

Wie eine Supernova explodiert

Wenn die nuklearen Energievorräte eines massereichen Sterns erschöpft sind, kollabiert sein Zentralgebiet innerhalb von Millisekunden. Der nachfolgende Aufprall der äußeren Schichten auf den Kern erzeugt eine starke Stoßwelle, die den größten Teil der Sternmasse in den Raum schleudert.

Von Hans A. Bethe und Gerald Brown

Der Tod eines massereichen Sterns ist ein plötzliches und gewaltiges Ereignis. Ein Stern entwickelt sich Millionen Jahre lang friedlich; dabei durchläuft er verschiedene Entwicklungszustände. Sobald jedoch seine nuklearen Energievorräte aufgebraucht sind, kollabiert er in weniger als einer Sekunde unter seinem eigenen Gewicht. Die wichtigsten Ereignisse während des Kollapses sind schon nach Millisekunden vorbei. Was folgt, ist die Supernova: eine ungeheure Explosion, die gewaltiger ist als alle anderen kosmischen Ereignisse seit dem Urknall, mit dem das Universum begann.

Ein einziger explodierender Stern kann heller leuchten als eine ganze Galaxie mit vielen Milliarden Sternen. Innerhalb weniger Monate kann er genauso viel Licht abstrahlen wie die Sonne in Milliarden von Jahren. Licht und andere Formen elektromagnetischer Strahlung bilden aber nur einen kleinen Bruchteil der gesamten Energie einer Supernova. Die kinetische Energie der explodierenden Materie ist zehnmals größer.

Noch mehr Energie – möglicherweise hundertmal mehr als die der elektromagnetischen Strahlung – tragen masselose Teilchen davon: Neutrinos, die größtenteils in einem Blitz von einer Sekunde Dauer emittiert werden. Nach der Explosion ist der größte Teil der Sternmasse im Raum verstreut, und nur im Zentrum bleibt ein dichter, dunkler Nukleonenkern übrig. In einigen Fällen kann dieser sich sogar zu einem – unsichtbaren – Schwarzen Loch entwickeln.

Diese schematische Beschreibung einer Supernova hätte man auch schon vor 30 Jahren geben können. Dennoch sind heute die genauen Abfolgen der Ereignisse innerhalb eines sterbenden Sterns immer noch nicht mit letzter Sicherheit bekannt. Das Grundproblem ist folgendes: Eine Supernova beginnt mit einem

Kollaps, einer Implosion; wie kommt es dann, daß ein großer Teil der Sternmasse ausgestoßen wird? Die Einwärtsbewegung der Sternmaterie muß an einem Punkt zum Stillstand gebracht und dann umgekehrt werden; eine Implosion muß zu einer Explosion werden.

Durch die Kombination von Computer-Simulationen mit theoretischen Untersuchungen beginnt sich inzwischen ein einheitliches Bild des Supernova-Mechanismus herauszuschälen. Das entscheidende Ereignis bei der Bewegungsumkehr ist demnach offenbar die Entstehung einer Stoßwelle, die sich mit mindestens 30 000 Kilometern pro Sekunde nach außen bewegt.

Seltene kosmische Ereignisse

Supernovae sind seltene Ereignisse. In unserer eigenen Galaxie sind in den letzten 1000 Jahren nur drei verbürgt. Die hellste bemerkten chinesische Beobachter im Jahre 1054; sie erzeugte den expandierenden Gasnebel, den wir heute unter dem Namen Krebsnebel kennen.

Könnte man solche Ereignisse nur in unserer unmittelbaren Umgebung beobachten, so würde nur wenig über Supernovae bekannt sein. Da sie jedoch sehr leuchtkräftig sind, kann man sie sogar in entfernten Galaxien wahrnehmen, und heute entdecken die Astronomen mehr als zehn Supernovae pro Jahr.

