

Endstadium massiver Sterne – Supernova Typ II

Alexander Jansen

Universität Karlsruhe (TH)

Inhaltsverzeichnis

Eine kleine Einleitung	3
Die Rolle der Supernovae	3
Supernova-Klassifizierungen	3
Die bedeutendsten Beobachtungen und Aspekte	4
Entwicklung massiver Sterne	5
Hertzsprung-Russell-Diagramm	5
Brennphasen der Sternentwicklung	6
Explosion des Sterns	8
Kollaps des Eisenkerns	8
Stoßentstehung	9
Verzögerte Explosion	9
Überreste und Auswirkungen	10
Überreste der Explosion	10
Entstehung schwerer Elemente	10

Eine kleine Einleitung

Viele Menschen interessieren sich für sie, viele Menschen sind beeindruckt von ihnen, aber keiner versteht sie – die gigantischsten Explosionen im Universum: Supernovae.

Welche Rolle spielen sie? Gibt es Unterschiede zwischen ihnen? Wie kann man versuchen sie zu beschreiben?

Diese Fragen sollen im Folgenden geklärt werden.

Die Rolle der Supernovae

Ohne Sternexplosionen würde es keine Planeten geben, keine Menschen und auch kein Leben, sie stellen das Ende einer Sternentwicklung dar. In ihrer Entwicklung produzieren Sterne über Millionen, sogar über Milliarden von Jahren schwere Elemente, die bei der Explosion weit in das Universum geschleudert werden und dort Planeten und andere schwere Himmelskörper bilden.

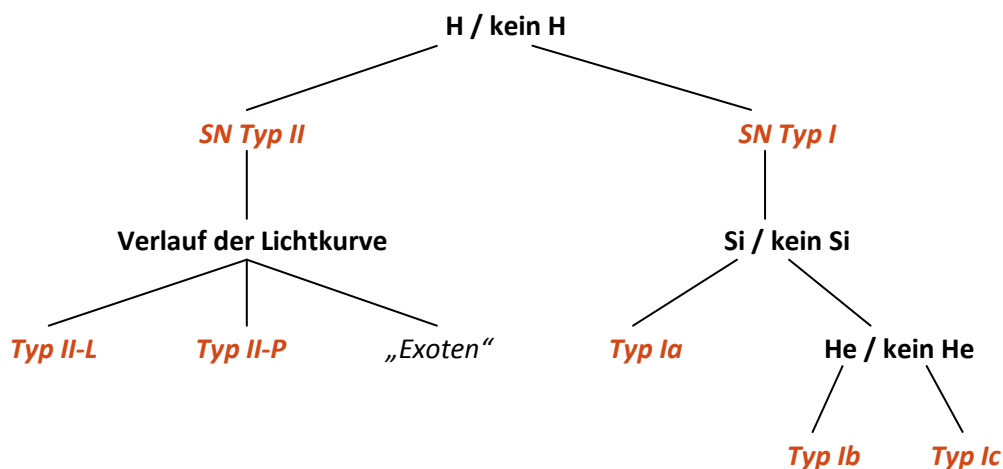
Der Verlauf des bei der Explosion ausgesendeten Lichts, speziell die Lichtkurve der Supernovae vom Typ Ia, besitzt immer dasselbe Muster und so können diese Ereignisse sehr gut für die Vermessung des Universums verwendet werden, man nennt Explosionen vom Typ Ia deshalb auch Standardkerzen.

Explodieren Sterne so ziehen große Explosionswellen durch das All, diese Wellen verdichten wiederum interstellare Gase und können damit die Entstehung neuer Sterne einleiten.

Supernovae sind also für die Entwicklung der Materie verantwortlich und dienen uns als Werkzeug um das Universum zu vermessen.

