



## Der Urknall

COPYRIGHTED MATERIAL



## Kosmischer Staub und die Geschichte der Welt mit ihren Bausteinen

Elmar K. Jessberger

Die Geschichte der materiellen Welt ist einfach zu erzählen: Sie begann vor 13,7 Mrd. Jahren mit dem Big Bang, der gemeinsamen Entstehung von Materie, Raum und Zeit aus einer »Singularität« – einem Prozess, der hier als gegeben angesehen wird. Das in nur  $10^{-43}$  Sekunden – also wahrlich instantan – entstandene System expandierte, kühlte dabei ab und bildete unsere Materie: Innerhalb der ersten 100 Sekunden entstanden alle Kernbausteine, die Protonen und Neutronen; nach der ersten Million Jahre bestand die Welt bereits aus Wasserstoff – der *gesamte* Wasserstoff unserer Welt entstand im Big Bang! – mit Deuterium und Helium und ein wenig Lithium und Beryllium, hatte aber noch die unvorstellbare Temperatur von einer Milliarde Grad. Nach der ersten Milliarde Jahren – das System war bereits »kalt« – begann die Bildung der Galaxien und Sterne. Die Expansion der Welt dauert bis heute an und es ist fraglich, ob sie je enden wird. Sie ist verbunden mit der ständigen »Geburt« und dem ständigen »Tod« von Galaxien und Sternen.

Eine Galaxie ist eine astronomische Struktur, die aus vielen Milliarden Sternen und Gas sowie aus bis zu 30% Staub besteht (Abbildung 1). All dies bewegt sich gravitativ gebunden um ein Zentrum, in dem sich ein *Schwarzes Loch* befindet. Es gibt sehr unterschiedliche Galaxienformen; am bekanntesten sind Spiralgalaxien wie unsere Milchstraße, wobei sich unser Stern, die Sonne, relativ weit außen in einem Spiralarm befindet. Fast alle Galaxien sind wiederum in großräumigen Strukturen (fraktalen Clustern) gebunden, die möglicherweise Strukturen der Materieverteilung während des Big Bang reflektieren.

Ein Stern ist ein Masseball, eine riesige Kugel ionisierter Materie, deren Gravitation, welche nach innen wirkt (*attraktiv*), für lange Zeit im Gleichgewicht steht mit der Wärmeentwicklung durch Kernverschmelzungen, welche nach außen wirkt (*expansiv*). In einer Kernver-

schmelzung (Fusion) vereinigen sich leichtere Atomkerne zu schwereren Atomkernen. Da die Summe der Massen der leichten Kerne geringer ist als die Masse des gebildeten schweren Kerns (sog. *Massendefekt*  $\Delta m$ ), wird dabei nach der Einstein'schen Formel die Energie  $\Delta E = \Delta m c^2$  frei, also Wärme erzeugt. (Auf der Erde will man diesen Effekt in Fusionsreaktoren zur Energiegewinnung nutzen.) Allerdings liefert die Kernverschmelzung aufgrund des Massendefekts nur Energie bis zum Element Nickel; von da an ist der Massendefekt negativ, und es wird Energie nur durch die Kernspaltung geliefert. Die Elemente von Nickel bis Uran müssen also in anderen Prozessen entstehen; weiter unter mehr dazu.



**Abb. 1** Die Spiralgalaxie Messier 101 im Großen Bären in einer Entfernung von 22 Mio. Lichtjahren. Das Bild wurde aus Daten von drei Weltraumteleskopen zusammengesetzt (links). Blau erscheint im Röntgenlicht heißes Gas, welches von den Resten explodierter Sterne und von

Material stammt, das sich um Schwarze Löcher oder Neutronensterne bewegt. Gelb eingefärbt ist das sichtbare Licht der Sterne der Galaxie. Rot zeigt die Infrarotstrahlung des warmen Staubs, also die Bereiche der Galaxie, in der neue Sterne entstehen. (Siehe auch Farbtafel F1.)

