
Sternentstehung / Sternentwicklung

Von Dieter Ortner

Im Vergleich zum (vermuteten) Alter des Universums sind es nur Sekunden, seit dem wir mit unseren Teleskopen in das Weltall blicken. Kein Wunder, dass die Menschheit über Jahrtausende der Meinung war, dort oben in den Sternen werde sich nie etwa ändern, dort regiere die Ewigkeit. Und doch, auch „dort oben“ gibt es Veränderungen: Geburt und Tod der Sterne.



1. Geschichtliches

Für die Menschen des Altertums, in allen Kulturen der Erde, war das Geschehen am Sternenhimmel das Ewige, das nach ewigen und überirdischen Gesetzen ewig gleich ablaufende. Die Fixsterne bleiben unverändert an ihrem Ort, Sonne, Mond und Planeten ändern ihre Gestalt und ihre Bahnen nach strenger Gesetzmässigkeit.

Die erste Erschütterung dieses Weltbildes erfuhr die Astronomie im Jahre 1572. Es war der 11. November 1572, als dem damals 26-jährigen dänischen Astronomen Tycho Brahe im Sternbild Cassiopeia ein ungemein heller Stern auffiel, der (nach den Lehren der Alten) gar nicht dort sein durfte. Tycho Brahe beobachtete den neuen Stern achtzehn Monaten lang bis er so lichtschwach wurde, dass er nicht mehr gesehen werden konnte. Dank seiner genauen Messungen konnte Tycho Brahe nachweisen, dass es sich um das Aufflammen eines neuen Sterns am Firmament gehandelt hat. Tycho Brahe hatte jedoch nicht die Geburt eines Sternes beobachtet, sondern den (glanzvollen) Tod eines Sternes: Ein Supernova, ein Stern war explodiert.

Die nächste Erschütterung erfuhr das Bild vom unveränderlichen Sternenhimmel 1596 durch den protestantischen Pastor David Fabricius. Er entdeckte im Sternbild Walfisch einen Stern, der immer wieder verschwand, nach Wochen wieder auftauchte, wieder verschwand usw. usw. Er nannte den Stern *Mira*, was

so viel wie *der Verwunderliche* heisst. Fabricius hatte einen veränderlichen Stern entdeckt.

Dass sich „dort oben“ laufend etwas tut, ist heute unbestritten. Nur: Im Laufe eines Menschenlebens oder auch im Laufe der Menschheitsgeschichte ändert sich „da oben“ wirklich nicht viel.

Die 50 oder 100 oder 2000 Jahre, in welchen wir den Sternenhimmel systematisch beobachten, bedeuten im Verhältnis zum Alter des Universums eigentlich nur eine Momentaufnahme. Von der Geburt bis zum Tod eines Sterns vergehen Milliarden von Jahren. Unsere Sonne ist zur Zeit etwa 4,5 Milliarden Jahre alt und steht nun „in den besten Jahren“.

2. Die Sonne – unser Paradestern

Unsere Sonne ist ein Stern mittlerer Grösse und etwa in der Mitte ihres Lebensalters. Kein anderer Stern lässt sich so genau beobachten wie unsere Sonne. Ohne das Studium der Sonne hätten wir kaum Vorstellungen wie es in anderen Sternen zu- und hergeht.

3. Die wichtigsten Parameter

Chemische Zusammensetzung

Die chemische Zusammensetzung lässt sich mit Hilfe der *Spektralanalyse* erfassen. Licht ist immer ein Gemisch von Lichtteilchen mit unterschiedlichen Wellenlängen. Die Spektroskopie zerlegt dieses Gemisch fein säuberlich. Daraus lassen sich Rückschlüsse ziehen auf die Herkunft des Lichtes: Welche heissen Gase haben das Licht ausgesandt, welche kälteren Gase hat das Licht durchlaufen. Je nach Typ des Spektrums werden die Sterne in verschiedene *Spektralklassen* eingeteilt.

Unsere Sonne besteht zu 73 % ihrer Masse aus Wasserstoff, 25 % Helium, die restlichen 2 % bestehen aus schwereren Elementen wie Sauerstoff, Kohlenstoff, Eisen, Neon, Stickstoff, Silizium, Magnesium und Schwefel.

Die Masse

Neben der chemischen Zusammensetzung ist die Masse der wichtigste Parameter, der den Lebenslauf eines Sternes bestimmt. Aus der Masse und der chemischen Zusammensetzung ergibt sich der gesamte Energieinhalt mit dem der Stern seinen Lebenslauf zu bestreiten hat. Der Sterntod tritt ein wenn der Energieinhalt aufgezehrt ist.

Die Masse eines Sterns lässt sich nur in Ausnahmefällen unmittelbar bestimmen: Bei nahen Doppelsternen bei denen man auch noch die Durchmesser ihrer Bahnen bestimmen kann.

Abbildung 1 ist eine Computersimulation der Bewegung eines Doppelsternes. Das Verhältnis der beiden Massen beträgt 1 : 3. Sie sehen: Die beiden Sterne bewegen sich auf elliptischen Bahnen um den gemeinsamen Schwerpunkt S. Der gemeinsame Schwerpunkt S befindet sich in einem der Brennpunkte der Bahn der kleineren und auch der grösseren Masse.

