstanden sind, leuchten noch. Die blauen Riesen im Orion dagegen sind erst wenige Millionen Jahre alt; als sie entstanden, gab es auf der Erde schon Menschenaffen. Die Sonne hat knapp die Hälfte ihrer Hauptreihenzeit hinter sich.

Die Formel ist nur eine grobe Näherung. Für sehr schwere Sterne wächst die Leuchtkraft nicht mehr so steil mit der Masse; ihre Lebensdauer sinkt deshalb nicht unter etwa zwei bis drei Millionen Jahre, auch wenn die Formel für 100 Sonnenmassen nur 100 000 Jahre liefert. Dass schwere Sterne viel kürzer leben als leichte, bleibt aber richtig.

Typischer Fehler

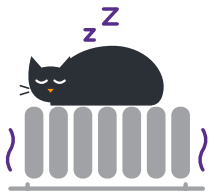
Falsch: Ein schwerer Stern hat mehr Brennstoff und lebt deshalb länger.

Richtig: Ein schwerer Stern hat zwar mehr Brennstoff, leuchtet aber so viel stärker, dass er ihn viel schneller verbraucht. Er lebt **kürzer**.

Ein Sportwagen mit doppelt so großem Tank kommt nicht weiter, wenn er zehnmal so viel verbraucht.

Fachbegriffe: hydrostatisches Gleichgewicht · Gasdruck · Kernfusion · Proton-Proton-Kette · CNO-Zyklus · Strahlungstransport · Konvektion · Stabilität · Entartungsdruck · Hauptreihen-Lebensdauer

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Schweredruck** ↗ · **Hertzsprung-Russell-Diagramm** ↗



3 Nach der Hauptreihe: Rote Riesen und die Zukunft der Sonne

3.1 Schalenbrennen und Roter Riese

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Im Kern eines Hauptreihensterns sammelt sich Helium an, das bei den herrschenden Temperaturen noch nicht weiter fusionieren kann. Ist der Wasserstoff im Kern verbraucht, erlischt dort die Fusion. Der Heliumkern hat keine Energiequelle mehr, die seinen Druck aufrechterhält; er zieht sich zusammen und wird dabei heißer. Nun wird die Schicht unmittelbar um den Kern heiß genug: Wasserstoff fusioniert in einer Schale um den ausgebrannten Kern, das **Schalenbrennen**.

Die Schale liefert sogar mehr Energie als vorher der Kern. Die zusätzliche Energie bläht die äußeren Schichten gewaltig auf. Weil sich die Strahlung dann auf eine viel größere Oberfläche verteilt, kühlt die Oberfläche ab, und der Stern leuchtet rötlich: Er ist ein **Roter Riese** geworden. Im HRD wandert er von der Hauptreihe nach rechts und dann nach oben, den **Riesenast** hinauf. Kern und Hülle entwickeln sich dabei gegenläufig: Der Kern schrumpft und wird heißer, die Hülle dehnt sich aus und wird kühler.

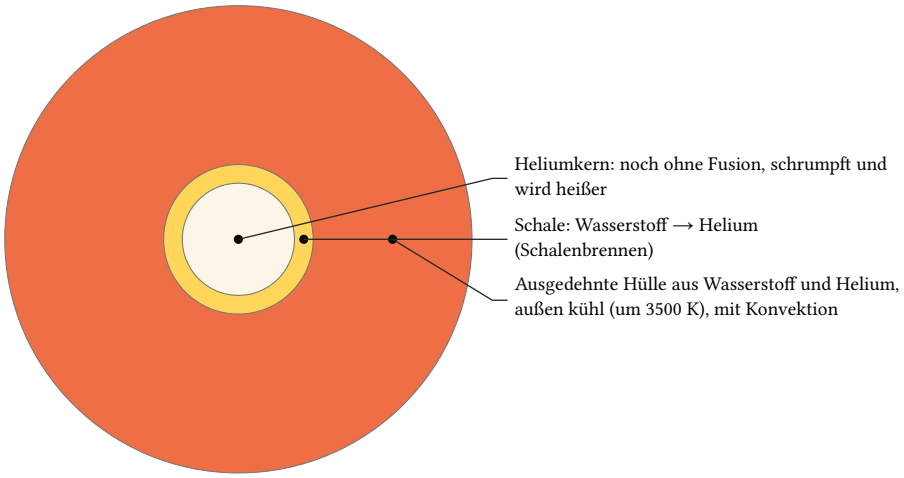


Abbildung 133: Aufbau eines Roten Riesen (nicht maßstäblich: In Wirklichkeit ist der Kern im Vergleich zur Hülle winzig, bei der Sonne als Roter Riese nur etwa so groß wie die Erde).

Typischer Fehler

Falsch: Ein Roter Riese ist rot, weil er erkaltet und bald erlischt.

Richtig: Ein Roter Riese leuchtet viel **stärker** als vorher. Nur seine riesige Oberfläche ist kühl; im Inneren ist er heißer als je zuvor.

3.2 Heliumbrennen

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Bei etwa hundert Millionen Kelvin im Kern zündet die nächste Stufe: Je drei Heliumkerne verschmelzen zu einem Kohlenstoffkern ($3\ {}^4\mathrm{He} \rightarrow {}^{12}\mathrm{C}$, der **Drei-Alpha-Prozess**), und ein Teil des Kohlenstoffs fängt einen weiteren Heliumkern zu Sauerstoff ein. Das **Heliumbrennen** liefert pro Kilogramm Brennstoff etwa zehnmal weniger Energie als das Wasserstoffbrennen, und der Stern ist jetzt leuchtkräftiger. Diese Phase dauert deshalb viel kürzer, bei der Sonne etwa hundert Millionen Jahre.

Bei Sternen bis etwa zwei Sonnenmassen beginnt das Heliumbrennen mit einem Paukenschlag. Ihr Heliumkern ist so dicht, dass die Elektronen eng gepackt sind und einen **Entartungsdruck** ausüben, der nicht von der Temperatur abhängt (Kapitel 4). Der Thermostat fehlt: Zündet das Helium, steigt die Temperatur, ohne dass sich der Kern ausdehnt, die Fusion beschleunigt sich, die Temperatur steigt weiter – innerhalb von Minuten bis Stunden. Erst wenn der Kern so heiß ist, dass die Entartung aufgehoben ist, dehnt er sich aus und beruhigt sich. Dieser **Heliumblitz** bleibt in der Tiefe verborgen; von außen sieht man nur, dass der Stern danach kleiner und weniger leuchtkräftig ist.