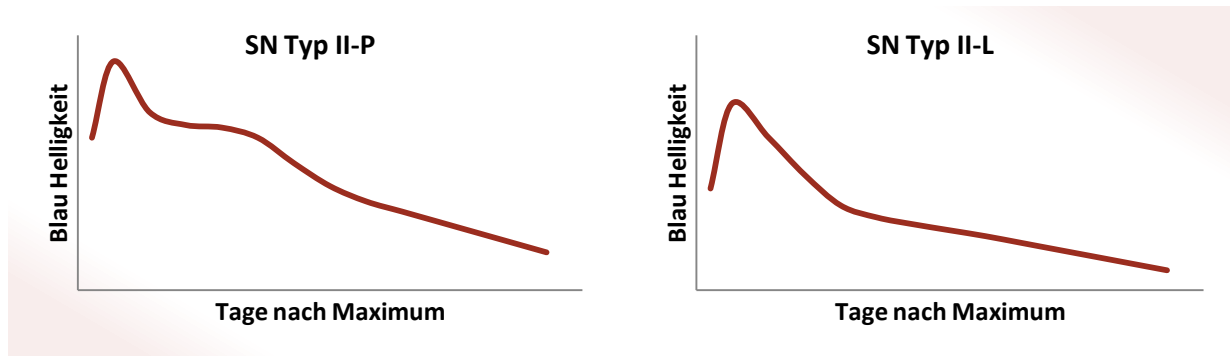
Supernova-Klassifizierungen

Nicht jeder Stern entwickelt sich gleich und somit explodieren unterschiedliche Sterne auch verschieden. Man unterscheidet die Explosionstypen nach dem Auftreten bestimmter Spektrallinien.



Im Folgenden wird nun näher auf die Explosionen eingegangen, bei denen eine klare Wasserstofflinie zu beobachten ist, also die Explosionen vom Typ II.

Die Unterteilung dieses Typs geschieht anhand der beobachteten Lichtkurve, man unterscheidet zwei Typen:



Supernovae Typ II-P: Nach dem Maximum bleibt die Helligkeit einige Tage konstant, dies wird dadurch erklärt, dass der Rückgang der Helligkeit, durch Abkühlung, kompensiert wird durch die extreme Beschleunigung bei der Explosion.

Supernovae Typ II-L: Die Helligkeit nimmt nach dem Maximum kontinuierlich und exponentiell ab. Da die y-Achse logarithmisch ist, erhält man eine lineare Kurve.

Die „Exoten“ sind Explosionen die keine Standardkurve aufweisen, aber das Kriterium der Wasserstofflinie erfüllen und somit mit zum Typ II gezählt werden. Ein bekanntest Beispiel ist die Supernova von 1987.

Die bedeutendsten Beobachtungen und Aspekte

Explodiert ein Stern, so setzt er in nur wenigen Sekunden so viel Energie frei wie unsere Sonne in ihrer gesamten Lebenszeit, ca. 10 Mrd. Jahre, abstrahlt. Der größte Teil dieser Energie, 99%, wird als kinetische Energie durch Neutrinos davon getragen. Die übrig bleibende Energie von nur 1% ist für die spektakulären Emissionsnebel verantwortlich, die sich über Lichtjahre ausbreiten können. Nähere Betrachtungen und Schätzungen haben ergeben, dass bei so einem Ereignis ungefähr 10^{46} Joule freigesetzt werden. Der geringe Anteil von nur rund 0,01% geht dabei in sichtbares Licht über. Aber obwohl es nur ein so geringer Anteil ist können Supernovae für Wochen so hell leuchten wie eine ganze Galaxie. Manche haben es geschafft von der Erde aus als zweiter Stern neben der Sonne bei helllichem Tag über ein paar Wochen gesehen zu werden.

Hier ist eine kleine Auflistung der bekanntesten Beobachtungen:

SN 1054: 1054 entdeckte ein chinesischer Hofastronom am Tag einen zweiten Stern am Himmel, nach ein paar Wochen war er nur noch bei Nacht zu sehen und nach 1,5 bis 2 Jahren verschwand er komplett. 1758 entdeckte Charles Messier die Überreste dieses Ereignisses, den Krebsnebel. Er veranlasste ihn einen Katalog anzufertigen, in dem alle astronomischen Objekte vermerkt wurden. Den Krebsnebel nannte er M1.

SN 1572: Tycho Brahe machte 1572 eine ähnliche Entdeckung wie der chinesische Hofastronom. Die Veröffentlichung seiner Entdeckung führte in der damaligen Zeit, in der man noch glaubte die Erde sei das Zentrum des Universums, zu einer Veränderung des Weltbildes.

