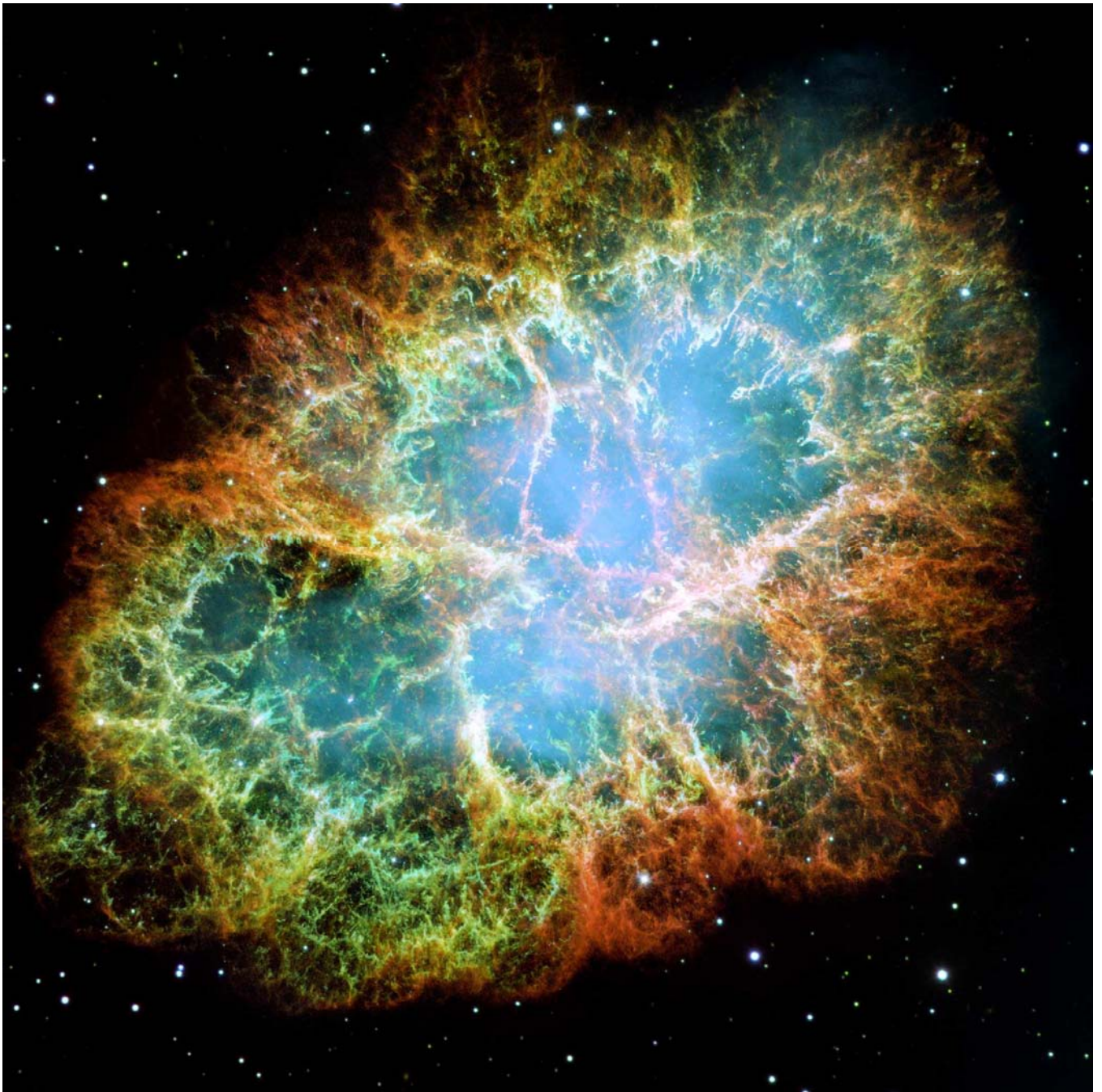
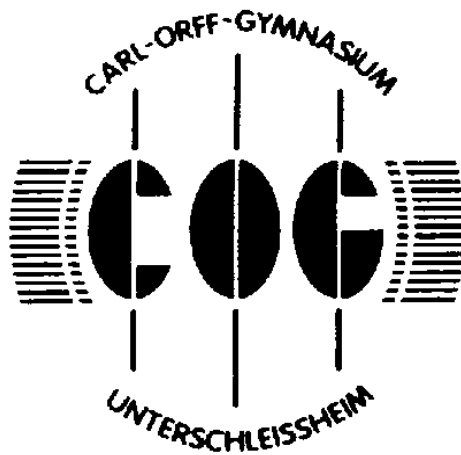


Supernova – Das Ende eines Sternenlebens

Facharbeit am Carl-Orff-Gymnasium



von Stefan Heigl K13
Schuljahr 2006/2008



Facharbeit der Kollegstufe

Abiturjahrgang 2006/2008

Kurs: _____

Kursleiter: _____

Verfasser: _____

Thema: _____

Abgabetermin: _____

Note: _____

Punkte: _____

Dem Direktorat vorgelegt am: _____

Punkte eingetragen am: _____

Unterschrift des Kursleiters: _____

Inhalt

1. Supernova	4
1.1 Der Tod eines Sterns	4
1.2 Das seltene Ereignis	5
2. Sternentwicklung	6
2.1 Die Analyse von Sternen	6
2.2 Das Sternenfeuer	8
2.3 Das Ende von Sternen	9
2.3.1 Die Lebensdauer von Sternen	9
2.3.2 Die Entwicklung zum Riesen	10
2.3.3 Das Ende als Weißer Zwerg	11
2.4 Die Grenze zur Stabilität	12
2.5 Der Weg zur Supernova	13
3. Die Explosion	14
3.1 Die Standardexplosion des Typs II	14
3.2 Eigenschaften einer Supernova Typ II	16
3.3 Die thermonukleare Supernova des Typs I	17
3.4 Eigenschaften einer Supernova Typ I	19
3.5 Vergleich einer Supernova Typ I und Typ II	21
4. Supernovaüberreste	22
4.1 Nebel	22
4.2 Neutronensterne und Pulsare	23
4.3 Schwarze Löcher	24
5. Die Geburt des Sternenstaubes	25
5.1 Fusionsprozesse der Elemente	25
5.2 Ende und Anfang	26
Anhang: Supernovaüberreste	27
Literaturverzeichnis	28

1. Der Anfang vom Ende

1.1 Der Tod eines Sterns

Wir befinden uns etwa 169 000 Lichtjahre^[1] von unserem derzeitigen Standort und genauso viele Jahre vor unserer Zeit entfernt. Genauer gesagt in der Großen Magellanschen Wolke, einer der nächsten Nachbargalaxien unserer Milchstraße. Unser Blick ist auf den blauen Überriesen Sanduleak -69 202 gerichtet. Im Hintergrund hört man die unverkennbare Einleitung von „Also sprach Zarathustra“ von Richard Strauss. Wir werden gleich Zeuge eines außerordentlichen Naturschauspiels, ein Fest der Natur, sich selbst zu feiern. Und doch ist es ein Grund zu trauern. Es ist der Tod eines mit 20 Millionen Jahren erschreckend jungen Sternes, der sich in seinen letzten Stunden noch mal dazu bereit erklärt, seiner atemberaubenden Schönheit in einer gigantischen Explosion aus Licht und Hitze ein Denkmal zu setzen. Innerhalb weniger Millisekunden kollabiert der Kern und in der darauf folgenden Explosion nimmt seine Leuchtkraft um das Millionen- bis Milliardenfache zu. Der Stern endet in einer Supernova.

169 000 Jahre später. Wir schreiben den 23. Februar 1987 und befinden uns auf dem Planeten Erde. Genauer gesagt in Cleveland, USA. Hier befindet sich das IMB-Experiment, ein Gemeinschaftsprojekt der Universität von Kalifornien in Irvine, der Universität von Michigan und des Nationallaboratoriums in Brookhaven. In einem unterirdischen Tank, dessen Fassungsvermögen 8 000 Liter hochreines Wasser beträgt, können Neutrinos, ein Zerfallsprodukt des Protons, durch ein Leuchten nachgewiesen



Die Supernova SN 1987 A in der Großen Magellanschen Wolke vor und nach der Explosion [3]

werden. Um 7 Uhr 35 Minuten und 35 Sekunden Weltzeit entstehen acht Lichtblitze.^[2] Ein außergewöhnliches Ereignis, da Neutrinos so gut wie nie mit Materie in Wechselwirkung treten. Etwas Großes muss passiert sein. In der Nacht des 24. Februars wird der Verursacher der Neutrinos klar: Das Licht der seit vier

Jahrhunderten ersten mit bloßen Augen sichtbaren Supernovaexplosion erreicht die Erde: Die Supernova SN 1987 A.

1.2 Das seltene Ereignis

Der Begriff Supernova kommt aus dem Lateinischen. Das Phänomen wurde zuerst „Stella Nova“ genannt, da angenommen wurde, es handle sich um neue Sterne. Erst im 20. Jahrhundert, als klar wurde, dass mit bloßem Auge sichtbare außergalaktische Sternexplosionen eine 1 000 bis 10 000 hellere Leuchtkraft haben, wurde der Name „Supernova“ eingeführt. Es existiert sogar die Theorie einer „Hypernova“, den Kollaps eines extrem massereichen Sterns direkt zum Schwarzen Loch, wobei die 10-fache Stärke einer normalen Supernova erreicht werden soll.^[4] Aber aufgrund der Seltenheit solcher Sterne wurde dieses hypothetische Phänomen noch nicht beobachtet.

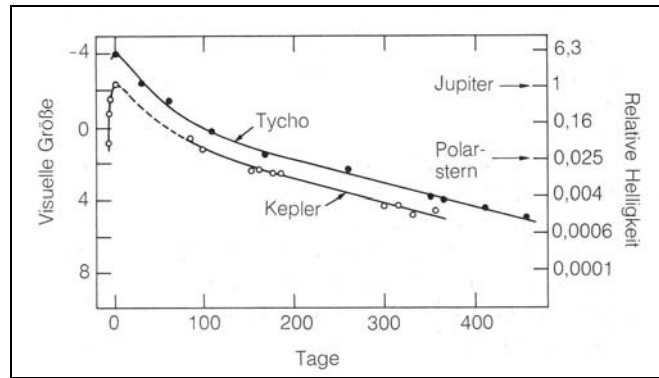
Die Benennung von Sternexplosionen setzt sich aus dem Kürzel SN (Supernova) und der jeweiligen Jahreszahl ihres Erscheinens zusammen. Seit der Zunahme der beobachteten Supernovaexplosionen im 20. Jahrhundert durch verbesserte Observierungsmöglichkeiten, etwa weiter entwickelten Teleskopen, ist es notwendig geworden, Supernovae eines Jahres mit Großbuchstaben zu versehen, ab der 27. sogar mit kleinen Doppelbuchstaben.

