

ASTROPHYSIK

In Sternen geboren

Der Reichtum an chemischen Elementen geht auf Jahrmilliarden der Nukleosynthese zurück.

Andreas Koch

Die Fragen, woher wir kommen und woraus wir bestehen, haben die Menschheit seit Urzeiten beschäftigt. Da wir über die Elemente und ihre Bausteine schon recht viel wissen, sollte die Frage nun eher lauten: Woher kommt, woraus wir bestehen? Der menschliche Körper besteht zu 56 Prozent aus Sauerstoff und zu 28 Prozent aus Kohlenstoff – doch welche kosmischen Prozesse produzierten diese Elemente? Und das Silizium, welches letztlich das Schreiben dieses Artikels auf einem Computer ermöglicht?

Den Ursprung der chemischen Elemente zu ergründen ist ein modernes Forschungsgebiet. Ausgefeilte Theorien, leistungsfähige Teleskope und komplexe Supercomputersimulationen zeichnen die gesamte Geschichte des Universums nach, seiner Bausteine – etwa die Sterne – und deren Wechselwirkungen, seit den Anfängen vor 13,7 Milliarden Jahren bis heute. Doch nicht nur das „woher?“, sondern auch das „wie viel?“ ist von zentraler Bedeutung. Denn nur wenn wir die dahinter liegende Physik verstehen, können all diese Untersuchungen nicht nur qualitativ, sondern auch quantitativ den heutigen Kosmos mit all seinem Reichtum an exotischen Stoffen wiedergeben.

Die leichten chemischen Elemente entstanden unter extremen Bedingungen bereits innerhalb der ersten halben Stunde nach dem Urknall. In seiner ursprünglichsten Form bestand das Universum zu drei Vierteln aus Wasserstoff (^1H und ^2D) und einem Viertel aus Helium (hauptsächlich ^4He und geringe Anteile an ^3He). „Schwere“ Elemente wie Lithium und Beryllium existierten nur in vernachlässigbarem Maße. Dennoch ist unser heutiger Kosmos von massereichen Kernen durchzogen. Die Astronomen fassen alle Elemente schwerer als Helium salopp als „Metalle“ zusammen, ob es nun Kohlenstoff, Sauerstoff oder Eisen ist. Die heutigen Anteile an Wasserstoff, Helium und Metallen in der Umgebung der Sonne betragen 73,8, 24,9 und 1,3 Prozent (Infokasten).

Doch wie gelangte das Universum vom Urzustand zu seinen heutigen Elementverteilungen? Die Antwort steht im wahrsten Sinne in den Sternen: Während ihrer Entwicklung finden in ihrem Inneren Kernfusionsreaktionen statt. Diese Nukleosynthese wandelt die Isotope des Periodensystems kontinuierlich ineinander um, bis sie einen stabilen Endzustand erreichen. Bereits 1952 zeigte der Nachweis radioaktiven



ESA/J.Fritzs, U.Gent/W. Pietsch, MPE

Die Überlagerung von Satellitenaufnahmen der etwa 140 000 Lichtjahre großen Andromeda-Galaxie machen verschiedene Stadien des kosmischen Materiekreislaufs sichtbar: Submillimeterwellen

(orange) zeigen Staub- und Gaswolken, die sich gerade zu neuen Sonnen zusammenziehen, Röntgenstrahlung (blau) lässt Explosionswolken von Supernovae erkennen.

Technetiums im Spektrum eines Sterns, dass dieses Isotop darin ständig neu entstehen muss, denn seine Halbwertszeit ist mit 4,6 Millionen Jahren viel kürzer als die Lebensdauer dieser fernen Sonne [2]. Einen theoretischen Meilenstein lieferten 1957 zwei Arbeiten, die erstmals Theorien der Kernphysik durch detaillierte Rechnungen auf die Astrophysik anwendeten und so die Grundlage legten, die Chemie im Inneren der Sterne zu verstehen [3, 4].

KOMPAKT

- Direkt nach dem Urknall gab es im Universum nur die Elemente Wasserstoff und Helium sowie Spuren von Lithium und Beryllium.
- Die ersten Sterne verfügten über eine hohe Masse und synthetisierten in ihrem Inneren schwerere Elemente.
- Massereiche Sterne „brennen“ Metalle bis hin zu Eisen, während ihrer Supernova-Explosionen sogar noch schwerere Isotope.
- Diese Elemente verteilen sich nach der Detonation in einem Umkreis von mehr als hundert Lichtjahren. Entsteht dort eine weitere Generation von Sternen, enthält diese „von Geburt an“ die entsprechende Menge an Metallen.

Dr. Andreas Koch,
University of
Leicester,
University Road,
Leicester, LE1 7RH
Großbritannien

1) Eine Sonnenmasse
 $M_{\odot} = 2 \times 10^{30}$ kg

2) vgl. N. Scharrel und
 M. Ehle, Physik Journal
 Oktober 2010, S. 29

Der Kreislauf der Materie

Die allererste Generation an Sternen bildete sich, sobald das Universum abgekühlt war und die Molekülwolken aus Wasserstoff und Helium kollabierten. Wahrscheinlich enthielten diese Sterne mehrere hundert Sonnenmassen an Gas, wesentlich mehr, als die heutigen Riesen, und waren sehr kurzlebig, da Schwerkichte generell ihren Treibstoff schneller aufbrauchen. Solche Sterne sind bis heute noch nicht direkt beobachtet worden, sondern nur sehr spärlich und indirekt nachgewiesen [5].

