

Woher kommen Kohlenstoff, Eisen und Uran?

Zwei Dinge sind unendlich: Das Universum und die menschliche Dummheit; beim Universum bin ich mir noch nicht ganz sicher. Soweit Albert Einstein.

Unendlichkeit und Ewigkeit haben weder Anfang noch Ende und sprengen damit die heutigen Vorstellungen des Universums, dem ein zeitlicher Anfang und vielleicht auch ein apokalyptisches Ende zugeschrieben wird, und dessen Dimensionen vermutlich auch nicht unendlich sind.

Der sich seiner Hinfälligkeit bewusste Mensch hat seit je her versucht, der Vergänglichkeit zu ent-rinnen: wer auch immer etwas auf sich hielt, war bemüht, seiner Sterblichkeit zu entfliehen, sei es durch die berühmten, in Gold gearbeiteten Masken der ägyptischen Pharaonen bis hin zum modernen Menschen, der die Dienste der Medizin in Anspruch nimmt, um die in Falten gezeichnete Vergänglichkeit zu überwinden, für einen kurzen Augenblick wenigstens. Schon bei Heraklit findet sich die Erkenntnis, dass das hervorquel-lende Neue das Alte stets zu verdrängen hat und wir tun wohl auch heute gut daran, uns dies zu verinnerlichen, denn was heute ist, ist morgen schon nicht mehr.

Selbst das Gold, diese Chiffre der Unvergänglichkeit, ist zwar lang-lebig, hält aber auch nicht ewig und die radioaktiven Elemente führen uns den Zerfall nach den ihnen eigenen Gesetzen besonders drastisch vor Augen. Entstehung und Wandlung der Materie sind das Thema der vorliegenden Aus-

gabe des Spatium. Professor Rudolf von Steiger, Direktor am Inter-national Space Science Institute in Bern, hat am 6. April 2004 in einem faszinierenden Referat unsere Mitglieder in die Trilogie des *Werdens-Seins-Vergehens* der Materie eingeführt und wir freuen uns, heute darüber berichten zu kön-nen. Die vorliegende Nummer erscheint in deutscher Sprache: unsere Hommage an das Ein-stein-Jahr 2005 zur Feier des Annus Mirabilis 1905, in wel-chem Albert Einstein, damals Experte II. Klasse am Patentamt in Bern, unter anderem seine Abhandlung über die spezielle Relativitätstheorie veröffentlicht hat.

Hansjörg Schlaepfer
Zürich, Oktober 2004

Impressum

SPATIUM
Publikationsorgan des
Vereins Pro ISSI
Erscheint ein- bis zweimal jährlich



Verein Pro ISSI
Hallerstrasse 6, CH-3012 Bern
Tel. +41 (0)31 631 48 96
Fax +41 (0)31 631 48 97

Präsident

Prof. Heinrich Leutwyler,
Universität Bern

Herausgeber

Dr. Hansjörg Schlaepfer,
legenda schläpfer wort & bild,
CH-8185 Winkel

Layout

Marcel Künzi, marketing · kom-munikation, CH-8483 Kollbrunn

Druck

Schellenberg Druck AG
CH-8330 Pfäffikon

Die Supernova-Explosion, die den Krebs-Nebel bildete, konnte im Jahre 1054 erstmals beobachtet werden. Beinahe 1000 Jahre später entwickelt sich sein Zentrum immer noch mit Geschwindigkeiten von 5 Millionen Kilometern pro Stunde. Die orange gefärbten Stellen stammen von Wasserstoff, Stickstoff (rot), Schwefel (purpur) und Sauerstoff (grün). Quelle: William P. Blair (JHU) et al. Hubble Heritage Team (STScI/AURA), NASA.

Woher kommen Kohlenstoff, Eisen und Uran ^{*)}

Prof. Rudolf von Steiger, International Space Science Institute, Bern

Der Stein der Weisen

Der Alchemist James Price gab 1782 vor, mit Hilfe des Steins der Weisen, sowie einer Mixtur von weissem Pulver und Quecksilber Gold herstellen zu können; doch als ihn die Britische Royal Society auffordert, den Vorgang vor Zeugen zu wiederholen, begeht er vor ihren Augen Selbstmord...

Der Versuch, Gold aus anderen, weniger edlen Materialien herzustellen, war schon für die begnadeten Goldschmiede des alten Ägyptens ein stetes Ziel, denn Gold war knapp und in Gold gearbeitet wollten das Leben der



Bild 1: Maske des Pharaos Tutankhamun um 1324 v. Chr.

grossen Pharaonen und ihre Werke der Nachwelt erhalten werden, wie die grossartige Maske des Pharaos Tutankhamun (um 1330 v. Chr.) bis auf den heutigen Tag so eindrücklich beweist.

Die Materie und ihre Wandlung blieben auch im klassischen Griechenland ein zentrales Thema. Anaximander (ca. 611–546 v. Chr.) postulierte die Existenz von Atomen als die Basis der Materie. Aristoteles (384–322 v. Chr.) dachte sich alle Dinge aus den vier Grundelementen Erde, Luft, Feuer und Wasser zusammengesetzt.

Im Jahre 288 v. Chr. gründete Ptolemäus die Bibliothek von Alexandria in Ägypten, den Treffpunkt der Weisen seiner Zeit. Diesem Schmelztiegel hellenistischer, ägyptischer und asiatischer Kultur verdanken wir nicht nur die ersten grossen wissenschaftlichen Errungenschaften des Abendlandes, sondern auch die Überlieferung antiken Wissens. Hier entdeckten die späteren Araber die griechischen Papyrusrollen mit Anleitungen zur Herstellung von Gold. Sie setzten die Suche der alten Ägypter nach dem glänzenden Metall fort und gaben der Wissenschaft einen Namen: «al kymia», das Land der alten Ägypter.

Auch im mittelalterlichen Europa zog der Stein der Weisen, jenes Symbol der Vollendung, dem die Kraft innewohnt, unedle Materie in reines Gold zu verwandeln, viele grosse und kleine Geister in seinen Bann. Mit ihrem rationalen Denken und Beobachten

haben sie die Grundlagen für die heutige Chemie gelegt. Obwohl ihr Bemühen letztlich fruchtlos blieb, verdanken wir ihnen doch die inzwischen bestätigte Hypothese, dass die Materie aus einigen wenigen Grundbausteinen aufgebaut ist und somit wandelbar ist.

Tatsächlich:

Gold entsteht aus anderen Elementen, doch die dazu erforderlichen Energien standen den Alchemisten auch nicht annähernd zur Verfügung. Die Erkenntnisse der Kernphysik des 20. Jahrhunderts haben zwar Einblicke in die Welt des Mikrokosmos vermittelt, aber auch gezeigt, dass wir die Umwandlung unedler Elemente in das vollkommene Gold weiterhin den Sternen überlassen müssen...

^{*)} Referat vom 6. April 2004 für die Mitglieder des Vereins Pro ISSI

Die Systematik der Elemente

Den Übergang von mittelalterlicher Alchemie zur nachvollziehbaren Wissenschaft vollzog der gelernte Apotheker Johann Wolfgang

Döbereiner (1780–1849). Zwar besass er kein akademisches Diplom; seine Genialität überzeugte aber Johann Wolfgang von Goethe so sehr, dass er ihm eine ausserordentliche Professur für Chemie, Pharmazie und Technologie an der Universität Jena vermittelte. Döbereiner ist der Vordenker des Periodensystems der Elemente, das der russische Chemiker Dmitri Mendeleev (1834–1907) später vollständig ausformulierte.

Das Periodensystem

Das Periodensystem ist eine systematische Anordnung aller chemischen Elemente nach Massgabe ihrer chemischen Eigenschaften. Es ermöglicht nicht nur die Aufzählung und Systematisierung aller bekannter Elemente; vielmehr konnten auch damals noch nicht entdeckte Elemente vorausgesagt werden.