Aufgrund der beschränkten Beobachtungsmöglichkeiten waren Supernovae bis zum Ende des 20. Jahrhunderts historisch gesehen eher selten belegt. Da nur Explosionen innerhalb und in nächster Nähe zu unserer Galaxis mit bloßen Augen und einfachen Teleskopen sichtbar sind, galten Supernovaerscheinungen bis dahin als außerordentlich selten. Wissenschaftlich, durch Beobachtung und Niederschrift auf mehreren Erdteilen, belegt sind deshalb auch nur eine Handvoll:

Supernova	Beobachtungsort	Entfernung in Lichtjahren (1 Lj $\triangleq$ $9,5 \cdot 10^{12}$ km)	Scheinbare Maximale Helligkeit (je niedriger desto heller)
SN 185	Sternbild Zentaur	8 200	- 2 mag
SN 386	Sternbild Schütze	16 000	Nicht überliefert
SN 393	Sternbild Skorpion	3 000	- 3 mag
SN 1006	Sternbild Wolf	7 000	- 9 mag
SN 1054	Sternbild Stier	6 000	- 6 mag
SN 1181	Sternbild Kassiopeia	10 000	- 2 mag
SN 1572	Sternbild Kassiopeia	7 500	- 4 mag
SN 1604	Sternbild Schlangenträger	13 000	- 2.5 mag
SN 1885	Andromedanebel	2,5 Millionen	+ 6 mag

Historische Supernovae[5], Bilder: siehe Anhang

Die ersten Untersuchungen zu Supernovae machten Tycho Brahe (1546-1601) bei der Explosion im Jahre 1572 und Johannes Kepler (1571-1630) im Jahre 1604. Sie vermaßen die relative Helligkeit der Erscheinungen über einen Zeitraum von etwa einem Jahr.



Lichtkurven, die aus den Messwerten Brahes und Keplers rekonstruiert wurden. [6]

Ihre Lichtkurven konnten so im Nachhinein aus diesen Messwerten rekonstruiert werden.

Die Erscheinung trug wesentlich dazu bei, das geozentrische Weltbild des Aristoteles (384-322 v. Chr.) zu widerlegen. Er behauptete, die Erde befände sich im Mittelpunkt des Universums und die Sonne und die Planeten würden diese auf Sphären umkreisen. Die Sterne lagen in seinem Modell alle auf einer eigenen Sphäre, diese sei unveränderbar und stellte somit die absolute Schöpfung Gottes dar. Doch als man einen Lichtblitz am Himmel sah, wusste man, der Himmel ändert und entwickelt sich. Es wirkt, als ob Sterne ein Leben führen würden: Neue erscheinen, Alte vergehen.

Doch bevor wir uns mit dem Tod der Sterne beschäftigen, ist es wichtig, sich erstmal mit deren Entwicklung näher auseinanderzusetzen, um die Umstände ihres Ablebens besser zu verstehen.

2. Die Entwicklung der Sterne

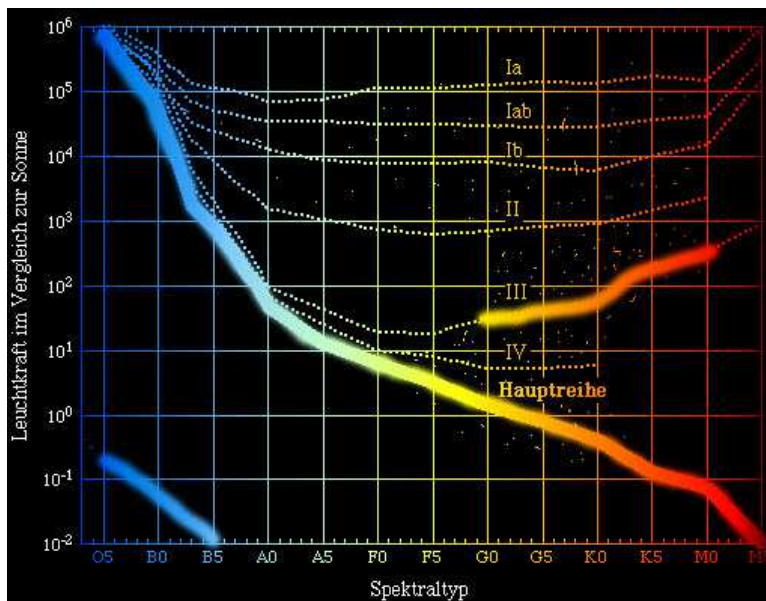
2.1 Die Analyse von Sternen

Im Unterschied zu normalen Laboruntersuchungen sind bei der Erforschung von Sternen die Objekte, die es zu untersuchen gilt, tausende Lichtjahre vom Beobachterstandpunkt entfernt. Somit bleibt als unmittelbares Werkzeug zur Erforschung der Sterne die Spektralanalyse, mit der man das vom Stern ankommende Licht untersucht. Dieses wird über einen Spektrometer oder ein Prisma aufgespalten und das entstehende Farbspektrum dient als Untersuchungsgrundlage.

Mit diesem Farbspektrum lässt sich erstaunlich viel über einen Stern herausfinden und zwar nicht nur die Oberflächentemperatur über das Wiensche Verschiebungsgesetz und die Radialgeschwindigkeit über den Dopplereffekt, sondern auch seine chemische

Zusammensetzung durch dessen Spektrallinien. Eine weitere wichtige Eigenschaft ist die Leuchtkraft eines Sternes. Sie wird in Relation zur Sonne durch die absolute Helligkeit berechnet.

Sind diese Werte erst einmal ermittelt, gilt es, die Fülle der Informationen zu verarbeiten und zu katalogisieren, die einem der Sternenhimmel bietet. Zu diesem Zweck wurde zu Beginn des 20. Jahrhunderts ein Schema entwickelt, dass die Einteilung der Sterne nach ihrer Helligkeit und Oberflächentemperatur ermöglicht, das Hertzsprung-Russel-Diagramm oder auch Farben-Helligkeits-Diagramm.



Hertzsprung-Russel-Diagramm mit Farbverlauf [7]

v. o.: I. Überriesen, II. Helle Riesen, III. Riesen, IV. Unterriesen, die Hauptreihe und die Weißen Zwerge

Die Sterne werden in Spektralklassen eingeteilt, die auf der x-Achse mit zunehmender Wellenlänge aufgetragen sind. Gleichzeitig stellen die Klassen einen Farbverlauf von Blau nach Rot, der Sternfarbe, dar. Die Farbe hängt mit der Temperatur eines Sternes zusammen, da heißere Sterne in der Regel höher

frequentes, also bläulicheres, Licht abstrahlen. Die Temperatur nimmt somit in der zunehmend röteren positiven x-Richtung ab. Auf der y-Achse hingegen wird aufsteigend die Leuchtkraft eines Sternes eingetragen. Sie ist in etwa proportional zur Sternenausdehnung, da eine größere Oberfläche mehr Licht abgibt, die Sterngrößen nehmen also in positiver y-Richtung zu.

Beim Auftragen der bekannten Sterne ergeben sich einige auffällige Besonderheiten. Der Großteil aller Sterne konzentriert sich auf ein S-förmiges Band, die so genannte Hauptreihe, das sich durch die Mitte des Diagramms zieht. Auch unsere Sonne liegt etwa mittig in diesem Band. Rechts davon lösen sich die Riesensterne, größere und kältere Sterne, ab. Links unten hingegen befindet sich das Band der Weißen Zwerge, kleine und sehr heiße Sterne. Ein normaler Sternenzklus beginnt in der Hauptreihe, dessen Zustand den Großteil eines Sternenlebens ausmacht. Anschließend entwickelt

sich der Stern, vergleichsweise kurz, zum Roten Riesen. Den Rest der Zeit verbringt ein Stern bis zu seinem endgültigen Erlöschen als Weißer Zwerg.

Sterne werden auch in Population I und II aufgeteilt. Diese Klassifikation geht auf den deutschen Astronomen Walter Baade (1893-1960) zurück, einen der bedeutendsten Astrophysiker des 20. Jahrhunderts, der in der Supernovaerforschung eine entscheidende Rolle spielte. In die Population I fallen Gebiete relativ junger Sterne mit einem hohen Gehalt an schweren Elementen aus früheren Sternengenerationen. Die Population II beschreibt hingegen Gebiete vorwiegend alter kleiner Sterne mit niedrigem Gehalt schwerer Elemente. Die Massereichen sind hier schon vor langer Zeit verschwunden und alles interstellares Gas ist in den Sternen gebunden, so können hier keine neuen Sterne entstehen.

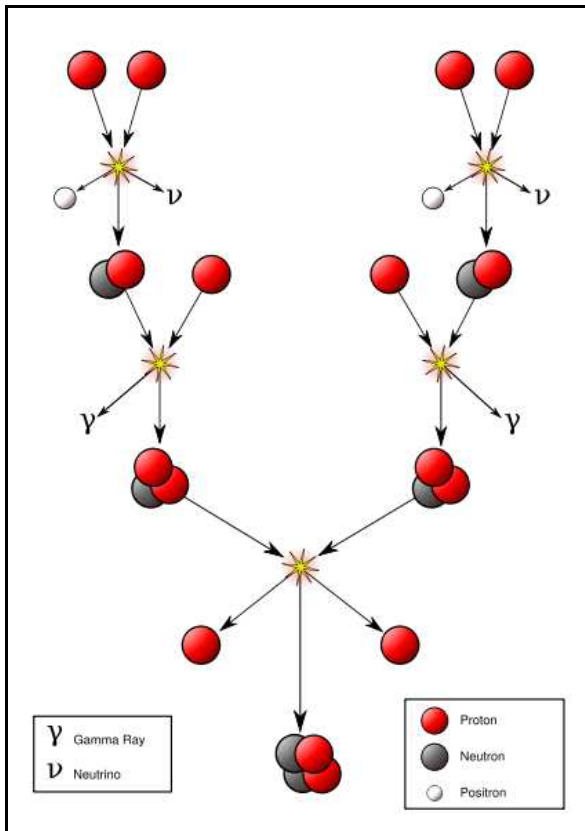
2.2 Das Sternenfeuer

Der Mechanismus, dem ein stabil brennender Stern zugrunde liegt, ist zugleich ein hydrostatisches wie thermisches Gleichgewicht, mit den beiden Gegenspielern Gravitation und Gasdruck. Durch die Gravitation wird das Gas des Sterns zusammengehalten und komprimiert, wobei dessen Temperatur mit stärkerer Kompression aufgrund der kinetischen Gasgleichungen und heftigeren thermonuklearen Reaktionen zunimmt. Wegen der gestiegenen Temperatur erhöht sich der Gasdruck, also die Bewegung der einzelnen Gasteilchen. Diese wirken der Gravitation entgegen und halten den Stern somit in einen stabilen Zustand.