Ist auch das Helium im Kern verbraucht, wiederholt sich das Spiel eine Stufe höher: Der Kohlenstoff-Sauerstoff-Kern schrumpft, Helium und Wasserstoff brennen in zwei Schalen darum herum, und der Stern bläht sich ein zweites Mal auf. Er steigt nun den **asymptotischen Riesenast** (AGB) hinauf und erreicht seine größte Leuchtkraft und Ausdehnung.

3.3 Die Zukunft der Sonne

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Für die Sonne hat man diesen Weg genau durchgerechnet. Die folgende Abbildung und die Tabelle beruhen auf den Modellrechnungen von I.-Juliana Sackmann, Arnold Boothroyd und Kathleen Kraemer (1993); die Nummern gehören zusammen.

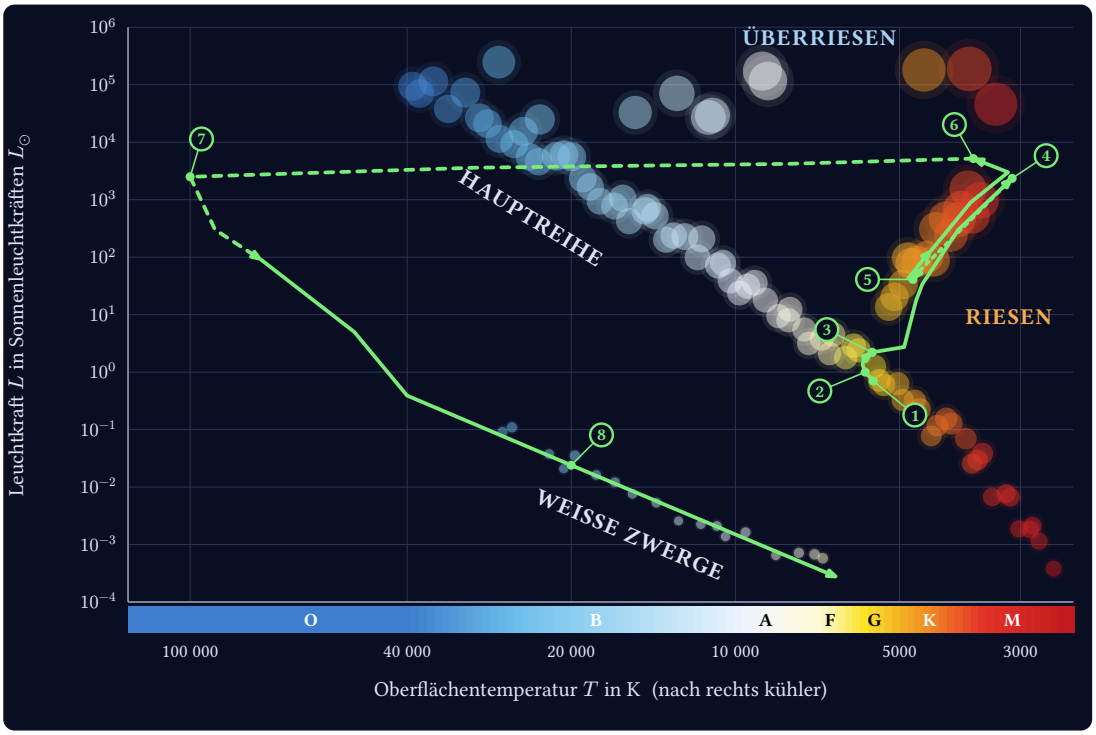


Abbildung 134: Weg der Sonne im HRD nach Modellrechnungen von Sackmann, Boothroyd und Kraemer (1993). Gepunktet: Heliumblitz, gestrichelt: Übergang zum planetarischen Nebel (nur angedeutet). Die Temperaturachse reicht hier bis über 100 000 K.

Nr.	Station	Zeitpunkt	L in $L_\odot$	T in K	R in $R_\odot$
1	Beginn der Hauptreihe	vor 4,5 Mrd. Jahren	0,70	5590	0,90
2	heute	Alter 4,6 Mrd. Jahre	1,00	5780	1,00
3	Ende der Hauptreihe: Wasserstoff im Kern verbraucht	in 6,4 Mrd. Jahren	2,2	5600	1,6
4	Spitze des Riesenasts, Heliumblitz; Merkur wird verschluckt	in 7,7 Mrd. Jahren	2300	3100	166
5	ruhiges Heliumbrennen im Kern, rund 100 Mio. Jahre	in 7,7 Mrd. Jahren	41 bis 46	4700	10
6	größte Leuchtkraft auf dem AGB; größte Ausdehnung 213 $R_\odot \approx 1$ AE	in 7,8 Mrd. Jahren	5200	3700	177
7	Hülle abgestoßen, der freigelegte Kern wird über 100 000 K heiß: planetarischer Nebel	einige 10 000 Jahre später	≈ 3000	> 100 000	≈ 0,1
8	Weißer Zwerg mit 0,54 Sonnenmassen, kühlt in Milliarden Jahren aus	danach	< 0,1	sinkt	≈ 0,013

Tabelle 43: Stationen im Leben der Sonne (gerundet nach Sackmann, Boothroyd und Kraemer 1993).

Bei ihrer größten Ausdehnung reicht die Sonne fast bis zur heutigen Erdbahn. Bis dahin hat sie aber rund 40 % ihrer Masse als Sternwind verloren; ihre Anziehung ist schwächer geworden, und die Planetenbahnen sind nach außen gewandert (Venus auf 1,22 AE, Erde auf 1,69 AE). Nach dieser Rechnung entkommen Venus und Erde knapp – bei etwas geringerem Massenverlust könnten sie aber doch verschluckt werden; neuere Rechnungen kommen hier zu unterschiedlichen Ergebnissen.

Lebensfeindlich wird die Erde ohnehin viel früher. Die Sonne wird schon auf der Hauptreihe langsam heller, weil sich in ihrem Kern Helium anreichert. In gut einer Milliarde Jahren strahlt sie etwa 10 % mehr ab als heute – genug, um die Ozeane nach und nach verdampfen zu lassen (Skript AS7).

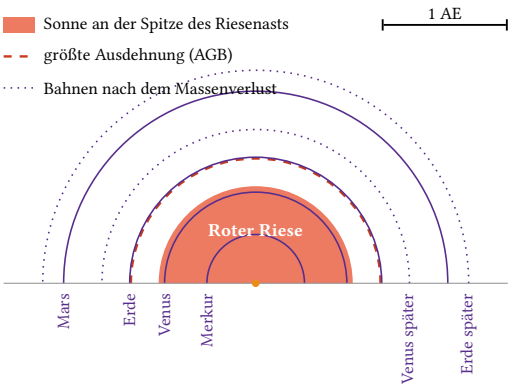


Abbildung 135: Die Sonne als Roter Riese im inneren Sonnensystem, maßstäblich (obere Hälfte). Die heutige Sonne wäre nur ein Punkt in der Mitte.