Die erste systematische Suche nach entfernten Supernovae begann Fritz Zwicky in den dreißiger Jahren am California Institute of Technology. Etwa die Hälfte aller Supernovae, die Zwicky untersuchte, paßte in ein völlig übereinstimmendes Schema: Die Leuchtkraft nahm ungefähr drei Wochen lang stetig zu, um dann in einem Zeitraum von etwa sechs Wochen nach und nach wieder abzunehmen.

Zwicky bezeichnete die Explosionen dieser Gruppe als Typ I. Die restlichen Supernovae unterschieden sich stärker voneinander; Zwicky teilte sie in vier Typen ein. Heute faßt man sie allerdings alle zum Typ II zusammen. Man glaubt, daß die Ursachen einer Supernova vom Typ I oder Typ II völlig verschieden sind. Hier werden wir uns in erster Linie mit dem Typ II beschäftigen.

Grundlage für die Theorie der Supernova-Explosionen sind die Arbeiten von Fred Hoyle (Universität von Cambridge). Die Theorie haben dann – in einer 1957 veröffentlichten Arbeit – E. Margaret Burbidge, Geoffrey R. Burbidge und William A. Fowler, die alle am California Institute of Technology (Caltech) arbeiteten, und Hoyle weiterentwickelt. Sie entwarfen ein Modell, bei dem der Kern eines massereichen Sterns am Ende seiner Entwicklung durch seine eigene Gravitationskraft kollabiert. Die beim Kollaps freigesetzte Energie bringt den größten Teil der Sternmasse zur Expansion; dabei verteilen sich die im Laufe der Entwicklung gebildeten chemischen Elemente im interstellaren Raum. Der kollabierte Kern bildet einen dichten Überrest, in vielen Fällen einen Neutronenstern.

Eine Supernova ist das ungewöhnliche und spektakuläre Ergebnis der Abfolge von Kernfusions-Reaktionen, welche die Lebensgeschichte eines Sterns bestimmen. Die Wärme, die bei den Fusionsreaktionen frei wird, erzeugt Druck, der gegen die Gravitationskraft arbeitet, die andernfalls den Stern in sich zusammenfallen lassen würde.

Die Verschmelzung von vier Wasserstoffkernen zu einem Heliumkern bildet die erste Folge von Fusionsreaktionen. Dieser Prozeß ist energetisch begünstigt, denn die Masse des Heliumkerns ist geringfügig kleiner als die vereinigte Masse der vier Wasserstoffkerne; das Energie-



Bild 1: Kollaps und Rückprall sind die auslösenden Mechanismen einer Supernova-Explosion. Hier ist das Zentrum eines massereichen Sterns dargestellt, wie es durch die Phase der maximalen Verdichtung geht, wenn im Zentrum die größte Dichte erreicht wird. Jede Linie stellt eine Massenschale dar, deren Änderung des radialen Abstands für eine Zeit von zwölf Millisekunden verfolgt wurde. Die eingeschlossene Masse (die Gesamtmasse unterhalb einer Linie) ändert sich nicht, wenn die Schalen kontrahieren oder expandieren. Am Anfang besteht der Kern aus Eisen,

aber die extreme Kompression wandelt die Materie innerhalb eines Radius von wenigen Kilometern in Kernmaterie um – in das Material, aus dem die Atomkerne bestehen. Diese Region umgibt eine Schale, die aus verschiedenen schweren Atomkernen einschließlich Eisen besteht. Während der maximalen Verdichtung stoppt die Kontraktion schlagartig und erzeugt eine Stoßwelle (blaue Linie), die mit 30 000 Kilometern pro Sekunde nach außen läuft. Im Kielwasser dieser Stofffront werden die Atomkerne in einzelne Nukleonen (Protonen und Neutronen) gespalten.

äquivalent dieses Massendefekts wird als Wärme freigesetzt.