Gruppe	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13	14	15	16	17	18	
Periode																			
1	1 H																	2 He	
2	3 Li	4 Be											5 B	6 C	7 N	8 O	9 F	10 Ne	
3	11 Na	12 Mg											13 Al	14 Si	15 P	16 S	17 Cl	18 Ar	
4	19 K	20 Ca	21 Sc	22 Ti	23 V	24 Cr	25 Mn	26 Fe	27 Co	28 Ni	29 Cu	30 Zn	31 Ga	32 Ge	33 As	34 Se	35 Br	36 Kr	
5	37 Rb	38 Sr	39 Y	40 Zr	41 Nb	42 Mo	43 Tc	44 Ru	45 Rh	46 Pd	47 Ag	48 Cd	49 In	50 Sn	51 Sb	52 Te	53 I	54 Xe	
6	55 Cs	56 Ba	*	71 Lu	72 Hf	73 Ta	74 W	75 Re	76 Os	77 Ir	78 Pt	79 Au	80 Hg	81 Tl	82 Pb	83 Bi	84 Po	85 At	86 Rn
7	87 Fr	88 Ra	**	103 Lr	104 Rf	105 Db	106 Sg	107 Bh	108 Hs	109 Mt	110 Ds	111 Uuu	112 Uub	113 UUt	114 Uuq	115 Uup	116 Uuh	117 Uus	118 Uuo
* Lanthanoide			*	57 La	58 Ce	59 Pr	60 Nd	61 Pm	62 Sm	63 Eu	64 Gd	65 Tb	66 Dy	67 Ho	68 Er	69 Tm	70 Yb		
** Actinoide			**	89 Ac	90 Th	91 Pa	92 U	93 Np	94 Pu	95 Am	96 Cm	97 Bk	98 Cf	99 Es	100 Fm	101 Md	102 No		

Die Figur 2 stellt das Periodensystem der chemischen Elemente nach Dmitri Mendeleev dar. Die Elemente sind in der Reihenfolge zunehmenden Atomgewichts, links oben beginnend, zeilenweise aufgetragen. Die Zahlen oberhalb des Elementsymbols bezeichnen die Anzahl Protonen im Kern. Der Name des Periodischen Systems leitet sich ab von der auffallenden Periodizität, mit welcher die chemischen Eigenschaften der Elemente wiederkehren. Diese Periodizität basiert darauf, dass die Elektronen den Kern in Schalen umkreisen, und dass im Wesentlichen nur die Elektronen der äussersten Schale, die Valenzelektronen, für das Eingehen von Verbindungen verfügbar sind. Das Periodensystem ordnet die Elemente entsprechend dem Auffüllungsgrad der äussersten Schale an. So finden sich in der linken äusseren, blau markierten Spalte die Alkalimetalle mit einem einzigen Valenzelektron, welche Basen bilden, sowie rechts davon, rot markiert, die Erdalkalimetalle. In der hell-orangen Kolonne rechts aussen befinden sich die Edelgase. Da ihre äussere Elektronenschale voll ist und somit für chemische Verbindungen nicht zur Verfügung steht, sind sie alle reaktionsträge. Links davon befindet sich die Kolonne der säurebildenden Elemente von Fluor bis Jod. Gelb markierte Felder enthalten Nichtmetalle (elektrische Isolatoren), hellblaue Felder Metalle (elektrisch leitende Elemente) und hellrote Felder Halbmetalle (Halbleiter: Silizium, Germanium, etc.), welche als reine Elemente zwar nichtleitend sind, durch Verunreinigungen aber leitend werden.



Das Bild 3 zeigt Dmitri Mendeleev, den Entdecker des Periodensystems. Zu seinen Ehren ist das Element 101 Mendeleevium benannt.

Das Atom

Wenn auch das periodische System schon ein immenser Schritt zum Verständnis der Materie war, so blieb es doch zunächst eine heuristische Darstellung, die sich einer theoretischen Begründung entzog. Erst die bahnbrechenden Erkenntnisse von Ernest Rutherford (1871–1937) ermöglichten die heutigen Vorstellungen über den inneren Aufbau der Materie. Auf Grund seines berühmten Streuexperimentes von Alphateilchen (d.h. Heliumkernen) an Gold(!)folien postulierte er Atomkerne von 10^{-14} m Durchmesser, um die im Abstand von 10^{-10} m Elektronen kreisen. Materie besteht also aus Leere: einen Tennisball als Atomkern würden die Elektronen auf Bahnen von 800 m Radius im sonst leeren Raum umkreisen! Der Atomkern seinerseits ist aus Protonen und Neutronen aufgebaut.

Die Masse der Elementarteilchen

Die drei Bestandteile eines Atoms haben folgende Massen:

	Proton	Neutron	Elektron
Masse (kg)	$1,67252 \times 10^{-27}$	$1,67482 \times 10^{-27}$	$9,10908 \times 10^{-31}$
Atomgewicht μ	1,0072763	1,0086654	$5,48597 \times 10^{-4}$

Für den täglichen Gebrauch sind diese Zahlen unhandlich. Man hat daher 1962 den Massenstandard $1/12$ des gewöhnlichen Kohlenstoffs (genauer des Kohlenstoffisotops ^{12}C einschliesslich seiner Elektronenhülle) mit einem Wert von $1,6605402 \times 10^{-27}$ kg eingeführt. Dieser Massenstandard erhält im Deutschen die Bezeichnung μ , im Englischen den Begriff atomic mass unit, kurz amu.

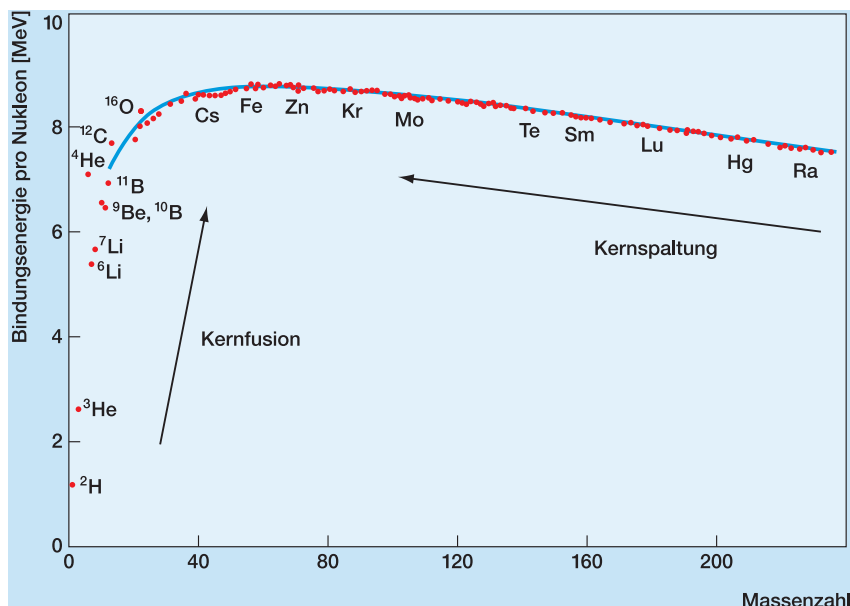
Demnach bestimmen die Protonen und Neutronen im Kern die Masse eines Atoms, wogegen die Masse der Elektronen vernachlässigbar ist.

Der Massendefekt

Wenn wir nun in Gedanken mittels einer Anzahl von Protonen und Neutronen einen Kern konstruieren, so zeigt sich, dass dessen Masse etwas geringer ist als die Summe der Massen seiner Bestandteile. Dieser Verlust, der

Massendefekt, entspricht gemäss der Einstein'schen Äquivalenz von Energie und Masse der Bindungsenergie, mit welcher die Nukleonen (d.h. Protonen und Neutronen) im Atomkern gebunden sind. Bei der Zusammenführung eines Protons und eines Neutrons wird diese Bindungsenergie in Form eines γ -Quants frei. Umgekehrt muss die einem γ -Quantum entsprechende Energie zugeführt werden, um die beiden Nukleonen wieder voneinander zu trennen.

Wenn wir nun weitere Elementarteilchen in den Kern einbauen, stellen wir fest, dass die Bindungsenergie pro Elementarteilchen zunimmt bis zum Eisen und anschliessend wieder kleiner wird. Diesen Zusammenhang beschreibt die Massenformel des Deutschen Physikers Carl Friedrich von Weizsäcker (geboren 1912).



Die Figur 4 zeigt den Verlauf der Bindungsenergie pro Nukleon (Protonen und Neutronen) der verschiedenen stabilen Atomkerne in Abhängigkeit von der Massenzahl, d.h. der Anzahl Nukleonen im Kern (Weizsäcker'sche Masseformel). Die Bindungsenergie pro Nukleon hat ein Maximum beim Eisen, während sie in Richtung zu leichteren und schwereren Elementen abfällt.

Ein einziges Gramm Eisen enthält die unvorstellbar hohe Bindungsenergie von 846 Giga-Joule, was etwa dem Heizwert von 20 Tonnen Heizöl entspricht. Die Energiegewinnung aus nuklearen Prozessen ist demnach um viele Größenordnungen ergiebiger als in Verbrennungsprozessen. Aus der Weizsäcker'schen Masseformel lässt sich ableiten, dass Energie entweder aus der Fusion leichter Atomkerne zu gewinnen ist oder aber durch Fission, bei welcher schwere Atomkerne in leichtere Elemente gespalten werden. Die in Sternen stattfindenden Kernfusionsprozesse liefern die Energie, um die schwereren Elemente als Eisen zu erzeugen.