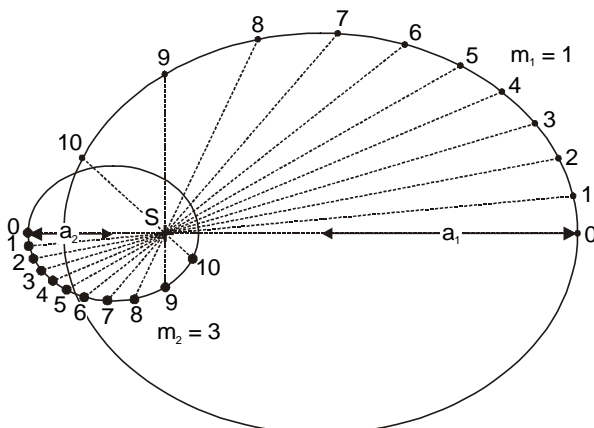


Abbildung 1

Sind m_1 und m_2 die beiden Massen, a_1 und a_2 die grossen Halbachsen der beiden Ellipsen und ist T die Zeit für einen Umlauf, so gelten folgende Gleichungen:

$$m_1 : m_2 = a_1 : a_2 \quad (1)$$

$$m_1 + m_2 = \frac{4\pi^2 \cdot (a_1 + a_2)^3}{G \cdot T^2} \quad (2)$$

G ist die Gravitationskonstante = $6,67 \cdot 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$

Sie sehen: Wenn es gelingt, die drei Grössen a_1 , a_2 und T zu bestimmen, kann man die Massen der beiden Sterne berechnen. Mit dieser Methode konnte man bis heute etwa für 50 Doppelsterne die Massen der beiden Komponenten bestimmen.

Sirius ist so ein Doppelstern. Seine relativ geringe Entfernung von 8,7 Lichtjahren erlaubte die Bestimmung der Bahnen der beiden Komponenten: Sirius A ist 1,8-mal grösser als unsere Sonne und von 23-facher Leuchtkraft. Sirius B ist ein weisser Zwerg mit der Masse etwa gleich der Masse unserer Sonne und einem Radius von 5430 km, also etwas kleiner als unsere Erde. Daraus lässt sich seine Dichte errechnen zu $3 \cdot 10^9 \text{ kg/m}^3$ (oder drei Tonnen pro cm^3). Sirius A und Sirius B umkreisen einander im Laufe von etwa 50 Jahren.

Für Sterne, deren Masse man nicht unmittelbar bestimmen kann, entweder weil sie keine Doppelsterne oder zu weit entfernt sind, benutzt man eine *Masse-Leuchtkraft-Beziehung*. Aus der Leuchtkraft des Sternes kann die Masse abgeschätzt werden.

Die Sternmassen werden häufig in Anzahl Sonnenmassen angegeben. Die Masse der Sonne beträgt $2 \cdot 10^{30} \text{ kg}$. Die Masse von Sternen variiert von 0,5 Sonnenmassen bis über 20 Sonnenmassen.

Sterndurchmesser

Mit Ausnahme der Sonne, dem Mond und den Planeten kann kein Teleskop der Welt einen Stern als Kügelchen abbilden. Sterne sind immer nur Lichtpunkte (oder Lichtscheibchen), der Durchmesser eines Sterns kann nicht direkt bestimmt werden.

Man kann die Grösse eines Sterns aber indirekt ermitteln aus seiner Leuchtkraft und seiner Oberflächentemperatur. Ein Stern mit geringer Oberflächentemperatur und hoher Leuchtkraft muss eine *Riese* sein (ein *roter Riese*). Ein Stern mit hoher Oberflächentemperatur und kleiner Leuchtkraft muss ein *Zwerg* sein (ein *weisser Zwerg*).

Unsere Sonne hat einen Durchmesser von 1 400 000 km. Die Durchmesser von Sternen reichen von 10 000 bis einem 10 000-stel Sonnendurchmesser.

Dichte eines Sterns

Kennt man die Masse und den Durchmesser, so kann die Dichte in einfacher Weise berechnet werden.

Unsere Sonne hat eine Dichte von 1409 kg/m^3 . Die Dichte von Sternen kann ins Unermessliche steigen. Der weisse Zwerg Sirius B hat eine Dichte von $3 \cdot 10^9 \text{ kg/m}^3$. Neutronensterne haben eine Dichte von der Grössenordnung 10^{16} kg/m^3 .

Entfernung

Die Entfernung kann mit verschiedenen Methoden gemessen werden. Die Entfernung zu den nächsten Planeten kann mittels Radar gemessen werden. Für die nächsten Fixsterne verwendet man Parallaxemessungen. Für weiter entfernte Fixsterne und Galaxien verwendet man Cepheiden, Novae und Supernovae als „Fackeln im Weltall“. Für entfernteste Galaxien verwendet man die Rotverschiebung des Spektrums.

Durchmesser eines Sternhaufens, Durchmesser einer Galaxie, Abstand zweier Doppelsterne etc.