Am Anfang seines Lebens besteht ein Stern überwiegend aus dem Element Wasserstoff. Jedoch ist er nicht gleichmäßig aufgebaut. Er besteht aus übereinander liegenden Schichten, deren Temperatur wie auch Dichte zum Mittelpunkt hin zunehmen, wobei Letztere die eines normalen Gases bei weitem überschreitet. Dies ist deshalb möglich, da das Gas nicht mehr in seiner ursprünglichen Form vorliegt. Bei den hohen Temperaturen von 2500 bis zu mehreren Millionen Grad Kelvin sind die Elektronen von ihren Atomen vollständig gelöst. Das Gas liegt als Plasma vor, einem Zustand ionisierten Gases, das extrem komprimiert werden kann.

Der Wasserstoff spaltet sich nunmehr zu reinen Protonen und Elektronen, deren Bewegung in Richtung Kern aufgrund der steigenden Temperatur zunimmt. In Kernen, deren Temperatur die drei Millionen Kelvin Marke überschreitet, sind die Geschwindigkeiten so hoch, dass sogar die Protonen genügend Energie mit sich führen, um bei einem Zusammenstoß zu verschmelzen.

Bei der so genannten Proton-Proton-Reaktion, der Basis des Sternenfeuers, fusionieren



Die Proton-Proton-Reaktion: Wasserstoff fusioniert zu Helium [8]

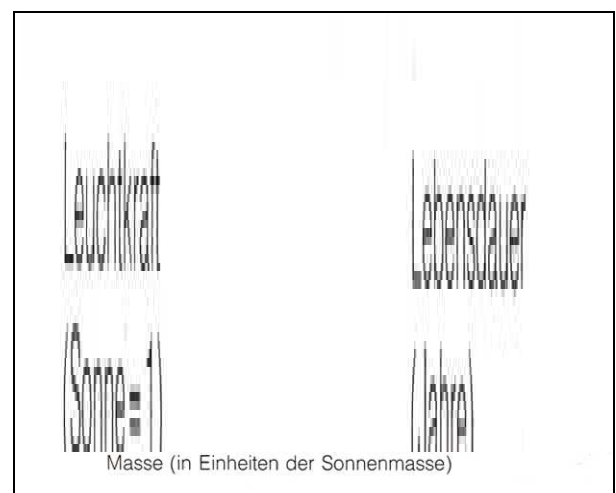
zwei Protonen zu Deuterium, wobei ein Proton zu einem Neutron wird, bei dessen Entstehung ein Positron und ein Neutrino frei werden. Das Deuterium verschmilzt wiederum mit einem Proton zu einem Helium-3-Kern, der mit einem weiteren Helium-3-Kern zu Helium-4 fusioniert. Bei der gesamten Reaktion geht etwa 0,7% der Masse verloren, die nach der Einsteinschen Formel $E=mc^2$ als Energie, hauptsächlich in Form eines Gammaphotons, einem hoch-energetischen Photon, freigesetzt wird. Diese Energie wandert durch thermische Bewegung und unzählige Wechselwirkungen zur Oberfläche,

wobei ein Photon durchaus mehrere Millionen Jahre brauchen kann, bis es ins Weltall abgestrahlt wird.

2.3 Das Ende von Sternen

2.3.1 Die Lebensdauer von Sternen

Dieser Prozess des Wasserstoffbrennens hält, je nach Sterngröße und Wasserstoffmenge, unterschiedlich lange an. Je kleiner ein Stern ist, desto länger beträgt seine Lebensdauer. Große Sterne haben zwar mehr Wasserstoff zur Verfügung, doch verbrauchen sie ihn aufgrund ihrer größeren Oberfläche und damit größeren Leuchtkraft in einem Bruchteil der Zeit.



Leuchtkraft und Lebensdauer von Sternen [9]

2.3.2 Die Entwicklung zum Riesen^[10]

Wenn einmal der Wasserstoff des Kernes versiegt ist, steht die thermonukleare Reaktion still und der Stern kühlt von innen aus. Die Farbe der sich auf 3000 Kelvin abkühlenden Oberfläche ändert sich, der Stern wird rötlich. Der innere Druck des Kernes beginnt nun unweigerlich zu sinken. Die Temperaturen reichen nicht aus, um das Helium, das eine doppelte Ladungszahl und somit höhere Abstoßungsenergie als Wasserstoff hat, zur Reaktion zu bringen. Jetzt ist der Kern der Gravitation unweigerlich ausgesetzt und fängt an zu schrumpfen. Aber mit der Kompression des Heliumgases durch die Schwerkraft steigt der Gasdruck des Kerns wieder und dadurch auch dessen Temperatur. Er erhitzt sich dabei auf über 40 Millionen Grad Kelvin. Dies ist allerdings noch nicht heiß genug, damit Heliumkerne fusionieren. Doch die angestaute Hitze reicht aus, um die darüber liegenden Wasserstoffschichten zu zünden. Diese erwärmen sich und die Hülle dehnt sich aus. Der Stern beginnt zu wachsen.

Nach einigen Millionen Jahren hat der Stern seine zehnfache Ausdehnung erreicht. Mit seiner Oberfläche ist auch seine Leuchtkraft gestiegen. Er entfernt sich auf dem Hertzsprung-Russel-Diagramm von der Hauptreihe nach rechts oben. Aufgrund der riesigen Ausdehnung hat die äußere Hülle praktisch die Dichte eines Vakuums erreicht. Die entstandenen Heliumkerne der oberen Wasserstoffschichten regnen jedoch wieder auf den Sternkern, dessen Masse und somit auch dessen Temperatur weiter steigt.



Der Rote Riese V 838 Monocerotis mit einem planetarem Nebel [11]

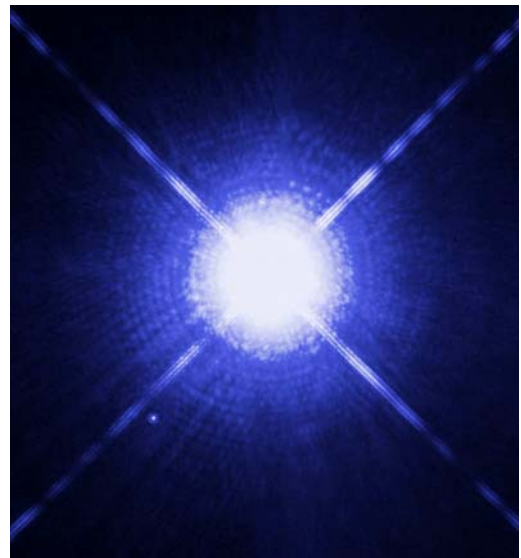
Wenn die 100 Millionen Grad Kelvin Marke durchbrochen wird, ist es schließlich soweit. Der Kern zündet wieder, das Helium fusioniert weiter zu Kohlenstoff und Sauerstoff. Der Stern besteht nun aus verschiedenen Gasschichten, die unabhängig voneinander weiterfusionieren. Wenn das Helium versiegt, beginnt der Kontraktionsprozess des Kernes vom Neuen. Die Temperaturen durchbrechen die 200 Millionen Grad Grenze. Nun brennen auch die

Heliumschichten, die den Kern umgeben. Der Stern dehnt sich noch weiter aus. Die äußersten Wasserstoffschichten unterliegen jetzt nicht mehr der Gravitation des Sternes und umgeben ihn als planetarer Nebel.

Nach einigen 10 000 Jahren hat sich die Hülle aufgrund der thermalen Ausdehnung extrem verdünnt. Der Blick wird nun frei auf den übrig gebliebenen Kern, eine strahlend weiße Kugel, deren Oberflächentemperatur 100 000 Grad Kelvin beträgt. Durch die hohe Temperatur emittiert er die meisten Photonen im weißen und im UV-Bereich, was auch eine Zunahme des alles zersetzenden Sonnenwindes bedeutet. Dieser Sonnenwind, ein Strom geladener Teilchen, und die durch die Hitze bedingte Dekompression führen dazu, dass sich der durchaus ästhetisch beeindruckende planetare Restnebel nach einigen 100 000 Jahren komplett im Raum verflüchtigt. Der Kern bleibt jetzt allein als Weißer Zwerg zurück.

2.3.3 Das Ende als Weißer Zwerg^[12]

Bei der Vermessung der ersten weißen Zwerge wurden die Astronomen des frühen 20. Jahrhunderts vor einige verblüffende Tatsachen gestellt. Als das Doppelsternsystem Sirius, der am hellsten leuchtenden Stern am Himmel, analysiert wurde, stellte sich heraus, dass das Volumen und die Masse des Begleiters Sirius B in einem noch nie beobachteten Verhältnis standen. Wegen der extrem hohen Oberflächentemperatur von 30 000 Grad aber der vergleichsweise kleinen Leuchtkraft, auf dem Hertzsprung-Russel-Diagramm also unten links, musste Sirius B eine Oberfläche in der Größenordnung der Erde besitzen. Doch aufgrund der Bewegung im Doppelsternsystem berechnete man zugleich eine Masse von etwa 0,98 Sonnenmassen. Dies ergab eine Dichte von 10^7 Gramm pro Kubikzentimeter, Millionen mal höher als die von Wasser und auch viel höher als die üblicherweise in Sternenkernen herrschende Dichte.