Im Inneren unserer Sonne verschmelzen vier Wasserstoffkerne zu einem Heliumkern bei einer Temperatur von 60 Mio. Grad und einer Dichte von  $100 \text{ g/cm}^3$  (typisches irdisches Gestein hat eine Dichte von  $5 \text{ g/cm}^3$ ). Bei der Kernverschmelzung wird, wie bereits gesagt, Energie frei. Wenn das Brennmaterial, der Wasserstoff, in einigen Milliarden Jahren aufgebraucht ist, wird die Gravitation zunehmen. Dann wird die Temperatur im Inneren der Sonne auf 200 Mio. Grad und die Dichte auf  $10 \text{ kg/cm}^3$  ansteigen, sodass drei Heliumkerne zu Kohlenstoff oder vier Heliumkerne zu Sauerstoff verschmelzen können. Wegen der relativ geringen Masse der Sonne von »nur«  $10^{33} \text{ g}$  reicht die Gravitation nicht aus, um die Temperatur im Inneren noch weiter zu erhöhen. In »Sonnen«, die zehn oder mehr Mal massereicher als unsere Sonne sind, verschmelzen bei knapp einer Milliarde Grad und einer Dichte von  $100 \text{ kg/cm}^3$  z. B. zwei Kohlenstoffkerne zu Neon, Natrium und Magnesium (*Kohlenstoffbrennen*), ein Kohlenstoff und ein Sauerstoffkern zu Silicium (*Sauerstoffbrennen*) oder auch mit einem Neonkern zu Schwefel (*Neonbrennen*). Wenn auch diese Brennstoffe im Inneren des Sterns verbraucht sind, können Siliciumkerne durch schrittweise Reaktion mit Heliumkernen die Elemente Calcium, Eisen und Nickel aufbauen. Die Temperatur beträgt dann etwa 4 Mrd. Grad und die Dichte unvorstellbare  $10 \text{ t/cm}^3$ . Diese Dichte hätte die Erde, wenn sie in einem Würfel mit nur 85 km Kantenlänge komprimiert wäre.

Wegen des Massendefekts lassen sich in der Kernverschmelzung 27 Elemente (von Helium bis Nickel) aus dem Ausgangsbrennmaterial Wasserstoff bilden. Die restlichen 65 der 92 natürlichen Elemente werden nun in massereichen Sternen, in denen es viele freie Neutronen gibt, durch Anlagerung von Neutronen und anschließend sogenannten Beta-Zerfall zu schwereren Elementen »aufgebaut«: Enthält ein Kern ein Neutron »zuviel«, wird er instabil und ein Neutron im Kern wandelt sich, unter Aussendung weiterer Elementarteilchen, spontan zu einem Proton um. Da die Anzahl der Protonen im Atomkern ein Element definiert, entsteht also durch Neutronenanlagerung ein neues Element, welches schwerer ist als das Ausgangselement.

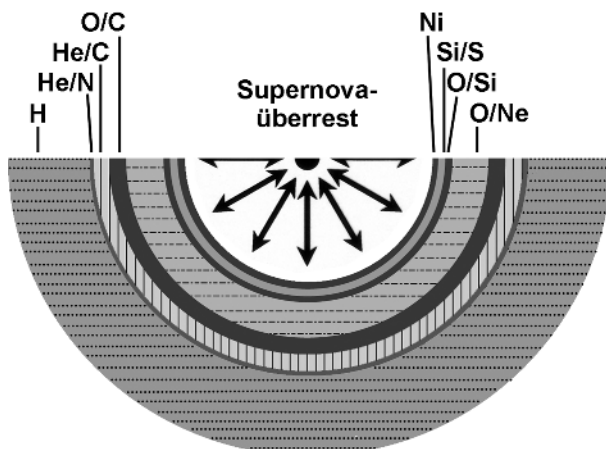
Die Neutronenanlagerung kann ihrerseits auf zwei Arten erfolgen. In der ersten lagert sich an einen bestehenden »Saat«-Kern ein Neutron an, dann erfolgt der Beta-Zerfall; danach lagert sich an das neue Element wieder ein Neutron an, gefolgt von einem neuerlichen Beta-

