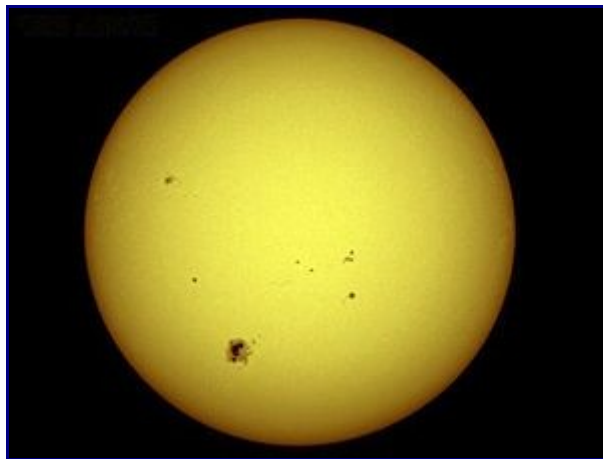


Sonne

Die **Sonne** (lat. „Sol“; gr. „Helios“) ist der Stern im Zentrum unseres Planetensystems, das nach ihr auch Sonnensystem genannt wird. In der gehobenen Umgangssprache wird der Individualname unseres *Zentralgestirns* auch für andere Sterne verwendet („Sonnen“).

Die Sonne ist für das Leben auf der Erde von fundamentaler Bedeutung. Viele wichtige Prozesse auf der Erdoberfläche, wie das Klima und das Leben selbst, werden durch die Strahlungsenergie der Sonne angetrieben. So stammen etwa 99,98 % des gesamten Energiebeitrags zum Erdklima von der Sonne – der winzige Rest wird aus geothermalen Wärmequellen gespeist. Auch die Gezeiten gehen zu einem Drittel auf die Schwerkraft der Sonne zurück.

Innerhalb der Milchstraße ist die Sonne ein „durchschnittlicher“, zu den Gelben Zwergen gehöriger Stern. Ihr astronomisches Zeichen ist ☉.



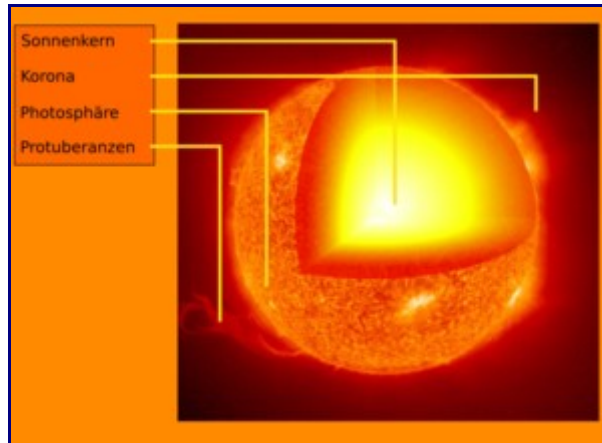
Die Sonne am 7. Juni 1992. Der Sonnenfleck links unten hat etwa 5-fache Erdgröße.

Die Sonne ist der beherrschende Himmelskörper in unserem Planetensystem, zu dessen Gesamtmasse sie mit einem Anteil von knapp 99,9 % beiträgt. Ihr Durchmesser beträgt etwa 1,39 Millionen km (109-facher Erddurchmesser), was knapp unter dem geschätzten Mittelwert aller Sterne liegt.

Ihr durchschnittlicher Abstand von der Erde beträgt ungefähr 150 Millionen Kilometer. Die Erde kommt der Sonne bei ihrem Perihel-Durchgang um den 3. Januar (2.–4. Januar) bei 147,099 Mio. km am nächsten, die größte Entfernung hat sie bei ihrem Aphel-Durchgang um den 5. Juli (3.–6. Juli) bei 152,096 Millionen Kilometer.