Der Stern Sirius A mit seinem Begleiter Sirius B (unten links), der erste, von Alvin Clark 1862, entdeckte Weiße Zwerg [13]

Ein weiteres Phänomen war, dass ein Weißer Zwerg einen stabilen Zustand einnimmt, obwohl er weiterhin abkühlt. Aufgrund der Ionisierung des Gases müsste sich die Kompression fortsetzen und irgendwann müsste eine Temperatur erreicht sein, bei der sich die Atomkerne des Weißen Zwerges wegen der niedrigen Temperaturen wieder mit ihren Elektronen verbinden. Doch dies wird von der Gravitation verhindert, da die

entstehenden Atome einen viel größeren Raum einnehmen müssten als das komprimierte Plasma. Somit müsste sich der Stern erst ausdehnen, also Energie bekommen, um sich weiter abzukühlen.

Erst 1925 gelang es dem Physiker Ralph Fowler (1889-1944) dieses Paradoxon zu lösen. Aufgrund der Erkenntnisse der Quantenmechanik gelang es ihm zu beweisen, dass sich ein extrem verdichtetes Gas nicht mehr nach den Gesetzen der Thermodynamik verhält. Die hohe Gravitationskraft führt dazu, dass das Gas sich in einem so genannten entarteten Zustand befindet, d.h. dass die Elektronen aufgrund des hohen äußeren Druckes auch bei hohen Temperaturen nach dem Pauli-Prinzip den niedrigsten Energiezustand einnehmen und durch die große Kompression ein Gegendruck zur Gravitation aufgebaut wird. Der Druck des Gases ist nunmehr unabhängig von der Temperatur und verhindert ein weiteres Aufwärmen oder Abkühlen. Somit kann ein Weißer Zwerg einige Milliarden Jahre in diesem Zustand verbringen, bis er sich schließlich durch die verloren gegangene Strahlungsenergie ganz abgekühlt hat und für alle Ewigkeit als reaktionsunfähige, nicht strahlende und somit schwarze Kugel zurückbleibt.

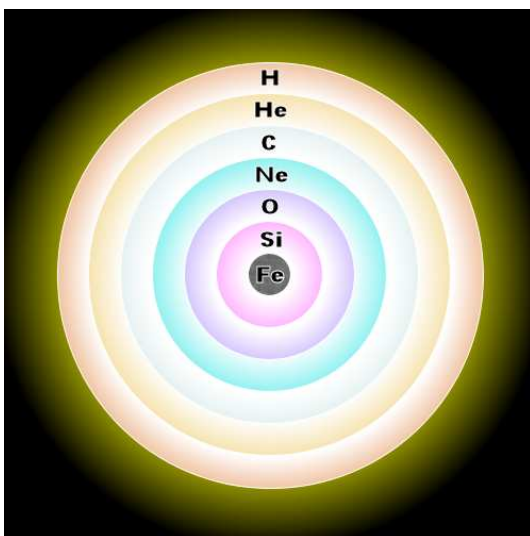
2.4 Die Grenze zur Stabilität

Doch wie lässt sich dann das Erscheinen von Supernovae erklären, wenn alle Sterne auf diese Weise enden? Die Antwort darauf gab 1930 der indische Physiker Subrahmanyan Chandrasekhar (1910-1995), wofür er 1983 sogar mit dem Nobelpreis ausgezeichnet wurde. Er zeigte, dass, wenn man das entartete Gas unter Gesichtspunkten der Relativitätstheorie berechnet, was wegen der hohen Elektronengeschwindigkeiten innerhalb des Gases auch notwendig ist, eine Obergrenze für die Masse eines stabilen Kerns existiert. Über dieser Grenze reicht der Druck des entarteten Gases nicht mehr aus, um sein eigenes Gewicht zu tragen, und der Kern kollabiert. Diese Chandrasekhar-Grenze liegt bei etwa 1,44 Sonnenmassen und somit ist die Obergrenze für die Ausgangsmasse eines Sterns, der sich zum Weißen Zwerg entwickelt, etwa die 8-fache Sonnenmasse. Was ereignet sich aber in der Schlussphase eines größeren Sterns?

2.5 Der Weg zur Supernova^[14]

Große Sterne über 8 Sonnenmassen entwickeln sich in der Phase der Roten Riesen entscheidend anders. Nehmen wir einen blauen Stern der 20-fachen Sonnenmasse, dessen Radius fünfmal so groß ist wie der der Sonne. Seine Lebensdauer ist aufgrund der hohen Leuchtkraft ausgesprochen kurz und nach einigen Millionen Jahren sind seine Wasserstoffreserven verbraucht, zumal ein sehr starker Sonnenwind über die Jahre zu einem hohen Masseverlust führt. Dann tritt er in die Phase des Heliumbrennens ein. Seine Farbe wird rot und sein Radius wächst auf die 200-fache Größe an. Er ist nun ein wahres Monster unter den Riesen, ein Roter Überriese.

Und hier besteht der entscheidende Unterschied. Sein Kern entwickelt sich viel schneller als bei den normalen Riesen. Er hat genug Masse, um vom Heliumbrennen über das Kohlen- und Sauerstoffbrennen Neon-20 zu bilden. Die Temperaturen im Kern überschreiten eine Milliarde Grad. Der Stern muss immer mehr Energie produzieren, um gegen die Gravitation anzukommen. Doch bei diesen hohen Temperaturen tritt ein neues Teilchen auf das Spielfeld des innerstellaren Kampfes, das Neutrino. Sein erhöhtes Abstrahlen führt zu erheblichen Energieverlusten, die nicht in Wärme abgegeben werden. Der Kern tritt nun in eine Phase der Unruhe ein. Er verbrennt seine restlichen Reserven rasend schnell. Bald reicht der Kohlen- und Sauerstoff nicht mehr aus, um genügend Energie zu erzeugen. Bei einer Temperatur von 1,2 Milliarden Grad setzt das Neonbrennen ein, bei einer Temperatur von 2 Milliarden Grad verschmilzt der restliche Sauerstoff-16 zu Silizium-28, das wiederum selbst bei 3,5 Milliarden Grad innerhalb einer Woche fusioniert. Die aufeinander folgenden Schritte sind energetisch immer



Zwiebelstruktur eines Sternes kurz vor dem Kollaps des Kernes [15]

unergiebig und jetzt erreichen die entstehenden Photonen so hohe Energien, dass sie die Atomkerne zerstören. Die freiwerdenden Neutronen und Protonen lagern sich zusammen zu Eisen-56, dem stabilsten Kern der Natur. Für die Erzeugung von Atomkernen höherer Ordnungszahl, muss ab jetzt Energie zugeführt werden, anstatt dass dabei welche frei wird. Der Stern besteht nun aus unterschiedlichen Atomschichten, die aufgrund der

abnehmenden Hitze von der Mitte weg zwiebelartig aufgebaut sind. Der schwere

Eisenkern hat nun keine Möglichkeit mehr, Energie zu liefern, der Stern ist am Ende seiner Kräfte angelangt. Die Gravitation gewinnt den Kampf, der Kern kann sein Gewicht nicht mehr tragen, er gibt auf und implodiert.

3. Die Explosion

3.1 Die Standardexplosion des Typs II^[16]

Der Erste, der 1938 die Idee äußerte, dass Supernovaexplosionen auf einen Gravitationskollaps zurück zu führen seien, war der schweizerische Astrophysiker Fritz Zwicky (1898-1974). Doch wie kommt es dann zu einer Lichterscheinung? Eine Supernova ist doch zweifelsohne eine Explosion, keine Implosion, die klang- und sanglos in der unendlichen Weite des Weltalls verpufft. Die Erklärung liefert der britische Astrophysiker Fred Hoyle (1915-2001) in einem von ihm 1946 entwickelten Modell, das durch moderne Computersimulationen immer mehr verfeinert wurde.

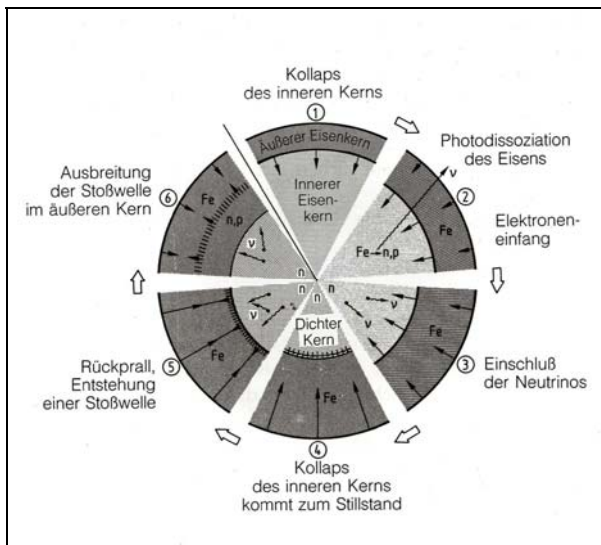
Der Kollaps des Kernes spielt sich in einer unglaublich kurzen Zeit ab. Innerhalb einiger Millisekunden fällt der Zentralbereich des Kernes mit mehrfacher Schallgeschwindigkeit in sich zusammen. Der äußere Kern folgt mit leichter Verzögerung.

In der ersten Phase schnellte die Temperatur auf 6 Milliarden Grad hoch. Die Photonen sind nun so energiereich, dass sie die Eisenkerne zersetzen. Diese so genannte Photodissoziation des Eisens spaltet die Kerne in Neutronen, Protonen und Alphateilchen auf, was sich aufgrund der dafür benötigten Energie beschleunigend auf den Kollaps auswirkt.

In der zweiten Phase wird die Dichte des Kernes so hoch, dass sich Elektronen mit Protonen zu Neutronen verbinden, wobei bei jeder Reaktion jeweils ein Neutrino frei wird. Die auf diese Weise verlorene Energie und die wegfallende, stabilisierende Wirkung der sich abstoßenden Ladungen untergraben den Widerstand des Kernes noch mehr. In der dritten Phase verdichtet sich der Kern auf über 500 Milliarden Gramm pro Kubikzentimeter, so dass selbst die Neutrinos nicht mehr aus dem Kern entweichen können. Der innere Kern besteht nun überwiegend aus Neutronen, die Temperatur beträgt 50 Milliarden Grad!

In der vierten Phase kommt der Kollaps des Kernes abrupt zum Stillstand. Die Neutronen werden so stark verdichtet, dass zwischen ihnen praktisch kein Abstand mehr besteht. Diese „Neutronensuppe“ ist, ähnlich wie beim Weißen Zwerg, entartete

Materie. Der Kern erreicht eine Dichte wie im Inneren von Atomkernen, nämlich 200 000 Milliarden Gramm pro Kubikzentimeter. Diese extreme Kompression baut einen unglaublich hohen Gegendruck auf und widersteht somit der Gravitation.