Zerfall usw. Ist das Isotop (s. u.) des neuen Elements stabil, wird dennoch ein Neutron angelagert und ein schwereres Isotop desselben Elements erzeugt. Dieser Vorgang wiederholt sich, bis wieder ein beta-instabiles Isotop erreicht ist, das dann zerfällt. Der gesamte Prozess wird langsame (*slow*) Neutronenanlagerung genannt (s-Prozess), denn der Neutroneneinfang erfolgt langsam im Vergleich zu den Beta-Halbwertszeiten. Dem gegenüber steht die schnelle (*rapid*) Neutronenanlagerung (r-Prozess). Bei extrem hohen Neutronendichten und -temperaturen werden an die Saatkerne innerhalb kürzester Zeit sehr viele – vielleicht 50 oder mehr – Neutronen angelagert. Die jetzt völlig instabilen Kerne zerfallen in einer Kaskade von in extrem kurzer Zeit aufeinanderfolgenden sehr schnellen Beta-Zerfällen, bis ein stabiler oder langlebiger Kern erreicht wird. Der s- und der r-Prozess sind die wichtigsten Prozesse, in denen die schweren Atomkerne unserer Welt in massereichen Sternen entstehen.

Nun darf man sich einen Stern nicht als völlig homogenen Ionenball vorstellen: In den äußeren Schichten herrschen niedrigere Temperaturen und Dichten als im Inneren. Das bedeutet, dass im Innern z. B. der s-Prozess und gleichzeitig in den äußeren Bereichen die oben beschriebenen Kernverschmelzungsprozesse ablaufen. Wir können uns einen massereichen Stern wie eine Zwiebel vorstellen (Abbildung 2): Während in der äußersten Schale – wie in unserer Sonne – aus Wasserstoff Helium produziert wird, entstehen weiter innen Kohlenstoff und die anderen Elemente bis zum Nickel, während im Kern der s-Prozess schwere Elemente bildet. Dies alles geschieht im Wesentlichen simultan. Nehmen auf Grund einer Instabilität Druck und Temperatur – und damit die Neutronendichte – im Kern abrupt zu, beginnt der r-Prozess, der in der Regel so gewaltig ist, dass es den Stern auseinanderreißt: Wir sehen eine Supernova!<sup>1</sup>

Bisher verfolgten wir die Entwicklung der »nackten« Atomkerne, die sich im Sternplasma, einem Hochtemperaturgemenge aus Ionen und Elektronen, befinden. Wenn der Stern jedoch instabil wird – das mag auch nur lokal im Inneren sein –, dann eruptiert Plasma, wird also vom Stern weggeschleudert. Besonders spektakulär ist die Eruption bei den erwähnten Supernovae, aber auch kleinere Sterne verlieren ständig Masse. Dies beobachten wir bei unserer Sonne in sehr

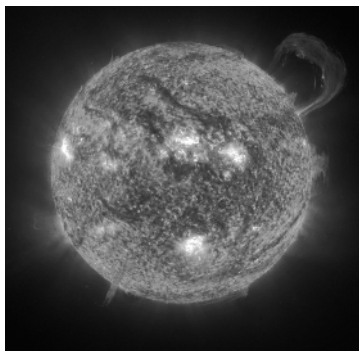
<sup>1</sup> In der Milchstraße gibt es etwa zwei Supernovae pro hundert Jahren.



**Abb. 2** Schematische »Zwiebelschalen«-Struktur einer Supernova mit 25 Sonnenmassen. Die Bereiche, in denen die verschiedenen Kernsyntheseprozesse dominieren, sind angegeben. Es wird deutlich,

wie sehr unterschiedlich groß sie sind. Im Kern werden die Elemente schwerer als Nickel produziert. Er wird zum Supernova-Überrest (SNR).

viel kleinerem Maßstab als solare *Flares* (Abbildung 3), die u. a. den Funkverkehr stören und Satellitenbahnen beeinflussen können. Das Plasma kühlt sich im All bereits in der Umgebung des Sterns ab, Ionen und Elektronen finden sich zusammen, es bilden sich Elektronenhüllen um die Atomkerne und damit Atome, die nun chemisch reaktiv sind; sie können Bindungen eingehen und zu molekularen Gasen und Staubteilchen kondensieren. Gase und Staubteilchen wiederum stellen das Ausgangsmaterial für Sterne der nächsten Generation dar, die sich in staubreichen Regionen der Galaxien bilden.



**Abb. 3** Unsere Sonne im Wasserstofflicht. Deutlich sind Eruptionen, sog. Flares, zu sehen, durch die die Sonne, wie jeder Stern, ständig Masse verliert.