Auch heute entstehen die chemischen Elemente im Sterninneren, nicht zuletzt während der gewaltigen Explosion am Lebensende eines massereichen Sterns: einer Supernova. Diese verteilen die neu gebildeten Elemente in der näheren galaktischen Nachbarschaft. Bei schweren Sternen ab etwa acht Sonnenmassen¹⁾ vergeht ein Zeitraum von einigen zehn bis hundert Millionen Jahren von der Geburt bis zu dem Punkt, an dem sie die „gebraute“ Elementmischung verstreuen. Die ausgeworfenen Metalle sind dann im Röntgenbereich als mehrere Millionen Grad heißes Gas sichtbar und breiten sich innerhalb von einigen hunderttausend Jahren bis auf etwa 150 Lichtjahre aus (Abb. S. 27).²⁾

Doch Sterne geben auch schon vor ihrem großen Finale jene chemischen Elemente, die sie bis zum Beginn der Spätphasen ihrer Entwicklung in ihrem Innern synthetisiert haben, in den interstellaren Raum ab, denn sie entwickeln starke Winde. Die massereichsten Sterne setzen dadurch im Verlauf einiger

tausend Jahre bis zu einer Zehntel Sonnenmasse pro Jahrhundert frei.

Die Materie im Universum ist also einem ständigen Kreislauf unterworfen: Sterne bilden sich aus Gaswolken, durchlaufen eine von ihrer Geburtsmasse diktierte Entwicklung und sterben am Ende gegebenenfalls in Supernovae, durch die sie ihre Umgebung mit den synthetisierten Elementen anreichern. Aus diesen entstehen wieder neue Sonnen und der Kreis schließt sich. So lange also noch ausreichend Gas vorhanden ist, um Sternentstehung zu ermöglichen, wird die jeweilige Umgebung – sei es eine Galaxie, ein Sternhaufen oder eine andere Region im Universum – chemisch angereichert, und der dortige Metallgehalt wächst an. Vereinfachend entspricht diese Größe somit der Entwicklungszeit oder dem Alter eines Sternsystems.

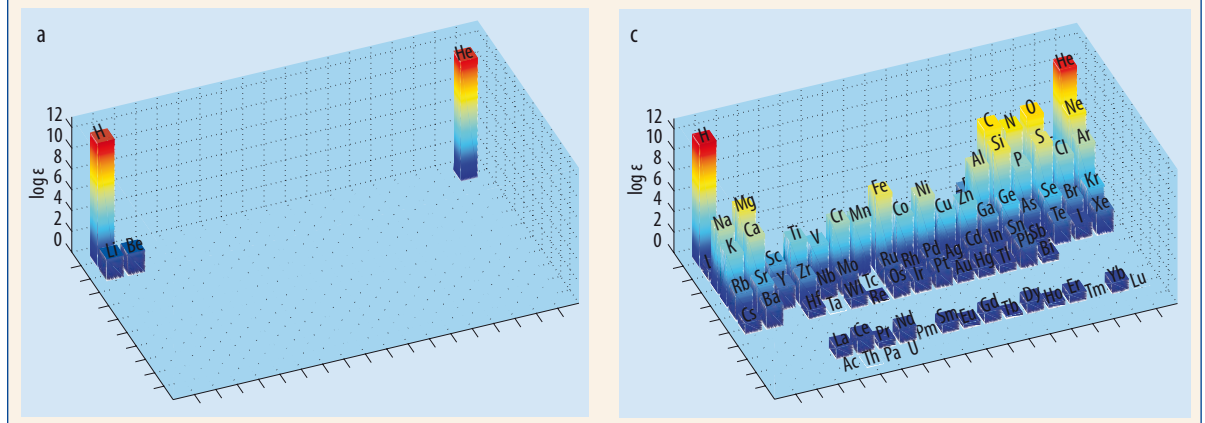
Unter den Bedingungen, wie sie in den Zentren der Sterne herrschen, verschmelzen bestimmte Atomkerne mit Nukleonen oder anderen Isotopen, wobei unter der Aussendung von Tochterteilchen ein neues Isotop entsteht [6]. Diese Nukleosynthese verläuft in einer komplexen Vielfalt möglicher Wege zum Endprodukt. Reaktionen der Art $A(a,b)B$, wobei sich ein Kern A unter dem Austausch der Teilchen a und b in den Kern B umwandelt, heißen „A-Brennen“ [7]. Die meisten Brennvorgänge sind qualitativ sehr gut verstanden. Doch auch heute gibt es noch immer teils große Unsicherheiten in einzelnen Reaktionsraten. Somit sind Aussagen über die Mengen an produziertem Kernmaterial als Funktion von Temperatur und Dichte im jeweiligen Stern nur in gewissem Rahmen möglich. Die

HÄUFIGKEITEN

Als Häufigkeit eines Elements X relativ zum Element Y, $[X/Y]$, versteht man das logarithmische Verhältnis der Anzahl ihrer Atome, bezogen auf das in der Sonne (\odot):

$$[X/Y] = \log(N_X/N_Y) - \log(N_X/N_Y)_{\odot}$$

$[Fe/H] = -2$ bedeutet, dass der Eisenanteil eines Stern nur ein Hundertstel von dem der Sonne beträgt. Aufgrund seiner großen Vorkommen, atomaren Stabilität und einfachen Messbarkeit wird der Eisengehalt eines Sterns oder einer Galaxie oft mit ihrem Gehalt aller Metalle gleichgesetzt. Die Balkendiagramme zeigen das Periodensystem zu verschiedenen kosmischen Zeiten: direkt nach dem Urknall (a), im alten, äußerst metallarmen Stern HE 1300+0157 [1] (b) und in der heutigen Sonne (c). Die Normierung erfolgt auf Wasserstoff als $\log N_H := 12$.