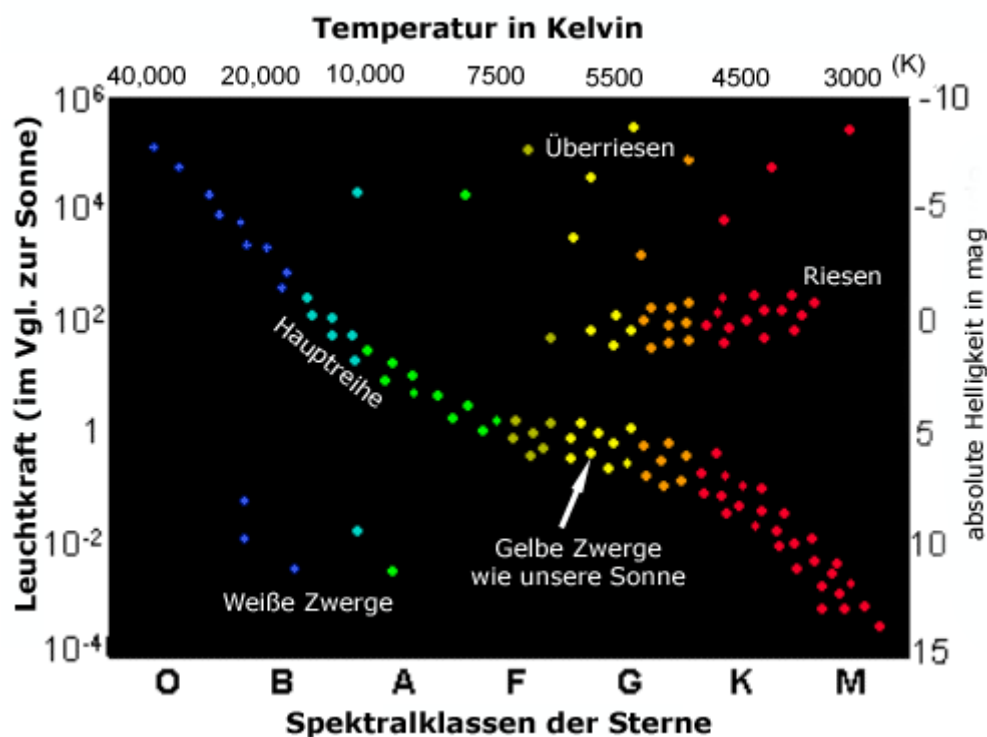
SN 1987 A: Für die heutige Wissenschaft ist sie die bedeutendste Supernova. Sie fand in der benachbarten Galaxie, der Magellanschen Wolke, vor rund 150 000 Jahren statt. Bei dieser Explosion war erstmals der Vorgängerstern bekannt, zudem konnte man die bis dahin entwickelten Theorien durch Detektion von Neutrinos im Ansatz bestätigen.

Entwicklung massiver Sterne

Von der Entstehung bis zur Explosion durchläuft ein Stern viele Phasen. Die unterschiedlichen Entwicklungsstadien haben nicht nur Einfluss auf seine chemische Zusammensetzung und sein physikalisches Verhalten, sie ändern auch sein visuelles Erscheinungsbild. Die visuelle Erscheinung wurde 1905 von Hertzsprung und Russell beschrieben.

Hertzsprung-Russell-Diagramm

Das Hertzsprung-Russell-Diagramm zeigt eine Einteilung der beobachtbaren Sterne nach gewissen Kriterien. Die Kriterien sind unter anderem die Oberflächentemperatur des Sterns, seine Farbe, das Auftreten von Spektrallinien, seine Leuchtkraft und damit verbunden seine Masse und Lebensdauer.



Aufgetragen ist die Helligkeit, absolut und relativ zu unserer Sonne, über die Oberflächentemperatur bzw. der Spektralklasse. Hohe Temperaturen bedeuten sehr massereiche Sterne, massereiche Sterne haben jedoch eine verhältnismäßig kurze Lebensdauer. Bei 40 000 K beträgt diese nur knapp 10 Mio. Jahre, während sie bei rund 3 000 K bei 1 000 Mrd. Jahre liegt.