Durch ihre Oberflächentemperatur von 5.778 K (siehe auch Schwarzkörperstrahlung) fällt die Sonne in die Spektralklasse G2 und hat die Leuchtkraftklasse V. Der G2V-Stern ist daher ein durchschnittlicher, gelb leuchtender „Zwergstern“, der sich in der etwa 10 Milliarden Jahre dauernden Hauptphase seiner Entwicklung befindet. Die Sonne gehört im Hertzsprung-Russell-Diagramm der Hauptreihe an und ihr Alter wird auf etwa 4,57 Milliarden Jahre geschätzt.

Aufbau



Der Aufbau der Sonne

Die Sonne besteht aus verschiedenen Zonen mit schalenförmigem Aufbau, wobei die Übergänge allerdings nicht streng voneinander abgegrenzt sind.

Zusammensetzung

Die Sonnenmasse beträgt etwa das Doppelte der geschätzten Durchschnittsmasse eines Sterns der Milchstraße. Zählt man nur die Sterne mit Wasserstoffbrennen (schließt also die „Braunen Zwerge“ aus), liegt ihre Masse im Durchschnitt. Ihre Masse setzt sich zu 73,5 % aus Wasserstoff und zu 25 % aus Helium zusammen. Die restlichen 1½ Prozent der Sonnenmasse setzen sich aus zahlreichen schwereren Elementen bis einschließlich Eisen (siehe Periodensystem) zusammen, vor allem Sauerstoff und Kohlenstoff. Hinsichtlich der Anzahl der Atome beträgt der Wasserstoffanteil 92,0 % und der Heliumanteil 7,9 %.

Kern

Sämtliche freiwerdende Energie stammt aus einer als „Kern“ bezeichneten Zone im Innern der Sonne. Dieser Kern erstreckt sich vom Zentrum bis zu etwa einem Viertel des Radius der sichtbaren Sonnenoberfläche. Obwohl der Kern nur 1,6 % des Sonnenvolumens ausmacht, sind hier rund 50 % der Sonnenmasse konzentriert. Bei einer Temperatur von etwa 15,6 Millionen K liegt die Materie in Form eines Plasmas vor.

Entwicklung der Sonne

Phase	Dauer in Millionen Jahren	Leuchtkraft (in L_{\odot})	Radius (in R_{\odot})
Hauptreihenstern	11.000	0,7...2,2	0,9 ... 1,6
Übergangsphase	700	2,3	1,6 ... 2,3
Roter Riese	600	2,3 ... 2300	2,3 ... 166
Beginn des He-Brennens	110	44	etwa 10
He-Schalenbrennen	20	44 ... 2000	10 ... 130
Instabile Phase	0,4	500 ... 5000	50 ... 200
Übergang zu Weißem Zwerg mit planetarischem Nebel	0,1	3500 ... 0,1	100 ... 0,08

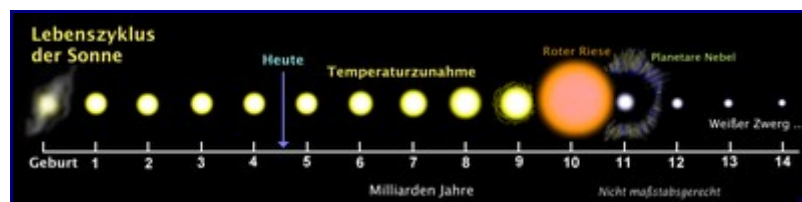
Die Sonne entstand vor 4,6 Milliarden Jahren durch den gravitativen Kollaps einer interstellaren Gaswolke. Dieser Kollaps, in dessen Verlauf auch die Planeten entstanden, und die anschließende Relaxationsphase war nach etwa 50 Millionen Jahren abgeschlossen. Die anschließende Entwicklungsgeschichte der Sonne führt über ihren jetzigen Zustand zu dem eines Roten Riesen und schließlich über eine instabile Endphase im Alter von etwa 12,5 Milliarden Jahren zu einem Weißen Zwerg, der von einem planetarischen Nebel umgeben ist.