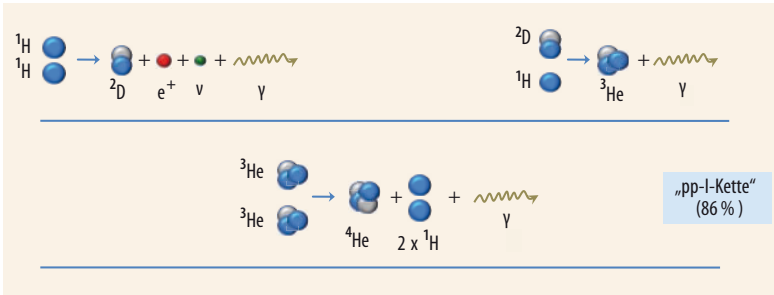


Abb. 1 In der Sonne und Sternen gleicher Masse läuft das Wasserstoffbrennen hauptsächlich über den Proton-Proton-Zyklus und dabei mehrheitlich als dreistufige „pp-I-Kette“.

Wahrscheinlichkeit für das Einsetzen einer nuklearen Reaktion ist nämlich sehr stark temperaturabhängig. So skaliert das Wasserstoffbrennen im CNO-Zyklus gemäß T^{17} ! Das liegt daran, dass die Coulomb-Schwelle das Eindringen eines Atomkerns in das Potential des Ausgangskerns durch die starke Abstoßung der beiden positiven Ladungen erschwert. Die Teilchen können diese nur bei sehr hohen Energien quantenmechanisch durchtunneln. Je nach Art und Zahl der beteiligten Reaktionspartner ergibt sich so der starke Temperatureinfluss.

Die Entstehung der Elemente

Alles beginnt beim Wasserstoff, wobei vier Protonen (${}^1\text{H}$ -Kerne) über verschiedene Zwischenschritte zu einem ${}^4\text{He}$ -Kern verschmelzen („verbrennen“). Die frei werdende Energie von 26,2 MeV aus der Massendifferenz zwischen End- und Anfangsprodukten ist die wichtigste Quelle für die Leuchtkraft der Sterne während des Großteils ihrer Existenz. Diese Phase ist umso kürzer, je schwerer der Stern ist, da die Temperaturen im Inneren massereicher Sterne viel höher liegen und sie deshalb viel verschwenderischer mit ihrem Brennstoff umgehen. Bei der Masse der Sonne ($1 M_{\odot}$) und einer Temperatur in ihrem Kern von 15 Millionen Grad reicht der Wasserstoff für eine „Betriebsdauer“ von gut zehn Milliarden Jahren.

Die Zwischenprodukte dieser pp-Kette – „pp“, da hauptsächlich Protonen die Reaktion tragen – umfassen Helium-3 im mit 86 Prozent häufigsten Prozess, der pp-I-Kette (Abb. 1), sowie Beryllium, Lithium und Bor in den weniger oft ablaufenden Ketten II und III. Bei höheren Temperaturen, ab zirka 20 Millionen Grad, dominiert dagegen der schon erwähnte CNO-Zyklus, da hier das Tunneln in schwerere Kerne möglich ist. Bei dem in den späten 1930er-Jahren von Hans Bethe und Carl-Friedrich von Weizsäcker identifizierten Prozess läuft das Wasserstoffbrennen über eine Vielzahl von Katalysatoren, nämlich verschiedene Isotope von Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff. Diese werden am Ende der Reaktionskette größtenteils recycelt, sodass die Summe aus C, N und O in erster Näherung konstant ist (Abb. 2a). Noch höhere Temperaturen ermöglichen weitere katalytische Prozesse, wie den Neon-Natrium-Zyklus, der zwar für das Energiebudget irrelevant ist, jedoch maßgeblich zur Produktion anderer Isotope beiträgt, insbesondere Neon-22 und Natrium-23 (Abb. 2b). Dabei müssen natürlich die Katalysatoren schon in vorherigen

Stern-Generationen entstanden sein. In allen Fällen verwandelt sich Wasserstoff über Zwischenprodukte und den Austausch von Positronen (e^+), Neutrinos (ν) und Photonen (γ) in Helium.

Wie sieht nun die Elementmischung der Sonne aus (Infokasten)? Den Löwenanteil stellen die primordialen Elemente Wasserstoff und Helium, gefolgt von Sauerstoff mit 0,04 Prozent aller Atome. Lithium, Beryllium und Bor werden bei den hohen Temperaturen und Dichten im Sterninnern schnell zerstört und kommen auf kaum nennenswerte Mengen. Alle Elemente von Kohlenstoff bis Kalzium, die an den Brennphasen im Sonneninnern beteiligt sind, liegen relativ häufig vor, ebenso die stabile Gruppe um Eisen und Nickel.