Typischer Fehler

Falsch: Am Ende ihres Lebens explodiert die Sonne als Supernova und wird zu einem Schwarzen Loch.

Richtig: Dafür ist die Sonne viel zu leicht. Sie wird zum Roten Riesen, stößt ihre Hülle als planetarischen Nebel ab und endet als Weißer Zwerg (Tabelle 43).

3.4 Schwere Sterne: Zwiebelschalen bis zum Eisen

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik

Sterne ab etwa acht Sonnenmassen werden im Kern so heiß, dass nach dem Helium weitere Brennstufen zünden: Kohlenstoff verschmilzt zu Neon und Magnesium, Neon zu Sauerstoff und Magnesium, Sauerstoff zu Silizium und Schwefel, Silizium schließlich zu Elementen um das Eisen. Jede Stufe braucht eine höhere Temperatur, liefert weniger Energie und ist viel schneller vorbei als die vorige. Nach jeder Stufe brennt die vorige in einer Schale weiter. Der Stern bekommt einen Aufbau wie eine Zwiebel, und außen bläht er sich zum **Roten Überriesen** auf wie Beteigeuze.

Brennstufe	Temperatur	Dauer
Wasserstoff	40 Mio. K	7 Mio. Jahre
Helium	200 Mio. K	0,8 Mio. Jahre
Kohlenstoff	0,8 Mrd. K	500 Jahre
Neon	1,6 Mrd. K	1 Jahr
Sauerstoff	2 Mrd. K	5 Monate
Silizium	3,3 Mrd. K	2 Tage

Tabelle 44: Brennstufen eines Sterns mit 25 Sonnenmassen (stark gerundet nach Modellrechnungen von Woosley, Heger und Weaver 2002).

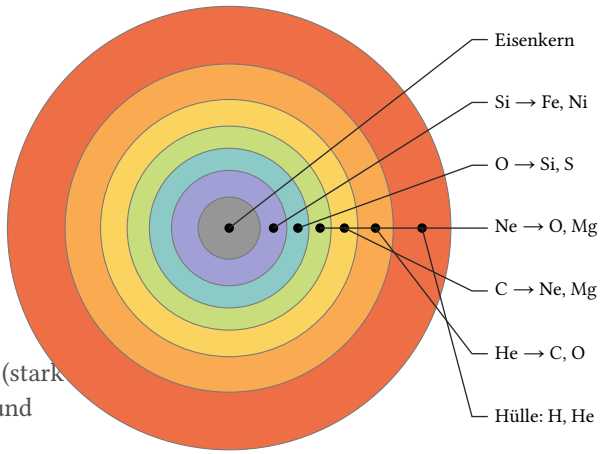


Abbildung 136: Zwiebelschalen eines schweren Sterns kurz vor dem Ende (nicht maßstäblich).

Beim Eisen ist Schluss. Eisen- und Nickelkerne sind die am festesten gebundenen Atomkerne (Kapitel 6); durch weitere Fusion lässt sich aus ihnen keine Energie mehr gewinnen. Der Eisenkern wächst, bis er sein eigenes Gewicht nicht mehr tragen kann – dann folgt in Sekundenbruchteilen der Zusammenbruch (Kapitel 4). Beteigeuze ist ein Stern in einer solchen späten Phase; wann sie explodiert, lässt sich nur grob sagen, vermutlich irgendwann in den nächsten hunderttausend Jahren.

Fachbegriffe: Schalenbrennen · Roter Riese · Riesenast · Heliumbrennen · Drei-Alpha-Prozess · Heliumblitz · asymptotischer Riesenast · Sternwind · Roter Überriese · Brennstufe

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Lebensweg der Sterne im HRD** ↗

4 Endstadien: vom Weißen Zwerg zum Schwarzen Loch

4.1 Was den Rest trägt

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik | IMP 10

Wenn keine Fusion mehr Energie liefert, kann der heiße Gasdruck einen Sternrest nicht auf Dauer tragen: Der Rest strahlt ab, kühlt aus und müsste immer weiter schrumpfen. Dass er trotzdem stabil bleiben kann, liegt an einer Quanteneigenschaft der Materie: Elektronen (und ebenso Neutronen) lassen sich nicht beliebig dicht packen. Zwei gleiche Teilchen dürfen nach dem **Pauli-Prinzip** nicht im selben Zustand sein. Presst man sie auf engen Raum, müssen viele von ihnen sehr große Impulse haben, auch ganz ohne Wärme. Daraus entsteht ein Druck, der **Entartungsdruck**, der nicht von der Temperatur abhängt.

Merksatz

Kriterien für die Stabilität der Endstadien (Massen des ausgebrannten Kerns, gerundet):

- bis etwa **1,4 Sonnenmassen** (**Chandrasekhar-Grenze**): Der Entartungsdruck der Elektronen trägt den Rest – ein **Weißer Zwerg**.
- bis etwa **2 bis 3 Sonnenmassen**: Die Elektronen geben nach, aber der Entartungsdruck der Neutronen (und die Abstoßung der Kernkräfte) trägt – ein **Neutronenstern**.
- darüber: Kein bekannter Druck kann den Kollaps aufhalten – ein **Schwarzes Loch**.

Die Chandrasekhar-Grenze hat der indische Physiker Subrahmanyan Chandrasekhar 1930 als Neunzehnjähriger auf der Schiffsreise nach England berechnet (Nobelpreis 1983). Die Massen beziehen sich auf den Kern am Ende; die Anfangsmassen der Sterne sind viel größer, weil Sterne im Lauf ihres Lebens einen großen Teil ihrer Masse als Sternwind und mit der abgestoßenen Hülle verlieren. Grob gilt: Sterne bis etwa acht Sonnenmassen enden als Weiße Zwerge, Sterne von etwa 8 bis 25 Sonnenmassen als Neutronensterne, noch schwerere meist als Schwarze Löcher (Abbildung 129).

4.2 Planetarischer Nebel und Weißer Zwerg

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik | IMP 10

Ein Stern wie die Sonne stößt am Ende des asymptotischen Riesenasts seine äußeren Schichten ab. Der freigelegte Kern ist über 100 000 K heiß, und seine UV-Strahlung bringt die abgestoßene Hülle zum Leuchten: ein **planetarischer Nebel**. Der Name ist irreführend und stammt aus dem 18. Jahrhundert, als solche Nebel im Fernrohr wie die Scheibchen von Planeten aussahen. Nach einigen zehntausend Jahren hat sich der Nebel im All verteilt und reichert die interstellare Materie mit Kohlenstoff, Stickstoff und anderen in Stern erbrüteten Elementen an.