Der Kernkollaps eines massereichen Sternes [17]

In der fünften Phase treffen die äußeren Bereiche des Kernes, die mit leichter Verzögerung der Implosion gefolgt sind, auf den unbeweglichen Masseball. Die Stoßwelle hat keinen Einfluss auf den inneren Kern, prallt an ihm in der Art und Weise eines elastischen Stoßes ab und schwingt nach außen hin zurück. Die Implosion wird zur Explosion.

In der sechsten Phase breitet sich die Welle durch die nachfolgenden Eisenschichten weiter aus, wobei sie durch das restliche kollabierende Material abgeschwächt wird. Aber die Energie und Anzahl der im Kern eingefangenen Neutrinos ist so hoch, dass diese, bei ihrem Weg in die Freiheit, der Stoßwelle genügend Kraft geben, um den Kern zu durchwandern, alles auf ihrem Weg zu zersetzen und schließlich die Gasschichten um den ehemaligen Kern in einer Explosion von Gas, Hitze und Teilchen auseinander zu treiben.

Die einzelnen Zwiebelschichten werden in kürzester Zeit sehr stark erhitzt, der Fusionsprozess setzt schlagartig wieder ein, doch ebbt er ebenso schnell wieder ab, da die Gaswolke sich mit einer so hohen Geschwindigkeit ausbreitet, dass die Mindesttemperatur der Fusionsprozesse nur relativ kurz erhalten bleibt. Der Stern treibt immer weiter auseinander und erreicht die 30-fache Ausdehnung seiner Ursprungsgröße, etwa 20 Milliarden Kilometer. Wenn die Stoßwelle die äußerste Wasserstoffschicht in dieser Entfernung erreicht, werden die Atome extrem erhitzt, geben jedoch ihre Energie ebenso schnell in Form von Röntgenphotonen wieder ab. Somit ist ein extrem starker Röntgenblitz die erste Botschaft einer Supernova. Die Restenergie wird in Form von optischen Photonen abgegeben, zum ersten Mal sieht ein Beobachter ein helles Aufleuchten der Explosion.

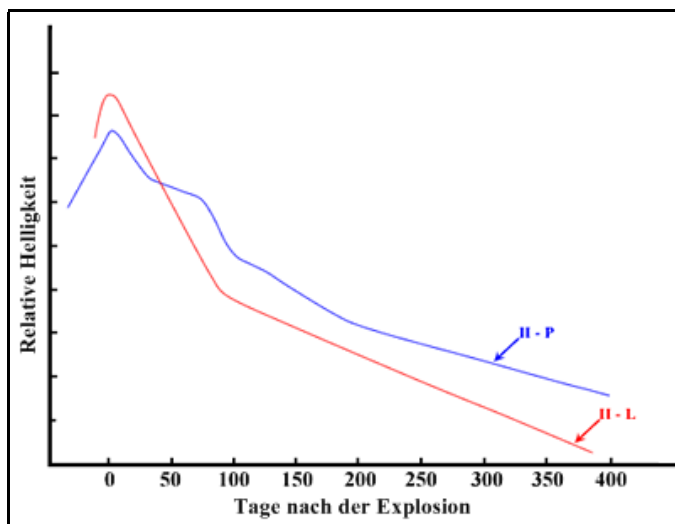
Die bei dem ganzen Prozess freiwerdende Energie von etwa 10^{46} Joule wird zu 99% in hochenergetischen Neutrinos abgegeben, 1% in kinetischer Energie der Masse und nur

0,01% als Licht. Dennoch ist die Leuchtkraft 100 000-mal höher als die des ehemaligen Sternes, er leuchtet nun so hell wie eine ganze Galaxie.

3.2 Eigenschaften einer Supernova Typ II

Wenn man die Leuchtkraft gegen die Zeit aufträgt, bekommt man eine, für die Supernova typische, Lichtkurve. Die Helligkeit erreicht zunächst einen Maximalwert, der einige Tage anhält. Die sich bei der Explosion vergrößernde Oberfläche gleicht die fortschreitende Abkühlung der strahlenden Schicht aus. Doch nach einiger Zeit überwiegt der Abkühlungseffekt. In den äußeren Schichten verbinden sich Elektronen und Protonen wieder zu ihrer atomaren Form und werden dadurch lichtdurchlässig. Ein Beobachter kann immer nur bis zu einer Schicht der Temperatur von etwa 5000 bis 6000 Grad sehen, der so genannten Photosphäre. In dieser Schicht werden vorwiegend Photonen im optischen Bereich emittiert. Sie wandert mit der Abkühlung und Ausbreitung des Sternes in Richtung Kern, ihre Oberfläche verkleinert sich und somit auch die Leuchtkraft.

In der Abklingphase ergeben sich zwei unterschiedliche Lichtkurven der Supernova Typs II:



Stilisierte Lichtkurven der Supernova Typ II

Der Untertyp SN II-L fällt gleichmäßig linear ab. Das ist der Fall, weil hier atomare Zerfallsprozesse die Energie der Explosion speisen, die gleichen, die auch bei einer Supernova Typ I wirken, wie später dargestellt wird.

Der Untertyp SN II-P beschreibt eine Plateauphase. Dies wird darauf zurückgeführt, dass die

Menge des Wasserstoffs höher ist als bei dem Typ SN II-L. Die Energie der Schockwelle ionisiert alle Wasserstoffatome, die zu leuchten beginnen. Mit zunehmender Ausdehnung sinkt die Photosphäre durch die Wasserstoffsicht. Hierbei hält sich die Zunahme der Oberfläche und die Abkühlung die Waage, die Leuchtkraft stagniert.

Die Untersuchung des ausgesandten Lichtes ergibt, dass das frühe Spektrum der Explosion ausgeprägte Wasserstofflinien enthält, ein Ergebnis eben dieser leuchtenden Wasserstoffschicht. Es gibt jedoch auch Supernovae des Typs II, deren Wasserstofflinie nicht so dominant ist. Dieser Typ IIb wurde nachträglich als eine Mischform des Typs II und des Typs Ib eingeführt und wird mit der Hilfe von großen, massereichen Sternen erklärt, den so genannten Wolf-Rayet-Sternen, benannt nach ihren Entdeckern Charles Wolf (1827-1918) und Georges Rayet (1839-1906), die im 19. Jahrhundert die ersten Exemplare fanden. Wolf-Rayet-Sterne sind Sterne mit mindestens 25-facher Sonnenmasse, die zwischen der Phase der Roten Riesen und ihrem Tod stehen. Im Roten Riesen-Stadium sind sie so schwer, dass die Kernprozesse über einen langen Zeitraum hinweg extrem starke Sonnenwinde mit Geschwindigkeiten von über 4000 km/s ausstoßen. Diese sind stark genug, um in der Endphase des Sternenlebens die komplette (Typ Ib) oder einen großen Teil (Typ IIb) der Wasserstoffhülle abzutragen und in alle Winde zu streuen.

Schließlich gibt es aber auch noch Sternexplosionen, bei denen überhaupt keine Wasserstofflinie vorkommt. Somit muss es noch einen anderen Typ der Sternexplosion geben.

3.3 Die thermonukleare Supernova des Typs I^[18]

Es gibt also Spektren von Sternexplosionen, deren Wasserstofflinie komplett fehlt. Aber welche Sterne ergeben so ein merkwürdiges Spektrum, zumal Wasserstoff das im Weltall häufigste vorkommende Element ist? Es müssen Sterne sein, die ihre Wasserstoffschicht im Laufe ihres Lebens verloren haben. Ein Kandidat wären große massereiche Sterne, deren Wasserstoff durch einen sehr starken Sonnenwind in alle Richtungen geweht worden ist. Zum anderen gäbe es noch die Weißen Zwerge, deren Wasserstoff sich über Jahrtausende im All verteilt hat.

Ein Anhaltspunkt ist, dass die SN I nur in bestimmten Bereichen vorzufinden ist. Sie tritt vorwiegend in Gebieten der Sternpopulation II auf. Diese sind, zum Beispiel, elliptische Galaxien oder Zentren von Spiralgalaxien, die praktisch nur aus Milliarden Jahre alten Sternen bestehen. Die großen Sterne sind schon vor langer Zeit gestorben und es existieren nur noch die kleinen Massearme. Hier wurde noch nie eine Supernova des Typs II beobachtet. Somit fällt der erste Kandidat weg und es bleiben nur noch die Weißen Zwerge als mögliche Ursache einer SN I.

Ein Punkt, der dies zu bestätigen scheint, ist, dass die Ausgangshelligkeit einer SN I immer gleich stark ist. Dies ist durchaus mit der Grenzmasse eines stabilen Kernes, die die Energie der Explosion speist, vereinbar. Doch was bringt einen Weißen Zwerg, einer der stabilsten Sterne, zur Explosion? Die einzige Möglichkeit ist eine Massezufuhr von außen. Der Weiße Zwerg muss einen Partner haben, dem er Masse raubt, d.h. er muss zu einem Doppelsternsystem gehören.

Diese Systeme existieren häufiger als man denkt, etwa die Hälfte aller Sterne sind Teil eines Doppelsternsystems. Die beiden Sterne umkreisen ihren gemeinsamen Schwerpunkt und, wenn ihr Abstand die Roche-Grenze, die Grenze der jeweiligen Gravitationsfelder, unterschreitet, kommt es auch zu einem erheblichen Masseaustausch zwischen ihnen. Der größere der beiden Sterne, der Hauptstern, entwickelt sich aufgrund seiner kürzeren Lebensdauer schneller. Im Stadium des Roten Riesen durchbricht seine Ausdehnung die Roche-Grenze des Partnersterns, er verliert einen Teil seiner Materie und unterstützt damit die Entwicklung des anderen. Wenn seine Kernmasse unter 1,44 Sonnenmassen liegt, entwickelt er sich zum Weißen Zwerg, ansonsten wird das Binärsystem durch eine Supernova auseinander gerissen. Der Partnerstern entwickelt sich nun seinerseits zum Roten Riesen und dessen Ausdehnung überschreitet die Roche-Grenze des Weißen Zwerges. Dieser zieht Materie, vorwiegend Wasserstoff, auf einer Spiralbahn zu sich her, bis sie auf seiner Oberfläche niedergeht. Eine Wasserstoffschicht entsteht, die mit zunehmender Masse immer heißer wird. Wenn

die Temperatur einige Millionen Grad überschreitet, setzt schlagartig der Fusionsprozess ein und es kommt zu einer kleineren Explosion, bei der nur ein Teil der Wasserstoffschicht ins Weltall abgestoßen wird. Sie ist als Nova, eine kleine Lichterscheinung zu sehen, deren Leuchtkraft jedoch



Die Darstellung eines Binärsystems mit einer Nova durch einen Künstler [19]

tausendmal schwächer ist als die einer Supernova.