Ist – wie bei der Sonne nach insgesamt rund zehn Milliarden Jahren – fast aller Wasserstoff im Zentrum eines Sterns in Helium umgewandelt, setzt sich das Brennen in einer Schale um den ausgebrannten Kern fort. Der Stern bläht sich dadurch zu einem Roten Riesen auf. Letztlich verzehnfacht sich die Temperatur im Innern, sodass dort Helium zu brennen beginnt. Bei der hierfür wichtigsten Reaktion, dem Triple-Alpha-Prozess, fusionieren drei ${}^4\text{He}$ -Kerne („ α -Teilchen“) zu ${}^{12}\text{C}$ – der wichtigen Zutat organischer Moleküle. Ist das Helium im Innern erschöpft, läuft das Brennen in einer

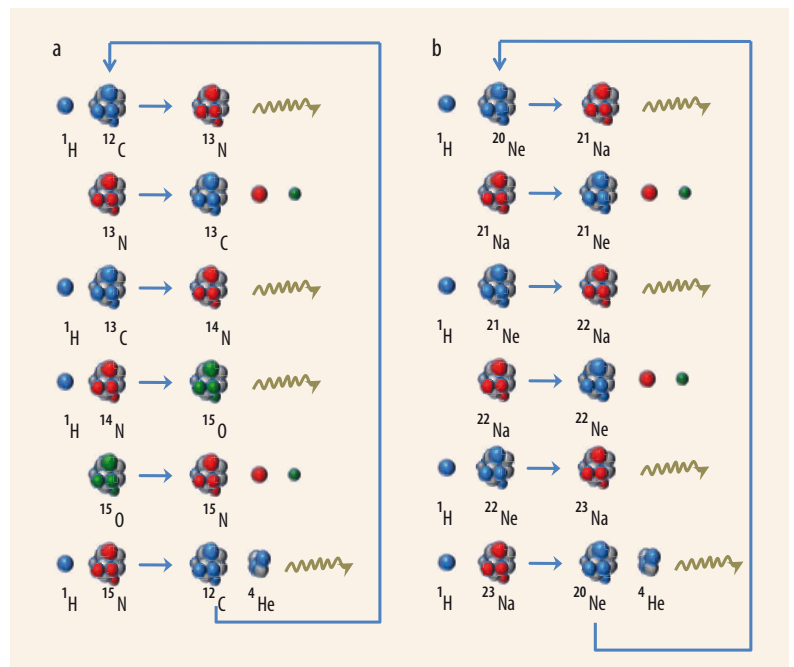


Abb. 2 In der Hauptkette des CNO-Zyklus des Wasserstoffbrennens dienen Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff als

Katalysatoren (links). Bei höheren Temperaturen läuft daneben auch der Ne-Na-Zyklus ab (rechts).

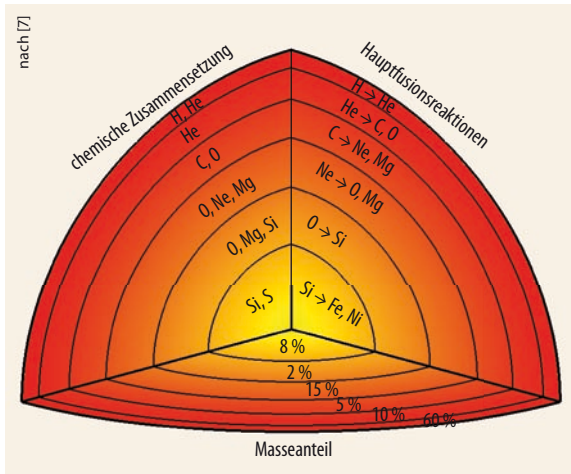


Abb. 3 In dieser Zwiebelschalenstruktur (nicht maßstabsgetreu) eines massereichen Sterns von etwa $25 M_{\odot}$ sind die wichtigsten Nukleosyntheseschritte in jeder Schale sowie deren wesentliche chemische Zusammensetzung angedeutet.

Lage weiter, die sich nach außen frisst, wie schon zuvor beim Wasserstoff. Das weitere Schicksal des Sterns ab diesem Punkt hängt stark von seiner ursprünglichen Masse ab. Prinzipiell kann sich durch fortgesetztes Anlagern von Alphateilchen eine Kette der Art $^{12}\text{C} \rightarrow ^{16}\text{C} \rightarrow ^{20}\text{Ne} \rightarrow ^{24}\text{Mg} \rightarrow ^{28}\text{Si} \dots$ bilden.

„Schwere“ Sterne

Hat ein Stern mehr als etwa acht Sonnenmassen, geht von nun an alles sehr schnell: Lief das Wasserstoffbrennen noch auf der Skala von Jahrmillionen ab, sind es beim Kohlenstoffbrennen nur noch hunderte Jahre. Im Folgenden werden alle Elemente, die als Asche zurückbleiben, entzündet, und es bildet sich im Innern des Sterns eine regelrechte Zwiebelschalenstruktur heraus, in der jede Schicht die Endprodukte des vorigen Brennens enthält (Abb. 3).

Liegt ein Stern gar im Massebereich von mehr als 13 bis hin zu etwa $50 M_{\odot}$, führt das Kohlenstoffbrennen über verschiedene Kanäle zu ^{23}Na oder ^{20}Ne . In seinem Zentrum befindet sich dann ein Gemisch aus diesen Produkten sowie unter anderem ^{16}O , ^{20}Ne und ^{24}Mg aus den verschiedenen α -Anlagerungsprozessen. Während der Kohlenstoff anschließend als Schale weiterbrennt, steigen Temperatur und Dichte im Kern erneut an und es kommt zum Neonbrennen ($^{20}\text{Ne} \rightarrow ^{24}\text{Mg} \rightarrow ^{28}\text{Si}$ über Zwischenstufen) im Zeitraum von einem Jahr, gefolgt vom nur Monate dauernden Sauerstoffbrennen $^{16}\text{O} \rightarrow ^{28}\text{Si}$ und letztlich dem Siliziumbrennen. Die Zentraltemperatur ist nun mit drei Milliarden Grad so hoch, dass energiereiche Photonen die Siliziumkerne „platzen lassen“. Die Bruchstücke finden sich dann zu schweren Elementen zusammen, darunter ^{40}Ca , ^{44}Ti bis hin zu ^{48}Cr , ^{52}Fe und ^{56}Ni . Hierbei entstehen letztlich stabile Metalle, aus denen sich durch Fusion keine Energie mehr gewinnen lässt. Diese letzte Umstrukturierung der Kerne währt nur noch ungefähr einen Tag.