Dieser Ablauf lässt sich heute anhand der Gesetze der Physik und der Kenntnis kernphysikalischer Prozesse aus Laborexperimenten recht genau im Computer modellieren. Die Kenndaten der einzelnen Phasen sind in der Tabelle angegeben (Sackmann, 1993). Der Index Null markiert die heutigen Kenndaten der Sonne, das heißt im Alter von 4,6 Milliarden Jahren.

Protostern

Vor etwa 4,6 Milliarden Jahren zog sich eine riesige Gas- und Staubwolke unter ihrer eigenen Schwerkraft zusammen. Im Zentrum der Wolke wurde die Materie immer dichter zusammengepresst, wobei Druck und Temperatur immer weiter anstiegen. Zu diesem Zeitpunkt wurden bereits große Energiemengen in Form von Strahlung abgegeben. Dieses Stadium nennt man einen Protostern.

Hauptreihenstern

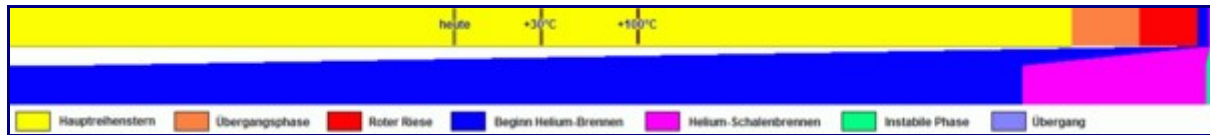


Der Lebenszyklus der Sonne

Die Temperatur und der Druck im Zentrum stiegen so weit an, bis die Kernfusionsprozesse einsetzten. Dadurch wurde ein Strahlungsdruck wirksam, der der Schwerkraft entgegenwirkte. Die weitere Kontraktion wurde aufgehalten, der Stern stabilisierte sich. Die Sonne hatte das Stadium eines sogenannten Hauptreihensterns erreicht. In dieser Phase verweilt sie elf Milliarden Jahre. In dieser Zeit steigt die Leuchtkraft um das Dreifache von $0,7 L_{\odot}$ auf $2,2 L_{\odot}$ und der Radius auf fast das Doppelte von $0,9 R_{\odot}$ auf $1,6 R_{\odot}$ an. Im Alter von 5,5 Milliarden Jahren, das heißt in 0,9 Milliarden Jahren, überschreitet die mittlere Temperatur auf der Erdoberfläche den für höhere Lebewesen kritischen Wert von 30°C (Bounama, 2004). Eine weitere Milliarde Jahre später werden 100°C erreicht. Im Alter von 9,4 Milliarden Jahren versiegt der Wasserstoff im Sonnenzentrum, und die Fusionszone verlagert sich in einen schalenförmigen Bereich um das Zentrum, der sich im Laufe der Zeit weiter nach außen bewegt. Dieser Vorgang führt jedoch vorerst nicht zu einer Veränderung der äußerlich sichtbaren Sonnenparameter.

Im Zeitraum von 11 bis 11,7 Milliarden Jahren beginnt eine Kontraktionsphase der ausgebrannten Kernzone aus Helium. Durch den damit einhergehenden Temperaturanstieg steigt der Energieumsatz in der Wasserstoffschale. Dabei wächst der Sonnenradius auf $2,3 R_{\odot}$ an. Die Sonne wird rötlicher und beginnt sich von der Hauptreihe im so genannten Hertzsprung-Russell-Diagramm zu entfernen. Bis zu diesem Zeitpunkt

beträgt der Massenverlust durch Sonnenwind weniger als ein Promille.



Phasen der Sonnenentwicklung. Der untere Teil zeigt einen vergrößerten Abschnitt der Spätentwicklung der Sonne.

