

Vom Sternenstaub zum Sonnensystem

Der letzte Beitrag widmete sich der Entstehung des Universums, der Elementarteilchen und der Bildung der ersten Elemente des Universums (Abb. 1).

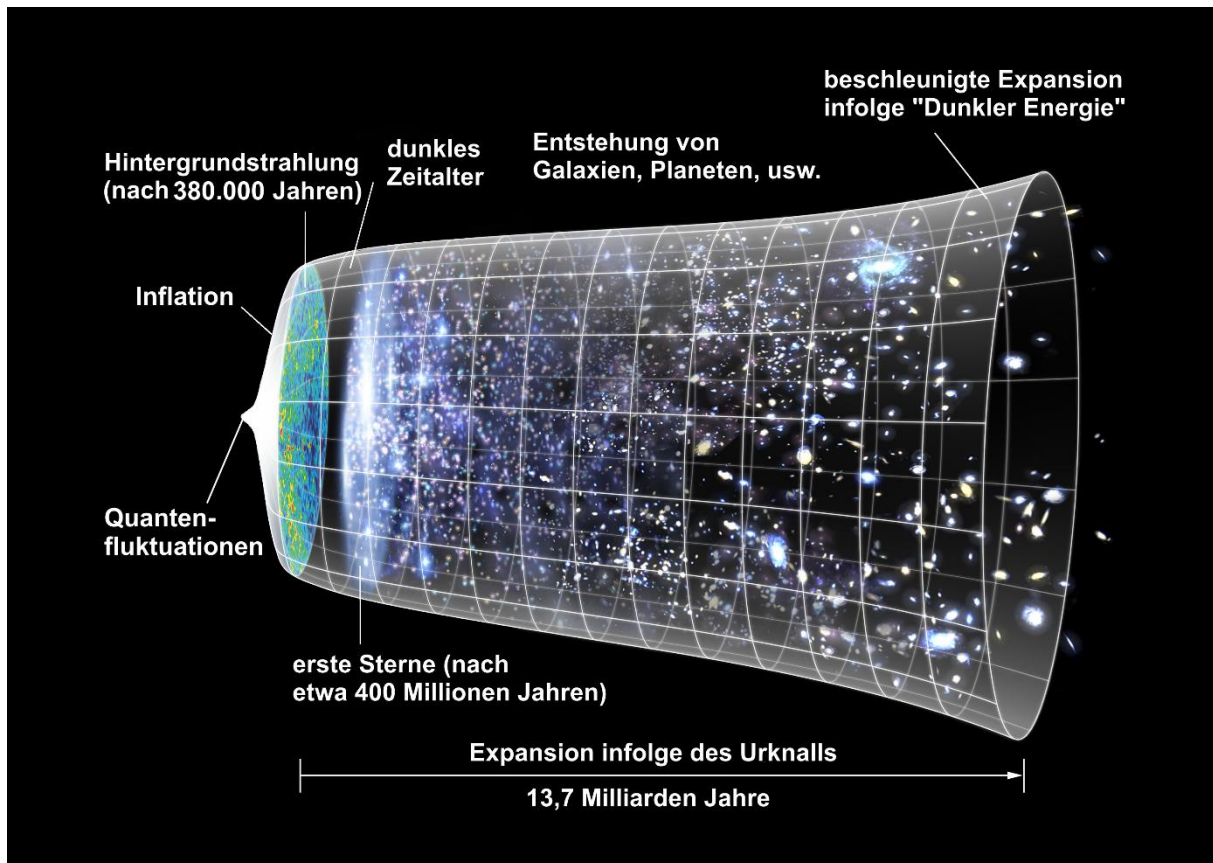


Abb. 1: Urknall und Expansion des Universums

Etwa 75 Prozent der Masse der Materie im Universum besteht aus Wasserstoff, und ungefähr 25 Prozent der Masse aus Helium. Alle schwereren Elemente, einschließlich des Kohlenstoffs, aus dem wir Menschen vorzugsweise bestehen, machen nur etwa ein Prozent der gesamten Materie im Universum aus. Wenn Wissenschaftler dieses ein Prozent der Materie, das nicht aus Wasserstoff oder Helium besteht, genauer untersuchen, tauchen weitere Unterschiede auf. Einige Elemente wie Kohlenstoff oder Eisen sind relativ häufig, während andere wie Beryllium oder Gold selten sind. Warum ist das so? Nun, die Antwort hat mit der Art und Weise zu tun, wie die Elemente entstehen. Im letzten Beitrag haben wir kennengelernt, dass sich während der primordialen Nukleosynthese die ersten Wasserstoff- und Helium-Kerne bildeten (mit Spuren von Lithiumkernen), diese vereinigten sich vor ca. 380.000 Jahren mit den Elektronen und bildeten die Elemente Wasserstoff, Helium und Lithium. Das sind die leichtesten Elemente im Universum (Abb. 2).

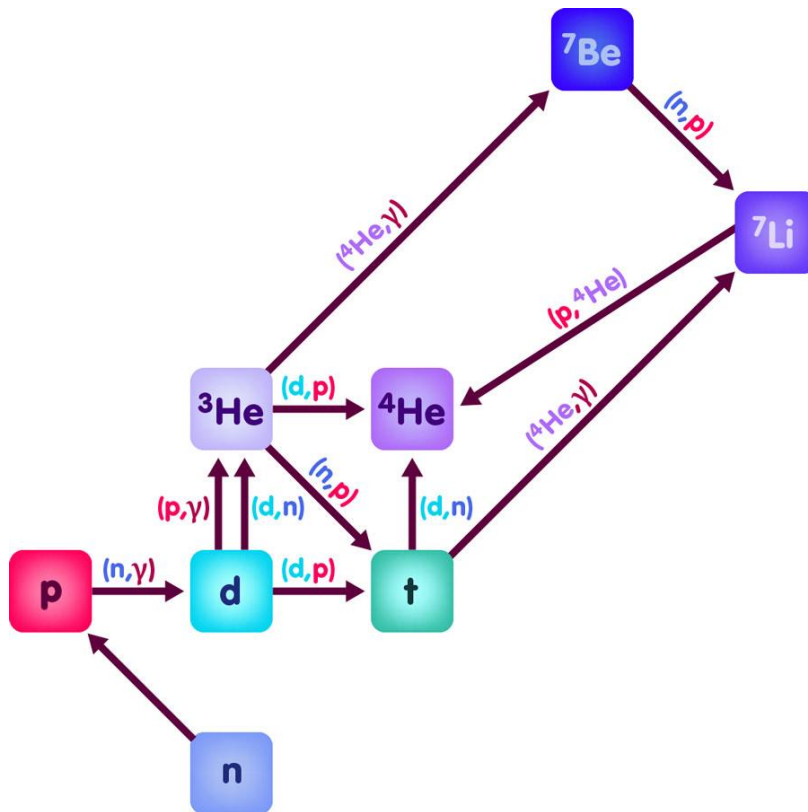


Abb. 2: Primordiale Nukleosynthese

Die Temperaturen waren im Verlauf der Expansion des Universums zu niedrig, als dass sich die anderen Elemente des Periodensystems bilden konnten. Was muss also geschehen, damit dies zustande kommt? Die Antwort liegt wortwörtlich in den Sternen.