So nimmt die gesamte Nukleosynthese ein Ende bei Isotopen wie Eisen-56. Sie haben die maximale

Bindungsenergie von rund 8,4 MeV pro Nukleon und dementsprechend stabile Kernzustände. Das führt unweigerlich zu einer Anreicherung dieser Isotope. Deshalb fassen Astronomen Elemente wie Vanadium, Chrom, Mangan, Eisen, Kobalt und Nickel gemeinhin als Eisengruppe zusammen. Das Zentrum des Sterns ist nun im Wesentlichen ein kompakter Eisen- und Nickelkern, der noch die zweifache Masse der Sonne besitzen kann.

Nachdem der innerste Brennstoff des Sterns aufgebraucht ist, kollabiert der Zentralbereich auf höchste Dichten. Protonen und Elektronen versuchen, durch Beta-Zerfall den Druck zu senken. Die resultierenden Neutrinos entweichen und zurück bleibt ein Neutronenstern. Die umgebende Materie, also die vorher gebildeten Elemente im Mantel, stürzen innerhalb von Bruchteilen einer Sekunde auf dieses kompakte Objekt hinab – und prallen zurück. Infolgedessen läuft eine Stoßwelle nach außen – eine Supernova-Explosion vom „Typ II“. Die hinter dieser Schockfront herrschenden hohen Temperaturen und Dichten ermöglichen weitere Kernreaktionen, die die Zusammensetzung der vorigen Brennschalen erneut modifizieren. So setzen beispielsweise das Sauerstoff- und Siliziumbrennen wieder ein und führen zu Überhäuflichkeiten der Endprodukte wie Schwefel, Kalzium und Eisen. Die äußersten Schalen des Sterns werden jedoch von der Stoßwelle chemisch kaum beeinflusst und enthalten nach wie vor die unveränderten Produkte der frühen Brennphasen.

Jenseits der Eisengruppe wird die Coulomb-Abstoßung der Kerne zu groß, um noch schwerere Elemente durch Anlagerung von Protonen oder α -Partikeln zusammenzubauen. Dies kann nur durch das Hinzufügen von Neutronen geschehen, begleitet von Ketten radioaktiver Zerfälle. Dieses äußerst komplexe Feld ist heutzutage ein sehr aktiver Bereich der Forschung, dessen Behandlung den Rahmen dieses Artikels sprengt.³⁾

„Leichte“ Sterne

Den Sternen im Bereich von einer bis acht Sonnenmassen bleiben die finalen Detonationen erspart. In ihnen stellt sich nach der Rote-Riesen-Phase eine andere innere Struktur ein: Nachdem alles Helium im Zentrum verbrannt ist, setzen sich zwei Brennphasen um den zentralen (C- und O-)Kern fort. Während in einer Schale um das Zentrum weiterhin Helium zu Kohlenstoff verbrennt, liegt darüber noch eine Schicht, in der immer noch Wasserstoff zu Helium fusioniert. Da diese Konfiguration jedoch instabil ist, beginnen starke Pulsationen und Durchmischungsprozesse, die das Innere aufwühlen und die Syntheseprodukte an die Oberfläche transportieren. Sterne dieser Art gehören dem sog. asymptotischen Riesen-Ast (engl. Asymptotic Giant Branch; AGB) an. Während dieser relativ kurzen Phase (im Schnitt etwa eine Million Jahre) stoßen sie einen Großteil ihrer äußeren Hüllen ab, sodass am Ende nur noch ihr nackter, kompakter Kern aus Koh-

3) siehe F. Thielemann, Physik Journal, Juli 2010, S. 16

lenstoff und Sauerstoff von nur etwa der Größe der Erde übrig bleibt – ein Weißer Zwerg, in dem keinerlei Nukleosynthese mehr stattfindet.

Dennoch spielt ein Teil der Weißen Zwerge eine wichtige Rolle in der Elementsynthese, nämlich als Auslöser der Supernovae vom Typ Ia. Hierbei handelt es sich um Doppelsternsysteme, bei denen sich ein solcher Zwerg und ein Riesenstern umkreisen. Dabei fällt ein kontinuierlicher Materiestrom vom Riesen auf die kompakte Oberfläche des Partners hinab. Sobald dieser dann durch die Massenzunahme eine kritische Grenze⁴⁾ überschreitet, muss der Zwergstern kollabieren. Hierbei läuft eine langsame Verbrennungsfront nach außen, die den Großteil des inneren Materials (zirka $0,6 M_{\odot}$) aus Kohlenstoff und Sauerstoff abfackelt. Diese explosiv ablaufenden Verbrennungsreaktionen zerreißten den gesamten Stern. Ungefähr zwei Drittel der Atome der Eisengruppe in der näheren Sonnenumgebung sind Ia-Supernovae zuzurechnen, das restliche Drittel beruht auf den massereicheren vom Typ II.

Die Sonne – eine gute Messlatte?