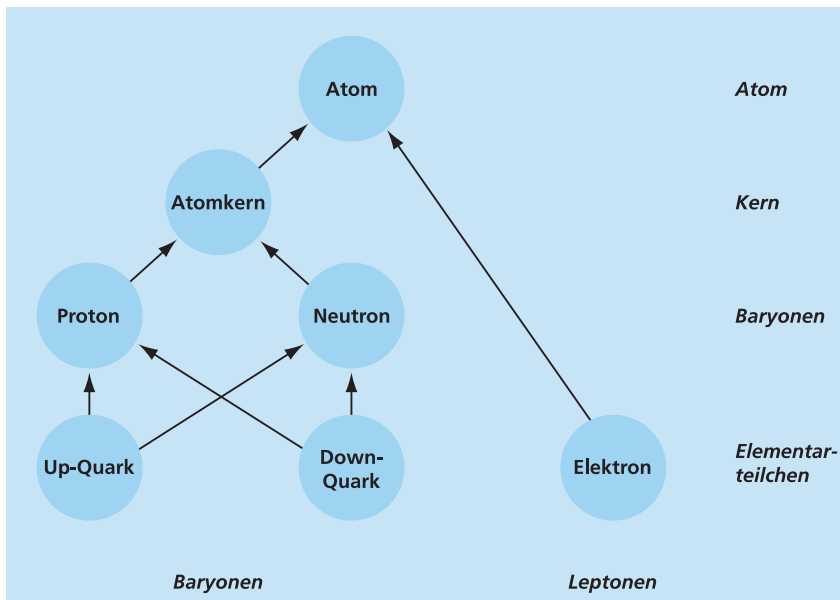
Die Ladung der Elementarteilchen

Neben der Masse ist die elektrische Ladung eine zweite wesentliche Eigenschaft der subatomaren Teilchen. Auf jede elektrische Ladung wird in einem elektrischen Feld (das z.B. von einer anderen Ladung herrühren kann) eine Kraft ausgeübt, analog der Kraft auf eine Masse im Gravitationsfeld. Die Einheit der Ladung heisst Coulomb (C),

benannt nach dem französischen Physiker Charles Augustin de Coulomb (1736–1806). Die drei Elementarteilchen besitzen die aus der untenstehenden Tabelle ersichtlichen elektrischen Ladungen.

Das Proton ist demnach positiv, das Elektron negativ geladen, und das Neutron ist ungeladen (neutral). Auch hier erweisen sich die sehr kleinen Werte als unpraktisch, zudem sind sie betragsmässig genau gleich. In Analogie zum Massenstandard hat man daher die Elementarladung $e = 1.602 \times 10^{-19} \text{ C}$ definiert, womit die übersichtliche Situation gemäss der zweiten Zeile der untenstehenden Tabelle entsteht. Die Ursache dieser Symmetrie liegt im Bau der Teilchen begründet, denn auch die Neutronen und Protonen sind nicht elementar, sondern bestehen aus zwei Arten von Quarks, den Up-Quarks und den Down-Quarks, siehe **Figur 5**. Das Proton besteht aus zwei Up- und einem Down-Quark, beim Neutron ist es genau umgekehrt. Die Quarks tragen eine elektrische Ladung, wobei die Ladung des Up-Quarks positiv ist und zwei Drittel einer Elementarladung entspricht, während die Ladung des Down-Quarks einem Drittel der negativen Elementarladung entspricht.

	Proton	Neutron	Elektron
Elektrische Ladung (C)	$+1,602 \times 10^{-19}$	0	$-1,602 \times 10^{-19}$
Elektrische Ladung (e)	+ 1	0	-1



Die Figur 5 zeigt stark vereinfacht den hierarchischen Aufbau der klassischen (baryonischen) Materie.

Die Isotope

Das chemische Verhalten eines Atoms wird durch die Zahl der Elektronen bestimmt. Beim neutralen Atom entspricht sie auch gerade der Zahl der Protonen im Atomkern. Über die Zahl der Neutronen im Kern ist damit aber noch nichts ausgesagt. Im einfachsten Fall enthält ein Atomkern gar kein Neutron, sondern nur ein einziges Proton, wie dies beim häufigsten Atom, dem Wasserstoff zutrifft. Es gibt aber auch Wasserstoffkerne, die ein Neutron enthalten. Dieser Wasserstoff wird als Deuterium bezeichnet, eines der beiden stabilen Isotope des Wasserstoffs. Das Tritium, ein zweites Isotop des Wasserstoffs, besitzt zwei Neutronen im Kern. Alle diese

Atome sind chemisch nicht unterscheidbar, da sie sich in Verbindungen genau gleich verhalten. Physikalisch sind sie aber mit Hilfe von Massenspektrometern zu unterscheiden auf Grund ihrer unterschiedlichen Massen. Der Begriff Isotop stammt aus dem Griechischen und bezeichnet den «gleichen Ort» im Periodensystem: auf Grund ihrer gleichen Protonenzahl sind alle genannten Isotope des Wasserstoffs an der gleichen Stelle im Periodensystem zu finden.

Um ein Isotop zu beschreiben, verwendet man die Abkürzung: ${}^A\text{X}$, wobei A Gesamtzahl von Protonen und Neutronen und X das chemische Zeichen des fraglichen Elements ist. Das Reinelement Wasserstoff hat daher

das Zeichen ${}^1\text{H}$, da es nur ein Nukleon (Proton) im Kern besitzt. Dagegen kennzeichnet ${}^2\text{H}$ das Deuterium, den «schweren Wasserstoff» mit je einem Proton und einem Neutron im Kern und ${}^3\text{H}$ das (instabile) Tritium mit einem Proton und zwei Neutronen. Da es von jedem der 112 Elemente zahlreiche Isotope gibt, existieren insgesamt über 1000 Nuklide. Davon sind 287 stabil, alle anderen zerfallen spontan, d. h. sie sind radioaktiv. Man nennt sie deshalb Radionuklide. Die Zeitperiode, innerhalb derer die Hälfte der vorhandenen Radionuklide eines Isotops zerfallen, wird Halbwertszeit genannt. Die Halbwertszeiten können zwischen Bruchteilen von Sekunden bis Milliarden von Jahren liegen. Die radioaktiven Isotope spielen daher zur Altersbestimmung in den verschiedensten Zweigen der Naturwissenschaften eine bedeutende Rolle, siehe zum Beispiel Spatium Nr. 8: Sun and Climate.

Die Nuklidkarte

Währenddem das Periodensystem die Atome nach ihrer Protonenzahl ordnet und damit alle Isotope eines Elements zusammenfasst, stellt die Nuklidkarte eine feinere Gliederung der einzelnen Elemente dar, wo auch die Isotope einzeln aufgeführt sind, siehe Figuren 6 bis 8.



Die Figur 6 zeigt den linken unteren Ausschnitt der Nuklidkarte. Jeder Zeile nach oben entspricht ein zusätzliches Proton im Kern. Jeder Spalte nach rechts entspricht ein zusätzliches Neutron im Kern. Die Nuklidkarte beginnt unten links mit dem Neutron. Auf der Zeile P=1 folgt in der Kolonne N=0 das Wasserstoffatom. Rechts davon finden sich seine Isotope Deuterium und Tritium. Die ersten beiden Isotope Wasserstoff und Deuterium sind stabil: ihre Felder sind schwarz markiert. Tritium hingegen ist instabil, es ist daher wie alle anderen instabilen Elemente farbig markiert, wobei die Farbe Hinweis auf den Zerfallsprozess (siehe weiter unten) gibt. Auf der nächsten Zeile finden sich alle Isotope mit zwei Protonen im Kern, also die Isotope des Heliums.

Zerfallsprozesse

Die instabilen Isotope zerfallen je nach ihrer Lage auf der Nuklidkarte mit verschiedenen Zerfallsprozessen. Beim β^- -Zerfall verlässt ein schnelles Elektron den Kern. Dieses Elektron war vorher nicht im Kern vorhanden, vielmehr wird es beim Zerfall erzeugt, indem sich ein Neutron des Kerns in ein Proton umwandelt. Zusammen mit dem Elektron verlässt zudem ein Anti-Neutrino den Kern. Beim β^- -Zerfall entsteht daher ein neues Element, das sich in der Nuklidkarte eine Zeile höher (d. h. ein Proton mehr) und eine Spalte

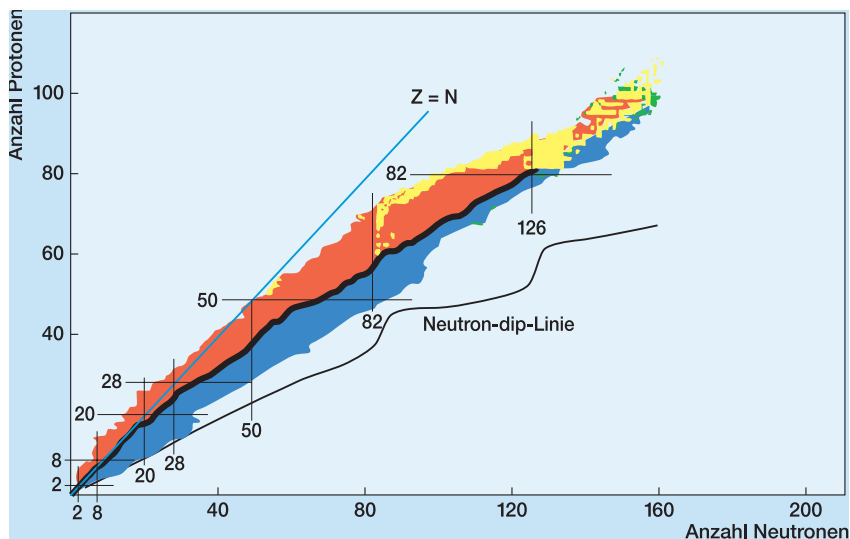
weiter links (d. h. ein Neutron weniger) befindet. Nach diesem Prozess zerfallen alle in den Nuklidkarten blau markierten Isotope.