Ein Stern wird geboren

Einige Hundert Millionen Jahre nach dem Urknall begannen der Wasserstoff und das Helium, die im frühen Universum entstanden waren, sich unter dem Einfluss der Schwerkraft zusammenzuballen. Wolken aus diesen Elementen zogen sich immer weiter zusammen, wurden immer heißer – und kehrten in bestimmten Gebieten des Universums den allgemeinen Abkühlungstrend um. Dieser Punkt markiert den Beginn der ersten Epoche der Sternbildung (Abb. 3).

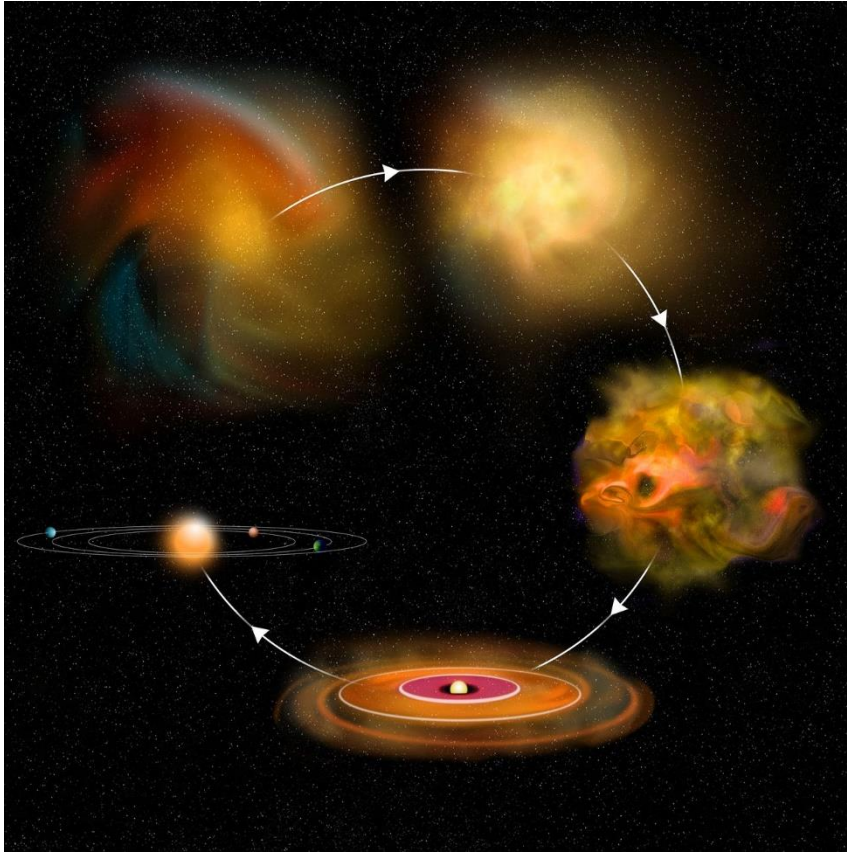


Abb. 3: Sternentstehung

Als sich die kalten Wasserstoff- und Heliumwolken im Weltraum immer enger zusammenzogen, wurde die Materie im Inneren dieser Klumpungen ungeheuer heiß und dicht – mehr als 10.000.000 Kelvin und 100 Gramm pro Kubikzentimeter –, dass erneut Kernverschmelzungsreaktionen einsetzen konnten.

Das Ergebnis dieser Kollision ist die Bildung eines Deuterons, bei dem ein Proton und ein Neutron sich verbinden, wobei zwei weitere Elementarteilchen (ein Positron und ein Neutrino) und eine bestimmte Energiemenge freigesetzt werden. Dies ist der gleiche Kernfusionsprozess, der schon in den ersten Augenblicken des Universums abgelaufen war.

Die Bildung von chemischen Elementen im Innern von Sternen bezeichnet man als stellare Nukleosynthese (Abb. 4). In den dichten Gebilden, die als Überbleibsel des Urknalls kollabierten, trat zuerst die Fusion zweier Protonen (zweier Wasserstoffkerne) auf, die zusammen ein Deuteron bildeten. Unter normalen Bedingungen stoßen sich zwei positiv geladene Teilchen ab, genauso wie die positiven Pole zweier Magneten. Aber wenn die Protonen genügend Energie haben und sich schnell genug bewegen (wie sie das in den heißen Regionen im Innern der meisten Sterne tun), können sie diese Abstoßung überwinden und sich genügend nahekommen und aneinanderhaften. Hierzu ist die starke Wechselwirkung in der Lage, jedoch ist ihre Reichweite begrenzt. Druck und Temperatur im Innern eines Sterns lassen die Protonen in den Einflussbereich der starken Wechselwirkung geraten. Diese greift sich die Teilchen und zwingt sie zum Atomkern zusammen. Genau betrachtet sind es die Quarks, die

innerhalb der einzelnen Protonen durch den Kernkleber – die Gluonen – aneinanderhaften und die nunmehr den Quarks der anderen Protonen so nahekomen, dass die Gluonen sie auch festhalten. Die schwache Wechselwirkung tut ihr übriges und lässt zwei Protonen zu Neutronen zerfallen und fertig ist der Heliumkern.

Dieser Prozess, den man als Wasserstoffbrennen bezeichnet (Abb. 4), läuft sehr langsam ab. Obwohl Protonen im Innern eines Sterns viele Male in der Sekunde miteinander zusammenstoßen, haben die Wissenschaftler ausgerechnet, dass es im Durchschnitt eine Milliarde Jahre dauert, bis ein Proton mit einem anderen verschmilzt. Glücklicherweise haben Sterne viele Protonen!

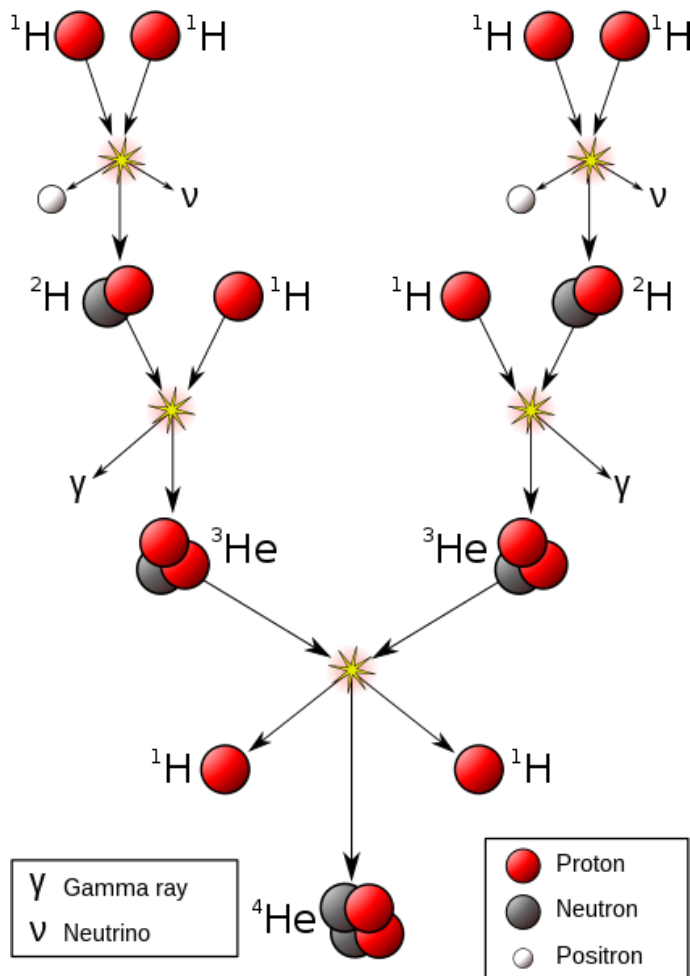


Abb. 4: Stellare Nukleosynthese: Bildung von Helium-4-Kernen

Nachdem sich ein Deuteron gebildet hat, geschieht der nächste Schritt in der Bildung schwerer Elemente relativ rasch. Innerhalb einer Sekunde verschmilzt ein weiteres Proton mit dem Deuteron und bildet einen Helium-3-Kern.