Zurück bleibt ein **Weißer Zwerg** aus Kohlenstoff und Sauerstoff: etwa so schwer wie die Sonne, aber nur so groß wie die Erde. Ein Kubikzentimeter seiner Materie wiegt einige Tonnen. Er hat keine Energiequelle mehr und kühlt über Milliarden Jahre langsam aus. Merkwürdig ist seine **Masse-Radius-Beziehung**: Je schwerer ein Weißer Zwerg ist, desto **kleiner** ist er, weil die stärkere Gravitation die Elektronen enger zusammenpresst. An der Chandrasekhar-Grenze würde der Radius gegen null gehen.

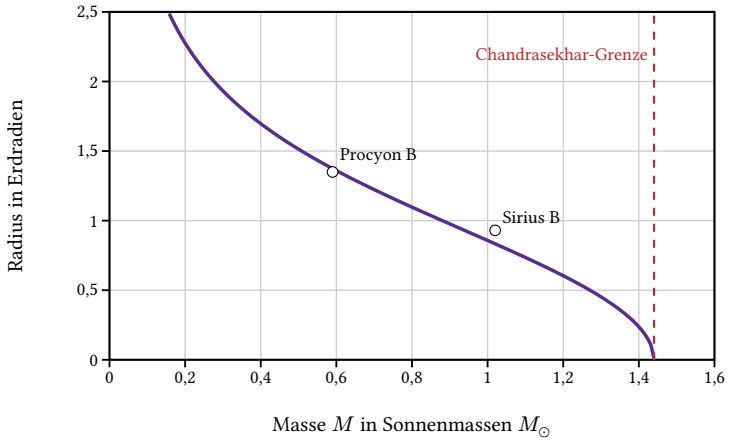


Abbildung 137: Masse-Radius-Beziehung Weißer Zwerge (Näherungsformel von Nauenberg 1972 für einen kalten Weißen Zwerg aus Kohlenstoff und Sauerstoff) mit zwei gemessenen Beispielen. Je schwerer, desto kleiner.

⋆ Der Ringnebel in der Leier
Im Sommer steht die helle Wega (Sternbild Leier) abends fast im Zenit. Zwischen den beiden Sternen β und γ Lyrae, die mit Wega ein kleines Parallelogramm bilden, liegt der Ringnebel M57, ein planetarischer Nebel in etwa 2500 Lichtjahren Entfernung. Mit bloßem Auge und im Fernglas sieht man ihn nicht; ein Fernrohr ab etwa 10 cm Öffnung zeigt bei hoher Vergrößerung einen kleinen grauen Rauchring.

4.3 Supernova und Neutronenstern

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik | IMP 10

Im Eisenkern eines schweren Sterns gibt es keine Energiequelle mehr. Er wächst durch das Siliziumbrennen in der Schale darüber, bis er die Chandrasekhar-Grenze überschreitet. Dann bricht er in Sekundenbruchteilen zusammen: Die Elektronen werden in die Protonen gepresst, es entstehen Neutronen und Unmengen von **Neutrinos**. Der Kern stürzt von der Größe der Erde auf eine Kugel von etwa 20 km Durchmesser zusammen, bis die dicht gepackten Neutronen den Sturz abrupt stoppen. Die nachfallenden Schichten prallen auf den harten Kern, und mit Hilfe der Neutrinos, die einen kleinen Teil ihrer Energie im Gas abgeben, wird die Hülle mit Tausenden Kilometern pro Sekunde fortgeschleudert: eine **Supernova** (genauer eine Kernkollaps-Supernova). Für einige Wochen leuchtet sie so hell wie Milliarden Sonnen, oft so hell wie ihre ganze Galaxie.

Zurück bleibt ein **Neutronenstern**: etwa 1,4 bis 2 Sonnenmassen in einer Kugel von rund 20 km Durchmesser, so dicht wie ein Atomkern. Weil der Kern beim Schrumpfen seinen Drehimpuls behält und sein Magnetfeld zusammengepresst wird, rotieren junge Neutronensterne rasend schnell und haben gewaltige Magnetfelder. Viele senden gebündelte Radiostrahlung aus, die wie der Lichtkegel eines Leuchtturms über die Erde streicht: Wir empfangen regelmäßige Pulse. Solche **Pulsare** entdeckte die Doktorandin Jocelyn Bell 1967.

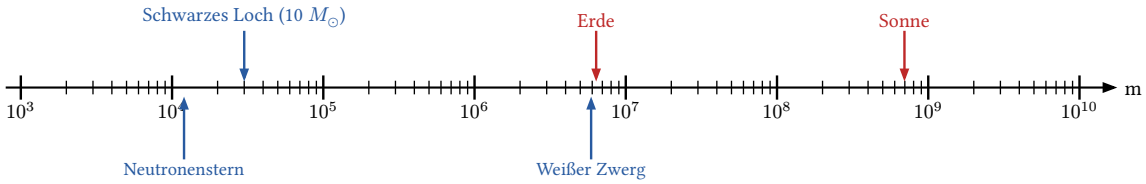


Abbildung 138: Radien auf einer logarithmischen Skala: Ein Weißer Zwerg ist so groß wie die Erde, ein Neutronenstern so groß wie eine Stadt; ein Schwarzes Loch mit zehn Sonnenmassen hat einen Schwarzschild-Radius von 30 km.

Der Krebsnebel und SN 1987A

Im Jahr 1054 verzeichneten chinesische Astronomen einen „Gaststern“ im Sternbild Stier, der wochenlang sogar am Tag zu sehen war. An seiner Stelle findet man heute den **Krebsnebel** (M1), die sich ausdehnende Hülle, und in seiner Mitte einen Pulsar, der sich 30-mal pro Sekunde dreht. – Am 23. Februar 1987 leuchtete in der Großen Magellanschen Wolke, rund 168 000 Lichtjahre entfernt, die Supernova **SN 1987A** auf, die nächste seit Jahrhunderten. Einige Stunden vor dem Licht registrierten Detektoren in Japan, den USA und Russland insgesamt etwa zwei Dutzend Neutrinos – die ersten aus einer Supernova. Sie bestätigten das Bild vom Kernkollaps: Fast die ganze Energie entweicht als Neutrinos.