Im Laufe der so genannten Akkretion, der Aufsammlung von Materie durch den Weißen Zwerg, geschieht dieser Prozess recht häufig, aber er kann auch kontinuierlich

als durchgehende Fusion des Wasserstoffes ablaufen, wenn die Oberflächentemperatur hoch genug ist. Dabei entstehen Heliumatome, die auf die Oberfläche des Weißen Zwerges niederregnen. Die Masse des Sternes nimmt immer mehr zu, der Stern beginnt sich zusammenzuziehen. Doch wenn die Masse die Chandrasekhar-Grenze überschreitet, gibt es keinen Weg zurück, das entartete Elektronengas kann den Kern nicht mehr tragen und erwärmt sich. Aufgrund der hohen Dichte und den sich praktisch berührenden Atomkernen ist die Temperatur, die benötigt wird, um die Fusionsprozesse zu zünden, wesentlich niedriger als bei massereichen Sternen.

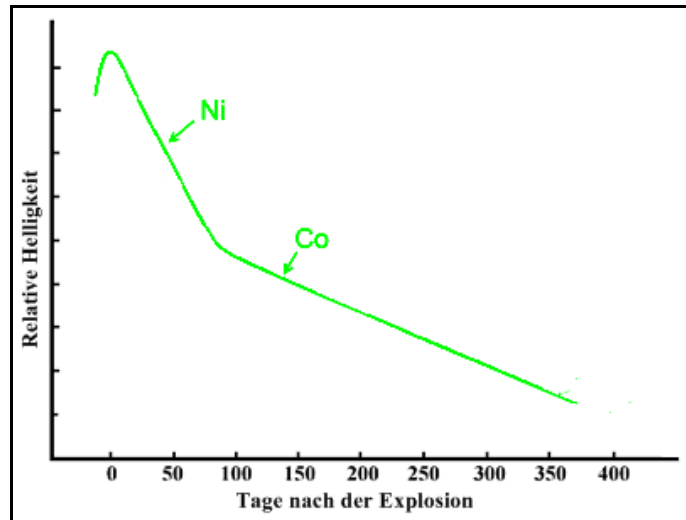
Bei der Temperatur von 400 Millionen Grad setzt das Kohlenstoffbrennen schlagartig ein und erhitzt den Kern explosionsartig. Normalerweise würde die erhöhte Temperatur zu einem höheren Druck führen, der sich sogleich mit einer Ausdehnung des Sternes ausgleicht, doch das Gas befindet sich im entarteten Zustand und somit ist dessen Druck unabhängig von der Temperatur. Der Kern erhitzt extrem schnell und die nacheinander folgenden Kernfusionsprozesse der einzelnen Elemente starten alle innerhalb weniger Sekunden, der Weiße Zwerg erhitzt sich schlagartig auf mehrere Milliarden Grad. Der Stern verbrennt innerhalb von wenigen Sekunden von innen heraus, der Zentralbereich verbraucht als Erster seine Brennstoffreserven und fusioniert schwere Elemente, insbesondere das Nickel-56, das für den weiteren Verlauf eine entscheidende Rolle spielt. Von dort breitet sich eine explosionsartige Flammenfront nach außen hin aus, die alles auf ihrem Weg verbrennt und sich beschleunigt fortsetzt. Der Stern explodiert so schnell, dass nicht mal ein riesiger Neutrinoausstoß den Prozess bremsen kann. Sobald die Flammenfront die äußeren Schichten erreicht, steigt deren Druck noch an, da das Gas hier weniger entartet ist. Die Oberflächenschichten werden mit einer Anfangsgeschwindigkeit von 20 000 Kilometern pro Sekunde ins All geschleudert, der Stern wird zur Supernova. Die Gesamtenergie von etwa 10^{44} Joule wird somit zu 99% in kinetischer Energie der Teilchen abgegeben und zu einem ganzen Prozent als Licht, viel mehr als bei der SN II.

3.4 Eigenschaften einer Supernova Typ I

Die Leuchtkraft einer Supernova Typ I erreicht aufgrund der fehlenden äußeren verdeckenden Gasschichten und der hohen Geschwindigkeiten ihrer Ausdehnung sehr schnell ihren Maximalwert. Genau wie der Typ II strahlt sie am Anfang einen hohen Teil ihrer Photonen im Röntgenbereich ab. Erst wenn die Temperaturen bis unter 10 000 Grad abgekühlt sind, werden vorwiegend optische Photonen emittiert. Jedoch

erscheint eine Supernova des Typs I vier- bis sechsmal heller als eine Supernova Typ II und das, obwohl die Ausbreitung des Weißen Zwerges bei weitem nicht schnell genug abläuft, um die riesige Ausdehnung einer Explosion eines massereichen Sternes zu erreichen.

Irgendetwas muss also die Leuchtkraft der Supernova speisen, und hier kommt das Nickel-56 wieder ins Spiel. Etwa die Hälfte der Masse des Ausgangssterne wird als Nickel-56 frei gesetzt. Dieses zerfällt mit einer Halbwertszeit von 6 Tagen zu Kobalt-56, einem geringfügig stabileren Element, das wiederum mit

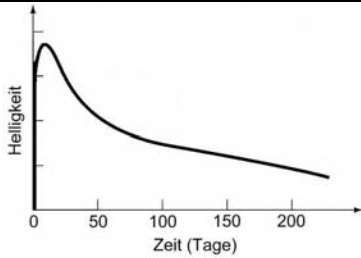
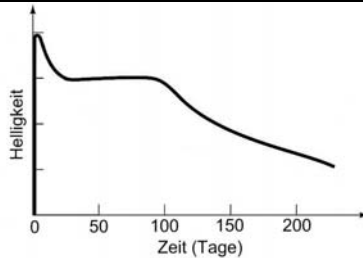


Stilisierte Lichtkurve der Supernova Typ I

einer Halbwertszeit von 78,7 Tagen zu Eisen-56 zerfällt. Bei jeder Umwandlung wird ein hochenergetisches Gammaphoton frei, das aufgrund seiner Wechselwirkung die ausbreitenden Wolken aufheizt und somit zu einer helleren Leuchtkraft führt. Auch der Abfall der Lichtintensität, den man anhand der Lichtkurve erkennen kann, stimmt deswegen mit den Zerfallskurven der radioaktiven Elemente überein. In der ersten Woche bekommt sie ihre Energie durch den Zerfall des Nickels, die Lichtintensität fällt mit dessen Halbwertszeit ab. In den Monaten danach sinkt sie mit der Halbwertszeit des Kobalts, bis sie nicht mehr am Himmel zu sehen ist.

Der Typ I wird vom Typ II dadurch unterschieden, dass im Spektrum kein Wasserstoff auftaucht. Diese Einteilung wurde erstmals 1939 von dem deutsch-amerikanischen Astrophysiker Rudolph Minkowski (1885-1976) zusammen mit Walter Baade eingeführt und ist heute noch gültig. Dass heißt aber, dass die Supernovatypen nicht nach Explosionsmechanismus unterteilt sind, sondern durch das Fehlen von Wasserstoff. So sind der Typ Ib und der Typ Ic beide auf den Kernkollaps eines massereichen Wolf-Rayet-Sternes zurückzuführen, der seine äußeren Sternhüllen durch seinen starken Sonnenwind verloren hat. Somit fehlt bei Typ Ib die Wasserstofflinie und bei Typ Ic zusätzlich noch die Heliumlinie, deshalb werden sie dem Typ I zugerechnet, obwohl sie nicht aus der Explosion eines Weißen Zwerges hervorgehen.^[20]

3.5 Vergleich einer Supernova Typ I und Typ II^[21]

Typ	SN I	SN II
Spektrum	Keine Wasserstofflinie	Wasserstofflinie
Standardtyp	SN Ia	SN II-P
Standardmodell	Thermonukleare Explosion eines Weißen Zwerges	Kollaps des Kerns eines massereichen Sternes
Vorkommen	Zentren von Spiralgalaxien und in elliptischen Galaxien (Population II)	In den Armen von Spiralgalaxien (Population I)
Lichtkurve		
Energie	10^{44} Joule $\begin{cases} 0\% \text{ Neutrinos} \\ 99\% \text{ kin. Energie} \\ 1\% \text{ Licht} \end{cases}$	10^{46} Joule $\begin{cases} 99\% \text{ Neutrinos} \\ 1\% \text{ kin. Energie} \\ 0.01\% \text{ Licht} \end{cases}$
Rest	Keiner	Neutronenstern oder Schwarzes Loch

4. Supernovaüberreste

Es gibt nicht vieles, was eine so verheerende Explosion, wie es eine Supernova ist, überstehen kann. Doch je nach Typ gibt es auch unterschiedliche Überreste. Bei der Supernova Typ I bleibt vom kollabierten Kern überhaupt nichts übrig, da er von innen nach außen zerrissen wird und sich mit der restlichen Materie im Raum verteilt. Bei der Supernova Typ II hingegen bleibt der kollabierte Kern als Neutronenstern bestehen und wenn die Masse hoch genug ist, kollabiert er sogar zum Schwarzen Loch. Das Einzige, was beide Typen gemeinsam haben, ist, dass sich die explodierte Materie als farbenprächtiger Nebel im All ausbreitet.