Damit verändert sich ständig die mittlere Zusammensetzung einer Galaxie. Weil die Häufigkeit schwererer Elemente durch die Kernsyntheseprozesse zunimmt, spricht man von einer »galaktischen chemischen Evolution«. Anlass zur »Geburt« der Sterne sind wahrscheinlich lokale Instabilitäten in staubreichen Regionen einer Galaxie (Abbildung 1), die z. B. durch eine Supernova und die damit verbundene Schockwelle hervorgerufen werden.

Das »Leben« eines Sterns wird maßgeblich durch seine Masse bestimmt: Je größer die Masse, desto stärker ist die Gravitation und desto höhere Temperaturen können im Innern erreicht werden, welche die Bildung schwererer Kerne ermöglichen; um so schneller wird aber auch das Brennmaterial verbraucht, und der Stern hat eine kürzere Lebenszeit. Unsere Sonne wird eine Lebenszeit von insgesamt etwa 10 Mrd. Jahren haben, während die eines 100-mal größerer Sterns nur 100 Mio. Jahre beträgt. Allen Sternen ist gemeinsam, dass am Ende ihres »Lebens« die äußeren Hüllen abgestoßen werden und ein heißer Kern zurückbleibt. Das Endstadium, der »Tod«, eines Sterns, ist dann entweder ein Weißer Zwerg (bei einer Masse unterhalb von 1,4 Sonnenmassen), ein Schwarzes Loch (oberhalb von drei Sonnenmassen) oder ein Neutronenstern.

Für das Folgende ist ein kurzer Exkurs in die Welt der Isotope erforderlich. Atome bestehen aus dem Kern und der Elektronenhülle, der Kern wiederum aus Protonen und Neutronen, deren Summe die Massenzahl ergibt. Die Anzahl der Protonen, die Ordnungszahl, charakterisiert jedes Element und ist für sein chemisches Verhalten verantwortlich. Die Anzahl der Neutronen im Kern liegt in der Größenordnung der Protonenzahl. Atome derselben Ordnungszahl, aber unterschiedlicher Massenzahl, werden Isotope genannt. Als Beispiel hat Sauerstoff mit 8 Protonen drei stabile Isotope, nämlich  $^{16}\text{O}$  mit 8 Neutronen,  $^{17}\text{O}$  mit 9 und  $^{18}\text{O}$  mit 10 Neutronen. Als anderes Beispiel sei Silicium mit 14 Protonen genannt, welches drei stabile Isotope hat:  $^{28}\text{Si}$  mit 14 Neutronen,  $^{29}\text{Si}$  mit 15 und  $^{30}\text{Si}$  mit 16 Neutronen. Das Verhältnis der Siliciumisotope zueinander beträgt »überall«, d. h. dort, wo es mit ausreichender Genauigkeit gemessen werden kann,  $^{28}\text{Si}/^{29}\text{Si} = 18$  und  $^{28}\text{Si}/^{30}\text{Si} = 30$  mit minimalen (im Promille-Bereich) Variationen, die auf physikalische Prozesse wie Verdampfen oder Schmelzen zurückgeführt werden können. Wenige Elemente haben nur ein stabiles Isotop wie Aluminium ( $^{27}\text{Al}$  mit 13 Protonen und 14 Neutronen).



Die Isotopenzusammensetzung eines Elements, welches gerade in einem Stern gebildet wird, hängt von sehr vielen Parametern ab wie der Masse des Sterns oder in welcher Umgebung innerhalb des Sterns, also in welcher »Tiefe«, das Element gebildet wird. Dies kann man natürlich nicht direkt beobachten, aber mit astrophysikalischen und kernsynthetischen Methoden berechnen. Die für unser Sonnensystem typischen Isotopenzusammensetzungen der Elemente, so weit sie zugänglich und messbar sind, weisen auf eine homogene Mischung der Elemente aus vielen Sternen unterschiedlicher Massen und verschiedener Generationen hin.