Nun können verschiedene Dinge passieren:

- Zwei Helium-3-Kerne kollidieren miteinander und bilden einen Helium-4-Kern unter Freisetzung zweier Protonen (Abb. 4).

- Ein Helium-3-Kern und ein Helium-4-Kern (der durch die vorherige Reaktion gebildet wurde) verbinden sich zu einem schwereren Element, Beryllium-7 (Abb. 5).
- Wenn ein Beryllium-7-Kern gebildet wurde, können zwei weitere Kernprozesse ablaufen:
- Beryllium-7 fängt ein Elektron ein und wird zu Lithium-7. Dieses kollidiert dann mit einem weiteren Proton und es entstehen zwei Helium-4-Kerne (Abb. 5).
- Beryllium-7 kollidiert mit einem Proton und bildet Beryllium-8, das mit einem Positron verschmelzen kann, wobei wieder zwei Helium-4-Kerne gebildet werden (Abb. 6).

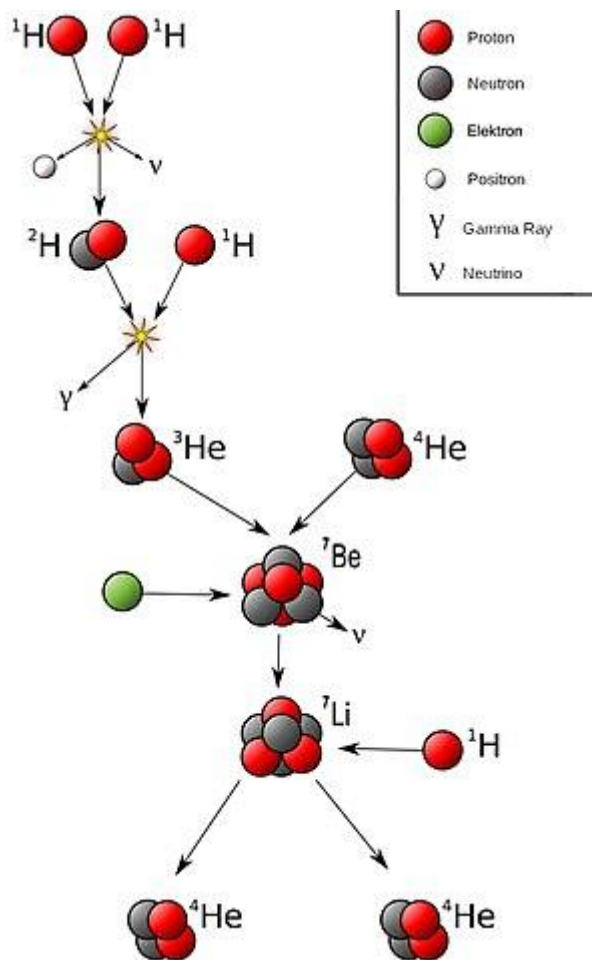


Abb. 5: Bildung von Beryllium-7 und Lithium-7

Ob irgendwelche oder sogar alle diese Kernreaktionen stattfinden, hängt von den physikalischen Bedingungen im tiefen Inneren eines Sterns ab. Wenn die Reaktionen passieren, treten sie mit unterschiedlichen Raten auf und führen zu den unterschiedlichen Verhältnissen der verschiedenen Elemente, die wir im Kosmos beobachten.

Warum setzt aber dieser Prozess Energie frei und woher stammt sie? Die Protonen und Neutronen werden im Heliumkern von den Gluonen zusammengehalten, es wäre

also folgerichtig eine Energie nötig, um den Kern wieder in seine Bestandteile zu zerlegen. Diese Energie wird als sog. Bindungsenergie bei der Fusion freigesetzt. Weil Energie gleich Masse ist ($E = mc^2$), wiegt der fusionierte Kern 0,66% weniger als die Summe seiner Ausgangsteile. Unsere Sonne verschmilzt auf diesem Wege pro Sekunde 564 Mio. Tonnen Wasserstoffprotonen zu ca. 560 Mio. Tonnen Helium. Die restlichen 4,3 Mio. Tonnen verwandelt unsere Sonne pro Sekunde in $3,85 \cdot 10^{26}$ Joule Strahlungsenergie. Das entspricht mehr Energie, als die Menschheit in ihrer gesamten Entwicklungsgeschichte freigesetzt hat.

Die Bindungsenergie der fusionierten Heliumkerne wird in Form harter Gammastrahlung auf den Weg geschickt (vgl. Abb. 4-6). Diese stößt unmittelbar auf die Teilchen im umgebenden Plasma und übt einen Druck aus, der das Plasma gegen sein eigenes Gewicht stabilisiert. Bei jedem Zusammenstoß übertragen die Photonen Energie an ihre Lieblings-Wechselwirkungspartner, die freien Elektronen. Diese reichen die Energie durch Stöße an das restliche Plasma weiter. Die Strahlung wird also durch die Plasmateilchen in ihrer Ausbreitung stark behindert und irrt deshalb innerhalb der Sonne für Jahrtausende umher. Dadurch verliert die Gammastrahlung aus dem Zentrum des Sterns unterwegs nahezu ihre gesamte Energie und schleppt sich mit letzter Kraft als nunmehr sichtbares Licht an die Oberfläche.

Drei-Alpha-Prozess und die Bildung von Kohlenstoff

Die allerersten Sterne benutzten Wasserstoff, das einfachste und häufigste Element im Universum, als Brennstoff, um Helium und einige andere Elemente wie Lithium und Beryllium zu bilden, oder genauer gesagt, die Isotope Lithium-7 und Beryllium-8.

Doch es gibt ein Problem: Beryllium-8 ist in Wirklichkeit unglaublich instabil (das in der Natur vorkommende stabile Isotop von Beryllium hat fünf Neutronen, nicht vier). Beryllium-8 zerfällt in einem winzigen Sekundenbruchteil zurück in zwei Helium-4-Kerne – und lebt deshalb scheinbar nicht lange genug, um für den Aufbau schwererer Elemente, die man überall im Kosmos findet, dienen zu können.

Dieses große Rätsel verwirrte die Wissenschaftler eine Zeit lang. Wie produzierte das Universum diese schwereren Elemente? Wie insbesondere entstand im Universum der Kohlenstoff, der aus sechs Protonen und sechs Neutronen besteht?

Der englische Astronom Fred Hoyle fand in den 1950er Jahren die Antwort. Hoyle war vom Kohlenstoffproblem fasziniert. Er wusste, dass es einen Weg geben musste, dass ein dritter Heliumkern, den man manchmal auch als Alphateilchen bezeichnet, sich an einem Beryllium-8-Kern anlagern konnte, unmittelbar nachdem sich dieser gebildet hatte – ein Prozess, der heute als Drei-Alpha-Prozess bekannt ist.

Die erste Bedingung, die für das Zustandekommen des Drei-Alpha-Prozesses nötig ist, ist die Kombination von hoher Temperatur und hoher Dichte (Abb. 6).