4.4 Schwarze Löcher und der Schwarzschild-Radius

Wahlfach Astronomie | Basisfach Astrophysik | IMP 10

Ist der zusammenstürzende Kern schwerer als etwa zwei bis drei Sonnenmassen, kann nichts den Kollaps aufhalten. Es entsteht ein **Schwarzes Loch**: ein Gebiet, aus dem nichts mehr entkommen kann, nicht einmal Licht. Seine Grenze heißt **Ereignishorizont**. Für eine nicht rotierende Masse M hat sie den **Schwarzschild-Radius**

Merksatz

$$R_S = \frac{2GM}{c^2}$$

mit der Gravitationskonstanten $G = 6{,}674 \cdot 10^{-11}\ \frac{\mathrm{m}^3}{\mathrm{kg\ s}^2}$ und der Lichtgeschwindigkeit c. Für eine Sonnenmasse ist $R_S \approx 3$ km; der Schwarzschild-Radius wächst proportional zur Masse.

Karl Schwarzschild fand diese Formel 1916 als Lösung von Einsteins Allgemeiner Relativitätstheorie. Schon 1783 hatte der englische Naturforscher John Michell eine einfache Überlegung angestellt: Ist ein Stern so kompakt, dass die Fluchtgeschwindigkeit $v_F = \sqrt{\frac{2GM}{R}}$ (Skript AS5) die Lichtgeschwindigkeit übersteigt, kann kein Licht von ihm

entkommen. Aus $v_F = c$ folgt $R = 2G\frac{M}{c^2}$ – zufällig genau der Schwarzschild-Radius. Die Vorstellung dahinter ist in der Relativitätstheorie aber eine andere: Das Licht wird nicht „abgebremst“, sondern der Raum ist so stark gekrümmt, dass innerhalb des Horizonts alle Wege nach innen führen. Die Sonne müsste man auf eine Kugel von 3 km Radius zusammenpressen, die Erde auf 9 mm, damit sie zu Schwarzen Löchern würden.

Ein Schwarzes Loch sieht man nicht direkt, wohl aber seine Wirkung auf die Umgebung:

- In engen Doppelsternen saugt ein Schwarzes Loch Gas von seinem Begleiter ab. Das Gas sammelt sich in einer **Akkretionsscheibe**, wird Millionen Grad heiß und strahlt Röntgenstrahlung ab. Das erste so entdeckte stellare Schwarze Loch ist Cygnus X-1 im Sternbild Schwan.
- 2015 wurden erstmals **Gravitationswellen** nachgewiesen, ausgelöst von zwei verschmelzenden Schwarzen Löchern mit 36 und 29 Sonnenmassen (Nobelpreis 2017, Skript AS6).
- In den Zentren der Galaxien sitzen **supermassereiche** Schwarze Löcher mit Millionen bis Milliarden Sonnenmassen, in der Milchstraße Sagittarius A* mit rund 4,3 Millionen Sonnenmassen (Skript AS10).

Typischer Fehler

Falsch: Ein Schwarzes Loch saugt wie ein Staubsauger alles in seiner Umgebung an.

Richtig: Aus großem Abstand zieht ein Schwarzes Loch genauso an wie jeder andere Körper derselben Masse.

Würde man die Sonne durch ein Schwarzes Loch mit einer Sonnenmasse ersetzen, liefen die Planeten auf ihren Bahnen einfach weiter – es würde nur dunkel und kalt. Besonders wird es erst in der Nähe des Ereignishorizonts, der bei einer Sonnenmasse nur 3 km Radius hat.

4.5 Novae und Supernovae vom Typ Ia

Wahlfach Astronomie | Zusatz

Ein Weißer Zwerg muss nicht still auskühlen. Steht er in einem engen Doppelsternsystem, kann er Gas von seinem Begleiter absaugen. Auf seiner Oberfläche sammelt sich dann Wasserstoff, bis dieser in einer explosionsartigen Fusion zündet: Der Stern leuchtet für einige Tage bis Wochen tausend- bis millionenfach heller auf, eine **Nova** („neuer Stern“). Der Weiße Zwerg übersteht das, und der Vorgang kann sich nach Jahrzehnten bis Jahrtausenden wiederholen.

Wächst der Weiße Zwerg dagegen bis nahe an die Chandrasekhar-Grenze, zündet in seinem Inneren die Fusion von Kohlenstoff und Sauerstoff. Weil der Entartungsdruck nicht von der Temperatur abhängt, fehlt der Thermostat: Die Fusion rast in Sekunden durch den ganzen Stern und zerreißt ihn vollständig. Bei einer solchen **Supernova vom Typ Ia** bleibt kein Rest übrig. Da alle explodierenden Weißen Zwerge ungefähr dieselbe Masse haben, erreichen sie ungefähr dieselbe Leuchtkraft, rund fünf Milliarden Sonnenleuchtkräfte – sie sind Standardkerzen, mit denen man die Entfernungen ferner Galaxien misst (Skript AS10).

	Kernkollaps-Supernova	Supernova vom Typ Ia
Vorgänger	schwerer Stern ab etwa 8 $M_\odot$ mit Eisenkern	Weißer Zwerg in einem engen Doppelstern
Auslöser	Kollaps des Eisenkerns	Kohlenstoff-Fusion nahe der Chandrasekhar-Grenze
Rest	Neutronenstern oder Schwarzes Loch	keiner
Spektrum	Wasserstofflinien der Hülle	keine Wasserstofflinien

Tabelle 45: Zwei Arten von Supernovae (vereinfacht).

Fachbegriffe: Pauli-Prinzip · Entartungsdruck · Chandrasekhar-Grenze · planetarischer Nebel · Weißer Zwerg · Masse-Radius-Beziehung · Supernova · Neutrino · Neutronenstern · Pulsar · Schwarzes Loch · Ereignishorizont · Schwarzschild-Radius · Akkretionsscheibe · Nova · Supernova vom Typ Ia

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Fluchtgeschwindigkeit und Schwarzschild-Radius** ↗ · **Lebensweg der Sterne im HRD** ↗