Die relative Häufigkeit der stabilen Isotope ist praktisch überall gleich; sie kann nicht durch chemische Prozesse verändert werden, sondern nur in ganz geringem Maße durch physikalische Prozesse: So ist das »kochende Kaffeewasser« isotopisch etwas schwerer (im Promillebereich) als der Dampf darüber, der entsprechend reicher an leichten Isotopen ist. Praktisch der einzige Prozess, der die relative Isotopenhäufigkeit eines Elements deutlich verändern kann, ist der radioaktive Zerfall. So stammt fast das ganze  $^{40}\text{Ar}$  in unserer Atmosphäre (immerhin etwa 1% der irdischen Atmosphäre) vom Zerfall von  $^{40}\text{K}$  (Halbwertszeit:  $T_{1/2} = 1,3$  Mrd. Jahre)<sup>2</sup>. Übrigens ist es auf unserer Erde nicht wegen der Sonne so schön warm, sondern wegen der Wärme, die im ihrem Innern durch die radioaktiven Zerfälle von Kalium (in  $^{40}\text{Ar}$ ), Uran und Thorium (beide im Wesentlichen in Bleisotope) mit langen Halbwertszeiten erzeugt wird.

Jetzt ist ein weiterer Exkurs erforderlich, in die Welt der Meteorite. Meteorite sind »Steine, die vom Himmel fallen«. Sie stammen, soweit wir ihre prä-terrestrischen Bahnen verfolgen konnten, aus dem Asteroidengürtel, dem Raum zwischen Mars und Jupiter, in dem die riesige Jupitermasse die Bildung eines weiteren Planeten verhindert hat. Sie bildeten sich aus demselben Staub und Gas wie unser Stern, die Sonne, und alle Planeten. Weil ihre sog. Mutterkörper, die Asteroiden, mit maximal einigen Hundert Kilometern klein im Vergleich zu Planeten sind, gibt es auf ihnen keine Plattentektonik, keinen Vulkanismus, praktisch keine Erosion, kurz »keine« Geologie, die immer

2 Die relative  $^{40}\text{Ar}$  Konzentration in der Atmosphäre eines Planeten – wenn er denn überhaupt eine Atmosphäre besitzt – ist abhängig von seiner Ausgangsgeschichte, damit wiederum von

seiner thermischen Geschichte, also letztlich von seiner Größe und ist damit charakteristisch für den Planeten.

Wärmeerzeugung im Innern und langsame Abkühlung und damit »große« Körper erfordert. Der Prozess, der die Asteroiden »geologisch« dominiert, ist der Zusammenstoß untereinander, also die Kraterbildung, die auch zu partiellen Aufschmelzungen führen kann.<sup>3</sup> Auf den primitiven Asteroiden und damit in Meteoriten sind also weitgehend – dramatisch weitergehend als auf der Erde – die ursprünglichen Signaturen des frühen Sonnensystems unverändert erhalten. So wurden z. B. in einem 1969 in Mexiko gefallenen Meteoriten bis zu zentimetergroße weiße calcium- und aluminiumreiche Einschlüsse gefunden, die ein Alter von  $4,567 \pm 0,5$  Mio. Jahren haben. Es ist das älteste Gestein in unserem Sonnensystem und definiert damit dessen Alter.

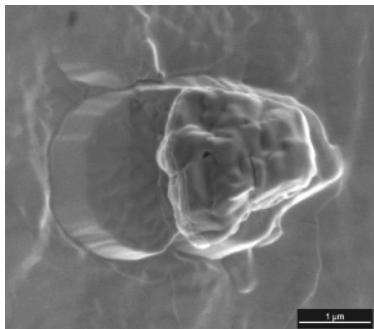
Aus manchen primitiven Meteoriten wurden in jahrelanger exzellenter Arbeit winzige sogenannte »präsolare« Staubkörnchen extrahiert. Sie werden deshalb so bezeichnet, weil die Isotopenzusammensetzung (soweit sie messbar ist) von nahezu jedem Element völlig anders ist – teilweise um viele Größenordnungen –, als wir sie von der Erde und auch von ganzen Meteoriten kennen. Der präsolare Staub ist praktisch immer kohlenstoffreich und besteht aus unlöslichen Verbindungen. So ließ er sich mit der Technik isolieren, mit der man eine Nadel im Heuhaufen finden kann: »burn the haystack«. Der unlösliche Rest einiger Meteorite enthält z. B. Diamanten (bis zu 0,2 Masseprozent). Allerdings sind sie kleiner als 1 nm und bestehen aus nur 500 bis 1000 C-Atomen. Edward Anders, der »Vater« der präsolaren Körnchen, sagte: »If viruses would marry, these diamonds would fit their wedding rings.« Größer (bis zu 10  $\mu\text{m}$ ), aber auch we-