Beim β^+ -Zerfall dagegen zerfällt im Kern ein Proton in ein Neutron. Dabei wird ein Positron, das Antiteilchen des Elektrons, und ein Neutrino erzeugt. Das entstandene Positron hat die gleichen Eigenschaften wie ein Elektron der β^- -Strahlung, aber eine positive Ladung. Daher wird dieser Prozess als β^+ -Zerfall genannt. Es entsteht ein neues Element, das sich in der Nuklidkarte eine Zeile tiefer und eine Spalte weiter rechts befindet. Nach die-

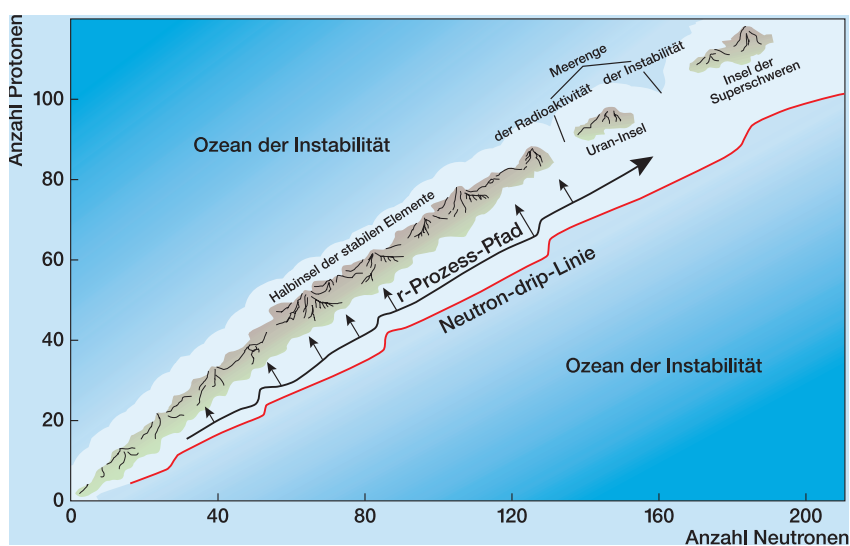
sem Zerfallsprozess zerfallen alle in den Nuklidkarten rot markierten Isotope.

Ein weiterer Zerfallsprozess ist der α -Zerfall, wobei ein Heliumkern bestehend aus je zwei Neutronen und Protonen den Kern verlässt. Dabei verliert der Atomkern vier Einheiten Masse und zwei Einheiten Ladung. Beim α -Zerfall entsteht ein neues Element, das sich in der Nuklidkarte zwei Zeilen tiefer und zwei Spalten weiter links befindet. Nach diesem Zerfallsprozess zerfallen alle schweren in der Nuklidkarte gelb markierten Isotope, siehe Figur 7.

Damit sind nun die Grundlagen für das Verständnis der Nukleosynthese geschaffen, der Lehre von der Entstehung der Elemente.



Die Figur 7 gibt einen Überblick über die gesamte Nuklidkarte. Deutlich ist die Abflachung der Orte der stabilen (schwarzen) Elemente zu erkennen: Bei niedrigen Protonenzahlen liegen sie dort, wo sich die Anzahl von Protonen und Neutronen etwa die Waage halten ($Z=N$). Dagegen sind bei Elementen mit grossen Protonenzahlen wesentlich mehr Neutronen erforderlich, um stabile Kerne zu bilden. Die Isotope der blauen Felder zerfallen mit dem β^- -Zerfall, die roten mit dem β^+ -Zerfall, wogegen die gelb markierten Elemente dem α -Zerfall unterliegen.



Die Figur 8 zeigt eine etwas anschaulichere Deutung der Nuklidkarte. In der Halbinsel der stabilen Elemente sind die Bindungsenergien der einzelnen Elemente gemäss der Weizsäcker'schen Masseformel nach oben (als Höhe der Gebirge) aufgetragen. Die höchste Erhebung befindet sich demnach beim Eisen mit seiner grössten Bindungsenergie pro Nukleon. Die als Neutron-drip bezeichnete Linie stellt das Ufer zum Ozean der Instabilität dar. In diesem Ozean sind alle nicht existierenden Isotope versammelt, deren Bindungsenergie negativ ist und deren Erhebung daher unter dem Meeresspiegel verschwindet. Das Ufer ist definiert durch die Kombinationen der Protonen- und Neutronenzahlen, welche für die Bindungsenergie in der Masseformel den Wert Null ergeben (Meereshöhe). Am oberen Ende der

Halbinsel folgt die Meerenge der Radioaktivität, ein Bereich, wo es überhaupt keine stabilen Elemente gibt. Im Bereich noch grösserer Protonenzahlen liegt die Uran-Insel. Dann folgt die Meerenge der Instabilität und die hypothetische Insel der superschweren Elemente, deren Existenz bisher aber noch nicht nachgewiesen werden konnte. (Auf den r-Prozess-Pfad wird später noch eingegangen).

Die Figur 9 auf der nächsten Seite zeigt den Nebel NGC 2346. Er besteht aus Gas und Staub und ist wesentlich grösser als unser Sonnensystem. Im Zentrum befinden sich zwei Sterne, die sich innerhalb von nur 16 Tagen umkreisen. Der grössere Stern ist ein Roter Riese, in welchem je zwei ^4He -Kerne zum instabilen ^8Be verschmelzen, das trotz seiner kurzen Halbwertszeit von 10^{-16} Sekunden sich gelegentlich mit einem weiteren ^4He Kern zu ^{12}C verbindet. Unsere Sonne wird in einigen Milliarden Jahren ebenfalls zu einem roten Riesen werden und dabei die inneren Planeten, einschliesslich der Erde, in sich aufnehmen. Quelle: Massimo Stiavelli (STScI), Inge Heyer (STScI) et al., and the Hubble Heritage Team (AURA/STScI/ NASA).





Die Entstehung der Elemente

Der Urknall*

Zu Beginn des 20. Jahrhunderts stellte der amerikanische Astronom Edwin Hubble (1889–1953) fest, dass sich die fernen Nebel von uns wegbewegen und zwar umso schneller je weiter sie bereits von uns weg sind. Die Grundlage für die spätere Urknalltheorie war gefunden, denn wenn sich diese Galaxien jetzt von uns entfernen, müssen sie zu einem früheren Zeitpunkt nahe beisammen gewesen sein. Aus dem Verhältnis ihrer Geschwindigkeit und ihrer Entfernung lässt sich der Zeitpunkt des Anfangs des Universums ermitteln. Die heute gültige Schätzung für sein Alter ist 14 ± 2 Milliarden Jahre.

Die Hypothese von Edwin Hubble widersprach zu ihrer Zeit allen gängigen Vorstellungen von einem stabilen Universum. Selbst Albert Einstein (1879–1955) sah sich gezwungen, in seinem kosmologischen Modell eine Korrekturgrosse einzuführen, obwohl es richtigerweise die Möglichkeit der Expansion voraussagte. Erst nachdem er von den Erkenntnissen

von Edwin Hubble gehört hatte, wurde ihm dieser Fehler bewusst und er bezeichnete ihn als die grösste Eselei seines Lebens.

Die Theorie des Urknalls postuliert einen Anfang von Raum und Zeit und ein Universum von zunächst unvorstellbar kleinem Volumen und unvorstellbar hoher Temperatur und Dichte, wo die uns bekannten Naturgesetze versagen. Doch schon Bruchteile einer Sekunde später, bei der Zeit von 10^{-42} Sekunden nach dem Urknall, können diese Gesetze das Verhalten des Universums beschreiben. Die nun folgende Geschichte des Universums ist eine Kette a priori völlig unwahrscheinlicher Ereignisse, von denen jedes einzelne in der Lage gewesen wäre, die weitere Entwicklung zu einem vorzeitigen Ende zu bringen. Da wir nun aber einmal da sind, erscheinen a posteriori diese Ereignisse nicht mehr als Zufälle, sondern als Notwendigkeiten, wie das Anthropische Prinzip feststellt.

Der erste Schritt: $H \rightarrow He$

Bereits 1 Millisekunde nach dem Big Bang wäre es zwar für die Existenz von stabilen Heliumkernen schon kühl genug gewesen, weil diese sehr stark gebunden sind. Die Dichte der Materie war aber schon so gering, dass die direkte

(Vierkörper-)Reaktion zweier Protonen und zweier Neutronen zu ${}^4\text{He}$ nicht mehr möglich war. Stattdessen musste das Helium in Ketten von Zweikörper-Reaktionen gebildet werden. Der erste Schritt dazu ist die Verbindung eines Protons und eines Neutrons zu Deuterium, was erst bei Temperaturen unter 30 Milliarden K möglich ist, weil es nur schwach gebunden ist (siehe Figur 4). Das Deuterium seinerseits wird anschliessend sehr schnell zu Helium-4 weiter verbrannt. Weil dieser Kern sehr gut gebunden ist, enden dort die meisten Reaktionen, es entsteht also hauptsächlich ${}^4\text{He}$ und die überzähligen Protonen verbleiben als Wasserstoffkerne. Kurz darauf kommt aber der Fusionsprozess zum Stillstand. Eine Reaktion von ${}^4\text{He}$ mit einem Nukleon würde zu einem Kern mit Massenzahl 5 führen, eine Reaktion von zwei ${}^4\text{He}$ -Kernen zu einem solchen mit Massenzahl 8. Es gibt jedoch keine genügend stabilen Kerne mit diesen Massenzahlen (siehe Figur 11). Zu jenem Zeitpunkt bestand das Universum zu drei Vierteln aus Wasserstoffkernen, zu einem Viertel aus Helium-4-Kernen, und Spuren von Deuterium, Helium-3 und Lithium-7.