Angaben über die Elementhäufigkeit auf allen Skalen, von Planeten, Sternen bis hin zu Galaxien, erfolgen in der Regel relativ zur Sonne (**Infokasten**). Doch wie genau ist hierbei die Messlatte bekannt, also die aktuelle Zusammensetzung der Sonne selbst?

Die Mengen individueller chemischer Elemente in der Sonne lassen sich recht exakt bestimmen. Dabei kommen hauptsächlich zwei Techniken zum Einsatz, die sich grundlegend unterscheiden (andere Methoden wie beispielsweise die noch junge Helioseismologie werden hier nicht weiter diskutiert [8]). Zum Einen zieht man hierfür Meteoriten heran. Diese Gesteinsbrocken aus dem All entstanden vor rund 4,5 Milliarden Jahren zusammen mit dem gesamten Sonnensystem aus der gleichen Gaswolke und sollten somit aus demselben Urmaterial bestehen wie unser Zentralgestirn. Anhand massenspektroskopischer Isotopenmessungen an so genannten CI-Chondriten im Labor lässt sich deren Elementgehalt mit unvergleichlicher Präzision bestimmen. Diese Meteoritenart stellte sich als optimal heraus, da sie seit ihrer Entstehung nur wenig durch physikalische oder chemische Prozesse verändert wurde. Leider sind bislang nur fünf Funde dieser Klasse bekannt. Obwohl die Messunsicherheiten bei dieser Methode weitaus geringer sind als bei allen anderen, haben die Meteoritenmessungen auch Nach-

teile – so finden sich in diesen Gesteinen keine flüchtigen Elemente wie Wasserstoff, Helium oder Neon.

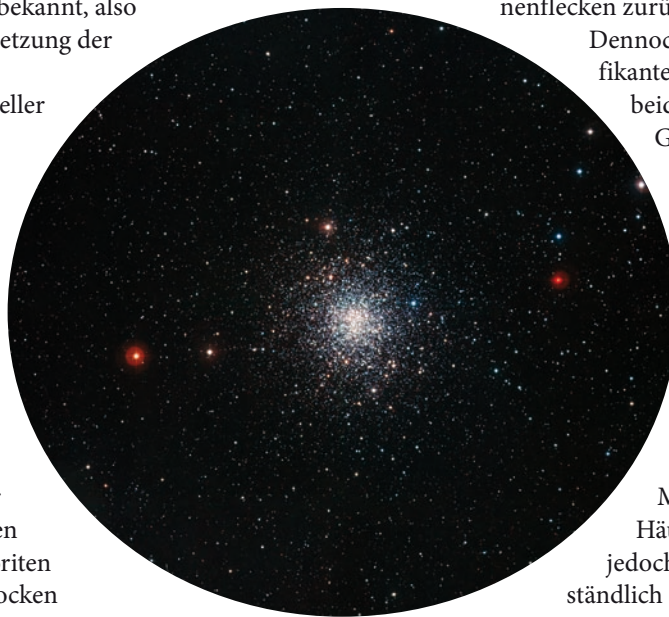
Zum Anderen lassen sich sehr genaue Elementmessungen durch Absorptionsspektroskopie der Sonnenatmosphäre gewinnen. Auch dieser Methode liegt die Annahme zugrunde, dass die Photosphäre – die äußere, rund 400 Kilometer dicke Schicht der Sonne, aus der das sichtbare Licht entweicht – noch ihren ursprünglichen Geburtszustand widerspiegelt. Tatsächlich hat sich ihre Zusammensetzung über die letzten Milliarden Jahre bis zu zehn Prozent verändert, unter anderem durch Diffusions- und Sedimentationsprozesse.

Die Analyse des Sonnenspektrums basiert auf einer genauen Kenntnis der Schichtung, Struktur und Zusammensetzung ihrer Atmosphäre sowie von Atom- und Molekülparametern. Während Forscher in den letzten Jahren ungemeine Fortschritte in diesen Bereichen machten, sei es durch vollständige dreidimensionale Berechnungen atmosphärischer Phänomene wie der Granulation, sei es durch immer präzisere atomare Detailrechnungen, ist die Analyse durch Photosphärenbeobachtungen noch immer weniger exakt als die Meteoritenmessungen. Ebenso lassen sich einige Elemente, etwa Helium, Fluor oder Chlor, nicht direkt in den optischen Spektren messen, und die Astronomen müssen stattdessen auf Infrarotbeobachtungen von Molekülen wie HCl und HF in den kühleren Sonnenflecken zurückgreifen.

Dennoch findet sich eine signifikante Übereinstimmung beider Methoden. Für den Großteil der Elemente sind die Messfehler von der Größenordnung weniger Prozent: zum Beispiel neun bei der Bestimmung des Eisengehalts anhand der Photosphäre und zwei Prozent mittels Meteoriten. Die Sonne ist also in der Tat ein exzellenter Maßstab für die kosmische Häufigkeitsskala. Dies ist jedoch keineswegs selbstverständlich – kürzlich haben die Referenzwerte für zwei wichtige Elemente signifikante Revisionen erfahren: Der Eisenanteil der Sonne wurde um 17, der Sauerstoffanteil gar um 75 Prozent nach unten korrigiert [8]. Ein genauer Konsens der aktuellen Forschung steht allerdings noch aus.