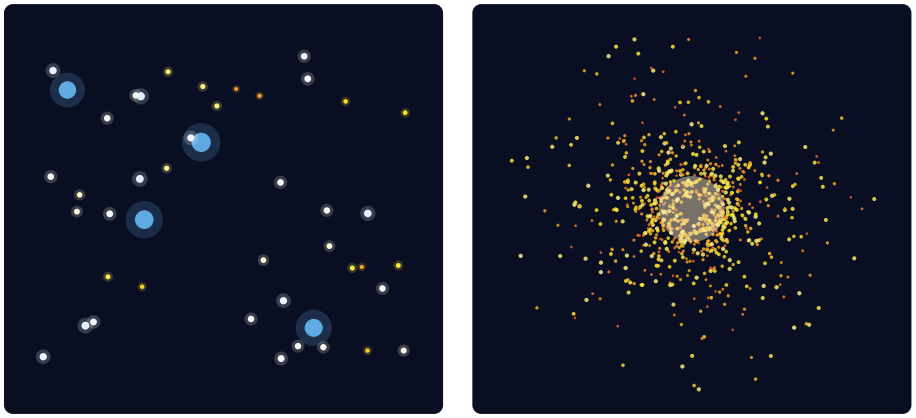


5 Sternhaufen und das HRD als Entwicklungsdiagramm

5.1 Offene Sternhaufen und Kugelsternhaufen

Wahlfach Astronomie

Weil Sterne meist in Gruppen aus einer Molekülwolke entstehen (Kapitel 1), findet man am Himmel viele **Sternhaufen**. Alle Sterne eines Haufens sind praktisch gleich alt, gleich weit entfernt und haben dieselbe chemische Zusammensetzung; sie unterscheiden sich nur in ihrer Masse. Ein Sternhaufen ist deshalb ein natürliches Experiment, an dem man sieht, wie die Masse die Entwicklung bestimmt. Man unterscheidet zwei Arten:



Offener Sternhaufen
einige hundert Sterne, jung, lose

Kugelsternhaufen
Hunderttausende Sterne, alt, dicht

Abbildung 139: Offener Sternhaufen und Kugelsternhaufen (schematisch, Zahl der Sterne im Bild stark verringert).

	Offener Sternhaufen	**Kugelsternhaufen**
Sternanzahl	einige Dutzend bis einige Tausend	Hunderttausende bis Millionen
Form	locker, unregelmäßig	kugelförmig, zur Mitte hin sehr dicht
Alter	Millionen bis einige Milliarden Jahre	rund 10 bis 13 Milliarden Jahre
Sternfarben	oft heiße blaue Sterne dabei	keine heißen Hauptreihensterne; die hellsten sind Rote Riesen
Zusammensetzung	ähnlich der Sonne (rund 1–2 % schwere Elemente)	arm an schweren Elementen (oft unter einem Zehntel des Sonnenwerts)
Ort in der Milchstraße	in der Scheibe, in den Spiralarmen	im kugelförmigen Halo um die Milchstraße
Beispiele	Plejaden, Hyaden, h und χ Persei	M13 im Herkules, ω Centauri

Tabelle 46: Offene Sternhaufen und Kugelsternhaufen im Vergleich (gerundete, typische Werte).

Offene Sternhaufen lösen sich im Lauf einiger hundert Millionen Jahre auf, weil ihre Sterne nur schwach aneinander gebunden sind und die Gezeitenkräfte der Milchstraße sie auseinanderziehen. Die Kugelsternhaufen dagegen sind fest gebunden und gehören zu den ältesten Objekten der Milchstraße. Dass sie so wenig schwere Elemente enthalten, passt dazu: Sie entstanden, als noch nicht viele Sterne gelebt und schwere Elemente erzeugt hatten (Kapitel 6).

⋆ Zwei Haufen, zwei Lebensalter
Die **Plejaden** (Siebengestirn, M45) im Stier stehen von Oktober bis März abends gut sichtbar, im Winter hoch im Süden. Mit bloßem Auge sieht man sechs bis sieben bläulich weiße Sterne, im Fernglas Dutzende; sie sind etwa 440 Lichtjahre entfernt und rund 100 Millionen Jahre jung. Der Kugelsternhaufen **M13** im Herkules steht im Sommer abends hoch am Himmel. Im Fernglas ist er ein kleiner runder Nebelfleck, erst ein Fernrohr ab etwa 15 cm Öffnung löst seinen Rand in einzelne Sterne auf. Sein Licht ist rund 22 000 Jahre unterwegs, seine Sterne sind etwa 12 Milliarden Jahre alt.

5.2 Das HRD eines Sternhaufens

Wahlfach Astronomie | Zusatz

Im HRD der Sterne in der Umgebung der Sonne (Skript AS8) sind Sterne aller Alter gemischt. Das HRD eines Sternhaufens sieht anders aus: Alle Sterne starteten gleichzeitig auf der Hauptreihe. Die schweren unter ihnen leben kurz und haben die Hauptreihe schon verlassen, die leichten sitzen noch darauf. Die Hauptreihe des Haufens ist deshalb oben „abgeschnitten“ und biegt dort nach rechts zu den Riesen ab. Die Stelle heißt **Abknickpunkt** (englisch **turn-off**). Je älter der Haufen, desto weiter unten liegt er.

Eine Linie im HRD, auf der alle Sterne gleichen Alters liegen, heißt **Isochrone** („gleiche Zeit“). Abbildung 140 zeigt Isochronen für vier Alter. Die Abknickpunkte sind mit den Formeln dieses Skripts berechnet; die Äste rechts davon sind nur schematisch angedeutet, weil man sie nur mit genauen Sternmodellen berechnen kann.

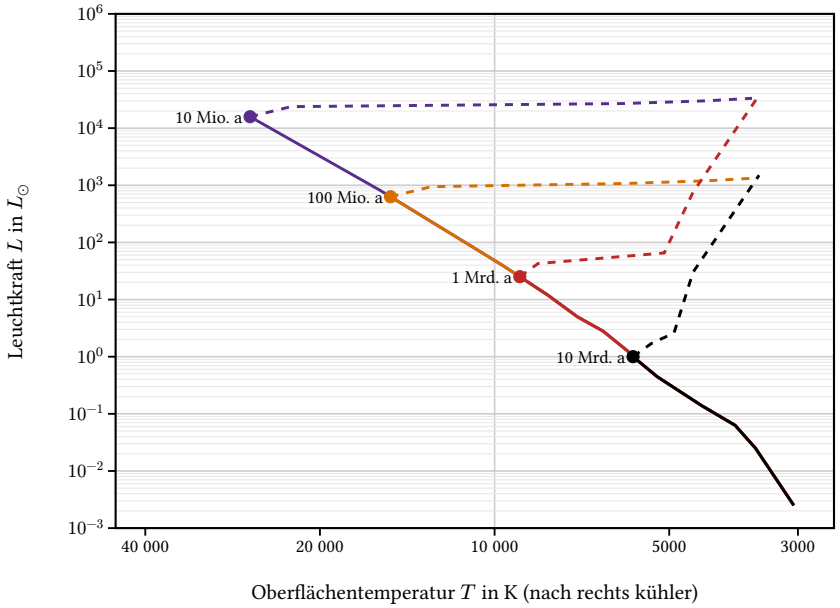


Abbildung 140: Isochronen von Sternhaufen verschiedenen Alters (schematisch). Durchgezogen: Hauptreihe bis zum Abknickpunkt, berechnet aus $t \approx 10^{10}\ \text{a} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2,5}$ und $L \approx M^{3,5}$. Gestrichelt: Weg zu den Riesen, nur angedeutet.