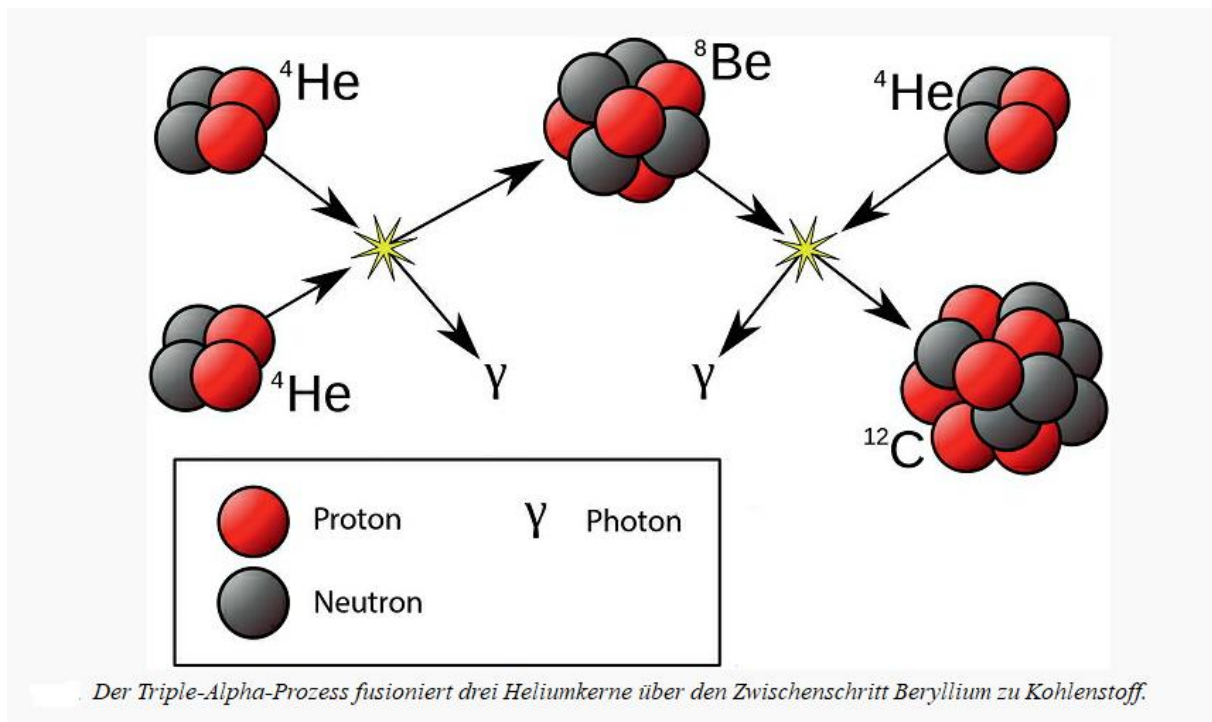


Abb. 6: Bildung von Beryllium-8 und Triple-Alpha-Prozess

Sterne werden aber erst heiß genug, um Kohlenstoff zu erzeugen, wenn sie ihren Vorrat an Wasserstoff verbraucht haben, denn wenn einem Stern der Wasserstoff ausgeht, sinkt der Druck in seinem Kern, und der Stern schrumpft unter der nach innen wirkenden Schwerkraft. Dieses Schrumpfen wiederum erzeugt einen höheren energetischen Zustand – der Stern wird in seinem Innern viel heißer und baut einen höheren Druck auf. Hoyle überlegte sich, dass es eine Situation geben müsste, in dem die Kombination von Beryllium-8 und Helium-4 gerade so viel Energie haben muss wie ein Kohlenstoff-12-Kern in einem angeregten Zustand. Hoyle erkannte, dass aufgrund der Quantenmechanik die Atomkerne normalerweise ihre Zeit in einem niederenergetischen Zustand verbringen. Dieser Zustand wird als Grundzustand bezeichnet, aber hin und wieder nehmen die Atomkerne eine bestimmte Energiemenge auf und sind dann für einige Zeit in einem angeregten Zustand.

Als er die Berechnungen durchführte – er addierte die Massen von Beryllium-8 und Helium-4, subtrahierte die Masse von Kohlenstoff-12 und rechnete die Massendifferenz mittels Einsteins $E = mc^2$ in Energie um –, erhielt er eine Zahl. Hoyle sagte voraus, dass Kohlenstoff-12 einen angeregten Zustand besitzen müsse, mit einem Energieniveau oder einer Resonanz von genau 7,65 Mega-Elektronenvolt über dem Grundzustand.

Als Hoyle diese Idee in den 1950ern zum ersten Mal vorschlug, gab es keinen experimentellen Hinweis für eine solche Situation. Aber Hoyle gelang es, den US-amerikanischen Wissenschaftler William Fowler und seine Kollegen am Kellogg

Radiation Laboratory des Caltech zu überreden, diese Hypothese mit Hilfe eines Teilchenbeschleunigers zu testen – und er hatte recht mit seiner Annahme.

Entstehung schwerer Elemente

Nachdem ein Stern Kohlenstoff erzeugt hat, geht der Aufbau der schwereren Elemente für eine Weile Schritt für Schritt weiter (Abb. 7).

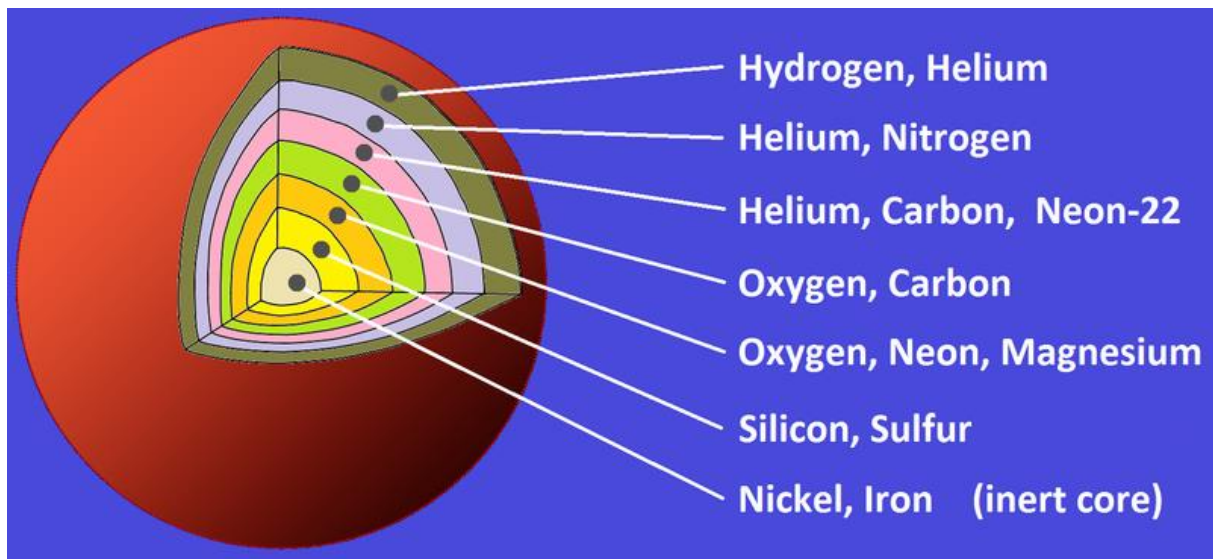


Abb. 7: Entstehung der Elemente durch Schrumpfung des Kerns der Sonne.