Dieser Vorgang spielt sich so lange im Kern eines Sterns ab, bis der Wasserstoff dort verbraucht ist. Dann beginnt der Kern zu kontrahieren, da die Gravitationsanziehung nun nicht länger durch die Energieerzeugung kompensiert wird; in der Folge werden das Zentralgebiet und das umgebende Material aufgeheizt.

Nun kann die Wasserstoff-Fusion in den kernnahen Schichten beginnen. Währenddessen wird der Kern heiß genug, um weitere Fusionsreaktionen zu zünden: die Fusion von Helium zu Kohlenstoff, von Kohlenstoff zu Sauerstoff, Neon und schließlich zu Silicium (Bild 2). In jeder dieser Reaktionen wird wieder Energie freigesetzt.

Ein letzter Fusionszyklus vereinigt schließlich Siliciumkerne zu Eisen, insbesondere zu dem häufig vorkommenden Isotop Eisen-56, das aus 26 Protonen und 30 Neutronen besteht. Das Eisen ist das Endprodukt jeder spontanen Fusion. Der Eisen-56-Kern ist von allen Kernen am stärksten gebunden, jede weitere Fusion würde daher Energie verbrauchen, statt welche freizusetzen.

In dieser Phase seiner Entwicklung hat der Stern eine Zwiebschalen-Struktur (Bild 3). Eine Schale aus Silicium und Schwefel umgibt einen Kern aus Eisen und anderen schweren Elementen; darüber sind Schalen aus Sauerstoff, Kohlenstoff und Helium. Die äußerste Hülle besteht größtenteils aus Wasserstoff.

Weißer Zwerge und die Chandrasekhar-Grenze

Allerdings durchlaufen nur die massereichsten Sterne den ganzen Entwicklungsweg bis hin zum Eisenkern. Ein Stern von einer Sonnenmasse gelangt nur bis zum Heliumbrennen, und die masseärmsten Sterne durchlaufen nur die Phase des Wasserstoffbrennens.

Ein massereicher Stern verbraucht außerdem seinen Energievorrat früher, obwohl er am Anfang mehr davon hat; denn Druck und Temperatur in seinem Innern sind größer, und demnach wird auch der Kernbrennstoff schneller verbraucht. Während die Sonne etwa eine Lebensdauer von zehn Milliarden Jahren erreicht, durchläuft ein Stern, der zehnmal massereicher ist, seine Entwicklung tausendmal schneller. Unabhängig von der Dauer wird schließlich der gesamte nukleare Brennstoff im Kern verbraucht. Zu diesem Zeitpunkt endet die Wärmeerzeugung im Kern, und der Stern muß kontrahieren.

Wenn die Fusion in einem massearmen Stern zu Ende geht, beginnt er langsam zu schrumpfen und wird ein Weißer