Damit wird das HRD zu einem **Entwicklungsdiagramm**: Man liest an ihm nicht nur ab, wie Sterne jetzt sind, sondern auch, wie sie sich entwickeln. Die Hauptreihe ist der Ort, an dem Sterne „wohnen“, solange sie Wasserstoff im Kern fusionieren; der Riesenast ist ihr Weg danach; die Weißen Zwerge sind ihre Reste. Dass ein Stern wie die Sonne auf seinem Weg die Hertzsprung-Lücke rasch durchquert, erklärt, warum dort so wenige Sterne stehen (Skript AS8).

Das HRD eines Haufens kann man sogar mit **scheinbaren** Helligkeiten zeichnen, weil alle Sterne gleich weit entfernt sind: Der Unterschied zur absoluten Helligkeit ist für alle Sterne derselbe Entfernungsmodul $m - M$. Vergleicht man die Hauptreihe des Haufens mit der Hauptreihe naher Sterne bekannter Entfernung, erhält man aus der Verschiebung den Entfernungsmodul und damit die Entfernung des Haufens (**Hauptreihenanpassung**).

5.3 Das Alter aus dem Abknickpunkt

Wahlfach Astronomie | Zusatz

Ein Stern am Abknickpunkt ist gerade am Ende seiner Hauptreihenzeit angekommen. Seine Hauptreihen-Lebensdauer ist also das Alter des Haufens.

Merksatz

Alter eines Sternhaufens:

a) Leuchtkraft L am Abknickpunkt aus dem HRD ablesen.

b) Masse aus der Masse-Leuchtkraft-Beziehung: $\frac{M}{M_\odot} \approx \left(\frac{L}{L_\odot}\right)^{\frac{1}{3,5}}$.

c) Alter = Hauptreihen-Lebensdauer dieses Sterns: $t \approx 10^{10}\ \text{a} \cdot \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{-2,5}$.

Beispiel 3

Bei den Plejaden liegt der Abknickpunkt etwa bei $L \approx 600\ L_\odot$. Dann ist $M \approx 600^{\frac{1}{3,5}}\, M_\odot \approx 6{,}2\ M_\odot$ und $t \approx 10^{10}$ a $\cdot\ 6{,}2^{-2,5} \approx 1{,}0 \cdot 10^8$ a. Das passt zu dem aus anderen Verfahren bestimmten Alter von rund 100 Millionen Jahren. Bei Kugelsternhaufen stehen am Abknickpunkt Sterne mit etwa 0,8 bis 0,9 Sonnenmassen. Hier ist die einfache Formel zu grob, weil diese Sterne viel weniger schwere Elemente enthalten als die Sonne; genaue Sternmodelle ergeben Alter von 11 bis 13 Milliarden Jahren.

Die Kugelsternhaufen sind damit fast so alt wie das Universum selbst (13,8 Milliarden Jahre). Bis in die 1990er-Jahre ergaben die Sternmodelle für manche Kugelsternhaufen sogar ein größeres Alter als die damaligen Messungen der Expansion für das Universum – ein Widerspruch, der sich erst mit besseren Daten auflöste. Ein Sternhaufen kann nie älter sein als das Universum; solche Vergleiche sind wichtige Prüfsteine der Kosmologie.

Typischer Fehler

Falsch: Ein Sternhaufen mit vielen Roten Riesen ist jung, weil Riesen große, helle Sterne sind.

Richtig: Rote Riesen sind Sterne **nach** der Hauptreihe. Fehlen in einem Haufen die heißen, blauen Hauptreihensterne und gibt es viele Rote Riesen, ist er **alt**.

Fachbegriffe: Sternhaufen · offener Sternhaufen · Kugelsternhaufen · Halo · Abknickpunkt · Isochrone · Entwicklungsdiagramm · Hauptreihenanpassung

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



6 Woher die Elemente kommen

6.1 Die Elemente aus dem Urknall

Zusatz

Im Periodensystem stehen über 90 natürlich vorkommende Elemente. Sie sind nicht alle zugleich entstanden. In den ersten Minuten nach dem Urknall war das ganze Universum so heiß und dicht wie das Innere eines Sterns. Protonen und Neutronen verschmolzen zu Heliumkernen, bis das Universum sich nach wenigen Minuten so weit ausgedehnt und abgekühlt hatte, dass die Fusion aufhörte. Aus dem Urknall stammen deshalb nur die leichtesten Elemente: Wasserstoff (rund drei Viertel der Masse), Helium (rund ein Viertel) und Spuren von Deuterium und Lithium (Skript AS10). Alle schwereren Elemente – Astronomen nennen sie kurz **Metalle** – wurden später in Sternen erzeugt.

Merksatz

Herkunft der Elemente (vereinfacht):

- **Urknall:** Wasserstoff, Helium, etwas Lithium.
- **Fusion in Sternen:** Kohlenstoff, Stickstoff, Sauerstoff bis zum Eisen. Sie gelangen mit Sternwinden, planetarischen Nebeln und Supernovae ins All.
- **Supernovae vom Typ Ia:** einen großen Teil des Eisens.
- **Neutroneneinfang:** fast alle Elemente schwerer als Eisen, langsam in Roten Riesen auf dem asymptotischen Riesenast, schnell bei Neutronensternverschmelzungen und vermutlich bei manchen Supernovae.

6.2 Fusion in Sternen bis zum Eisen

Zusatz

Warum endet die Fusion beim Eisen? Die Antwort steckt in der **Bindungsenergie** der Atomkerne: Um einen Kern in seine Protonen und Neutronen (**Nukleonen**) zu zerlegen, muss man Energie aufwenden. Teilt man diese Energie durch die Zahl der Nukleonen, erhält man die Bindungsenergie je Nukleon. Sie steigt von den leichten Kernen steil an, erreicht beim Eisen und Nickel ihr Maximum und fällt zu den schweren Kernen langsam ab (Abbildung 141).