Zu Anfang brennt der Stern in seinem Zentrum Helium zu Kohlenstoff, bis dieser Vorrat erschöpft ist. Dann kontrahiert der Kern, und es wird heiß genug, damit Kohlenstoff-12 mit einem weiteren Alphateilchen Sauerstoff-16 bildet.

Wenn der Kohlenstoff verbraucht ist, schrumpft der Kern erneut, wird wieder heißer und weitere Fusionsprozesse können auftreten, wobei schwerere Elemente wie Magnesium, Sauerstoff und Neon gebildet werden.

In genügend massereichen Sternen wiederholt sich der Prozess des stellaren Kernbrennens immer wieder, begleitet von weiterem gravitativen Schrumpfen des Sterninneren:

- Der Stern brennt ein Element, bis dessen Vorkommen im Kern erschöpft ist (obwohl sich das Brennen des Elements in weiter außen liegenden Schalen des Sterns fortsetzen kann).
- Das Sternmaterial kollabiert zum Sternzentrum hin, wenn die Schwerkraft für eine gewisse Zeit die Oberhand gewinnt.
- Die Temperatur steigt an.
- Die Produkte der vorhergehenden Fusionsprozesse stehen als neuer Brennstoff zur Verfügung.

In genügend massereichen Sternen setzt sich die schrittweise Umwandlung von Helium in schwerere Elemente so lange fort, bis Elemente wie Magnesium-24 und Silizium-28 gebildet worden sind. In noch heißeren und noch dichteren Sternen werden die Prozesse immer komplexer, manche Elemente zerfallen wieder und bilden dann immer schwerere Atomkerne – immer weiter geht es im Periodensystem, bis endlich Eisen-56 erreicht ist.

Dieser Kern wird als der stabilste überhaupt angesehen, er besteht aus 26 Protonen und 30 Neutronen, die enger gebunden sind, als dies bei irgendeinem anderen Element der Fall ist. Damit haben wir zwar die wichtigsten Elemente des Periodensystems, aber noch längst nicht alle. Wie kam es zur Bildung der anderen Elemente? Dies hängt dann tatsächlich mit dem Tod eines Sterns zusammen – einer Supernovae.

Erzeugung schwerer Elemente mittels Supernovae

Der Tod eines Sternes ist ein Prozess, der in einigen Fällen ein fantastisches Feuerwerk darstellt, bei dem gewaltige Energiemengen freigesetzt werden und ein großer Teil der Materie eines Sterns im Weltraum zerstreut wird. Die meisten Theorien der Sternentwicklung besagen, dass genau dieses durch den Weltraum fliegende Material von Supernovae den Kollaps von interstellarem Gas und Staub hervorruft und so die Grundlage zur Entstehung neuer Sterne schafft (Abb. 8).



Abb. 8: Supernova

Doch dieses Schicksal eines explosiven Endes betrifft nur einen kleinen Teil der Sterne, und zwar diejenigen, die sehr viel massereicher als unsere Sonne sind. Die meisten Sterne verbrennen ihren Wasserstoff zu Helium, anschließend Helium zu

Kohlenstoff, dann aber werden sie nicht heiß genug, damit durch Kohlenstoffbrennen Sauerstoff erzeugt wird. Stattdessen schrumpft ein solcher Stern und verwandelt sich in einen Weißen Zwerg, einen trägen Materiekumpen, der die Masse eines Sterns, aber den Durchmesser eines Planeten besitzt. Wenn ein Weißer Zwerg entsteht, ist er noch sehr heiß, und die Astronomen können sein langsam abnehmendes Licht mit ihren Teleskopen beobachten. Ein Weißer Zwerg kann keine Energie mehr aus Kernfusion beziehen, und die Wissenschaftler nehmen an, dass er schließlich zu einem kalten Schwarzen Zwerg abkühlt (Abb. 9).

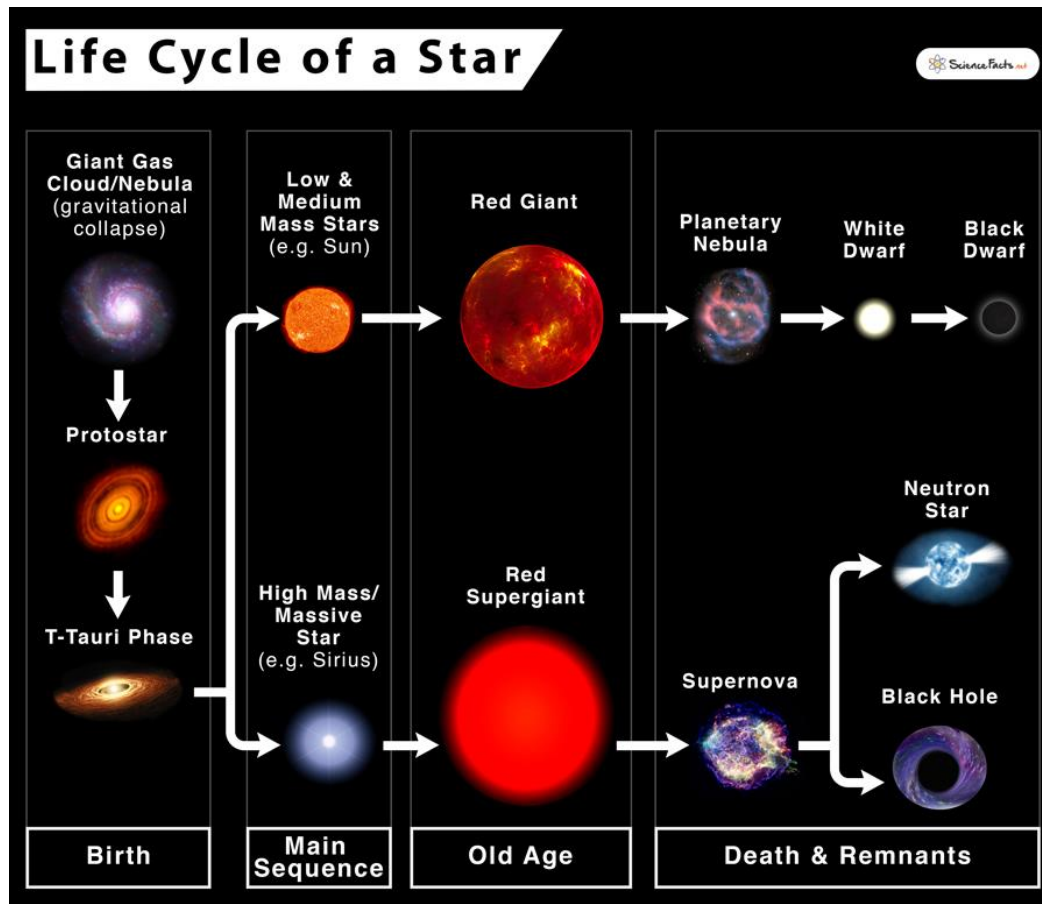
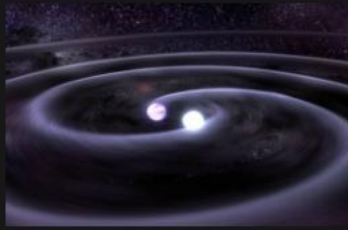


Abb. 9: Sternenentwicklung

Sternen, die das Mehrfache der Sonnenmasse besitzen, steht ein dramatischeres Ende bevor – eine Supernova. Astronomen teilen Supernovae mittlerweile in zwei Hauptsorten ein (Abb. 10). Diese unterscheiden sich darin, wie sich die betroffenen Sterne die nötige Masse angeeignet haben.