Die meisten Sterne liegen auf der Hauptreihe, diese Sterne sind in der ersten Brennphase, dem Wasserstoffbrennen. Zündet die zweite Brennphase, das Heliumbrennen, so bläht sich der Stern aufgrund der frei werdenden Bindungsenergie auf, ein Riese bzw. Überriese entsteht. Überriesen bilden sich durch die blauen und hellblauen Sterne der Hauptreihe, diese explodieren später auch als Supernova Typ II. Das Endstadium der Riesen sind die weißen Zwerge, diese können in einem Doppelsternsystem eine Supernova vom Typ I ergeben.

Brennphasen der Sternentwicklung

Je nach Masse durchläuft ein Stern unterschiedlich viele Brennphasen, unter 0.08 Sonnenmassen bleibt der Stern als Gashaufen zurück und keine Brennphase wird gezündet. Von 0.08 – 8 M_{\odot} finden das Wasserstoff- und das Heliumbrennen statt, diese Sterne enden als weiße Zwerge. Über 8 M_{\odot} durchläuft ein Stern alle Phasen und explodiert als Supernova Typ II.

Brennstoff	T [10^9 K]	Hauptprodukte	Brenndauer für 25 M_{\odot}	Hauptkühlprozesse
^1H	0.02	^4He , ^{14}N	$7 \cdot 10^6$ a	Photonen, Neutrinos
^4He	0.2	^{12}C , ^{16}O , ^{22}Ne	$5 \cdot 10^5$ a	Photonen
^{12}C	0.8	^{20}Ne , ^{23}Na , ^{24}Mg	600 a	Neutrinos
^{20}Ne	1.5	^{16}O , ^{24}Mg , ^{28}Si	1 a	Neutrinos
^{16}O	2.0	^{28}Si , ^{32}S	180 d	Neutrinos
^{28}Si	3.5	^{54}Fe , ^{56}Ni , ^{52}Cr	1 d	Neutrinos

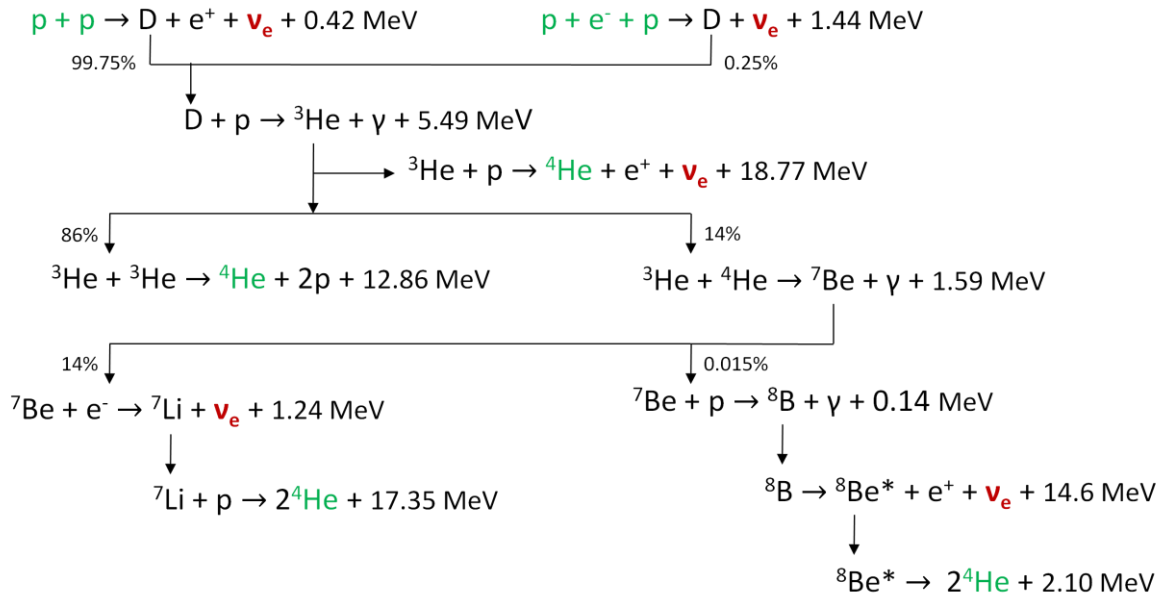
Die Tabelle zeigt die sechs Brennphasen für einen Stern der Masse 25 M_{\odot} . Man sieht, dass die Brenndauer der einzelnen Phasen rapide abnimmt, während die Temperatur stark ansteigt.