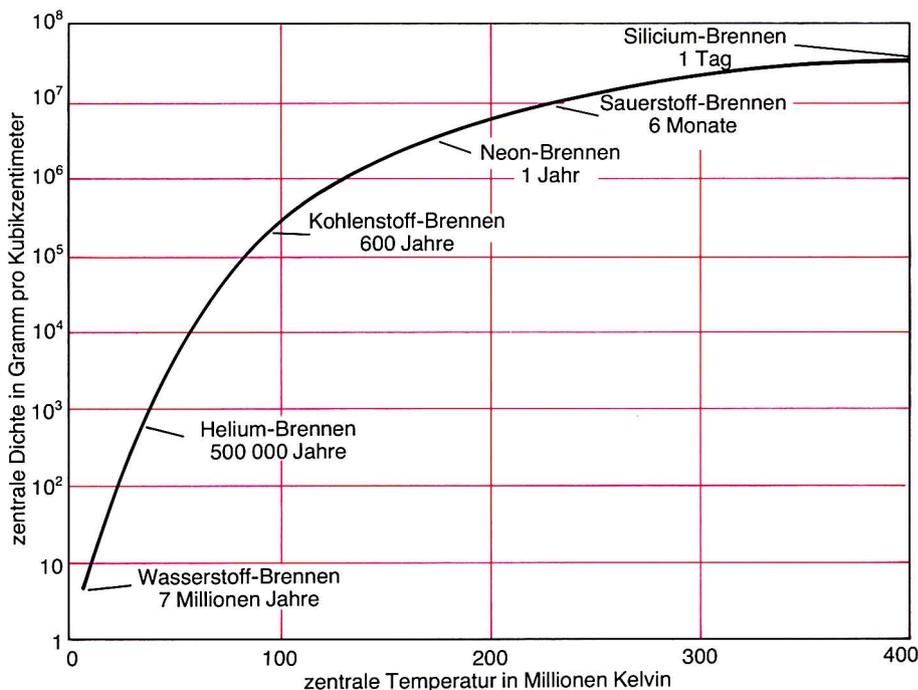


Bild 2: Die Entwicklung eines massereichen Sterns ist ein Prozeß, der stetig zu höheren Temperaturen und Dichten im Zentrum fortschreitet. Während des größten Teils des Lebens eines Sterns ist die Fusion von Wasserstoff zu Helium die Hauptenergiequelle. Wenn der Wasserstoff im Zentrum aufgebraucht ist, kontrahiert der Kern, wodurch er genügend aufgeheizt wird, um die Fusion von Helium zu Kohlenstoff zu zünden. Dieser Zyklus wiederholt sich mit stetig zunehmender Geschwindigkeit

beim Kohlenstoff-, Neon-, Sauerstoff- und Siliciumbrennen. Die Endphase der Silicium-Fusion ergibt einen Eisenkern, aus dem keine weitere Energie durch Kernreaktionen gewonnen werden kann. Von nun an kann der Eisenkern dem Gravitationskollaps nicht widerstehen, es folgt eine Supernova-Explosion. Die gezeigte Abfolge gilt für einen Stern von 25 Sonnenmassen. Alle Daten dieser Darstellung und der in Bild 3 beruhen auf Rechnungen von Thomas A. Weaver (Lawrence Livermore Laboratory).

Zwerg: ein ausgebrannter Stern, der nur noch schwach glüht. Als Einzelstern kann ein Weißer Zwerg auf unbestimmte Zeit in diesem Zustand bleiben, während er auskühlt, sich aber sonst nicht verändert. Was hindert diesen Stern an der Kontraktion? Die Antwort hat vor mehr als 50 Jahren Subrahmanyan Chandrasekhar (Universität Chicago) gegeben.

Vereinfacht gesagt, erreicht man bei der Kompression normaler Materie größere Dichten, indem man die Leerräume zwischen den Atomen „herausquetscht“. Im Kern eines Weißen Zwergs hat dieser Prozeß seine Grenze erreicht: Die Elektronen sind eng zusammengepreßt. In diesem Zustand leisten die Elektronen einen großen Widerstand gegen jede weitere Kompression.

Chandrasekhar zeigte, daß es eine Grenze gibt, bis zu der die gegenseitige Abstoßung der Elektronen dem Druck widerstehen kann. Wenn ein Stern kontrahiert, so nimmt die Gravitationskraft zu, aber ebenso die Energie der Elektronen und damit der Gegendruck. Ist die Kontraktion sehr groß, dann verhalten sich sowohl die Gravitationsenergie als auch die Elektronenergie umgekehrt proportional zum Sternradius. Es hängt von der Masse des Sterns ab, ob es einen Radius gibt, bei dem die beiden gegen-

einander arbeitenden Kräfte im Gleichgewicht sind. Ein Gleichgewicht ist nur möglich, wenn die Masse unterhalb einer kritischen Grenze liegt, die man heute Chandrasekhar-Grenzmasse nennt. Wenn die Masse über der Chandrasekhar-Grenze liegt, kollabiert der Stern.