TYPE I SUPERNOVAE:



This type of nova takes place in binary star systems, with one of the stars classified as a white dwarf.

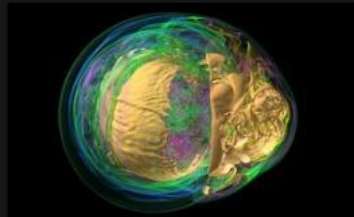


The dwarf accretes material from its larger counterpart, accumulating mass as a result. This eventually incites a chain nuclear reaction..



culminating in the star reaching critical density, when it explodes in a supernova. Beams of gamma radiation can also be emitted.

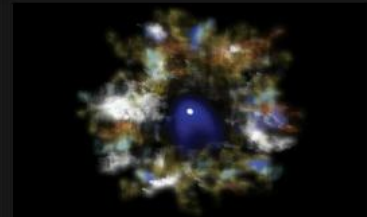
TYPE II SUPERNOVAE:



After losing the ability to stably fuse heavy elements, the star can no longer retain a gravitational equilibrium, thus the core collapses in on itself.



The core rebounds in quick succession, subsequently releasing the outlayers of gas off into space — forming a nebula.



After the dust settles, a neutron star or black hole is left behind (which one will hinge on the star's mass)

Image Credits (Clockwise, from top to bottom): Tod Strohmayr & Dana Berry, Celejums Kosmosa (Vimeo), NASA/Dana Berry/Skyworks Digital, NASA (taken by Chandra), 'Daftopia' (Deviant Art), Argonne National Laboratory/Hongfeng Yu. (Infographic by 'From Quarks to Quasars')

Abb. 10: Supernova vom Typ 1 und 2

Supernovae vom Typ I

Wenn ein Weißer Zwerg einen anderen Stern in hinreichender Nähe hat, kann die Gravitationswirkung des kollabierten Sternes (also des Weißen Zwerges) groß genug sein, dass er Materie vom Begleiter wegreißt und sich selbst damit umgibt. Wenn diese Materiemenge groß genug ist, um die Masse des Weißen Zwerges über einen Wert zu bringen, bei dem der Stern nicht mehr in der Lage ist, der nach innen wirkenden Schwerkraft zu widerstehen, dann hat dies eine Supernova-Explosion zur Folge.

Die kritische Masse für das Aufleuchten einer Supernova ist etwa 1,4 Sonnenmassen – eine Zahl, die man als Chandrasekhar-Grenze bezeichnet, benannt

nach dem Astronomen und Nobelpreisträger Subrahmanyan Chandrasekhar, der sie zum ersten Mal berechnet hat.

Wenn ein Weißer Zwerg diese Grenze überschreitet, setzt eine Kettenreaktion von Kernverschmelzungen ein, die zu einem der spektakulärsten Schauspiele im Universum führt – einer Supernova. Innerhalb von Sekunden ruft die von den Fusionsreaktionen erzeugte Energie eine nach außen gerichtete Stoßwelle hervor, die Material mit Geschwindigkeiten von etwa 5.000 bis 20.000 Kilometer pro Sekunde nach außen schleudert und einen enormen Lichtblitz erzeugt – bis zum Fünfmilliardenfachen der Sonnenhelligkeit.

Supernovae sind so hell, dass die frühen Sterngucker sie für neue Sterne hielten, die am Himmel entstanden waren – daher rührt der Name »nova« (für neu) her. Der Name ist paradox, da Supernovae keine neuen Sterne sind, sondern die dramatischen letzten Augenblicke eines alten Sterns auf dem Weg ins Vergessen.

Supernovae vom Typ II

Eine andere Klasse von Supernovae betrifft Sterne von mehr als dem Neunfachen der Masse unserer Sonne. Nachdem die verschiedenen Stufen der Kernverschmelzung erschöpft sind, ist die übrig gebliebene Masse zu hoch, als dass sich ein Weißer Zwerg bilden könnte.

In dieser Situation baut sich im Sternzentrum ein Kern aus Nickel und Eisen auf, der irgendwann die Chandrasekhar-Grenze erreicht und dann kollabiert, wobei Protonen und Elektronen kollidieren und Neutronen und Neutrinos bilden.

Die Neutronen sind so dicht gepackt, dass sie einen riesigen Druck nach außen ausüben. Man bezeichnet ihn als Entartungsdruck.

Wenn die äußeren Schichten des Sterns nach innen fallen, treffen sie schließlich auf den Kern und prallen zurück, wobei sie Stoßwellen aussenden, die die darüberliegenden Teile des Sterns durch eine Explosion auseinanderreißen. Diese Explosion wird als Supernova vom Typ II bezeichnet.

In einer Galaxie von der Größe der Milchstraße treten Supernovae vom Typ II etwa einmal in 50 Jahren auf. Je nach der Anfangsgröße des Sterns können sie entweder Schwarze Löcher oder Neutronensterne zurücklassen. Die Neutronensterne sind winzig – gerade einmal 15 Kilometer im Durchmesser –, besitzen aber etwa 1,4 Sonnenmassen und sind ungeheuer dicht. Die Schwerkraft an der Oberfläche eines Neutronensterns ist so stark – etwa eine Billion Mal stärker als auf der Erdoberfläche –, dass man augenblicklich die Form eines Pfannkuchens annehmen würde.

Die enormen Energien, die eine Supernova vom Typ II freisetzt, schaffen eine Umgebung, in der sich Elemente bilden können, die schwerer sind als Eisen.

Unser Sonnensystem

Unsere Sonne und Sonnensystem (Abb. 11) sind etwa 4,6 Milliarden Jahre alt, und man mag versucht sein zu glauben, dass alle Sterne schon eine so lange Zeit existieren. Dies ist aber bei Weitem nicht der Fall. Wenn wir uns im Universum umschauen, können wir Sterne finden, die gerade geboren werden. In unserer Galaxis, der Milchstraße, wird nach Schätzung der Wissenschaftler pro Jahr ein Stern von der Größe der Sonne geboren – und ungefähr in jedem Jahr stirbt auch ein Stern.