Das dunkle Zeitalter

Etwa 350 000 Jahre nach dem Urknall betrug die Temperatur im

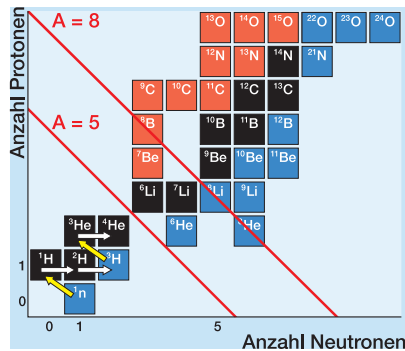
Die Figur 10 auf der vorangehenden Seite zeigt den Katzenaugen-Nebel NGC 6543. Es ist das bisher letzte mit dem Hubble Space Telescope (HST) aufgenommene Bild dieses Nebels, der seit 1994 immer wieder in seiner Entwicklung beobachtet werden konnte. Dabei handelt es sich um einen der komplexesten, je untersuchten Nebel: er enthält derzeit mindestens elf konzentrische Strukturen, die sich wie Blasen in den Raum hinaus entwickeln. Nach heutiger Interpretation folgen sich diese Blasen in Abständen von 1500 Jahren. Jede dieser Schalen enthalten Staub, dessen Masse etwa derjenigen aller Planeten des Sonnensystems entspricht. Quelle: R. Corradi (Isaac Newton Group of Telescopes, Spanien) and Z. Tsvetanov (NASA).

*) Siehe auch Spatium Nr. 1 von J. Geiss, Nr. 3 von G. A. Tammann, und Nr. 7 von K. Pretzl

Universum noch 10 000 K. Die Atomkerne waren nun in der Lage, Elektronen zu binden und somit elektrisch neutrale Atome zu bilden: das Universum wurde für elektromagnetische Strahlung transparent. Durch die Expansion kühlte es sich immer mehr ab und wurde damit auch immer dunkler, das dunkle Zeitalter begann. Der abgekühlte Überrest dieser 10 000 K heißen Strahlung ist heute noch als kosmische Hintergrundstrahlung jenseits der fernsten Galaxien erkennbar.

Die ersten Sterne

Ungefähr 700 Millionen Jahre nach dem Urknall war die Finsternis zu Ende. Winzige Fluktuationen der Hintergrundstrahlung erzeugten kleine lokale Dichteunterschiede in der Verteilung der Materie. Diese führten zu lokal erhöhten Gravitationsfeldern, die ihrerseits die Dichteunterschiede noch weiter verstärkten. In den Zentren erhöhter Dichte sammelte sich immer mehr Materie aus der Umgebung an und im Verlauf von Millionen Jahren hatten sich örtlich Wolken der hundertfachen Masse der heutigen Sonne zusammengeballt. Die Kontraktion der Wolke führte zu hohem Druck und hoher Temperatur in ihrem Innern, wodurch schliesslich erstmals seit dem Big Bang wieder Kernfusionsprozesse in Gang kommen konnten und dadurch Energie freisetzen: Die ersten leuchtenden Sterne waren entstanden. Wie im Urknall verbrannte zuerst Wasserstoff zu Helium, aber im Unterschied zu damals ist in Sternen die Dichte



Die Figur 11 zeigt die möglichen Fusionsreaktionen während der ersten Sekunden des Universums. Zu Beginn gibt es nur einzelne Protonen und Neutronen zu etwa gleichen Teilen. Mit der Zeit beginnen die Protonen zu überwiegen, denn ein Neutron kann zu einem Proton zerfallen und somit einen Wasserstoffkern bilden. Aus dem Wasserstoffkern ${}^1\text{H}$ wird durch Einlagerung eines Neutrons das Deuterium ${}^2\text{H}$. Ein weiteres Neutron führt dann zum Tritium ${}^3\text{H}$, das sich im β -Zerfall zum ${}^3\text{He}$ wandelt. Nach Einlagerung eines Neutrons entsteht ${}^4\text{He}$. Hier endet die Nukleosynthese vorläufig, da infolge der Masselücke bei $A = 5$ die Einlagerung weiterer Neutronen nicht zu stabilen Elementen führen kann.

viel höher, so dass mit weiteren Reaktionen die Masselücken in der Nuklidkarte übersprungen und schwerere Elemente gebildet werden konnten.

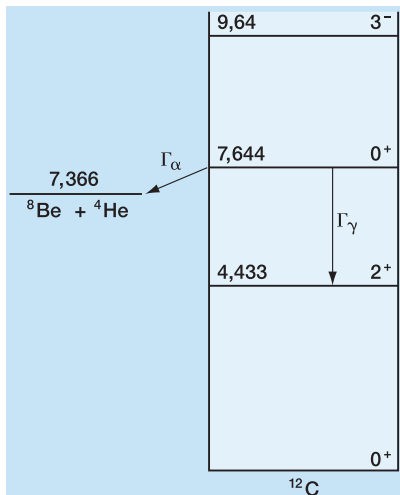
Der zweite Schritt: He \rightarrow C

Diese ersten Sterne erzeugten zunächst durch Wasserstoffbrennen Helium, das bereits vom Urknall her im Universum vorhanden war, sie trugen also noch nichts Neues bei. Die grössten unter ihnen hatten nach etwa 50 Millionen Jahren im Innern ihren Vorrat an Wasserstoff verbrannt und wurden zu Roten Riesen, Sterne gewaltiger Größe, aber geringer

Dichte. In ihrem Zentrum sind die Bedingungen geeignet, dass zwei ${}^4\text{He}$ -Kerne zunächst zum instabilen ${}^8\text{Be}$ verschmelzen und dieses sehr kurzlebige Isotop (Halbwertszeit von 10^{-16} Sekunden) durch Einbau eines dritten ${}^4\text{He}$ -Kerns den stabilen Kohlenstoff ${}^{12}\text{C}$ bilden kann. Dafür ist aber eine wichtige Bedingung erforderlich: Die Resonanz des ${}^{12}\text{C}$ -Kerns mit dem Paar ${}^4\text{He}$ und ${}^8\text{Be}$.

Die Resonanz von ${}^{12}\text{C}$

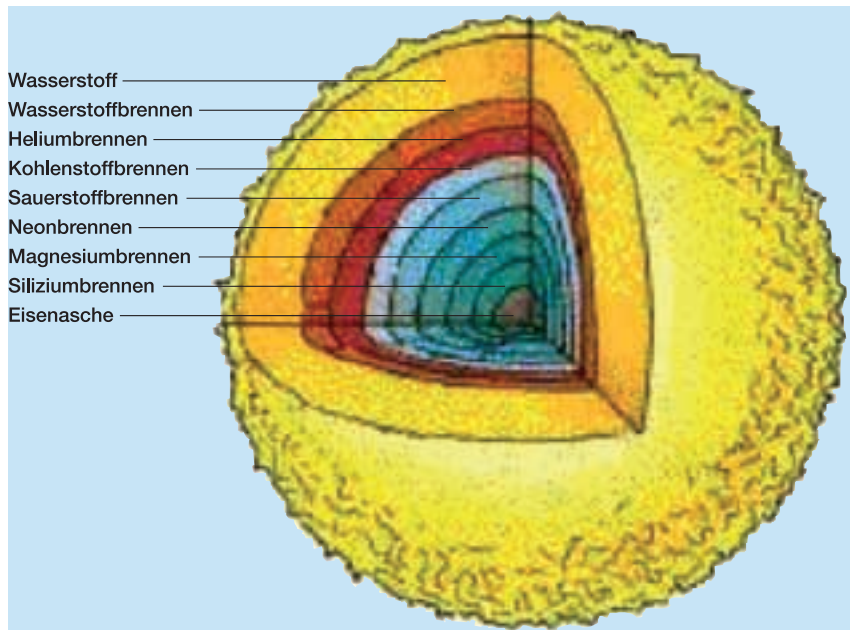
Fred Hoyle (1915–2001) postulierte auf Grund des anthropischen Prinzips den angeregten Zustand von ${}^{12}\text{C}$ lange bevor er experimentell nachgewiesen werden konnte. In einem angeregten Zustand bewegen sich die Nukleonen im Kern mit einer kinetischen Energie, die nur wenige diskrete Werte über dem Grundzustand annehmen kann. Das Paar ${}^8\text{Be}$ und ${}^4\text{He}$ besitzt nun zufälligerweise eine gemeinsame Energie, die ziemlich genau einem der angeregten Zustände des ${}^{12}\text{C}$ -Kerns entspricht (siehe Figur 12). Mit einer Wahrscheinlichkeit von etwa 1:1000 gelingt es diesem Paar aufgrund seiner Resonanz mit dem ${}^{12}\text{C}$ -Kern, ein stabiles Kohlenstoffatom ${}^{12}\text{C}$ zu bilden. Bei den restlichen zerfällt das ${}^8\text{Be}$ wieder in Heliumkerne. Da die weitere Kernsynthese, von ${}^{12}\text{C} + {}^4\text{He}$ zu ${}^{16}\text{O}$ und weiter, nicht resonant verläuft, bleibt genügend Kohlenstoff übrig. Im anderen Falle wäre der für den Aufbau des Lebens so wichtige Kohlenstoff im Universum praktisch nicht vorhanden...