Zündet im Inneren eines Sterns die nächste Brennphase so bläht sich der Stern auf und das vorhergehende Brennen setzt sich in der äußeren Schale fort, es bildet sich eine Zwiebelschalenstruktur.

Eisen bzw. Nickel haben die höchste Bindungsenergie pro Nukleon von ca. 8-9 MeV. Durch Fusion kann keine Energie mehr gewonnen werden, die Fusionsreaktion setzt somit nach dem Silizium-Brennen aus und die Zwiebelschalenstruktur bekommt einen massiven Eisen-, Nickel-Kern.

Die Brennphasen lassen sich nach einem allgemeinen Prinzip beschreiben, zuerst verdichtet sich eine Wasserstoff-Gaswolke im All durch Eigengravitation. Erreicht diese Wolke sehr hohe Dichten und Temperaturen, so kann die Wasserstofffusion einsetzen. Hier ein Beispiel der möglichen Wasserstoffreaktionen:

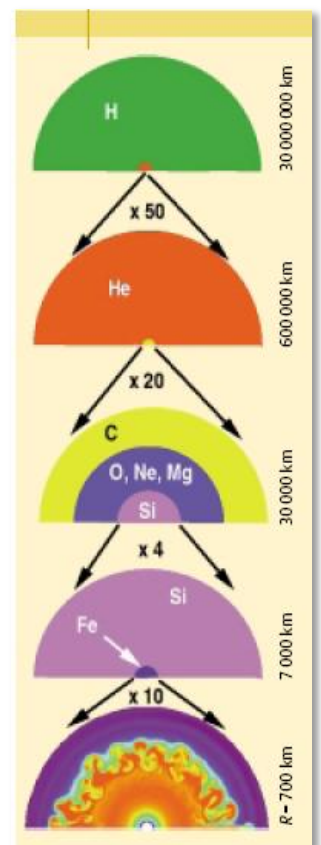
Die pp-Kette und pep-Kette:



Während der Fusion stehen der Gravitationsdruck und der thermische Druck im Gleichgewicht. Im Inneren des Sterns sammeln sich die Fusionsprodukte, diese führen keine Reaktion durch, somit entsteht ein innerer Kern aus diesen Produkten. In diesem Kern ist nun der Gravitationsdruck größer als der thermische Druck, der Stern zieht sich zusammen. Erreicht er wieder genügend hohe Temperaturen und Dichten setzt die nächste Brennphase ein, der Stern expandiert, bis sich Gravitationsdruck und thermischer Druck wieder die Waage halten, der Zyklus beginnt von neuem.

Der Zyklus hält an bis ein Eisenkern entstanden ist, dies ist die letzte Station des Sterns vor seiner Explosion.

Während dieser Prozesse versucht man den Stern wie ein ideales Gas zu beschreiben. Es gelten die thermodynamischen Zustandsgleichungen für einen Stern, wir erkennen also, dass der Druck während der Brennphasen durch die Temperatur bestimmt wird, dies wird später noch eine wichtige Rolle spielen. Generell ist die theoretische Beschreibung und damit auch die Simulation einer Sternentwicklung nicht einfach, da es sich um ein hochdynamisches System handelt.



Explosion des Sterns

Bisher hatten wir einen Kreislauf: Zündung einer Brennphase, thermischer Druck gegen Gravitationsdruck, Verdichtung und wieder Zündung. Dieser Prozess führte zu einer Zwiebschalenstruktur mit Eisenkern. Nun kann keine Fusion mehr stattfinden, somit auch kein thermischer Druck mehr aufgebaut werden, die Folge muss also sein, dass der Eisenkern implodiert.