Roter Riese

Im Zeitraum von 11,7 bis 12,3 Milliarden Jahren setzt ein dramatisch beschleunigter Anstieg von Leuchtkraft und Radius ein. Durch die Zunahme der Oberfläche strahlt die Sonne noch rötlicher. In der Endphase dieser Entwicklung erreicht die Sonne eine Leuchtkraft von $2300 L_{\odot}$ und einen Radius von $166 R_{\odot}$. Das entspricht etwa dem Radius der Umlaufbahn der Venus. Venus und Merkur werden vernichtet. Von der Erde aus gesehen nimmt die Sonne nun einen großen Teil des Himmels ein, und die Erdkruste wird zu einem einzigen Lava-Ozean aufgeschmolzen. Durch die geringe Gravitation an der Sonnenoberfläche verliert die Sonne in dieser Phase 28 % ihrer Masse durch Sonnenwind. Gegen Ende dieser Phase strömt ein Anteil von bis zu $1,3 \cdot 10^{-7} M_{\odot}$ pro Jahr als interstellares Gas in den Weltraum, wobei M_{\odot} die Masse der heutigen Sonne bezeichnet. Durch die geringere Sonnenmasse sinkt auch die Anziehungskraft auf die Planeten, so dass deren Bahnradien um jeweils 38 % zunehmen. Da die Kernzone der Sonne keine Energie mehr produziert, gibt sie der Gravitation weiter nach und kontrahiert, bis schließlich die Dichte ungefähr auf das 10.000-fache des heutigen Wertes angestiegen ist.

Helium-Blitz und -Brennphase

Durch die Kontraktion der Zentralregion steigt dort die Temperatur schließlich auf 10^8 K. Bei diesem Wert setzt die Fusion von Helium zu Kohlenstoff ein. Aufgrund der extremen Dichte von der Größenordnung 10^6 g/cm³ im Zentrum und der damit verbundenen Neutrino-Kühlung zündet die Fusionsreaktion zunächst innerhalb einer heißeren kugelschalenförmigen Zone um das Zentrum. Gewöhnlich würde die dabei freiwerdende Energie zu einer Expansion des Kerns führen, die die Temperatur stabilisiert. Die Kernzone befindet sich jedoch in einem besonderen quantenmechanischen Entartungszustand, was zur Folge hat, dass die Energie zunächst in die Auflösung der Entartung investiert wird. Daher ist zunächst kein stabiler Zustand möglich, so dass die Heliumfusion in Form einer gigantischen Explosion einsetzt, die als Helium-Blitz (*helium flash*) bezeichnet wird. Dabei steigt für mehrere Sekunden die Sonnenleistung auf $10^{10} L_{\odot}$. Das entspricht etwa 10 % der Leuchtkraft der gesamten Milchstraße. Erst nach einem Umsatz von 3 % des Heliumreservoirs setzt eine Expansion ein und stoppt diese Leistungsexkursion. Diese Explosion findet nur im Zentralbereich statt und ist äußerlich zunächst nicht bemerkbar. Sie drängt jedoch die Wasserstoffbrennzone weiter nach außen, deren Temperatur daher abnimmt und damit auch der Energieumsatz. Paradoxerweise sinkt damit als äußerliche Folge des Helium-Blitzes innerhalb der nächsten 10.000 Jahre die Leuchtkraft um fast einen Faktor 100 ab. Es folgt eine Phase von 1 Million Jahren, in denen die Sonnenparameter oszillieren bis sich ein stabiler Zustand der Heliumfusion im Zentrum einstellt, der anschließend 110 Millionen Jahre

anhält. Gleichzeitig brennt auch die schalenförmige Wasserstoffusionszone weiter außen weiter. In dieser Zeit bleibt die Leuchtkraft nahezu konstant bei $44 L_{\odot}$ und der Radius bei $10 R_{\odot}$.

Heliumschalen-Brennen

Danach ist auch das Helium im Sonnenzentrum verbraucht und es beginnt eine Phase des Heliumschalen-Brennens, die 20 Millionen Jahre andauert. Damit existieren nun zwei ineinander geschachtelte schalenförmige Fusionszonen. Im Zentrum sammelt sich Kohlenstoff und kontrahiert gravitativ. Damit ist ein erneuter enormer Anstieg der Leuchtkraft auf $2000 L_{\odot}$ und eine Zunahme des Radius auf $130 R_{\odot}$ verbunden. Gegen Ende verliert die Sonne dabei einen Massenanteil von $0,1 M_{\odot}$.