3 Es gibt allerdings auch Meteorite, deren Chemismus und Struktur dem Aufbau der Erde in Kern und Mantel entspricht, die also auf großräumige Differenzierungsprozesse ihrer Mutterasteroiden hinweisen. Wie die Alter dieser Meteorite zeigen, müssen diese Prozesse allerdings bereits vor etwa 4,4 Mrd. Jahren abgeschlossen gewesen sein. Um in so kurzer Zeit einen relativ kleinen Körper wie einen Asteroiden im Innern ausreichend für eine Differenzierung aufzuheizen, ist eine sehr effektive, d. h. kurzlebige Radioaktivität erforderlich, um den Wärmeverlust an der im Vergleich

zum Volumen großen Oberfläche mehr als auszugleichen. Diese ist im Isotop  $^{26}\text{Al}$  gefunden worden, welches mit  $T_{1/2} = 700\,000$  Jahren in das stabile Isotop  $^{26}\text{Mg}$  zerfällt.  $^{26}\text{Al}$  wird vornehmlich in den äußeren Bereichen massereicher Sterne erzeugt. Die Tatsache, daß  $^{26}\text{Al}$  bei der Bildung unseres Sonnensystems als Wärmequelle dienen konnte, beweist, dass damals  $^{26}\text{Al}$  noch nicht vollständig zerfallen war und die Zeit zwischen seiner Erzeugung in einem oder mehreren großen Sternen und der Bildung des Sonnensystems weniger als 5 Mio. Jahre betrug.

sentlich seltener (wenige ppm) sind Siliciumcarbid-Körnchen (SiC) oder Graphitkügelchen.

Die globale Geschichte unserer Welt und die präsolaren Staubkörnchen aus Meteoriten wurden im Institut für Planetologie in Münster zusammengeführt. Mit einem nahezu einmaligen Gerät<sup>4</sup> haben wir einige präsolare Kügelchen auf ihre chemische und isotopische Zusammensetzung hin analysiert. Es handelte sich um SiC-Teilchen mit einer Größe von nur knapp 2 µm (Abbildung 4).



**Abb. 4** Elektronenmikroskopische Aufnahme eines präsolaren Siliciumcarbid-Staubteilchens, welches im Institut für Planetologie in Münster untersucht wurde. Das unregelmäßig geformte Teilchen, das nur knapp 2 Mikrometer groß ist, liegt auf einem »Plateau« der Goldfolie, welches durch Ionenbeschuss entstand.

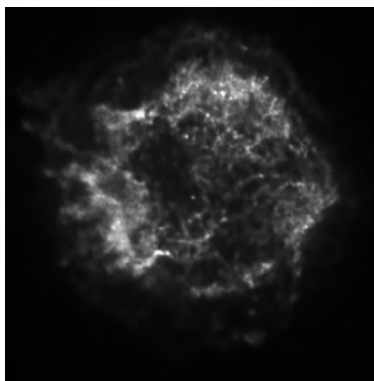
Wie von präsolaren Teilchen zu erwarten, hat keines der nachgewiesenen Elemente ein »normales« Isotopenverhältnis<sup>5</sup>. Zwei signifikante Beispiele: Während das Verhältnis  $^{29}\text{Si}/^{30}\text{Si}$  dem normalen Wert 30/18 entspricht (s.o.), ist  $^{28}\text{Si}$  um den Faktor zwei angereichert ( $^{28}\text{Si}/^{29}\text{Si} = 35$ ;  $^{28}\text{Si}/^{30}\text{Si} = 65$ ). Solche Überhäufigkeiten von  $^{28}\text{Si}$  werden nur im tiefen Innern einer Supernova produziert. Ganz anders verhält es sich mit der Isotopenzusammensetzung von Magnesium. Statt der drei Magnesiumisotope, deren normales Verhältnis  $^{24}\text{Mg}/$