Mittels einer fotografischen Aufnahme kann man den Winkeldurchmesser einer Galaxie bestimmen. Abbildung 2 zeigt einen Ausschnitt aus einer Aufnahme des Hubble-Space-Telescops. Die Galaxie mit den beiden Spiralarmen in der Mitte hat einen Winkeldurchmesser von $4,2''$ (dazu braucht man Kenntnisse über das verwendete Teleskop).

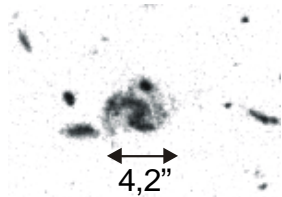


Abbildung 2

Aus der Entfernung a der Galaxie lässt sich mit der Formel $b = \frac{2\pi \cdot \text{Winkel (in Sekunden)}}{360 \cdot 3600} \cdot a$ der Durchmesser der Galaxie bestimmen (siehe Abbildung 3).

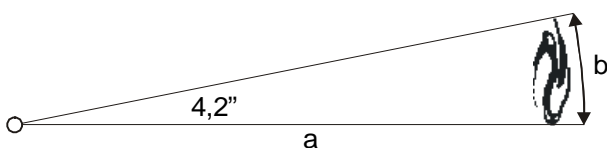


Abbildung 3

Angenommen die Entfernung der Galaxie beträgt 10 Milliarden Lichtjahre, so ist

$$b = \frac{2\pi \cdot 4,2''}{360 \cdot 3600} \cdot 8 \cdot 10^9 \text{ Lj} \approx \underline{\underline{150\,000 \text{ Lj}}}$$

Leuchtkraft

Die Leuchtkraft einer Glühlampe wird in Watt angegeben. Eine 40-Watt-Lampe ist schwächer als eine 100-Watt-Lampe. Die Sterne sind die Glühlampen im All, ihre Leuchtkraft wird ebenfalls in Watt angegeben.

Unsere Sonne ist eine Glühlampe mit einer Leuchtkraft von $L_{\text{Sonne}} = 3,86 \cdot 10^{26} \text{ W}$.

Man nimmt meist die Leuchtkraft unserer Sonne als Mass für die Leuchtkraft der übrigen Sterne. Man gibt also an, wie viel Mal leuchtstärker oder leuchtschwächer ein Stern ist als unsere Sonne.

Die Leuchtkraft L eines Sterns hängt in einfacher Weise mit seiner Helligkeit zusammen. Wir haben schon zwischen der relativen Helligkeit h und der absoluten Helligkeit H unterschieden (siehe Aufsatz „Distanzbestimmung“). Die Sonne hat eine absolute Helligkeit von $H_{\text{Sonne}} = +4,71^m$. Hat ein Stern eine Helligkeit von $+3,71^m$, so ist er genau 2,51 mal heller und hat auch eine 2,51 mal grössere Leuchtkraft L (ebendort).

Aus der absoluten Helligkeit H kann die Leuchtkraft eines Sterns in folgender Weise berechnet werden:

$$L_{\text{Stern}} = L_{\text{Sonne}} \cdot 10^{(H_{\text{Sonne}} - H_{\text{Stern}}) \cdot 0,4}$$

Die untenstehende Tabelle gibt für die hellsten Sterne des nördlichen Sternenhimmels ihre Entfernung d (in parsec) an, ihre relative Helligkeit h , ihre absolute Helligkeit H und ihre Leuchtkraft L in Einheiten der Leuchtkraft unserer Sonne.

Man sieht beispielsweise: Der Polarstern hat eine 5000 mal grössere Leuchtkraft als unsere Sonne. Weil er jedoch 200 pc entfernt ist, erscheint er schwächer als etwa Sirius mit nur 21 mal grössere Leuchtkraft als unsere Sonne.

	d (pc)	h	H	L (in L_{\odot})
Sonne	$5 \cdot 10^{-6}$	$-26,8^m$	$+4,7^m$	1
Sirius	2,7	$-1,4^m$	$+1,4^m$	21
Arctur	11	$-0,1^m$	$-0,3^m$	100
Vega	8,1	0^m	$+0,5^m$	51
Polaris	200	$+2,0^m$	$-4,5^m$	5 000
Algol	31	$+2,1^m$	$-0,4^m$	100
Aldebaran	21	$+0,8^m$	$-0,8^m$	160
Capella	14	$+0,1^m$	$-0,6^m$	140
Rigel	270	$+0,1^m$	$-7,1^m$	52 000
Beteigeuze	180	$+0,4^m$	$-5,9^m$	17 000
Castor	14	$+1,^m$	$+0,9^m$	35
Pollux	10,7	$+1,2^m$	$+1,1^m$	29

	d (pc)	h	H	L (in L _☉)
Regulus	26	+1,3 ^m	-0,8 ^m	160
Spica	65	+1,0 ^m	-3,1 ^m	1 300
Altair	4,9	+0,8 ^m	+2,4 ^m	9
Deneb	500	+1,3 ^m	-7,2 ^m	59 000

Die Sonne ist der relativ hellste Stern mit $h = -26,8^m$. Absolut gesehen ist Deneb der hellste Stern mit $H = -7,2^m$.