Kollaps des Eisenkerns

Durch die Komprimierung des Kerns werden immer mehr Atome und vor allem Elektronen in die Sternmitte getrieben. Nun ist das Volumen, das zwei Elektronen einnehmen können, begrenzt auf das Phasenraumvolumen h^3 . Bei immer weiter steigenden Dichten „stapeln“ sich diese kleinen Volumina wegen des Pauli-Prinzips übereinander. Damit steigt die Energie des höchsten besetzten Zustandes, die der Fermienergie entspricht. Die Fermitemperatur übersteigt dann die Temperatur des Eisenkerns, man spricht von einem entarteten Elektronengas. Der Druck im Kern hängt jetzt nur noch von der Elektronendichte, aber nicht mehr von der Temperatur ab.

Bei weitersteigender Fermienergie werden die Elektronen hochrelativistisch, und die Elektronendichte, damit auch der Elektronendruck, fällt um eine Potenz:

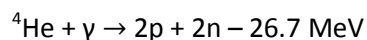
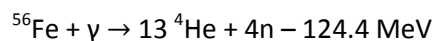
$$p \sim n_e^{\frac{5}{3}} \quad (\text{nicht relativistisch})$$

$$p \sim n_e^{\frac{4}{3}} \quad (\text{relativistisch})$$

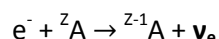
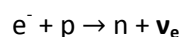
Freigesetzte Energie, durch Prozesse im Inneren, führt nun nicht mehr zu einer thermischen Druckerhöhung sondern nur noch zum Ansteigen der Temperatur und damit zu instabilen Prozessen.

Überschreitet der Kern eine kritische Masse, die Chandrasekhar-Masse von $1,4 M_{\odot}$, so hält der Elektronendruck dem Gravitationsdruck nicht mehr stand und der Kern beginnt von neuem zu kollabieren.

Durch die hohe Dichte, $\rho \approx 10^9 \frac{g}{cm^3}$, und durch Temperaturen $> 10^{10} K$ kommt es zur Photodesintegration von Atomkernen:



Und aufgrund der ausreichenden Fermienergie zum Elektroneneinfang:



Durch beide Prozesse verliert der Kern thermische Energie. Der Elektroneneinfang macht aus Elektronen und freien Protonen bzw. Atomkerne, Neutronen bzw. neutronenreiche Atomkerne, man spricht hierbei von einer Neutronisation bzw. Deleptonisierung. Zusätzlich lässt er den Elektronendruck sinken. Beide Prozesse führen zu einer beschleunigten Kontraktion. Dieser Kollaps

erreicht somit eine Geschwindigkeit, die ungefähr $1/3$ der Lichtgeschwindigkeit entspricht. Während dieser Phase verdichtet sich der Kern immer weiter, er erreicht Dichten, $\rho \geq 10^9 \frac{g}{cm^3}$, bei denen er für Neutrinos undurchsichtig wird. Durch Streuprozesse bleiben die Neutrinos im Kern, der nun mehr aus Neutronen, neutronenreichen Atomen, Elektronen und Neutrinos besteht, gefangen und kühlen diesen nicht mehr.

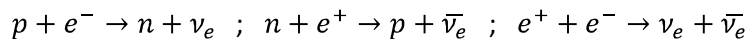
Stoßentstehung

Nach ca. 100 ms werden durch den Kollaps Dichten erreicht, die Atomkerndichten entsprechen, $\rho > 10^{14} \frac{g}{cm^3}$. Die Implosion bleibt schlagartig stehen. Da die Kernkraft stark repulsiv wirkt, schwingt der Kern zurück, dies ist die Entstehung einer Druckwelle.

Die nun auslaufende Druckwelle stößt mit dem immer noch einfallenden Eisenkern. Dabei dissoziiert die Auslaufende Welle die einfallende Materie, pro Nukleon gehen 8-9 MeV verloren. Der extreme Energieverlust hat zur Folge, dass die Stoßfront bereits nach 150 – 300 km zum stehen kommt. Es kommt nicht zu einer prompten Explosion, bei der die Schockwelle den Eisenkern durchbricht und die äußeren Hüllen in das All schleudert, es ist ein anderer Mechanismus erforderlich, der Mechanismus der sogenannten „verzögerten Explosion“.