**4** Ein Flugzeit-Sekundärionen-Massenspektrometer. Hinter dieser etwas klobigen Bezeichnung verbirgt sich folgende Technik, die wesentlich im Physikalischen Institut der Universität Münster entwickelt wurde: Ein energetischer und sehr feiner Ionenstrahl tastet gepulst eine zu untersuchende Oberfläche ab. Dabei werden aus der Oberfläche u. a. geladene Teilchen, Ionen, herausgeschlagen, die mit einem Massenspektrometer analysiert werden. Die nachgewiesenen sog. Sekundärionen können somit einem bestimmten Punkt der Probe zugeord-

net werden, sodass ein »Bild« der Probenoberfläche im »Lichte« der Ionen entsteht. Wir erhalten also sowohl die chemische als auch die isotopische Zusammensetzung der Probe. Dabei ist eine Ortsauflösung von 200 nm erreichbar. Die Methode ist besonders zur nahezu zerstörungsfreien Analyse sehr kleiner Proben geeignet.

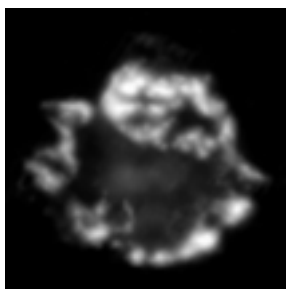
**5** Die Isotopenzusammensetzung von Kohlenstoff, der ein Hauptbestandteil von SiC ist, lässt sich leider mit unserer Methode nicht ausreichend genau bestimmen.

$^{25}\text{Mg}/^{26}\text{Mg} = 8/1/1$  beträgt, fanden wir ausschließlich reines  $^{26}\text{Mg}$ . Das kann nur aus dem radioaktiven Zerfall von  $^{26}\text{Al}$  stammen.  $^{26}\text{Al}$  aber wird ausschließlich in den äußeren Bereichen einer Supernova überhäufig erzeugt. Wir stehen also vor dem interessanten Befund, dass unsere SiC-Körnchen gleichzeitig Elemente aus den inneren und den äußeren Schichten einer Supernova enthalten, ohne dass es zu einer Durchmischung aller Schichten des Sterns gekommen ist, was bei einer so gewaltigen »Explosion« zu erwarten wäre (eine Durchmischung hätte im Wesentlichen normale Isotopenverhältnisse für Mg, Al und Si ergeben). Wir können sogar aus unseren Befunden schließen, dass sowohl die innere Materie als auch die äußere Materie der Supernova solange jeweils separat blieb, bis sie so weit abgekühlt war, dass die Elemente Si und C zu SiC unter Einschluss von wenigen Fremdelementen – wie Aluminium mit 30% radioaktivem  $^{26}\text{Al}$  – kondensierten. Unsere Interpretation, dass innere und äußere Bereiche einer Supernova bis zur Kondensation »kompartimentiert« sind, wurde durch neue Supernova-Aufnahmen des Hubble Space Telescopes bestätigt (Abbildung 5).



**Abb. 5** Aufnahme eines Supernova-Überrests, also einer Supernova kurz nach der Explosion, mit dem Hubble Space Telescope. Die roten Flecken zeigen zusammenhängende eisenreiche »Kompartimente«, die aus dem Inneren der Supernova stammen und nicht völlig mit Material aus dem Äußeren vermischt sind. (Siehe auch Farbtafel F1.)

Riesige eisenreiche »Wolkenfetzen« aus dem Inneren bleiben nach der »Explosion« unvermischt mit dem Überrest der Supernova zusammen. In einer anderen Aufnahme (Abbildung 6) sieht man deutlich die Signaturen der gerade kondensierten Staubeilchen ebenfalls als »Wolkenfetzen«. Die SiC-Körnchen repräsentieren also die Schalenstruktur einer Supernova. Sie weisen auf den geringen Grad der Durchmischung der Materie nach der Explosion hin. Ihr Studium ermöglicht einen direkten Zugang zu stellaren Kondensationsprozessen.



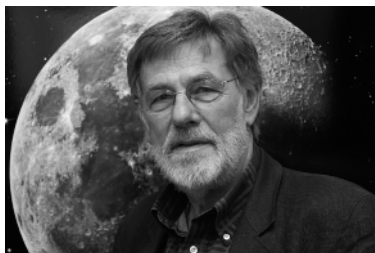
**Abb. 6** Infrarotaufnahme eines Supernovaüberrests vom 20. Dezember 2007. Gasförmiges Silicium ist dunkelblau eingefärbt, Argongas hellblau, während staubreiche Regionen rot und Staub+Gas-Regionen gelb sind. »This is the smoking gun indicating that supernovae were significant suppliers of fresh

dust«, Staub, der uns heute in Kometen und Meteoriten begegnet. Der Durchmesser des Supernova-Überrests beträgt 19 Lichtjahre und damit etwa das vierzigfache unseres Sonnensystems. (Infrared Spitzer Space Telescope NASA/JPL-Caltech, 20.12.2007.) (Siehe auch Farbtafel F1.)