Oberflächentemperatur

Die Oberflächentemperatur (nur diese lässt sich beobachten) kann man ebenfalls über die Spektroskopie bestimmen. Grob gesagt steht die Temperatur mit der „Farbe“ des Sterns in Zusammenhang. *Rot* bedeutet relativ niedrige Temperatur, *blau* bedeutet hohe Temperatur.

Physikalisch gesehen ist ein Stern ein *schwarzer Körper*. Die Gesamtenergie, welche der Stern pro Sekunde aussendet (seine Leuchtkraft) kann nach folgender Formel berechnet werden (Gesetz von STEFAN):

$$L = 4 r^2 \pi \cdot \sigma \cdot T^4$$

Dabei ist T die Temperatur in Kelvin, σ ist die Stefanische Konstante gleich $5,67 \cdot 10^{-8} \text{ J} / (\text{m}^2 \text{ K}^4 \text{ s})$. Die Leuchtkraft L erhält man in Watt.

Das WIENSche Gesetz sagt aus: Die Wellenlänge, in der der schwarze Körper am stärksten strahlt (λ_{max}), ist umgekehrt proportional seiner Temperatur (T steht im Nenner).

$$\lambda_{\text{max}} = \frac{2,9 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}}{T}$$

Ein schwarzer Körper von einer Temperatur von 3 000 K strahlt am stärksten bei einer Wellenlänge von etwa 1000 nm, das ist das *rote* Ende des Spektrums des sichtbaren Lichtes. Ein schwarzer Körper von einer Temperatur von 7 500 K strahlt am stärksten bei einer Wellenlänge von etwa 400 nm, das ist das *blaue* Ende des Spektrums des sichtbaren Lichtes. Die Temperaturwerte für Sternoberflächen liegen zwischen 2 000 K und 30 000 K.

Die Sonne hat eine Oberflächentemperatur von 5 780 K. Die Temperatur im Kern errechnet man zu 10 000 000 K.

4. Das HERTZSPRUNG-RUSSEL-Diagramm

Wir können keinen Stern beobachten „von der Wiege bis zur Bahre“. Wir verfügen nur über *Momentaufnahmen* des Universums. Auch für die entferntesten Galaxien ist es eine Momentaufnahme: Auch die entferntesten Galaxien sehen wir in einem „Moment“, in einem Moment der Millionen oder Milliarden Jahre zurückliegt – so viele Jahre als das Licht gebraucht hat, um zu uns zu gelangen (ein Wunder übrigens, dass noch etwas davon übrig geblieben ist, bzw. dass wir noch etwas damit anfangen können).

Was bleibt also, wenn wir nicht die Entwicklung eines einzelnen Sternes verfolgen können? Die Antwort lautet: Statistik.

Die ersten wichtigen Beiträge dazu leisteten – unabhängig voneinander – die beiden amerikanischen Astronomen E. Hertzsprung und H. Russel in den Jahren 1905 bis 1913. Die Idee ist folgende: Sterne befinden sich in bestimmten beobachtbaren Zuständen. Wenn man viele Sterne untersucht und man findet viele Sterne in einem bestimmten Zustand, so bedeutet das, dass sich diese Sterne *sehr lange Zeit in diesem Zustand* befinden.

Die Einordnung der Sterne in das Hertzsprung-Russel-Diagramm (abgekürzt: HRD) erfolgt nach folgenden zwei Parametern (Abbildung 4):

Senkrechte Achse: Die **Leuchtkraft** des Sternes. Man kann die Leuchtkraft in Einheiten der Leuchtkraft der Sonne angeben.

Waagrechte Achse: Die **Oberflächentemperatur** bzw. die **Farbe** des Sterns. Traditionell wird die Oberflächentemperatur von *links nach rechts fallend* gewählt.

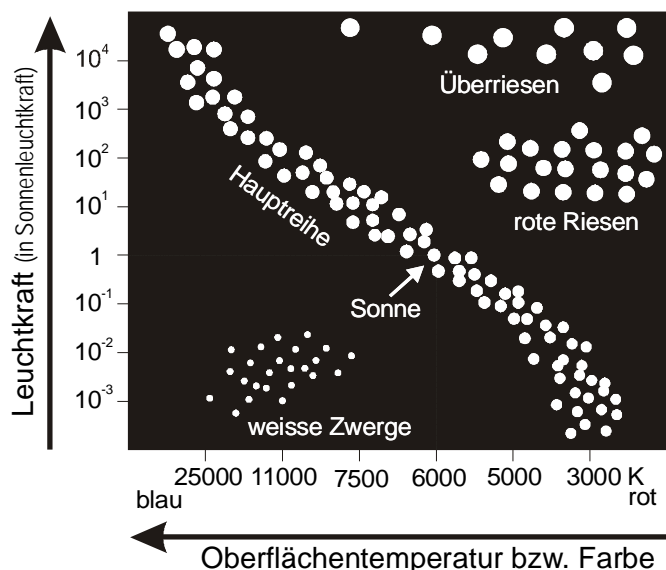


Abbildung 4

Es fällt auf: Die meisten Sterne findet man etwa in der Diagonale von links oben bis rechts unten. Das wird auch der Zustand sein, in dem sich die Sterne die längste Zeit ihres Lebens befinden, sagen wir im „Erwachsenenzustand“. Diese Diagonale nennt man die *Hauptreihe*.