Figur 12 zeigt die Bindungsenergie des Paares ${}^8\text{Be}$ und ${}^4\text{He}$ (links) und die Energiezustände des Kohlenstoffkerns ${}^{12}\text{C}$ (rechts). Die Bindungsenergie von ${}^8\text{Be}$ und ${}^4\text{He}$ zusammen mit ihrer kinetischen Energie kann den angeregten Zustand von ${}^{12}\text{C}$ auf dem Niveau 7.644 MeV erreichen, sodass die resonante Reaktion von ${}^8\text{Be}$ und ${}^4\text{He}$ zu ${}^{12}\text{C}$ möglich wird.

Der dritte Schritt: C → Fe

Viele der ersten Sterne waren wesentlich massiver als die heutige Sonne. In ihrem Innern geht während des Stadiums als Roter Riese der Heliumbrennstoff langsam zur Neige. Der Stern kontrahiert abermals, bis die Temperatur im Zentrum soweit angestiegen ist, dass die nächste Brennstufe zündet, das Kohlenstoffbrennen. (Weniger massive Sterne wie unsere Sonne enden dagegen nach dem Heliumbrennen als Weiße Zwerge, weil die nötige Temperatur für das Kohlenstoffbrennen nicht erreicht werden kann.) So zünden im Zentrum in immer rascherer Folge weitere Brennstufen, während die anderen in Schalen weitergehen – der Stern

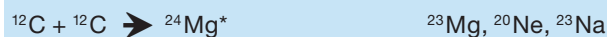


Die Figur 13 zeigt einen schematischen Schnitt durch einen aktiven Riesenstern, mit den verschiedenen Zonen, wo die einzelnen Fusionsprozesse stattfinden. Der Abfall, aus dem keine weitere Energie bezogen werden kann, ist die Eisenasche, die sich auf Grund ihrer hohen Dichte im Zentrum des Sterns anhäuft.

erhält eine Zwiebelschalenstruktur (siehe Figur 13). Auf diese Weise werden alle weiteren Elemente bis hin zum Eisen erzeugt. Wenn die Kette dieser Fusionsprozesse beim Eisen angelangt ist, gibt es keine Reaktionen mehr, aus denen sich

Energie gewinnen lässt, um den Stern zu stabilisieren. Er kollabiert schliesslich infolge seiner eigenen Gravitation und endet als Supernova vom Typ II. Er enthält bereits alle Elemente von Wasserstoff bis Eisen, eine beachtliche Vielfalt von

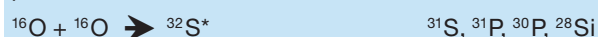
Beim Kohlenstoffbrennen verschmelzen zwei Kohlenstoffkerne zu einem angeregten Magnesiumkern, aus dem verschiedene Tochterprodukte entstehen können



Beim Neonbrennen wird ein Neokern durch ein energiereiches Photon in einen Sauerstoff- und einen Heliumkern gespalten. Letzterer kann mit einem zweiten Neokern zu Magnesium reagieren, also netto



Beim Sauerstoffbrennen verschmelzen zwei Sauerstoffkerne zu einem angeregten Schwefelkern, aus dem wiederum verschiedene Tochterprodukte entstehen können



Schliesslich setzt, ausgehend von der Gruppe um ${}^{28}\text{Si}$, ein Strom von Gleichgewichtsreaktionen ein bis hin zur Gruppe um Fe.

26 verschiedenen Atomen, aber alle schwereren Elemente als Eisen fehlen noch.

Neutronen

Aus der Weizsäckerschen Formel geht hervor, dass die Erzeugung von Elementen, die schwerer sind als Eisen, bedeutende Energiemengen erfordert. Dazu stehen verschiedene kosmische Prozesse zur Verfügung, wobei aber in allen Fällen die Neutronen die Hauptrolle spielen.

Der vierte Schritt: Fe → U

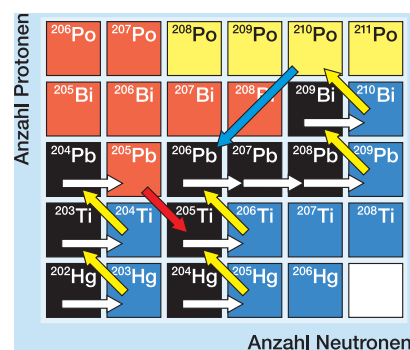
Supernovae sind nicht nur das Ende einer Kette von Prozessen, die zum Eisen führen, sondern auch der Anfang weiterer Reaktionen, welche die Synthese von Atomkernen höherer Ordnungszahlen ermöglichen. In ihren abgestossenen Hüllen entstehen viele Neutronen im explosiven Sauerstoff- und Siliziumbrennen. Da Neutronen keine elektrische Ladung besitzen, können sie ungehindert in die vorhandenen Atomkerne eindringen (wobei diese ein Gammaquantum abgeben). Dabei erhöhen sich die Massezahl und die Neutronenzahl je um den Wert 1. Wenn dabei ein instabiler Kern entsteht, zerfällt dieser, indem ein Neutron durch den β^- -Zerfall in ein Proton umgewandelt und somit ein neues Element gebildet wird. Freie Neutronen kommen nicht nur in Supernovae vor, sondern auch in Roten Riesen während des Heliumbrennens, wo sie in Nebenreaktionen entstehen. Die schweren

Elemente können somit auch dort durch Neutronenaddition gebildet werden, sobald diese etwas Eisen enthalten. Entsprechend der unterschiedlichen Zeitskalen werden zwei Neutroneneinfangprozesse unterschieden:

- Der s-Prozess (slow) addiert einzelne Neutronen in Zeiträumen von einigen 1000 Jahren.
- Der r-Prozess (rapid) addiert eine grosse Zahl von Neutronen innerhalb Bruchteilen von Sekunden.

Der s-Prozess

Beim s-Prozess werden über grosse Zeiträume Neutronen im Kern aufgenommen, so langsam, dass ein entstehender instabiler Kern zerfällt, bevor ein weiteres Neutron addiert wird. Der Prozess

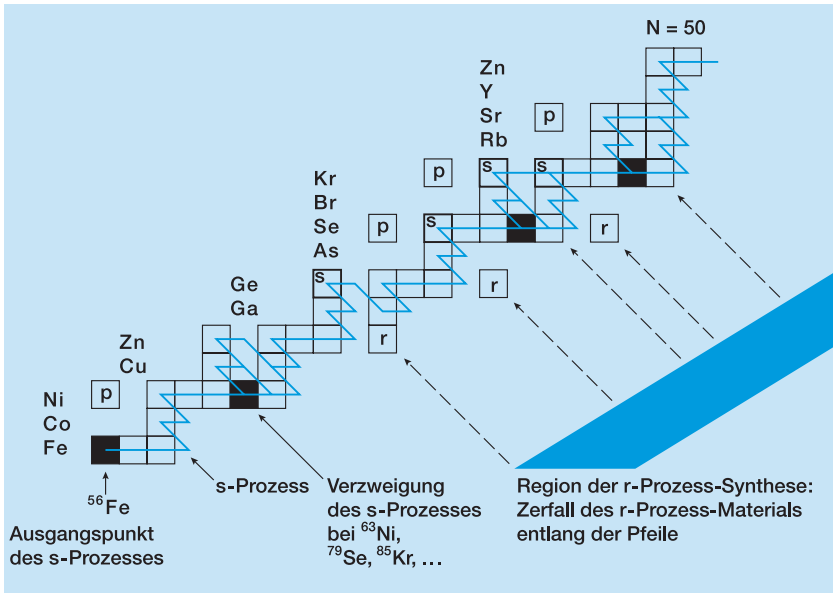


Die Figur 14 zeigt die letzten Schritte des s-Prozesses bei ^{209}Bi . Nach Integration eines weiteren Neutrons im Kern des ^{209}Bi wird dieses zum instabilen ^{210}Bi , welches mit β^- zu ^{210}Po zerfällt. Dieses ist ebenfalls instabil und zerfällt unter Abgabe zweier Neutronen und zweier Protonen (α -Zerfall) zu Blei (^{206}Pb), das nach Aufnahme weiterer Neutronen und β^- -Zerfall wieder zu ^{209}Bi wird. Dieser geschlossene Kreislauf beendet den s-Prozess in Richtung der schwereren Elemente.