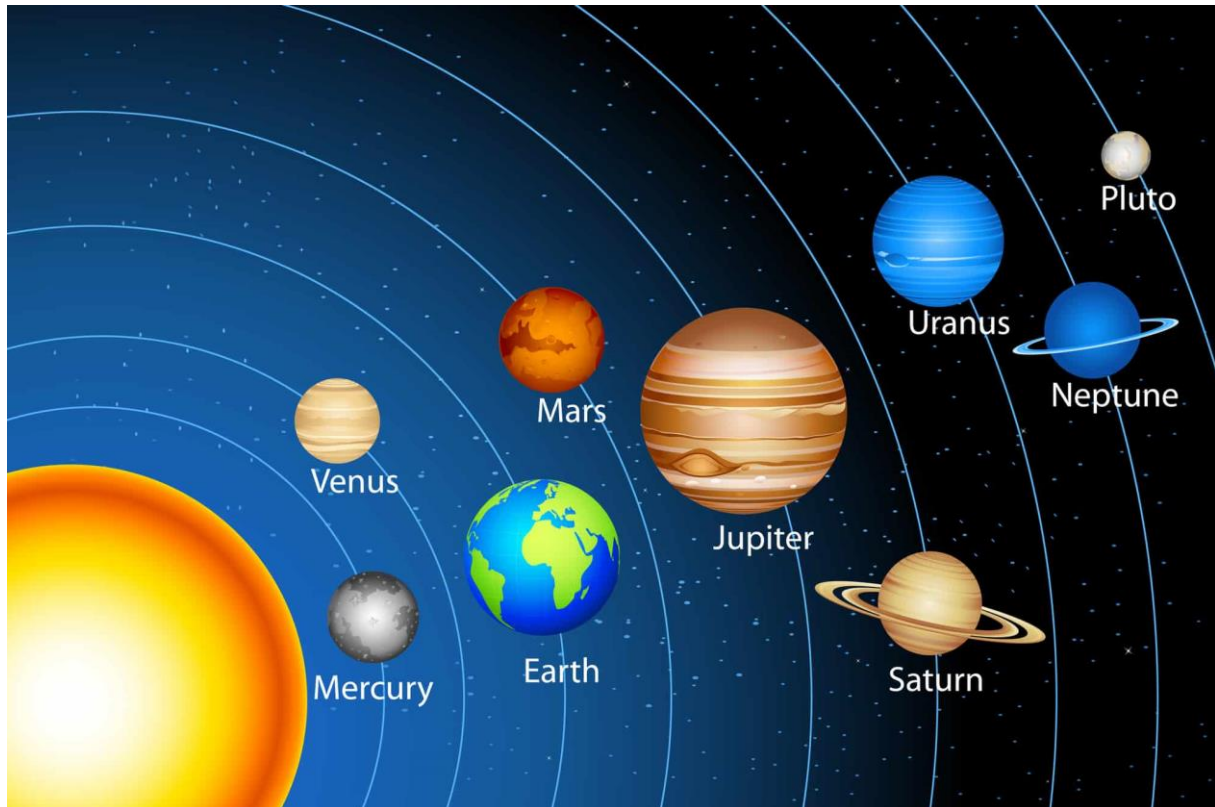


Abb. 11: Unser Sonnensystem

Die Beobachtung, dass sich alle Planeten in einer flachen Ebene in der gleichen Richtung um die Sonne bewegen, kam auf, sobald die Gesetze von Isaac Newton halfen, die Bewegungen der Planeten zu erklären. Darüber hinaus hatten Astronomen, die die neuesten Fortschritte bei den Teleskopen nutzten, große unscharfe Klumpen von Gasen im Weltraum entdeckt, die sie "Nebulae" (lateinisch für "Wolken") nannten. Mitte des 17. Jahrhunderts hatten der schwedische Wissenschaftler Emanuel Swedenborg, der französische Mathematiker René Descartes und der deutsche Philosoph Immanuel Kant unabhängig voneinander die These aufgestellt, dass unser Sonnensystem aus einer Staubwolke entstanden ist, die sich um eine zentrale Achse drehte. Die genauen physikalischen Grundlagen dieses Systems wurden im späten 18. Jahrhundert von dem Mathematiker und Astronomen Pierre-Simon Laplace beschrieben. Diese wurde als Nebularhypothese bekannt (vgl. Abb. 12).

FROM NEBULA TO SOLAR SYSTEM

The cloud of dust and gas that became our Solar System started to collapse about 4.6 billion years ago. It took just 100,000 years for the Sun to form and another 10 million for the gas giants, like Jupiter, to form. The rocky planets formed after 100 million years had passed.

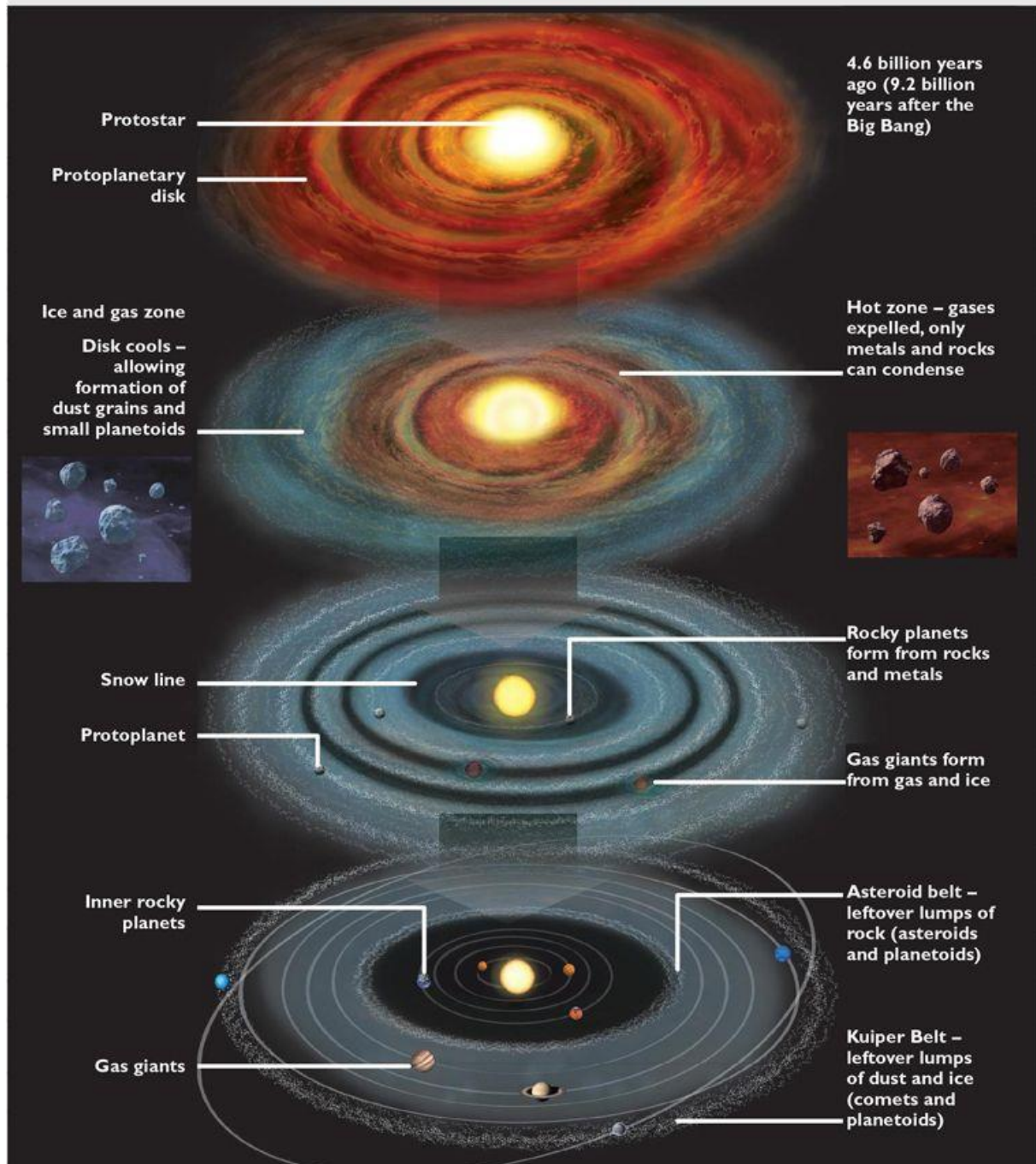


Abb. 12: Nebularhypothese

Nach der Nebularhypothese bestand das Sonnensystem zu Beginn aus einer Kugel aus Gasen und Materie, die zu etwa 90 % aus Wasserstoff, zu 9 % aus Helium und zu weniger als 1 % aus allen anderen Elementen bestand. Diese Kinderstuben der Sterne – große Wolken, die aus Wasserstoff und anderen Gasen bestehen – liefern einige der atemberaubendsten Bilder des Universums, wie das Bild der so genannten Säulen

der Schöpfung im Adlernebel. Solche Kinderstuben der Sterne findet man in der Milchstraße.