Dann findet man eine spezielle Gruppe rechts oben. Es sind Sterne mit hoher Leuchtkraft bei gleichzeitig relativ niedriger Oberflächentemperatur. Sie müssen also zum Ausgleich ihrer niedrigen Oberflächentemperatur von gewaltigen Dimensionen sein. Man nennt sie *rote Riesen*.

Beteigeuze im Sternbild Orion ist so ein roter Riese: Er ist ca. 1000-mal grösser als die Sonne, seine Oberflächentemperatur beträgt 3200 K, seine Leuchtkraft ist etwa 13 000-mal grösser als die der Sonne. Beteigeuze ist 310 Lichtjahre von uns entfernt.

Aldebaran im Sternbild Stier ist ebenfalls ein roter Riese: 36-facher Sonnendurchmesser, Oberflächentemperatur 3500 K, 100-fache Sonnenleuchtkraft, 68 Lichtjahre entfernt. Sein rötliches Licht liess ihn zum (wutentbrannten) Stierauge werden.

Dann findet man noch eine zweite spezielle Gruppe links unten. Es sind Sterne mit geringer Leuchtkraft bei relativ hoher Oberflächentemperatur. Sie müssen also nur kleine Radien haben, etwa von der Grösse der Erde. Man nennt sie *weisse Zwerge*.

Je nach der Stelle in der Hauptreihe kann man auch noch etwas über die Masse des Sterns sagen. Nach der Masse-Leuchtkraft-Beziehung haben die Sterne mit höherer Leuchtkraft auch grössere Massen. In Abbildung 5 sind für die Hauptreihensterne die Massen in Vielfachen der Sonnenmasse angegeben.

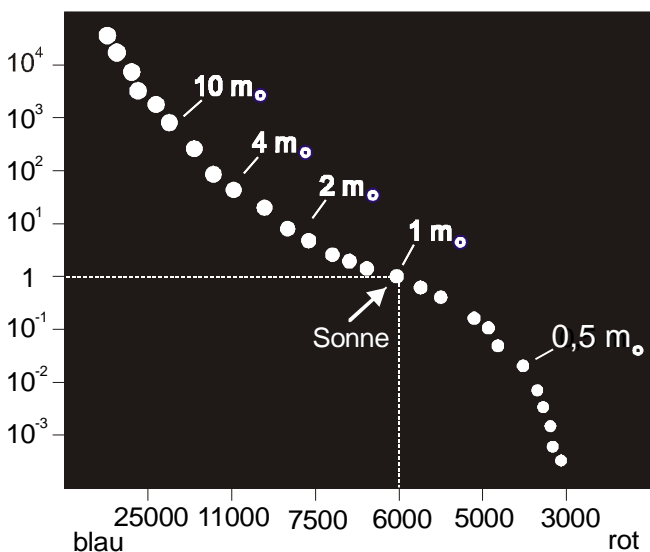


Abbildung 5

Was sagt uns nun so ein HRD? Zunächst nur folgendes: Es gibt Hauptreihensterne, rote Riesen und weisse Zwerge (fast wie im Märchen). Ob nun rote Riesen immer schon rote Riesen waren und weisse Zwerge immer schon weisse Zwerge, ob aus weissen Zwergen rote Riesen oder aus roten Riesen Hauptreihensterne entstehen, darüber schweigt sich das HRD zunächst aus.

Um etwas über die Sternentwicklung erfahren zu können, untersucht man *Sternhaufen*. Die Sterne eines Sternhaufens sind aus ein- und derselben Staubwolke entstanden, haben also gleiche chemische Zusammensetzung und gleiches Alter. Sie unterscheiden sich nur in der Masse ihrer Sterne.

Man unterscheidet *offene Sternhaufen* und *Kugelhaufen*.

Offene Sternhaufen enthalten hunderte bis einige Tausend Sterne in einem Volumen von einigen parsec Durchmesser. Die bekanntesten offenen Sternhaufen sind die Plejaden und die Hyaden im Sternbild Stier. Unser Milchstrassensystem enthält ca. 15 000 offene Haufen. Sie sind vor allem in der galaktischen Ebene konzentriert.

Kugelhaufen enthalten zwischen 50 000 und 50 Millionen Sterne bei Durchmessern von im Mittel 30 parsec. Kugelhaufen findet man weitab von der galaktischen Ebene. Die Kugelhaufen für sich bilden eine kugelige Wolke, in der unser diskusförmiges Milchstrassensystem eingebettet ist.

Sternhaufen haben aus dynamischen Gründen nur eine begrenzte Lebensdauer. Je mehr Sterne ein Haufen enthält, desto stabiler ist er. Die offenen Haufen zerstreuen sich nach 100 Millionen bis spätestens 3 Milliarden Jahren. Die Kugelhaufen bestehen über 10 Milliarden Jahre.

Zurück zum HRD-Diagramm. Trägt man die Sterne eines offenen Sternhaufens in ein HRD-Diagramm ein, so erhält man nur Hauptreihensterne. Da offene Sternhaufen aus „jungen“ Sternen bestehen, muss man daraus schliessen: **Ein Stern beginnt seinen Lebenslauf auf der Hauptreihe.** Je nach Masse weiter oben oder weiter unten.