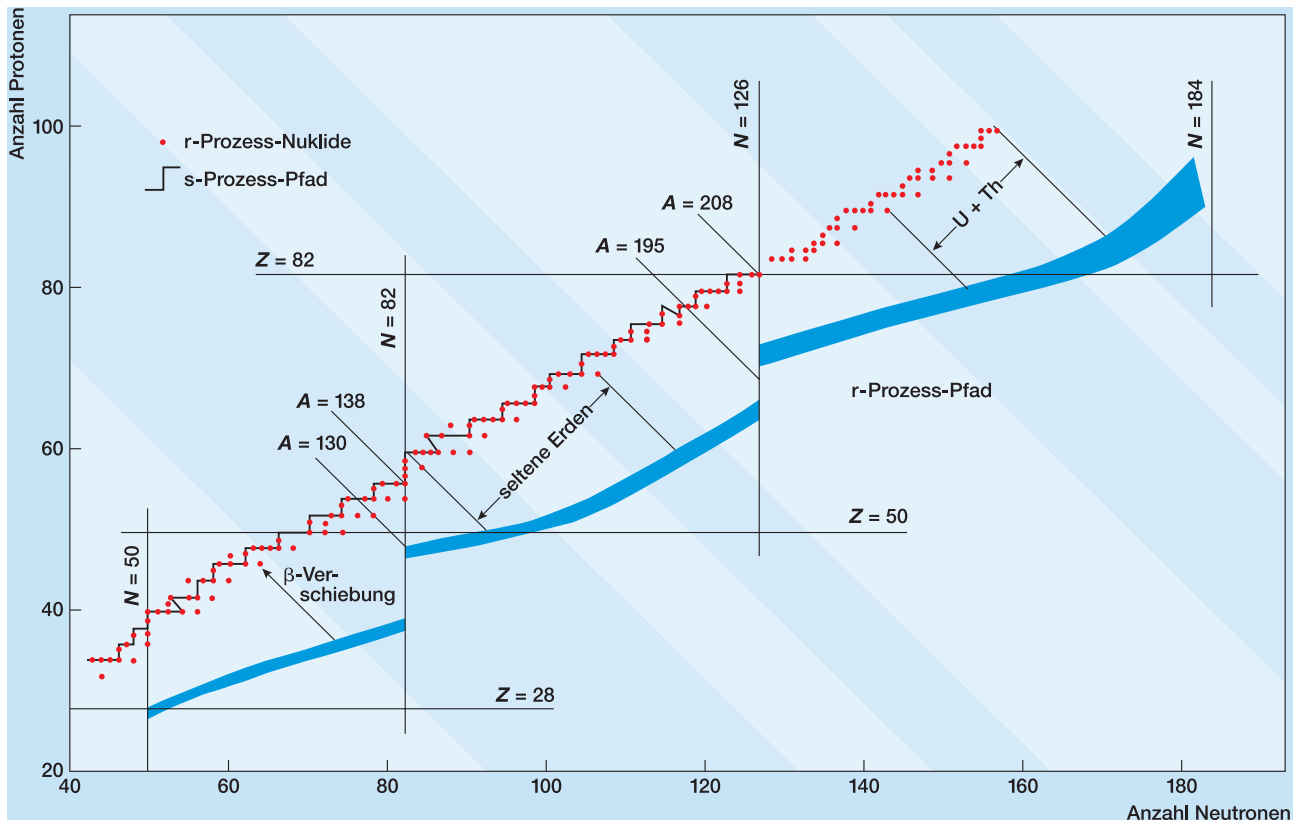
beginnt bei der Eisengruppe: Durch Einbau eines Neutrons z.B. in ^{56}Fe entsteht zunächst das Isotop ^{57}Fe , das nächste Neutron führt auf ^{58}Fe und das dritte zum instabilen Isotop ^{59}Fe . Dieses zerfällt innert 44 Tagen zum stabilen Kobalt (^{59}Co). Von dort führt der Prozess immer weiter entlang der stabilen Elemente in Richtung der schweren Atome. Allerdings können auf diese Weise nicht alle schweren Elemente gebildet werden; vielmehr endet der Prozess beim letzten wirklich stabilen Isotop auf der Nuklidkarte, dem Wismuth ^{209}Bi , (Figur 14). Der s-Prozess konnte erstmals 1952 nachgewiesen werden: das in Roten Riesen beobachtete radioaktive Technetium kann aufgrund seiner Halbwertszeit von wenigen Millionen Jahren erst kurz zuvor in diesem s-Prozess entstanden sein.

Der r-Prozess

Für die Erklärung der Existenz der schwereren Elemente als ^{209}Bi , wie Uran und Thorium, ist eine weitere Reaktion erforderlich, denn der s-Prozess ist viel zu langsam, um die Lücke zwischen Wismuth und Thorium zu überbrücken. Als r-Prozess bezeichnet man die sehr rasche Integration von Neutronen im Kern, schneller als die dabei entstehenden instabilen Isotope zerfallen können, siehe Figur 16. Erst der r-Prozess ermöglicht die Überquerung der Meerenge der Radioaktivität in Figur 8. Er setzt hohe Neutronendichten und hohe Temperaturen voraus, damit in Sekundenbruchteilen sehr viele



Die Figur 15 vergleicht den r- und den s-Prozess. Der s-Prozess verläuft entlang der Reihe der stabilen Elemente in Richtung schwererer Elemente. Wenn ein instabiles Isotop entsteht, zerfällt es im β^- -Zerfall zu einem stabilen Isotop, das seinerseits wieder Ausgangspunkt für einen weiteren Schritt auf dem s-Prozessweg ist. Der s-Prozess besitzt Gabelungen zum Beispiel bei ^{63}Ni , ^{79}Se , ^{85}Kr , weil dort die Zerfallszeit etwa gleich ist wie die Zeit bis zur Addition des nächsten Neutrons. Manche stabile Isotope werden vom s-Prozessweg jedoch nicht erreicht (markiert mit r) und können nur durch den r-Prozess erzeugt werden. Der r-Prozesspfad führt entlang den radioaktiven Isotopen im blauen Bereich, aus denen dann durch β^- -Zerfall die stabilen, neutronenreichen Isotope entstehen.



Die Figur 16 zeigt schematisch den r-Prozesspfad in der Nuklidkarte. Dieser liegt rechts des s-Prozesspfades bei den neutronenreichen, instabilen Isotopen der schweren Elemente im Bereich der blauen Felder. Von dort gelangen sie durch β^- -Zerfall zu den stabilen, neutronenreichen Isotopen.



Figur 17 Vor etwa 8000 Jahren explodierte in unserer Milchstrasse der Stern IC 443. In seinen Hüllen herrschten in der Folge von explosivem Sauerstoff- und Siliziumbrennen hohe Neutronendichten, woraus im r-Prozess schwere Elemente entstanden, die nun in den Weltraum verteilt werden. (Quelle: Jean-Charles Cuillandre [CFHT], Hawaiian Starlight, CFHT)

Neutronenanlagerungen stattfinden können. Diese Bedingungen sind in abgestossenen Hüllen von Supernovae gegeben, wo die Neutronen von explosivem Sauerstoff- und Siliziumbrennen stammen. Nach Abschluss der intensiven Neutronenbestrahlung zerfallen die entstandenen, sehr neutronenreichen Kerne sukzessive durch β^- -Zerfall, bis stabile Kerne erreicht werden. Auf diese Weise entstehen die stabilen, neutronenreichen Isotope von Eisen bis Blei rechts des s-Prozessweges in der **Figur 15** und eben die langlebigen (fast stabilen) Isotope von Uran und Thorium.

Der p-Prozess

Nebst den beiden genannten Prozessen, aber wesentlich seltener, kommt der p-Prozess vor, wobei p für Proton steht. Bei extrem hohen Temperaturen (über einer Milliarde K) können in Supernovae Protonen mit Atomkernen reagieren und somit protonenreiche Isotope der schweren Elemente mit Massenzahlen über 56 (Eisen) erzeugen, siehe die mit p bezeichneten Isotope in der **Figur 15**. Die bereits hohe Anzahl von Protonen dieser Kerne bewirkt jedoch eine starke elektrische Abstossung eines zusätzlichen Protons. Deshalb müssen diese sehr hohe Geschwindigkeiten (hohe Temperaturen) besitzen, um in den Kern eindringen zu können. Die beobachteten geringen Häufigkeiten solcher protonenreichen Isotope bestätigen die Vermutung, dass der p-Prozess sehr selten auftritt.