4.1 Nebel^[22]

Der erste Nebel, der einer Supernovaexplosion zugeordnet werden konnte, war der von Walter Baade 1941 beobachtete Überrest an der von Kepler 1604 angegebenen Position einer Supernova. Mit einer Radialgeschwindigkeit von 200 Kilometern pro Sekunde breitet er sich für einen herkömmlichen Nebel außergewöhnlich schnell aus. Ein weiterer Nebel, den Baade einer Supernova zuordnen konnte, war der berühmte Krebsnebel. Durch den Vergleich von Bildern des Nebels stellte man eine Expansion mit einer Radialgeschwindigkeit von 900 Kilometern pro Sekunde fest. Durch die Annahme, dass diese Geschwindigkeit konstant bleibe, berechnete Baade den Explosionszeitpunkt ins 11. Jahrhundert auf 36 Jahre genau. Somit ist der Krebsnebel der Überrest von SN 1054. (Bild siehe Titelblatt) Baade konnte sogar noch einen dritten Nebel einer Supernova zuordnen, den Überrest der von Tycho Brahe 1572 beobachteten Explosion, der sich mit einer Geschwindigkeit von 1500 Kilometer pro Sekunde ausbreitet.

Heutzutage werden Nebel nicht mehr optisch bestimmt. Sie bestehen zwar aus ionisierter Materie und strahlen ihre Energie u.a. als sichtbares Licht ab, doch sind die meisten nicht hell genug, um von der Erde aus gesehen zu werden. Supernovaüberreste sind starke Radio- und Röntgenstrahler. Somit können auch leuchtschwache Supernovaüberreste viel genauer mithilfe der Radio- und Röntgenastronomie bestimmt werden. (Bilder siehe Anhang)

Die Form und Ausbreitung der Nebel hängt unmittelbar von der Wechselwirkung mit dem interstellaren Medium ab, dessen durchschnittliche Dichte von einem Atom pro Kubikzentimeter im Inneren von Molekülwolken bis zu 10^{-4} Atome pro Kubikzentimeter in den leersten Regionen reicht. Zu Beginn sind die

Geschwindigkeiten der Supernovatrümmer mit 10 000 Kilometern pro Sekunde zwar hoch genug, um sich unbeeindruckt im Raum auszubreiten, doch sammelt die Stoßwelle der Explosion mit der Zeit eine Schicht interstellarer Materie und schiebt sie vor sich her. Diese wird durch die Stoßwelle auf mehrere Millionen Grad erhitzt und strahlt im Röntgenbereich. Dadurch wird die Expansion über tausende von Jahren verlangsamt, der Nebel kühlt immer mehr aus. Schließlich kommt sie ganz zum Erliegen und der Supernovaüberrest erlischt. Die Größe und Strahlungsdauer eines Nebels hängt somit stark vom Ort einer Supernova ab und kann mitunter riesige Dimensionen annehmen.

4.2 Neutronensterne und Pulsare

Neutronensterne existierten zu Beginn des 20. Jahrhunderts nur in den Köpfen der Astrophysiker. Die Idee entsprang Fritz Zwicky und Walter Baade im Zusammenhang mit der Theorie des Gravitationskollapses des Kernes bei einer Supernova Typ II.

Der Theorie zufolge kollabiert der Eisenkern, wie in Kapitel 3.1 dargestellt, zu einem kompakten Paket aus Neutronen. Die Stoßwelle der Implosion wird an diesem reflektiert und der Neutronenkern bleibt als Stern zurück. Den ersten Beweis dieser Theorie lieferte 1967 Antony Hewish, damals Professor an der Universität Harvard mit einer seiner Studentinnen Jocelyn Bell. Bei der Untersuchung der Szintillation von Radiowellen, einer geringfügigen Schwankung durch den Sonnenwind, entdeckten sie eine Quelle, deren Radiosignal mit einer regelmäßigen Periode von 1,3373011 Sekunden pulsierte, den ersten Pulsar.



Der Pulsar im Inneren des Krebsnebels, zusammengefügt aus Aufnahmen im sichtbaren Licht (rot) und im Röntgenbereich (blau) [23]

Pulsare entstehen, wenn der innere Kern eines Sternes bei einer Supernova Typ II zu einer Kugel aus Neutronen mit einem Durchmesser um die 10 Kilometer zusammengepresst wird, einem so genannten Neutronenstern. Die Dichte einer solchen Kugel ist immens, ihre Größenordnung beträgt 10^{13} Gramm pro Kubikzentimeter. Die Neutronen werden nun so stark aneinander gepresst, dass sie sich berühren und überschneiden, sie bekommen Eigenschaften einer Flüssigkeit, doch keiner normalen Flüssigkeit, sondern die Neutronen

werden supraflüssig. Supraflüssig ist eine Flüssigkeit, die keine Viskosität besitzt, also keine innere Reibung hat, d.h. dass wenn man ein Glas gefüllt mit einer Supraflüssigkeit umrühren würde, behielte sie diesen Impuls bei und würde nicht wieder zur Ruhe kommen.

Aufgrund der Erhaltung des Drehimpulses nimmt die Rotationsgeschwindigkeit des Sternes im Zuge des Kollapses und der extremen Massenverdichtung enorm zu, genau wie bei der Pirouette einer Eiskunstläuferin, die ihre Arme einzieht. Der Stern braucht nunmehr keine Tage, um sich um seine eigene Achse zu drehen, sondern nur noch Sekunden oder gar Bruchteile einer Sekunde. Dies bewirkt einen starken Dynamoeffekt im Inneren des Sternes. Die Stärke seines Magnetfeldes erreicht Werte jenseits der 10^8 Tesla und sind somit die stärksten bekannten Felder. Das sich drehende Magnetfeld verursacht die Abstrahlung elektromagnetischen Wellen in Richtung der Magnetfeldachse in Form eines Doppelkegels. Wenn nun dieser Doppelkegel die Erde streift, beobachtet man einen starken Radiopuls, der mehrmals in der Sekunde strahlt.

4.3 Schwarze Löcher

Die entartete Neutronenmaterie bewahrt den Stern vor einem weiteren Kollaps, ähnlich wie bei einem Weißen Zwerg das entartete Gas bis zur Chandrasekhar-Grenze. Doch heißt das, dass die Neutronen jeglichen Druck der Gravitation standhalten können? Gibt es nicht analog zu einem Weißen Zwerg eine Grenze der Stabilität? Diese Grenze gibt es und wurde erstmals 1939 von Julius Robert Oppenheimer und George Michael Volkoff auf der Grundlage der Arbeit von Richard Chace Tolman auf einen Wert von 0,7 Sonnenmassen berechnet. Modernere Abschätzungen gehen aber von einem Wert von 2 bis 3 Sonnenmassen aus. Aufgrund ihrer Entdecker wird diese Grenze auch Tolman-Oppenheimer-Volkoff-Grenze oder kurz TOV-Grenze genannt. Wenn die Masse eines Neutronensternes diese Grenze übersteigt, ist sein endgültiges Schicksal besiegelt. Der Neutronenstern fällt zusammen, die Materie setzt der Gravitation keinen Widerstand mehr entgegen und wird auf einen extrem kleinen Raum komprimiert. Die Dichte steigt gegen Unendlich, die Gravitation des entstehenden Objektes wird so stark, dass kein Licht mehr von seiner Oberfläche kommt und alles, selbst Licht, von ihm verschluckt wird. Es entsteht ein Riss im Raum-Zeit-Kontinuum, ein schwarzes Loch.

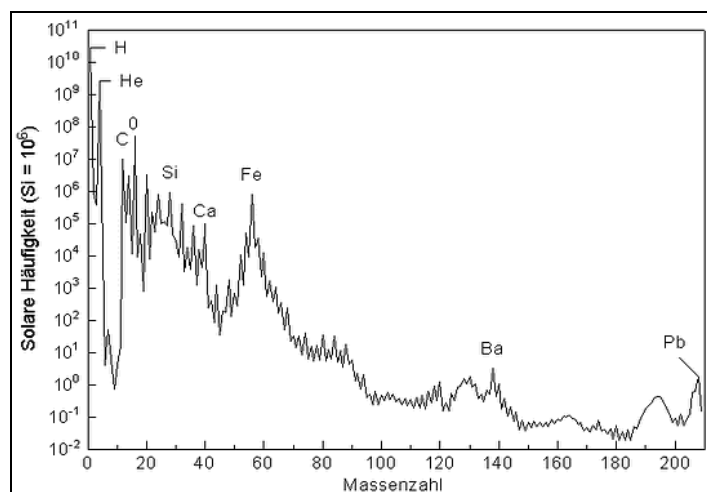
Man könnte meinen, die Geschichte der Supernova sei hier zu Ende. Die verschiedenen Endzustände stellen die unterschiedlichen Enden eines Sternenlebens dar. Doch gibt es noch einen weiten, unscheinbaren Überrest, einen der viel ausschlaggebender für unser Universum ist als alles andere zusammen. Einen Überrest, der den Lauf der Geschichte geschrieben hat, einen aus dem alles aufgebaut ist, einen aus dem das Leben gemacht ist. Alle Elemente schwerer als Wasserstoff und Helium werden in den Kernen und beim Tod von Sternen erbrütet. Somit ist das Ende gleichzeitig das Entstehen von etwas Neuem.

5. Die Geburt des Sternenstaubes

5.1 Fusionsprozesse der Elemente^[24]

Durch die Spektralanalyse stellte man schon zu Beginn des letzten Jahrhunderts fest, dass alle Objekte im Universum aus ähnlichen Elementverhältnissen aufgebaut sind. Dies ermöglichte die Abschätzung einer statistischen Verteilung der einzelnen Elemente im Universum,

die bis heute immer weiter verfeinert wurde. Der Wasserstoff und das Helium sind die am häufigsten vorkommenden Elemente. Sie entstanden schon beim Urknall bei der Abkühlung des Universums, als sich die Protonen und Elektronen zu



Statistische Verteilung der Elemente im Universum relativ zur Siliziumhäufigkeit, die auf 10⁶ festgelegt wurde^[25]

Atomen verbanden. Die Abnahme der Häufigkeiten schwerer Elemente und die Erkenntnisse der Kernbildung in den vierziger Jahren, insbesondere durch Fred Hoyle, legten die von ihm 1957 zusammen mit Margaret Burbidge, Geoffrey Burbidge und William Fowler entwickelte Theorie nahe, dass alle leichten Elemente und somit die Grundlage für jegliches Leben durch Kernfusion in Sternen gebildet werden. Heute kennt man drei Prozesse der Kernbildung.