Bei den viel älteren Sternen eines Kugelhaufens zeigt sich ein anderes typisches Bild: Man findet Hauptreihensterne jeweils nur bis zu einer bestimmten Leuchtkraft (oder Masse). Von dieser Stelle an dann rote Riesen und Überriesen (Abbildung 6). Dies erlaubt folgende zwei Schlussfolgerungen:

1. Hauptreihensterne beenden ihr Hauptreihenstern-dasein durch Abwanderung in das Reich der Riesen.
2. Je grösser die Masse eines Stern, desto kürzer ist seine Verweildauer auf der Hauptreihe.

Diese zweite Feststellung ist etwas überraschend. Man könnte ja meinen, je grösser ein Stern, desto grösser sein Energievorrat und desto grösser seine

Lebenserwartung. Das Gegenteil ist der Fall. Sterne mit grosser Masse verfügen zwar über einen viel grösseren Energievorrat, sie verbrennen ihn aber viel rascher und haben dadurch eine kürzere Lebenserwartung.

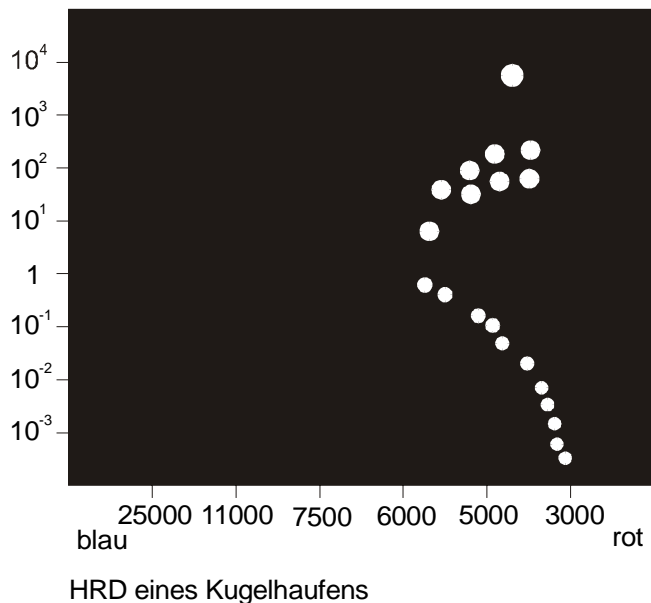


Abbildung 6

Damit kann man für jeden Ort in der Hauptreihe auch noch angeben, wie lange sich ein Stern dort aufhält (Abbildung 7).

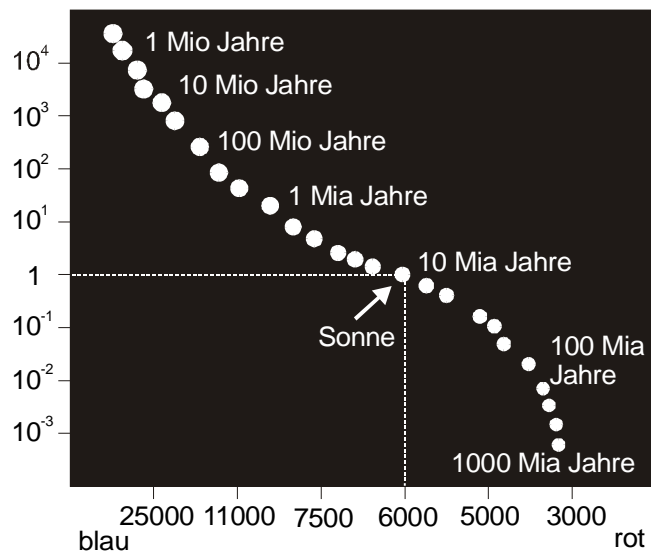


Abbildung 7

5. Energieproduktion in Sternen

Ein fundamentaler Grundsatz der Physik (der Energiesatz) besagt, dass Energie nicht aus nichts entstehen kann und auch nicht in nichts verschwinden kann, es gibt nur eine Umwandlung von einer Energieform in eine andere. Die Summe aller Energie im Universum ist konstant. Wie diese Energiemenge ins Leben gerufen wurde, wissen wir nicht. Wir können das nur staunend und dankbar zur Kenntnis nehmen.

Die erste Energieumwandlung ist die Umwandlung von **Gravitationsenergie (Lageenergie) in Wärmeenergie**. Wenn sich eine grosse Gas- und Staubwolke auf einen kleinen Raum zusammenzieht, verliert sie ihre Lageenergie, sie gewinnt Wärmeenergie: Die Gase heizen sich auf, der Gasdruck steigt, der Gasdruck kann dem Gewichtsdruck standhalten, es entsteht ein heisser Gasball im hydrostatischen Gleichgewicht.

Die zweite Energieumwandlung ist die Umwandlung von **Masse in Energie**. Der wichtigste Prozess hier ist das **Wasserstoff-Brennen** der Hauptreihensterne. Wasserstoff wird zu Helium verbrannt, Wasserstoffkerne werden zu Heliumkernen verschmolzen.