Die Häufigkeiten im Sonnensystem

Die Häufigkeit der Elemente im Sonnensystem lässt sich unter anderem durch die Analyse des Sonnenwindes ermitteln. Dieser besteht hauptsächlich aus Protonen und Elektronen, aber auch Kerne von Helium und schwereren Elementen kommen vor. Er

widerspiegelt in erster Näherung und mit wenigen Ausnahmen die Zusammensetzung der Sonne, da diese rund 99,9% der Masse im Sonnensystem besitzt. Die heute feststellbaren Häufigkeiten sind ein angenähertes Abbild des damaligen Zustandes im lokalen interstellaren Raum, wo die Sonne vor 4,6 Milliarden Jahren entstand. Vor ihr waren schon Generationen von Sternen zu Supernovae geworden und hatten die Kette der Nukleosynthese durchgearbeitet. Von diesen früheren Sternen sind die schwereren Elemente als Eisen die wichtigsten

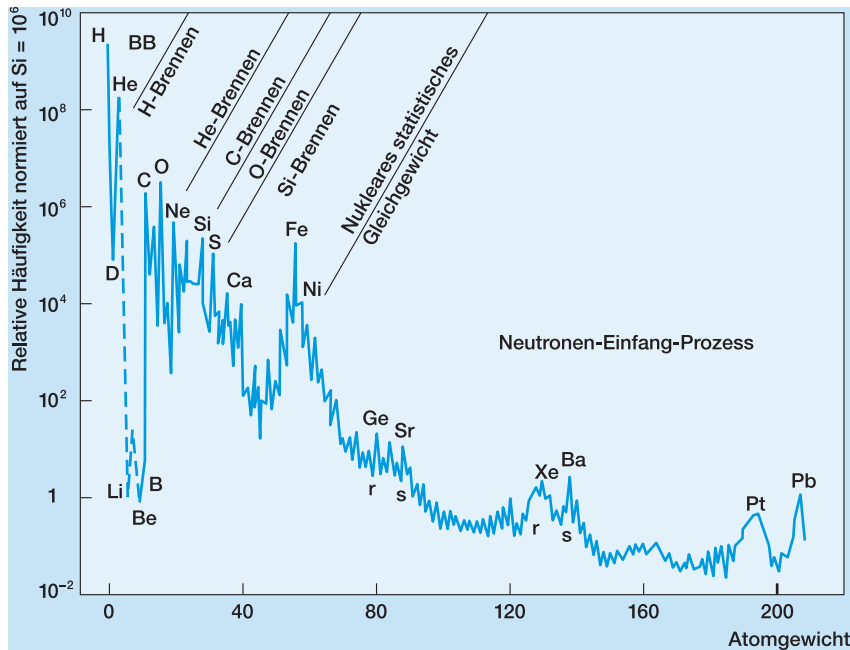
Zeugen. Ihre relative Seltenheit zeigt jedoch, dass der Prozess der Nukleosynthese oder die galaktische chemische Evolution erst am Anfang ist: es stehen noch viele leichte Elemente zur Verfügung, welche die Energie liefern, um in den kommenden Milliarden von Jahren weitere schwere Elemente zu bilden.

In der untenstehenden Tabelle sind die 25 häufigsten Isotope aufgelistet, aus denen unser Sonnensystem und damit wir selber bestehen, sowie die Prozesse, die zu deren Bildung

Rang	A	Element	Anteil	Ursprung									
				Big Bang	H-Brennen	He-Brennen	C-Brennen	O-Brennen	Si-Brennen	Ne-Brennen	s-Prozess	NSE	
1	1	H	7×10^5										
2	4	He	3×10^5										
3	16	O	9592										
4	12	C	3032										
5	20	Ne	1548										
6	56	Fe	1169										
7	14	N	1105										
8	28	Si	653										
9	24	Mg	513										
10	32	S	396										
11	22	Ne	207										
12	26	Mg	79										
13	36	Ar	77										
14	54	Fe	72										
15	25	Mg	69										
16	40	Ca	60										
17	27	Al	58										
18	58	Ni	49										
19	13	C	37										
20	3	He	35										
21	29	Si	34										
22	23	Na	33										
23	57	Fe	28										
24	30	Si	23										
25	2	H	2										

Die Tabelle 1 zeigt die 25 häufigsten Isotope im Sonnensystem und ihre Entstehungsprozesse. Ihre Häufigkeit ist als relativer Massenanteil angegeben. Im nuklearen, statistischen Gleichgewicht (NSE) entstehen die verschiedenen Eisen-Isotope sowie ^{58}Ni .

Ausblick



Die Figur 18 zeigt die Häufigkeit der Elemente im Sonnensystem. Die verschiedenen Kernfusionsprozesse (H-Brennen bis Si-Brennen) produzieren die Elemente bis zum Eisen, einschliesslich den Kohlenstoff. Diese sind relativ häufig. Die schwereren Elemente sind in Supernovae im r-Prozess (Beispiele Ge, Xe, Pt) und in Roten Riesen im s-Prozess (Beispiele Sr, Ba, Pb) entstanden.

geführt haben. Es ist erstaunlich, welche Komplexität vonnöten ist, um diese Materie zu erzeugen, sie umfasst alle hier besprochenen Prozesse. Mit Ausnahme des Wasserstoffs (Rang 1) und des Deuteriums (Rang 25) ist das gesamte Material, aus dem wir bestehen, durch Sterne und Supernovae gekocht worden. Wir sind also im buchstäblichen Sinn Kinder der Sterne.

Woher stammen Kohlenstoff, Eisen und Uran?

Die Frage kann nun beantwortet werden:

■ Der Kohlenstoff stammt aus **Roten Riesen**, wo durch die Verschmelzung von zwei ^4He Atomen zunächst das instabile ^8Be erzeugt wird, das sich mit einem weiteren ^4He -Kern auf Grund der Resonanzreaktion zum ^{12}C -Kern weiterentwickeln kann.

■ Das Eisen entsteht als Endprodukt der Kernfusionsprozesse in **massereichen Sternen** vor ihrer Explosion zu Supernovae.

■ Das Uran schliesslich stammt aus dem r-Prozess in den **Hüllen von Supernovae** (oder auch aus verschmelzenden Neutronensternen).

Die Theorie der Nukleosynthese verbindet die Kernphysik mit ihren kleinsten Dimensionen und die Astrophysik mit ihren grössten Dimensionen des Universums. Wir können heute im Labor Produkte untersuchen, die in den Explosionen von Supernovae vor Milliarden von Jahren irgendwo im Universum entstanden sind. Diese Beobachtungen stützen die These von der Universalität der Naturgesetze, wonach diese unabhängig von Ort und Zeit überall gegolten haben und auch in aller Zukunft weiter gelten werden. Auch wenn die Wissenschaft bereits viele Erkenntnisse über die Entstehung der Elemente gebracht hat, so bleiben doch für künftige Generationen von Naturwissenschaftlern zahllose faszinierende Fragestellungen, die es Wert sind, weiter erforscht zu werden.

SPATIUM

Der Autor



Rudolf von Steiger stammt aus einer alten Stadtberner Familie. Er besuchte das Gymnasium in Bern und schloss mit der Maturität vom Typ B ab. Anschliessend studierte er Physik, Mathematik und Astronomie an der Universität Bern. Seine Diplomarbeit in theoretischer Physik bei Prof. P. Hajicek (1984) befasste sich mit Fragen der Allgemeinen Relativitätstheorie. Seine Doktorarbeit bei Prof. Johannes Geiss widmete er Modellen zur Fraktionierung der Häufigkeiten von Elementen und Isotopen in der solaren Chromosphäre (1988). Anschliessend arbeitete R. von Steiger an der Universität Bern als Forschungsassistent. Ein Stipendium des Nationalfonds ermöglichte ihm 1990 ein Studienjahr an Institut für Physik

und Astronomie der Universität Maryland, College Park (USA). Nach Bern zurückgekehrt war er wieder als Forschungsassistent bei J. Geiss tätig, wo vor allem die Auswertung und die Interpretation der Daten des Solar Wind Ion Composition Spectrometer (SWICS) auf der Weltraumsonde Ulysses im Vordergrund seiner Interessen standen. In dieser Zeit erhielt Rudolf von Steiger auch erste Lehraufträge, insbesondere im Bereich der experimentellen Kosmologie und der Physik. 1995 habilitierte er sich an der philosophisch-naturwissenschaftlichen Fakultät der Universität Bern mit einer Arbeit über die Zusammensetzung des Sonnenwindes.

Als 1995 das International Space Science Institute geschaffen wurde, übernahm Rudolf von Steiger unter der Leitung von J. Geiss die Funktion des Senior Scientists. Neben eigenen wissenschaftlichen Arbeiten gestaltete er aktiv das Wissenschaftsprogramm des ISSI und sorgte für die Herausgabe zahlreicher Bücher, die über den Stand der Forschung in ausgewählten Gebieten der Weltraumforschung berichten, eine Reihe, die inzwischen grosse internationale Beachtung gefunden hat. Ein weiteres Sabbatical führte ihn 1998 als Visiting Research Scientist, ans Institut für atmosphä-

rische, ozeanische und Weltraumwissenschaften an der Universität von Michigan in Ann Arbor. Seit 1999 ist er Direktor am International Space Science Institute (ISSI) in Bern und Extraordinarius an der Universität Bern. Verschiedene Lehraufträge führten ihn unter anderem zurück an das Gymnasium Kirchenfeld, wo er selber die Maturität erlangt hatte und an die Universität Freiburg, wo er als Gastprofessor über den Aufbau der Materie berichtete.

Die stark im Humanismus verankerte Ausbildung öffnete Rudolf von Steiger den Blick nicht nur für die Naturwissenschaften, sondern auch für Sprachen, von denen er neben seiner Muttersprache Deutsch auch Latein, Englisch, Französisch, Italienisch und Japanisch beherrscht. Ein weiteres Interessensgebiet von Rudolf von Steiger ist die Musik. Er setzt die mit technischen Empfängern aufgenommenen Signale der Sonne oder die Sequenzen des menschlichen Genoms als elektronische Klänge um und interpretiert sie gemeinsam mit Musikern. Rudolf von Steiger ist verheiratet und lebt heute in Bugdorf (BE).