Zum einen den s-Prozess (s für „slow“), den langsamen Fusionsprozess in Sternen bei gemäßigten Temperaturen von einigen Millionen Grad. Hierbei entstehen durch die

verschiedenen Brennarten leichte Kerne bis zum Eisen, dem stabilsten Kern der Natur, der relativ häufig vorkommt. Doch das meiste Eisen im Universum entsteht nicht in massereichen Sternen, da bei einer Supernova Typ II fast der komplette Eisenkern zerstört wird und sich in Neutronen umwandelt. Die meisten Eisenatome kommen von einer Supernova Typ I, da das instabile Nickelisotop Nickel-56, das dabei zu großen Teilen entsteht, zu Eisen zerfällt. Die Fusionskette kommt aber beim Eisen zum Stillstand, da eine weitere Kernverschmelzung Unmengen an Energie benötigen würde. Wie also entstehen schwerere Elemente als Eisen?

Dies geschieht über den r-Prozess (r für „rapid“), die explosive und zeitlich viel kürzere Bildung von leichten und schweren Kernen durch Neutroneneinfang bei einer Supernova. Die Stoßwelle der Explosion ist heiß genug, damit die Trümmer eines Sternes genug Neutronen einfangen können, um zu schwereren Elementen als dem Eisen zu fusionieren. Als Neutronenquelle dienen hierbei Fusionsprozesse leichterer Atome aber auch Trümmer des Neutronenkerns.

In ähnlicher Weise findet bei einer Sternexplosion der p-Prozess (p für „proton“) statt, bei dem protonenreiche Isotope durch die Anlagerung von Protonen im Gegensatz zu Neutronen gebildet werden. Dieser Prozess ist aber im Unterschied zu den anderen beiden relativ selten.

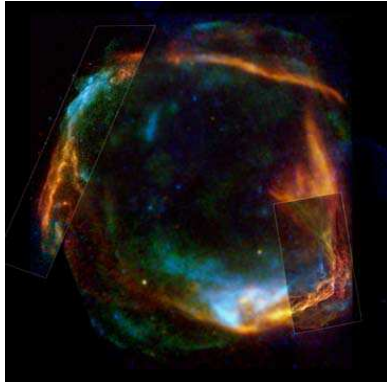
5.2 Ende und Anfang

Eine Supernova stellt mit Sicherheit das größte Schauspiel im Universum dar. Kein Ereignis ist so energiereich und so spektakulär wie die Explosion eines Sternes. Sie spielt aber eine noch viel größere Rolle für die Entwicklung des Universums. Sie ist für die Bildung vieler leichter und schwerer Elemente unabdingbar. Darüber hinaus ist die Explosion für die Verteilung der Elemente im Universum verantwortlich, da sie den Teilchen die nötige Energie gibt, sich im ganzen Raum auszubreiten. Aus dem Nebel wird eine neue Sternengeneration hervorgehen, aus ihren Reaktionsprodukten ist vor einer langen Zeit Leben entstanden. Also wenn Sie das nächste Mal den Sternenhimmel betrachten, denken Sie daran:

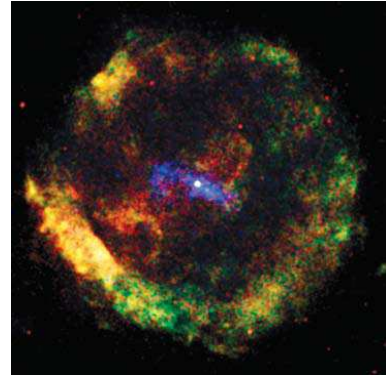
Wenn man den menschlichen Körper in seine einzelnen Atome zerlegen würde, wären 90% davon Produkte aus Fusionsprozessen der Sterne. Ihre Herkunft ist nicht der Planet Erde, so betrachtet sind wir alle Kinder der Sterne.

Anhang

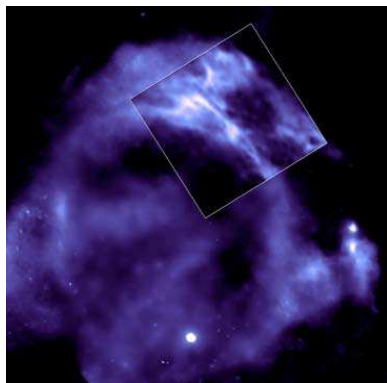
Supernovaüberreste aufgenommen mit dem Röntgenteleskop CHANDRA:^[26]



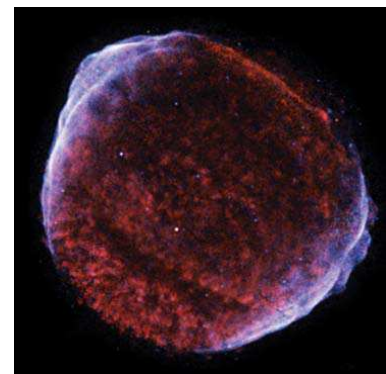
Supernova 185, Typ II



Supernova 386, Typ II



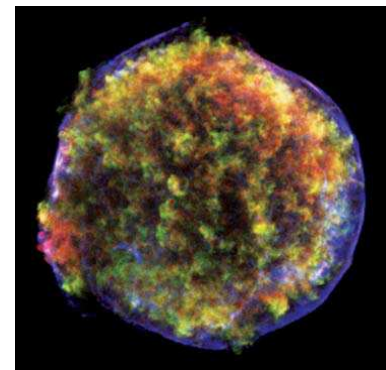
Supernova 393, Typ II?



Supernova 1006, Typ I



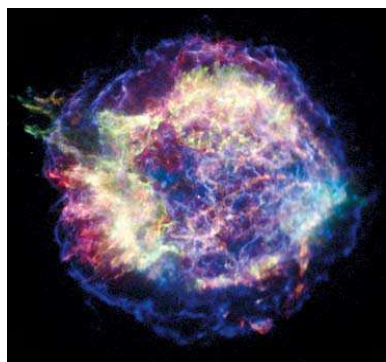
Supernova 1181, Typ II



Supernova 1572, Typ I



Supernova 1604, Typ I?



Supernova 1680, Typ II

Literaturverzeichnis:

Asimov, Isaac: Explodierende Sonnen. Geheimnisse der Supernova.

Köln: Verlag Kiepenheuer & Witsch, 1989

Begelman, Mitchell/Rees, Martin: Schwarze Löcher im Kosmos. Die magische Anziehungskraft der Gravitation.

Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 2000

Gribbin, John: Geschöpfe aus Sternenstaub. Warum wir nicht einzigartig sind.

München: Piper Verlag GmbH, 2003

Hasinger, Günther: Das Schicksal des Universums. Eine Reise vom Anfang zum Ende.

München: Verlag C. H. Beck, 2007

Kaler, James B.: Sterne. Die physikalische Welt der kosmischen Sonnen.

Heidelberg; Berlin; Oxford: Spektrum Akademischer Verlag, 1993

Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung.

Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991

Quellennachweis:

Titelbild: Crab Nebula (NASA/ESA), <http://www.spacetelescope.org/images/screen/heic0515a.jpg>

[1] <http://seds.org> (19.1.07) Supernova 1987 A

http://seds.org/Messier/xtra/ngc/lmc_sn1987A.html

[2] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 13

[3] www.arcetri.astro.it (19.1.07) K-band Arcetri Obscured Supernova Search – Brief

Introduction to Supernovae

www.arcetri.astro.it/science/SNe/sn1987a.jpg

[4] <http://www.weltderphysik.de> (19.1.07) Supernovae, Hypernovae und verschmelzende

Sterne. Meldung vom 27.08.2007

<http://www.weltderphysik.de/de/5091.php>

[5] <http://chandra.harvard.edu> (19.1.07) Blasts from the past: Historic Supernovas

http://chandra.harvard.edu/resources/handouts/lithos/hist_remnants.pdf

[6] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 27

[7] <http://lexikon.astronomie.info> (19.1.07) Die Sterne klassifiziert - Das Hertzsprung-Russell-

Diagramm (HRD)

<http://lexikon.astronomie.info/sterne/hrd/HRD.jpg>

[8] <http://de.wikipedia.org> (19.1.07) Schematischer Ablauf der Proton-Proton-Reaktion

<http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/7/78/FusionintheSun.svg>

- [9] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 43
- [10] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 44 ff
- [11] <http://hubblesite.org> (19.1.07) Hubble Watches Light from Mysterious Erupting Star Reverberate Through Space. Meldung vom 26.04.2003.
http://imgsrc.hubblesite.org/hu/db/2003/10/images/e/formats/full_jpg.jpg
- [12] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 46 ff
- [13] <http://www.spacetelescope.org> (19.1.07) The Dog Star, Sirius A, and its tiny companion
<http://www.spacetelescope.org/images/html/heic0516a.html>
- [14] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 50 ff
- [15] <http://en.wikipedia.org> (19.01.07) Supernova
http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/2/27/Evolved_star_fusion_shells.png
- [16] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 53 ff
- [17] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 53
- [18] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 59 ff
- [19] <http://www.news.harvard.edu> (19.1.07) Cosmic blast announces a future supernova
<http://www.news.harvard.edu/gazette/2006/07.20/photos/19-supernova-1.jpg>
- [20] <http://www.ngclog.de> (19.1.07) Supernovae - eine Variante des Sterntodes.
Meldung vom 18.06.2003
<http://www.ngclog.de/vhs/sterne/supernova.php>
- [21] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 65
- [22] Vgl. Montmerle, Thierry/Prantzos, Nicolas: Explodierende Sonnen. Supernovae und die Stadien der Sternentwicklung. Heidelberg: Spektrum Akademischer Verlag, 1991, S. 69 ff
- [23] <http://hubblesite.org> (19.01.07) Space Movie Reveals Shocking Secrets of the Crab Pulsar.
Meldung vom 19.09.2002
<http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2002/24/image/a>
- [24] <http://qgp.uni-muenster.de> (19.01.07) Heil, Tobias: Synthese schwerer Elemente: s- und r-prozess. Powerpoint-Präsentation vom 30.06.04
<http://qgp.uni-muenster.de/~jowessel/pages/teaching/ss04/seminar/heil.ppt>
- [25] <http://nuclear-astrophysics.fzk.de> (19.01.07) Synthese der chemischen Elemente
<http://nuclear-astrophysics.fzk.de/uploads/pics/abundnf.gif>
- [26] <http://chandra.harvard.edu> (19.1.07) Blasts from the past: Historic Supernovas
http://chandra.harvard.edu/resources/handouts/lithos/hist_remnants.pdf

Ich erkläre, dass ich die Facharbeit ohne fremde Hilfe angefertigt und nur die im Literaturverzeichnis angeführten Quellen und Hilfsmittel benützt habe.

....., den

Ort

Datum

.....

Unterschrift des/der Kollegiaten/Kollegiatin