Dieser Nebel drehte sich langsam um seine Achse. Schließlich begann sich diese lose Masse kosmischen Staubs zu verdichten, möglicherweise durch den Schock einer Supernova eines nahen Sterns.

Nach diesem anfänglichen Stoß übernimmt die Schwerkraft die Arbeit als entscheidende formende Kraft der Sternentstehung. Die Schwerkraft wirkt zwischen den Gas- und Staubeilchen.

Die Schwerkraft ist die schwächste aller Grundkräfte im Universum. Dieser Schwäche verdanken wir unsere Existenz. Denn wäre die Schwerkraft nicht so schwach, dann wären die Sterne nicht so unermesslich groß. Weil sie so schwach ist, müssen in einem Stern mindestens 10^{56} Protonen zusammenkommen, damit er leuchten kann. Nur dann ist die Schwerkraft des ganzen Gasballs groß genug, um ihn unter seinem eigenen Gewicht zusammenfallen zu lassen und in seinem Innern eine so hohe Temperatur und Dichte aufzubauen, dass Atome miteinander verschmelzen. Wäre die Schwerkraft etwas stärker, würden schon viel weniger Atome ausreichen, um eine Gaskugel zu einem Stern werden zu lassen. Die Sterne hätten dann weniger Material. Mithilfe einer stärkeren Gravitation würden sie jedoch dieselbe Kerntemperatur und somit dieselbe Fusionseffizienz erreichen. Die Folge wäre dann ein deutlich kürzeres Sternenleben. In einem Universum mit stärkerer Schwerkraft könnte es deshalb keine Planeten geben und damit kein Leben. Die Sterne würden dafür nicht lange genug existieren.

Der Prozess der Sternentstehung setzt ganz langsam ein, doch schließlich tendieren Teilchen in dem frühen Sonnennebel dazu, sich auf die dichteren Gebiete im Zentrum hin zu bewegen.

Dieser Prozess, den man als Gravitationskollaps bezeichnet, beschleunigt die Rotation des Sternennebels aufgrund des Drehimpulserhaltungssatzes.

Wir sind übrigens mit dem Drehimpulserhaltungssatz vertraut, auch wenn wir den Namen vielleicht nicht kennen. Wenn wir Eiskunstläufer beim Drehen beobachten, werden wir feststellen, dass sie sich langsam drehen, wenn sie ihre Arme und Beine weit vom Körper entfernt haben, aber wenn sie ihre Arme und Beine (und damit ihre Masse) zum Zentrum ziehen, beginnen sie sich schneller zu drehen.

Der sich drehende Sonnennebel wird also nicht nur schneller, wenn er sich verdichtet, sondern beginnt auch, eine abgeflachte Scheibe zu bilden. Dies ist vergleichbar mit dem Drehen eines Klumpens aus geschmolzenem Glas um seine Achse, bis er sich abflacht. Der einfachste Weg für die Masse des Nebels, dem Drehimpuls zu widerstehen, besteht darin, sich zu einer flachen Scheibe auszubreiten.

Der Sternenebel enthält verschiedene Kügelchen, so genannte Globulen, aus Gas und Staub.

Der Kollaps der Wolke lässt auch Wärme entstehen. Je größer eine Globule ist, umso höher ist ihre Temperatur. Schließlich, nach einigen zehn Millionen Jahren, mag eine jede der Globulen genug Gas und Staub angesammelt haben, dass man sie als Protostern bezeichnen kann. Ein Protostern ist noch kein richtiger Stern, aber in seinem Innern ist er schon recht heiß. Wenn die Temperatur im Innern des Protosterns 10.000.000 Kelvin erreicht hat, können Kernreaktionen einsetzen, und der Stern beginnt zu leuchten.

Wenn ein Protostern nicht genügend Gas und Staub aufsammelt – vielleicht weil das Material in der ihn umgebenden Gaswolke nicht ausreicht –, wird er ein Objekt, das man als Brauner Zwerg bezeichnet. Diese Objekte sind typischerweise größer als der Planet Jupiter, aber kleiner als die Sonne.

Alte Sterne können uns aber ebenfalls sehr viel über die Sternentstehung erzählen.

Beispielsweise ist ein Stern mit der unspektakulären Bezeichnung HE1523-0901 etwa 13,2 Milliarden Jahre alt, und ist damit der älteste bekannte Stern, der sich etwa 500 Mio. Jahre nach dem Urknall bildete.

Obwohl HE 1523-0901 relativ weit entfernt ist, kann man von ihm sehr viel über die frühe Geschichte des Universums erfahren, indem man sein Spektrum untersucht. Das Spektrum von HE1523-0901 ist interessant, weil es nicht nur Wasserstoff und Helium enthält, sondern auch Spuren der radioaktiven Elemente Thorium und Uran. Das Vorhandensein dieser Metalle bedeutet, dass der Stern aus der Asche einer Supernova entstanden ist – der Explosion eines noch älteren Sterns. Wir können sicher sein, dass dieser ältere Stern einer der ersten war, die im Universum entstanden sind.

Wie wir bereits wissen entstehen chemische Elemente, die schwerer als Lithium sind, im Innern von Sternen. Wenn massereiche Sterne ans Ende ihres Lebens gelangen, werden die schweren Elemente durch gigantische Explosionen, die Supernova-Ausbrüche, im Weltraum verteilt. Weil solche schweren Elemente nur auf diese Weise entstehen können, haben die Wissenschaftler einige Hinweise auf frühe Sterne bei der Hand.

Schwere Elemente sind in verschiedener Häufigkeit im sichtbaren Universum verteilt, aber es scheint so, dass sie in allen Sternen vorkommen. Deshalb müssen die frühesten Sterne, die die schweren Elemente im frühen Universum verstreut haben, nur sehr kurz gelebt haben und sehr schnell als Supernovae gestorben sein, um zu der heutigen weitreichenden und gleichförmigen Verteilung zu führen. Um so schnell ihr Leben beschließen zu können, müssen diese Sterne der ersten Generation sehr massereich gewesen sein. (Je massereicher der Stern, umso kürzer ist seine Lebensdauer, da der große Druck im Inneren massereicher Sterne dazu führt, dass die Kernreaktionen schneller ablaufen.).

Literatur

Bennett, J. Donhaue, M., Schneider, N., Voit, M. (2020): Astronomie die kosmische Perspektive. Pearson Verlag, 9. Auflage

Lesch, H., Gaßner, J. M. (2020): Urknall, Weltall und das Leben. Verlag Komplett-Media, 4. Auflage

Maran, S. M. (2008): Astronomie für Dummies. Wiley VCH Verlag, 3. Auflage

Oschmann, W. (2016): Evolution der Erde. Utb

Pincock, S., Frary, M. (2009): Ursprung des Universums für Dummies. Wiley VCH Verlag, 1. Auflage

Prothero, D. (2021): The Evolving Earth. Oxford University Press