Diese Geschichte ist nur ein Beispiel für eine erfolgreiche interdisziplinäre Verknüpfung von Astrophysik, Meteoritenforschung und Laboranalytik. Präsolare Körnchen fanden sich im Staub des Kometen Halley, wurden in der Stardust-Mission von einem Kometen auf die Erde gebracht und können sogar aus interplanetaren Staubteilchen, die ständig auf die Erde treffen, isoliert werden. Ihre Analyse mit höchstempfindlichen Methoden und extrem hoher Ortsauflösung, die in den vergangenen Jahren erhebliche Fortschritte gemacht hat, wird zwangsläufig zum immer besseren Verständnis der Geschichte unserer Welt und ihrer Bausteine beitragen.

Mit diesen Fortschritten geht eine dramatische Weiterentwicklung astronomischer Beobachtungstechniken einher. So wurden seit der Entdeckung des ersten Exoplaneten 1989 bis jetzt 403 extrasolare Planetensysteme mit 473 Planeten gefunden. Aufgrund der (indirekten) Beobachtungstechnik können wir bisher nur »große« Planeten (Jupiter-Größe) in der Nähe (Erd- bis Marsabstand) ihrer Sonne identifizieren. Es ist aber zu erwarten, dass mit den im Bau befindlichen neuen großen Teleskopen viel kleinere Planeten in größerem Abstand vom Stern »gesehen« werden können. Sicher wird es bald gelingen, deren Atmosphäre spektroskopisch zu analysieren. Werden wir dann Bedingungen sehen, die lebensfreundlich sind? Wie wird sich unser Weltbild verändern, wenn wir eine »Erde« entdecken?

## Der Autor



Professor Dr. Elmar K. Jessberger wurde am 18. April 1943 in Eisenach geboren. Er studierte Physik an der LMU München und der Universität Heidelberg, wo er auch 1971 promovierte und 1981 habilitierte. Von 1971 bis 1996 war er wissenschaftlicher Mitarbeiter der Abteilung Kosmophysik im Max-Planck-Institut für Kernphysik in Heidelberg. Zwischenzeitlich arbeitete er 1972 und 1973 am California Institute of Technology in Pasadena, wo er, wie später auch in Heidelberg, zur Geschichte des Mondes und der Meteorite forschte. In Heidelberg leistete er daneben Beiträge zum Verständnis von Kometen und interplanetarem Staub. Weitere Gastaufenthalte u. a. an der Universität und am Naturhistorischen Museum in Wien, an der State University of New York in Stony Brook sowie an der Washington University in St. Louis folgten. Von 1996 bis zu seiner Emeritierung 2008 war er Universitätsprofessor für Analytische und Experimentelle Planetologie an der Westfälischen Wilhelms-Universität in Münster. Ein Aspekt seiner Arbeit waren methodische Entwicklungen und die Einführung neuer mikro-analytischer Verfahren in die Planetologie. Die inhaltlichen Schwerpunkte seiner Forschung sind Kosmochronologie und die chemische und isotopische Evolution der Körper des Sonnensystems. Professor Jessberger war verantwortlicher Leiter und Teammitglied einer großen Zahl von Raumfahrtinstrumenten, u. a. MERTIS zur mineralogischen Infrarotkartierung des Merkur; RLS zur *in-situ* LIBS-Analytik und Raman-Charakterisierung des Mars; PIA, PUMA und COSIMA zur chemisch-isotopischen und MIDAS zur mikro-strukturellen Analyse von Kometenstaub. Seine Resultate wurden vielfach ausgezeichnet, u. a. von der NASA und der Meteoritical Society. Der Asteroid 16231 wurde ihm zu Ehren „Jessberger“ benannt. Professor Jessberger war in vielen Beratungsgremien und Programmkomitees des DLR, der ESA, der Meteoritical Society und der Max-Planck-Gesellschaft tätig.