Verzögerte Explosion

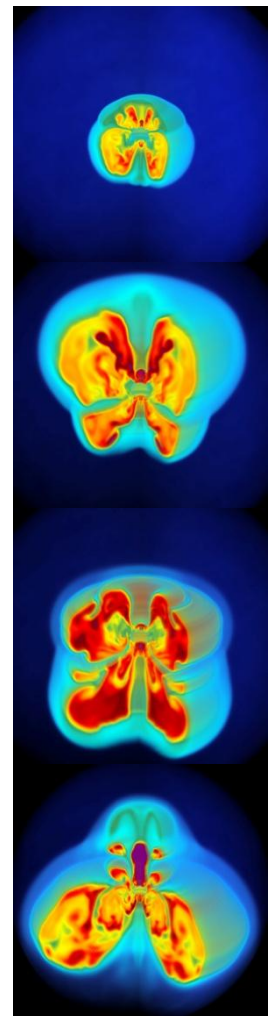
Durch die Dissoziation werden viele Neutrinos erzeugt:



Die Dichte des entstandenen Proto-Neutron-Sterns nimmt nach außen hin ab, somit können Neutrinos den Kern verlassen und kühlen ihn. Da die Dichte nicht abrupt abnimmt finden viele Streuprozesse und auch Absorptionsprozesse bei der Kühlung statt. Durch die Absorption und Streuung geben die Neutrinos einen Teil ihrer Energie, ca. 1%, an die Materie ab, diese Energiezunahme der Materie reicht aus um die Stoßfront wieder zu beschleunigen und die Explosion hervor zu rufen. Den Vorgang nennt man Neutrinoheizen.

Man nimmt einen asymmetrischen Heizvorgang an, wodurch es zur Ausbildung heißer Blasen kommt. Die starke Asymmetrie kann nach heutigem Wissensstand nicht begründet werden, jedoch konnte in keiner symmetrischen Simulation eine Explosion hervorgerufen werden, in asymmetrischen schon. Die nebenstehende Abbildung zeigt eine solche Simulation, ca. 500 ms nachdem die Schockwelle zum stehen gekommen ist wird sie durch das Neutrinoheizen wiederbelebt.

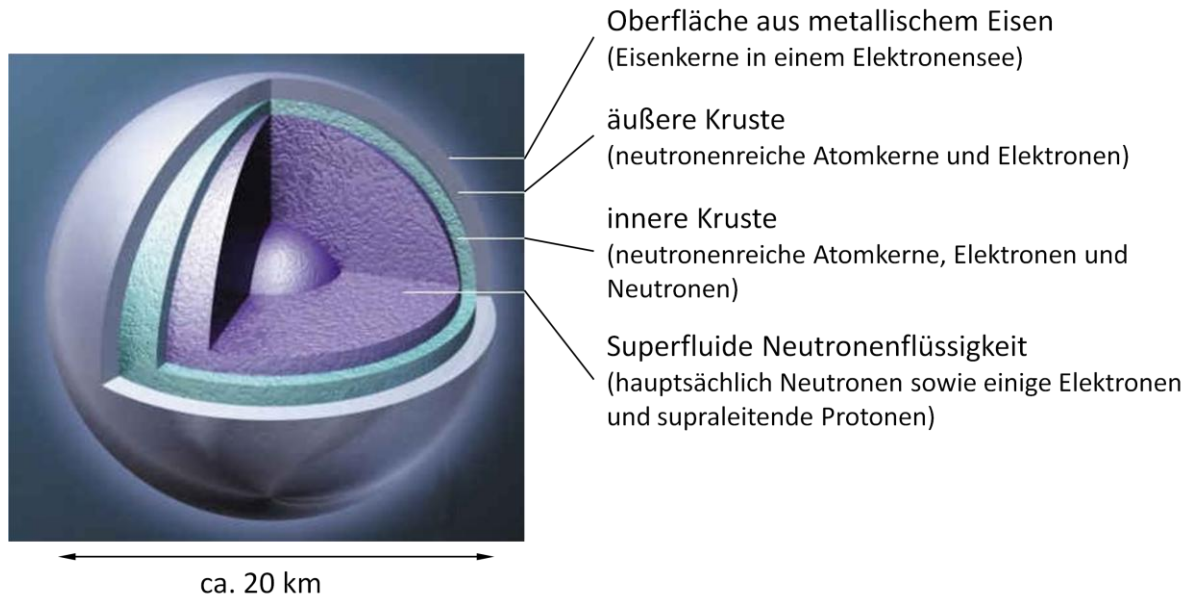
Ein Indiz für die asymmetrische Explosion ist die hohe Geschwindigkeit von Sternüberresten, diese kann durch den Rückstoß der Explosion kommen.