Eine Fallstudie in unserer Galaxis

Durch Absorptionsspektroskopie in einzelnen Sternen lässt sich – auf kernphysikalischer Grundlage – nicht nur ein Einblick in die Entstehung der Elemente gewinnen. Denn die Elementverteilungen in jedem Stern sind auch ein Fingerabdruck der Umgebung, in der



ESO

4) Das Chandrasekhar-Limit – etwa $1,4 M_{\odot}$ –, vgl. M. Bartelmann, Physik Journal, April 2007, S. 20

◀ **Abb. 4** Der Kugelsternhaufen M107 im Sternbild Ophiuchus hat einen Durchmesser von rund 80 Lichtjahren und besteht aus mehreren Hunderttausend Sternen. Ihr Metallanteil beträgt im Schnitt nur ein Zehntel von dem der Sonne.

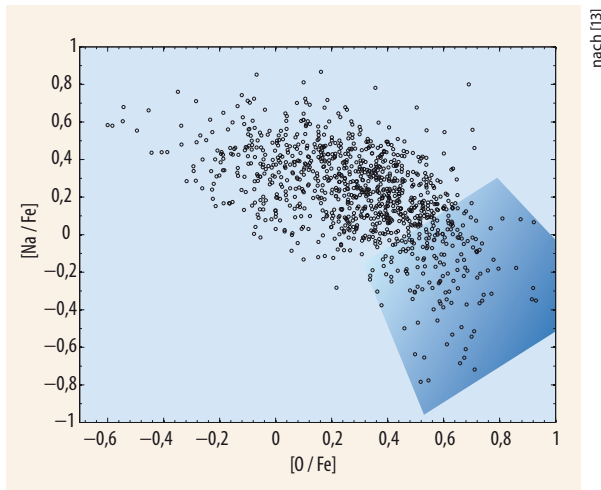


Abb. 5 Die Analyse von mehr als 1900 Sternen in 19 Kugelsternhaufen der Milchstraße zeigt die Na-O-Antikorrelation. Jeder bisher gemessene Haufen weist diese Beziehung auf, wenn auch in teilweise unterschiedlichem Ausmaß. Sterne der ersten Generation sind dunkelblau hinterlegt.

er entstand. Solche Daten bilden somit gleichwohl die Eigenschaften früherer Generationen von Sternen ab. Da wiederum die Elementproduktion in den Vorgängern empfindlich von ihren Massen abhängt, lässt sich so ein genaues Bild der chemischen Entwicklungsgeschichte von Galaxien zeichnen. Dieses ermöglicht Astronomen gewissermaßen, stellare Archäologie zu betreiben. Heute lassen sich mithilfe moderner Instrumente an Acht- bis Zehn-Meter-Teleskopen wie dem europäischen VLT in Chile oder dem Keck-Teleskop auf Hawaii genaue Daten aus Spektren in Einzelsternen noch bis zu Entfernungen von hunderttausend Lichtjahren und mehr aufnehmen [9, 10].

Besonders geeignet für solche Studien sind Kugelsternhaufen (Abb. 4), denn sie gehören zu den ältesten Objekten in unserer kosmischen Nachbarschaft. Sie entstanden bereits vor 12 bis 13 Milliarden Jahren in der Frühphase des Universums und sind wichtige Bausteine von Galaxien wie unserer Milchstraße. Ihr Vorteil ist, dass sich all ihre Sterne – oft Hunderttausende – quasi in der gleichen Entfernung zum Beobachter befinden. Im Idealfall bilden sie abgeschlossene Systeme mit Sternen gleichen Alters und gleicher chemischer Zusammensetzung, sodass eigentlich keinerlei systematische Unsicherheiten auftreten sollten. Lange sprach man deshalb von ihnen als „einfache Sternpopulationen“. In der Tat fand man eine bemerkenswerte Homogenität in ihren schweren Elementen – so ist die Streuung der Eisenhäufigkeiten $[Fe/H]$ in jedem Haufen meist geringer als die Messunsicherheiten.

Überraschenderweise fand man jedoch in den 1970er-Jahren starke Variationen der leichten Elemente innerhalb einzelner Haufen: so besaßen Riesensterne in zwei Kugelsternhaufen alles andere als einen homogenen Natriumgehalt – dessen Streuung um das Mittel überschritt die Messfehler signifikant [11]. Schon vorher war bekannt, dass der Gehalt von Kohlenstoff und Stickstoff in den Sternhaufen stark von Stern zu Stern variiert, was aber gut mit der Standardnukleosynthese in massearmen Sternen vereinbar ist.

Noch heute sind diese Sternansammlungen die Objekte intensiver Forschung, und mittlerweile haben viele Gruppen immense Datensätze von vielen der rund 150 Kugelsternhaufen der Milchstraße gesammelt und gezeigt, dass von „einfachen Populationen“ keine Rede mehr sein kann [12]. Während die schweren Elementgruppen noch immer wohldefiniert sind, zeigen mehrere leichte Elemente auffallende Streuungen. Eine der prominentesten ist sicherlich die Na-O-Antikorrelation. Demnach sind Sterne, deren Atmosphären reich an Sauerstoff sind, systematisch an Natrium verarmt (Abb. 5). Jeder bis heute beobachtete Haufen weist in irgendeiner Form Variationen von Stern zu Stern auf.

Auf der rein kernphysikalischen Ebene ist eine Beziehung zwischen Natrium und Sauerstoff einfach zu verstehen: Sobald die Temperaturen in den Wasserstoffbrennschalen bestimmter Sterne hoch genug sind, wird im CNO-Zyklus Sauerstoff auf Kosten von Kohlenstoff und Stickstoff abgebaut. In den selben Regionen reichen die Temperaturen von mehr als 90 Millionen Grad auch aus, um den Ne-Na-Zyklus des Wasserstoffbrennens einzuleiten. Die wesentliche Reaktion hierfür ist die Anlagerung von Protonen an ^{22}Ne , aus dem letztlich ^{23}Na hervorgeht (Abb. 2b). Derselbe Typ von Protonenreaktionen, der zum Abbau von Sauerstoff führt, ist also für die Anreicherung von Natrium verantwortlich. Die frisch synthetisierten Brennpunkte müssen nur noch durch Mischungsprozesse an die Sternoberfläche gelangen, wo wir sie letztlich beobachten können.