Die dabei frei werdende Energiemenge lässt sich mit der Einsteinschen Gleichung berechnen: $E = m \cdot c^2$. Die Masse multipliziert mit dem Quadrat der Lichtgeschwindigkeit ergibt die frei werdende Energiemenge. Unsere Sonne strahlt pro Sekunde eine Energiemenge von $3,86 \cdot 10^{26}$ Joule ab. Nach der Einsteinschen Gleichung bedeutet das einen Masseverlust von 4 300 Tonnen pro Sekunde. Bei einer Gesamtmasse von $2 \cdot 10^{30}$ kg kann sie das locker verkraften.

Das Wasserstoff-Brennen dauert so lange an, bis etwa 10 % des Wasserstoffvorrates verbrannt ist. Wie lange dauert das Wasserstoff-Brennen unserer Sonne? 4,032 kg Wasserstoff verbrennen zu 4,030 kg Helium. Die fehlenden 0,002 kg werden zu Energie. Die Sonne hatte einen Wasserstoffvorrat von $2 \cdot 10^{30}$ kg. 10 % davon sind $2 \cdot 10^{29}$ kg. Verbrennt man diese $2 \cdot 10^{29}$ kg Wasserstoff zu Helium, so verliert die Sonne eine Masse von $9,9 \cdot 10^{25}$ kg und produziert eine Energiemenge von $8,9 \cdot 10^{43}$ Joule. Bei der derzeitigen Energieproduktion von $3,86 \cdot 10^{26}$ J/s reicht das für 7,3 Milliarden Jahre. Nachdem sie nun schon 4,5 Milliarden Jahre hinter sich hat, kann sie sich auf weitere 2,8 Milliarden gute Jahre freuen.

Beim Wasserstoff-Brennen verschmelzen Protonen zu Heliumkernen. Wegen der grossen abstoßenden Kräften der positiv geladenen Teilchen kann die Verschmelzung nur erfolgen, wenn die Teilchen mit sehr hoher Geschwindigkeit aufeinander treffen. Voraussetzung für das Wasserstoff-Brennen sind Temperaturen von mindestens 10 Millionen Grad – im Inneren der Sonne herrschen solche Temperaturen.

Die Wasserstoffbombe funktioniert im Prinzip wie das Wasserstoff-Brennen im Sterninnern. Warum explodiert die Sonne nicht wie eine Wasserstoffbombe? Glücklicherweise nicht. Glücklicherweise hat die Sonne einen Thermostat eingebaut, der es ihr erlaubt, über Milliarden von Jahren gleichmässig abzubrennen. Das funktioniert auf folgende Weise: Ist die Energieproduktion zu hoch, so steigt die Temperatur und die Sonne dehnt sich aus. Durch die Ausdehnung kühlt sie sich ab, die Energieproduktion wird automatisch reduziert. Der liebe Gott hat wirklich an alles gedacht.

Wenn im Kern des Sterns das Wasserstoff zu Helium verbrannt ist, erlischt hier das Wasserstoff-Brennen. Gasdruck und Strahlungsdruck lassen nach und können den Gravitationskräften nicht mehr das Gleichgewicht halten. Der Kern kontrahiert, die frei werdende Gravitationsenergie lässt die Temperatur im Kern auf über 100 Millionen Grad ansteigen. Nun verschmelzen die Heliumkerne zu höheren Elementen, es setzt das **Helium-Brennen** ein. Zwei Helium-Kerne ergeben Beryllium, drei Helium-Kerne ergeben Kohlenstoff, vier Helium-Kerne ergeben Sauerstoff. Die Temperatur kann bis auf eine Milliarde Grad ansteigen, so dass Elemente bis hin zum Calcium und vielleicht sogar bis hin zum Eisen aufgebaut werden können.

Mit dem Einsetzen des Helium-Brennens ist das Wasserstoff-Brennen jedoch noch nicht erloschen. In einem Mantel rund um den Kern mit Helium-Brennen brennt der Wasserstoff weiter. Der Stern beginnt sich aufzublähen. Trotz sinkender Oberflächentemperatur nimmt die Leuchtkraft deutlich zu, der Stern steigt auf ins Reich der roten Riesen (Abbildung 8).

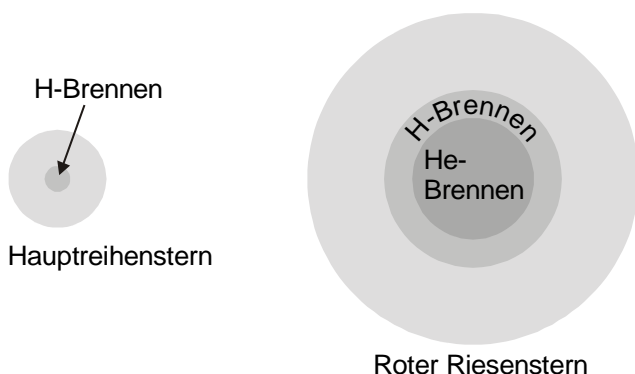


Abbildung 8

Unsere Sonne wird in etwa 2,8 Milliarden Jahren ebenfalls zu einem Riesenstern werden. Ihr Durchmesser wird auf das 400-fache anwachsen, sie wird alle Planeten bis hin zum Mars verschlucken. Die Leuchtkraft wird auf das 10 000-fache ansteigen, die

Oberflächentemperatur wird nur noch 3000 Grad betragen.