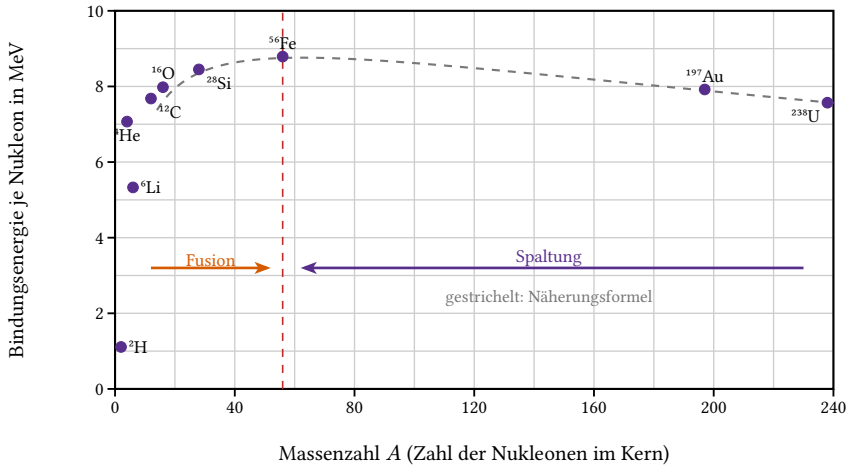


Abbildung 141: Bindungsenergie je Nukleon (Punkte: gemessene Werte, gerundet; gestrichelt: Näherungsformel aus dem Tröpfchenmodell). Am festesten gebunden sind die Kerne um Eisen.

Merksatz

Energie wird frei, wenn Kerne entstehen, die **fester gebunden** sind als die Ausgangskerne.

- Leichte Kerne **verschmelzen** zu schwereren und setzen Energie frei – aber nur bis zum Eisen. Die Fusion in Sternen erzeugt so Schritt für Schritt Helium, Kohlenstoff, Sauerstoff, Neon, Magnesium, Silizium, Schwefel und Elemente um das Eisen (Kapitel 3).
- Schwere Kerne wie Uran setzen Energie frei, wenn sie **gespalten** werden (Kernkraftwerk).
- Kerne schwerer als Eisen durch Fusion aufzubauen, **kostet** Energie. Sie entstehen auf anderem Weg.

In der Siliziumbrennphase und bei der Supernova entsteht vor allem das Nickel-Isotop ^{56}Ni. Es ist radioaktiv und zerfällt mit einer Halbwertszeit von 6 Tagen zu Cobalt ^{56}Co, das mit einer Halbwertszeit von 77 Tagen zu Eisen ^{56}Fe zerfällt. Die

Energie dieser Zerfälle lässt die Supernova noch monatelang nachleuchten; man kann die Halbwertszeit des Cobalts in der Lichtkurve ablesen (Aufgabe). Das Eisen in unserem Blut ist so entstanden.

6.3 Schwerer als Eisen: Neutroneneinfang

Zusatz

Kerne schwerer als Eisen entstehen fast nur dadurch, dass Kerne **Neutronen einfangen**. Neutronen sind elektrisch neutral und werden vom Kern nicht abgestoßen. Hat ein Kern zu viele Neutronen eingefangen, wandelt sich eines davon unter Aussendung eines Elektrons in ein Proton um (Beta-Zerfall), und es entsteht das nächstschwerere Element. Zwei Wege sind wichtig:

- **Langsamer Neutroneneinfang (s-Prozess):** In Roten Riesen auf dem asymptotischen Riesenast entstehen wenige freie Neutronen. Ein Kern fängt nur alle paar Jahre bis Jahrtausende eines ein und hat dazwischen Zeit zu zerfallen. So wandern die Kerne langsam entlang der stabilen Kerne bis zum Blei. Etwa die Hälfte der schweren Elemente (zum Beispiel ein großer Teil des Bariums und des Bleis) stammt aus diesem Prozess.
- **Schneller Neutroneneinfang (r-Prozess):** Wo in Sekunden riesige Mengen Neutronen frei werden, fangen Kerne viele Neutronen nacheinander ein, bevor sie zerfallen können. Danach zerfallen sie zu stabilen schweren Kernen. So entstehen die schwersten Elemente wie Gold, Platin und Uran. Lange vermutete man den Ort dafür in Supernovae; heute gelten Verschmelzungen von Neutronensternen als eine Hauptquelle.

GW170817: eine Goldschmiede im All

Am 17. August 2017 registrierten die Gravitationswellen-Detektoren LIGO und Virgo das Signal zweier verschmelzender Neutronensterne in der rund 130 Millionen Lichtjahre entfernten Galaxie NGC 4993. 1,7 Sekunden nach dem Ende des Signals traf ein kurzer Gammastrahlenblitz ein. Teleskope auf der ganzen Welt fanden an derselben Stelle ein neues, rasch verblassendes Licht, eine **Kilonova**. Ihr Spektrum zeigte, dass bei der Verschmelzung einige Hundertstel Sonnenmassen an frisch erzeugten schweren Elementen ausgeworfen wurden; nachgewiesen wurde unter anderem Strontium. Nach groben Schätzungen war darunter Gold in der Masse mehrerer Erden. Es war das erste Ereignis, das man zugleich mit Gravitationswellen und Licht beobachtete (Skript AS6).

6.4 Wir sind Sternenstaub

Zusatz

Die Elemente, die in Sternen entstehen, werden mit Sternwinden, planetarischen Nebeln, Supernovae und Neutronensternverschmelzungen in die interstellare Materie zurückgegeben. Aus dieser angereicherten Materie entstehen neue Sterne, die wieder Elemente erzeugen. Mit jeder Sterngeneration wird die Milchstraße reicher an schweren Elementen. Die ältesten Sterne (etwa in Kugelsternhaufen) enthalten deshalb nur wenig Metalle, junge Sterne wie die in den Plejaden deutlich mehr.

Die Sonne und ihre Planeten sind vor 4,6 Milliarden Jahren aus Material entstanden, das schon durch viele Sterngenerationen gegangen war. Ohne frühere Sterne gäbe es keine Gesteinsplaneten, kein Wasser (der Sauerstoff!) und kein Leben: Der Kohlenstoff in unseren Zellen, der Sauerstoff, den wir atmen, das Calcium in unseren Knochen und das Eisen in unserem Blut sind in Sternen entstanden. Nur der Wasserstoff – rund zehn Prozent unserer Masse, aber fast zwei Drittel unserer Atome – stammt direkt aus dem Urknall.

Typischer Fehler

Falsch: Alle Elemente sind beim Urknall entstanden.
Richtig: Der Urknall lieferte nur Wasserstoff, Helium und Spuren von Lithium. Alle schwereren Elemente stammen aus Sternen, Supernovae und Neutronensternverschmelzungen.

Fachbegriffe: Metalle (in der Astronomie) · Bindungsenergie · Nukleon · Neutroneneinfang · s-Prozess · r-Prozess · Beta-Zerfall · Neutronensternverschmelzung · Kilonova · Sterngeneration

Üben: **noctua** ↗ Ausprobieren: **Radioaktiver Zerfall** ↗ · **Linienspektren und Energieniveaus** ↗