Im letzten Jahrzehnt taten sich jedoch zwei schwerwiegende Probleme mit diesem einfachen Bild auf. Zum Einen findet man die Na-O-Antikorrelation nur in Kugelsternhaufen, nicht aber in Feldsternen oder jüngeren Sternhaufen. Zum Anderen folgen auch Sterne, die sich noch nicht in späten Entwicklungsstadien befinden, diesem Trend. Die Temperaturen in ihrem Inneren sind jedoch zu niedrig, um die beschriebenen Reaktionen zu zünden; auch werden sie nicht hinreichend durchmischt. Heute geht man davon aus, dass in den Kugelsternhaufen mehrfache Generationen von Sternentstehung vorliegen. Deren Frühphasen waren von energiereichen Supernovae überschattet. Da diese massereichen Sterne sehr viel Sauerstoff, aber kaum Natrium produzierten, konnte sich aus ihren sterblichen Überresten rasch eine erste Generation neuer Sterne bilden, die reich an Sauerstoff, aber arm an Natrium sind (Abb. 5).

Nach längerer Zeit entwickelten sich auch die masseärmeren Sterne der Urgeneration weiter. Während ihrer AGB-Phase begünstigen ihre Struktur und Temperatur die Protonenreaktionen, die Sauerstoff abbauen, jedoch vermehrt Natrium synthetisieren. Diese Art von Sternen ist auch attraktiv, um die Korrelationen zwischen diesen Elementen zu erklären, da die Mischungsprozesse in ihren äußeren Hüllen tief genug reichen, um das natriumreiche Plasma aufwallen zu lassen und an die Oberfläche zu bringen, wo sie dann durch die starken Sternwinde an das interstellare Me-

dium abgegeben werden. Aus diesem Material bilden sich wieder neue Sterne, wie wir sie heute als natriumreiche, sauerstoffarme zweite Population beobachten. Ein weiterer Vorteil ist, dass diese AGB-Sterne keine Elemente der Eisengruppe produzieren, sodass deren Homogenität gewahrt bleibt.

Wie dieses Beispiel zeigt, beginnen wir langsam, die chemischen Elementverteilungen in verschiedenen Umgebungen wie den Sternhaufen und deren Verbindung mit den Ursprüngen der Elementsynthese und der Entwicklung der Sternsysteme selbst zu verstehen. Dennoch sind viele Fragen offen: Wie verhält es sich mit Galaxien, die Sterne über einen längeren Zeitraum bildeten und somit eine viel breitere Elementmischung zeigen? Wie universell ist die Entstehung der allerschwersten Elemente in Supernovae? Gibt es den sich abzeichnenden Zusammenhang zwischen dem Eisengehalt eines Sterns und der Zahl seiner Planeten?

Um die hier angesprochenen Fragen in immer weiter entfernten Sternen und Galaxien zu erforschen, bedarf es einer neuen Generation von noch leistungsfähigeren optischen Teleskopen. Diese wagen in naher Zukunft den Schritt von der 10- zur 30-Meter-Generation⁵⁾, nicht zuletzt um mehr über das Entstehen des „Sternstaubs“ zu erfahren, aus dem wir bestehen.

Literatur

- [1] A. Frebel et al., *ApJ* **658**, 534 (2007)
- [2] S. P. W. Merrill, *ApJ* **116**, 21 (1952)
- [3] E. M. Burbidge et al., *Rev. Mod. Phys.* **29**, 547 (1957)
- [4] A. G. W. Cameron, *PASP* **69**, 201 (1957)
- [5] V. Bromm und R. B. Larson, *ARA&A* **42**, 79 (2004)
- [6] S. E. Woosley und T. A. Weaver, *ApJS* **101**, 181 (1995)
- [7] B. E. J. Pagel, *Nucleosynthesis and Chemical Evolution of Galaxies*, Cambridge University Press (2009)
- [8] M. Asplund et al., *ARA&A* **47**, 481 (2009)
- [9] I. Appenzeller, *Physikalische Blätter*, Oktober 2001, S. 35
- [10] A. Koch et al., *A&A* **506**, 729 (2009)
- [11] J. Cohen, *ApJ* **223**, 487 (1978)
- [12] R. Gratton et al., *ARA&A* **42**, 385 (2004)
- [13] E. Carretta et al., *A&A* **505**, 117 (2009)

5) vgl. „E-ELT: Groß - größer - extrem groß!“, *Physik Journal*, Juni 2010, S. 6

DER AUTOR

Andreas Koch ist Postdoc an der Universität Leicester (UK), wo er seit 2008 eines der letzten STFC Fellowships innehat. Nach dem Physikstudium in Heidelberg arbeitete er in Basel, Los Angeles und Pasadena an Fragen zur Entstehung und Entwicklung der Milchstraße und von Galaxien. 2008 zeichnete ihn die Astronomische Gesellschaft dafür mit dem Ludwig-Biermann-Preis aus. Als begeisterter Koch (und Esser) widmet er sich u. a. der Koreanischen Küche, was er gerne mit Wanderungen und Laufsport ausgleicht.