In den letzten 500.000 Jahren dieser Phase erwartet man in Zusammenhang mit der Wechselwirkung zwischen dem kontrahierenden Kern und der Heliumfusionszone weitere instabile Situationen, bei denen kurzzeitige Leistungsexkursionen durch Heliumfusion mit etwa $10^6 L_{\odot}$ eintreten können. Ein wahrscheinliches Szenario wären beispielsweise vier solcher Helium-Blitze im Abstand von etwa 100.000 Jahren. Als Folge jedes dieser Helium-Blitze und der damit verbundenen Expansion der Wasserstoffschale kann die Fusion dort in den folgenden 200 Jahren vorübergehend völlig zum Stillstand kommen. Die äußerliche Folge eines Helium-Blitzes wäre daher wiederum zunächst eine Abnahme der Leuchtkraft. Nach 400 Jahren erreicht die Energie des Helium-Blitzes die Oberfläche. Leuchtkraft und Radius steigen an und relaxieren in den folgenden 10.000 Jahren wieder. Dabei werden Variationen der Leuchtkraft zwischen $500 L_{\odot}$ und $5000 L_{\odot}$ erwartet sowie Radiusvariationen zwischen $50 R_{\odot}$ und $200 R_{\odot}$. In den Phasen maximaler Ausdehnung reicht die Sonnenoberfläche bis an die heutige Erdbahn heran. Nur aufgrund der Zunahme des Erdbahndurchmessers entkommt die Erde der völligen Vernichtung. Gleichzeitig stößt die Sonne in diesen Phasen insgesamt eine Masse von weiteren $0,05 M_{\odot}$ ab.

Weißer Zwerg und planetarischer Nebel

Durch die erwähnten Massenverluste verliert die Sonne die gesamte äußere Hülle einschließlich der Wasserstoff- und Heliumfusionszone. Etwa 100.000 Jahre nach dem letzten Helium-Blitz wird daher der heiße innere Kern freigelegt, der im Wesentlichen aus hochverdichtetem Kohlenstoff und Sauerstoff besteht. Sein Radius beträgt nur noch $0,08 R_{\odot}$, dafür aber seine Oberflächentemperatur $120.000 K$. Seine Leuchtkraft beträgt anfänglich $3500 L_{\odot}$. Aufgrund der hohen Temperatur enthält diese Strahlung einen enormen Anteil von ultravioletter Strahlung, welche die abgestoßene Gaswolke der Sonne nun zum Leuchten anregt. Da die Geschwindigkeit des Sonnenwindes ständig zunimmt, werden die früher ausgestoßenen Gase durch die späteren eingeholt und oft zu einer kugelförmigen Gasschale komprimiert. Für einen außen stehenden Beobachter erscheinen die leuchtenden Gase in diesem Fall als Ring, der als planetarischer Nebel bezeichnet wird. Durch das Verflüchtigen des Gases erlischt diese Erscheinung nach einigen 10.000 Jahren wieder, und im Zentrum bleibt der strahlende Rest der Sonne, den man als Weißen Zwerg bezeichnet.

Er hat nur etwa die Größe der Erde, aber eine Masse von $0,55 M_{\odot}$. Seine Dichte beträgt

daher etwa eine Tonne pro Kubikzentimeter. Er besitzt keine innere Energiequelle, so dass seine Abstrahlung zu einem Wärmeverlust führt. Nach einer vergleichsweise raschen Abkühlung im Anfangsstadium durch die extreme Leuchtkraft sinkt die Oberflächentemperatur auf Werte, bei denen eine Strahlung aufgrund der deutlich niedrigeren Leuchtkraft über mehrere dutzend Milliarden Jahre möglich ist, bevor die Sonne als Schwarzer Zwerg im optischen Spektralbereich gänzlich erlischt.