Überreste und Auswirkungen

Überreste der Explosion

Aus sehr massereichen Sternen entstehen in der Regel Neutronensterne, der prinzipielle Aufbau sieht wie folgt aus:



Im Neutronenstern selbst herrscht ein Gleichgewicht aus Protonen, Elektronen und Neutronen, zum Inneren hin ist dieses Gleichgewicht extrem stark auf die Seite der Neutronen verschoben, weiter außen in Richtung Protonen und Elektronen.

Durch die Explosion hat der Neutronenstern eine Geschwindigkeit erhalten, aber ebenfalls, wegen der Drehimpulserhaltung, eine starke Rotation. Der so entstandene Pulsar sendet kontinuierlich Radiowellen aus, Astronomen gehen davon aus, dass diese Wellen durch das Magnetfeld hervorgerufen werden. Abstrahlungen jeglicher Art führen immer zu einem Energieverlust, so konnte beispielsweise beim Pulsar im Krebsnebel, aus der Messung der Radiowellen und deren Energieabnahme, ein Magnetfeld von rund 100 Mio. Tesla errechnet werden.

Für die Stabilität des Neutronensterns sorgt der Neutronendruck. Steigt jedoch seine Masse durch Akkretion auf über $3,2 M_{\odot}$, so reicht der Neutronendruck nicht mehr aus um den Gravitationsdruck auszugleichen, der Pulsar kollabiert zu einem schwarzen Loch.

Bei der Supernova 1987 A konnte bisher kein Pulsar als Überrest gefunden werden, folglich könnte diese Sternexplosion in einem schwarzen Loch geendet haben.

Entstehung schwerer Elemente

Während der Entwicklung eines Sterns, können in den Brennphasen nur Elemente bis Eisen synthetisiert werden. Verantwortlich für die schwereren Elemente sind Neutroneneinfänge an bereits vorhandenen Saatkernen.

Man unterscheidet zwischen drei Neutroneneinfangprozessen:

r-Prozess (rapid-neutron-capture-process)

Als Saatkerne dienen Eisen und Nickel, sie fangen innerhalb weniger Sekunden sehr viele Neutronen ein, bis sie schließlich die Ordnungszahlen von Thorium und Uran erreicht haben. Von dort an zerfallen sie über den Beta-Zerfall zu stabilen Elementen.

Für den schnellen Einfangen sind sehr hohe Neutronendichten erforderlich, solche Dichten, $\rho > 10^{20} \frac{n}{cm^3}$, findet man an der Oberfläche des entstehenden Neutronenstern bei der Explosion.

Der r-Prozess findet also erst am Ende der Sternentwicklung statt.

s-Prozess (slow-neutron-capture-process)

Bei dem langsamen Neutroneneinfangprozess nimmt ein stabiler Saatkern ein Neutron auf, das instabile Isotop zerfällt über einen Beta-Zerfall wieder in ein stabiles Element und der Kreislauf beginnt von neuem. Der langsame Einfang kann wegen der geringen Neutronendichten, $10^6 \frac{n}{cm^3} < \rho < 10^{11} \frac{n}{cm^3}$, einige Monate oder sogar Jahre dauern. Er findet jedoch bereits im Heliumbrennen statt und erzeugt Elemente bis Bismut.

p-Prozess / γ -Prozess

Der p-Prozess basiert nicht auf dem Neutroneneinfang sondern er dissoziiert bereits entstandene schwere Elemente. Für die Photodissoziation, deshalb auch γ -Prozess genannt, ist eine Temperatur von rund $2 - 3 \cdot 10^9 K$ und eine Dichte von rund $10^6 \frac{g}{cm^3}$ erforderlich. Diese Bedingungen erfüllen die Sauerstoff- und die Neon-Schale.

Damit sind aber noch nicht alle Fragen geklärt. Viele Fragen, zum Beispiel die Elementverteilung, sind bis heute unbeantwortet und so werden Supernovae auch in der Zukunft ein spannendes und interessantes Phänomen bleiben.