Rote Riesensterne sind bedeutend weniger stabil als Hauptreihensterne. Helligkeit und Temperatur der roten Riesen ändern sich periodisch oder auch unregelmässig.

6. Sterntod

Auch das Helium-Brennen muss einmal zu Ende gehen. Wenn im Kern die Temperatur sinkt, kann das Gleichgewicht nicht mehr aufrecht erhalten werden. Es kommt zu zwei gegensätzlichen Bewegungen: Während die Hülle weiterhin expandiert, fällt der Kern in sich zusammen. Der Kern trennt sich von seiner Hülle. Die abgestossene Hülle ist Baumaterial für die nächste Generation von Sternen.

Wie der Sterntod vor sich geht und was schliesslich übrig bleibt, hängt von der Sternmasse ab.

Sterne unter 1,5 Sonnenmassen stossen ihre Hülle ab und verwandeln sich in einen **weissen Zwerg**. Die meisten Sterne enden als weisse Zwerge. Das wird auch das Schicksal unserer Sonne sein. Der Übergang vom Hauptreihenstern über den roten Riesen zum weissen Zwerg wird sich in einem relativ kurzen Zeitraum von einer Million Jahren vollziehen. Weisse Zwerge sind etwa so gross wie unsere Erde und haben eine Dichte von etwa 10^9 kg/m^3 . (Unsere Erde hat eine mittlere Dichte von $5,5 \cdot 10^3 \text{ kg/m}^3$.) Der weisse Zwerg kühlt weiter aus, wird zu einem roten Zwerg und schliesslich als schwarzer Zwerg für uns nicht mehr sichtbar.

Bei Sternen von 1,5 bis 2,5 Sonnenmassen geht der Kollaps weiter, sie enden als **Neutronenstern**. Neutronensterne bestehen nur noch aus Neutronen. Die Elektronen werden gleichsam in die Protonen hineingequetscht. Die Dichte von Neutronensternen reicht von 10^{15} kg/m^3 bis 10^{18} kg/m^3 . Zwei Sonnenmassen ($4 \cdot 10^{30} \text{ kg}$) bei einer Dichte von 10^{18} kg/m^3 nehmen ein Volumen von $4 \cdot 10^{12} \text{ m}^3$ ein, das entspricht einer Kugel von ca. 20 km Durchmesser.

Bei Sternen über 2,5 Sonnenmassen erfolgt der Sterntod auf noch dramatischere Art und Weise. Der Kollaps des Kerns zu einem Neutronenstern erfolgt in einer unglaublich kurzen Zeit von etwa 0,1 Sekunde, der Stern explodiert als **Supernova**. Dabei werden schwere Atomkerne gebildet, auch alle unsere Metalle. Das Gold meines Armbandes muss bei einer solchen Explosion entstanden sein.

Was bleibt von einer Supernova? Eine explodierende Hülle, Baumaterial für eine neue Generation von Sternen, Baumaterial reich an schweren Atomen, Baumaterial, aus dem sich organisches Leben entwickeln kann. Zurück bleibt ein rasend schnell rotierender Neutronenstern, ein Pulsar.

Wenn die Masse des Neutronensterns drei oder vier Sonnenmassen übersteigt, kann der Kollaps weitergehen, es entsteht ein schwarzes Loch. Im schwarzen Loch ist die Materie derart dicht gedrängt, dass sogar die Lichtquanten nicht mehr entweichen können,

das schwarze Loch ist für uns unsichtbar. Sichtbar und erkennbar bleiben nur noch seine Gravitationswirkungen, ein sichtbarer Begleiter kann sich um ein unsichtbares schwarzes Loch bewegen.

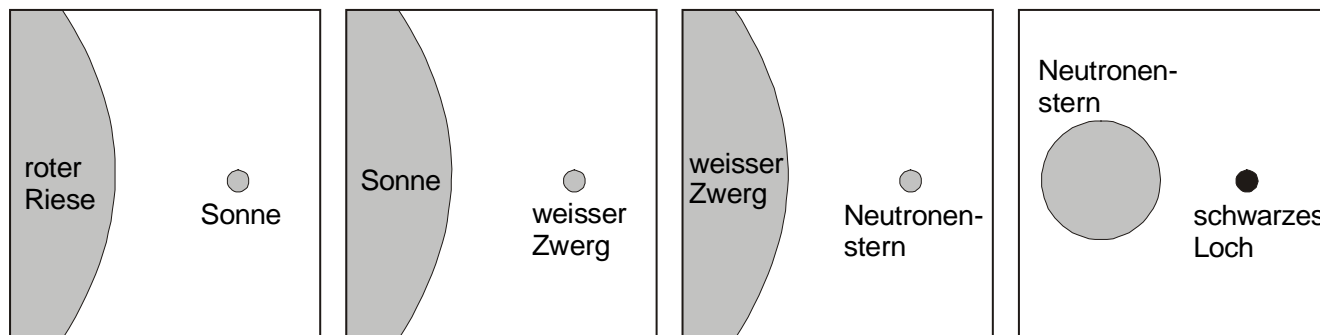


Abbildung 9