Der Wert der Chandrasekhar-Grenze hängt vom Verhältnis der Anzahl von Elektronen und Nukleonen ab (Protonen und Neutronen werden hier zusammen betrachtet): Je größer der Anteil der Elektronen ist, desto größer ist auch der Elektronendruck, und um so höher liegt die Chandrasekhar-Grenze.

Für massearme Sterne, in denen die Fusionsreaktionen beim Kohlenstoff aufhören, beträgt das Verhältnis etwa 1/2, und die Grenzmasse liegt bei 1,44 Sonnenmassen. Dies ist die größte mögliche Masse für einen stabilen Weißen Zwerg.

Ein Weißer Zwerg unterhalb der Chandrasekhar-Grenze kann für unbeschränkte Zeit stabil bleiben; dennoch können gerade diese Sterne möglicherweise eine Supernova vom Typ I verursachen. Wie kann man das verstehen? Der Schlüssel für die Erklärung ist, daß Weiße Zwerge, die als Supernova Typ I explodieren, wahrscheinlich keine Einzelsterne, sondern eine Komponente in einem Doppelsternsystem sind.

Eine gängige Hypothese besagt, daß Materie des Begleiters durch das starke Gravitationsfeld des Weißen Zwergs angezogen wird und spiralförmig auf dessen Oberfläche fällt; dadurch vergrößert sich auch die Masse des Kohlenstoff-Sauerstoff-Kerns. Schließlich wird der Kohlenstoff im Zentrum gezündet und fusioniert in einer Explosionswelle, die nach außen läuft und den Stern zerreißt.

Die Idee, daß explosives Kohlenstoffbrennen eine Supernova vom Typ I auslöst, haben 1960 Hoyle und Fowler vorgeschlagen. Seitdem haben viele Astrophysiker detaillierte Modelle entwickelt, vor allem Icko Iben jr. und seine Mitarbeiter an der Universität von Illinois in Urbana-Champaign. Neuere Rechnungen von Ken'ichi Nomoto und seinen Mitarbeitern von der Universität Tokio lassen vermuten, daß das Kohlenstoffbrennen nicht explosiv verläuft. Die Welle der Fusionsreaktionen pflanzt sich wie das Brennen einer Zündschnur fort und nicht wie die Explosion eines Feuerwerkskörpers; es ist eher eine schnelle Verbrennung als eine Detonation.

Obwohl die Verbrennung nicht so heftig ist wie eine Detonation, bewirkt sie doch die vollständige Zerstörung des Weißen Zwergs. Die ursprüngliche Bindungsenergie, die den Stern zusammenhält, beträgt etwa 10^{43} Joule. Die Energie, die bei der Verbrennung freigesetzt wird, ist zwanzigmal größer (2×10^{44} Joule) und damit groß genug, um die Expansionsgeschwindigkeit der Supernovahüllen von 20 000 Kilometern pro Sekunde zu erklären.

Im Laufe der Verbrennung erzeugen die nuklearen Reaktionen etwa eine Sonnenmasse radioaktives Nickel-56, das dann im Zeitraum von Tagen beziehungsweise Monaten in Kobalt-56 und schließlich in Eisen-56 zerfällt. Die pro Zeiteinheit freigesetzte Energie reicht gerade aus, um den langsamen Abfall der Lichtkurven der Supernovae vom Typ I zu erklären.

Massereiche Sterne und Supernovae

Die Supernovae vom Typ II, mit denen wir uns vor allem beschäftigen wollen, stammen von sehr viel massereicheren Sternen ab. Die untere Grenze vermutet man bei etwa acht Sonnenmassen.

Betrachtet man die Entwicklungsgeschichte einer Typ-II-Supernova, so beginnt man am besten mit dem Augenblick, in dem zum ersten Mal im Zentrum die Fusion von Silicium zu Eisen möglich wird. Zu diesem Zeitpunkt ist der Stern bereits durch die Phasen des Wasserstoff-, Helium-, Neon-, Kohlenstoff- und Sauerstoffbrennens gegangen

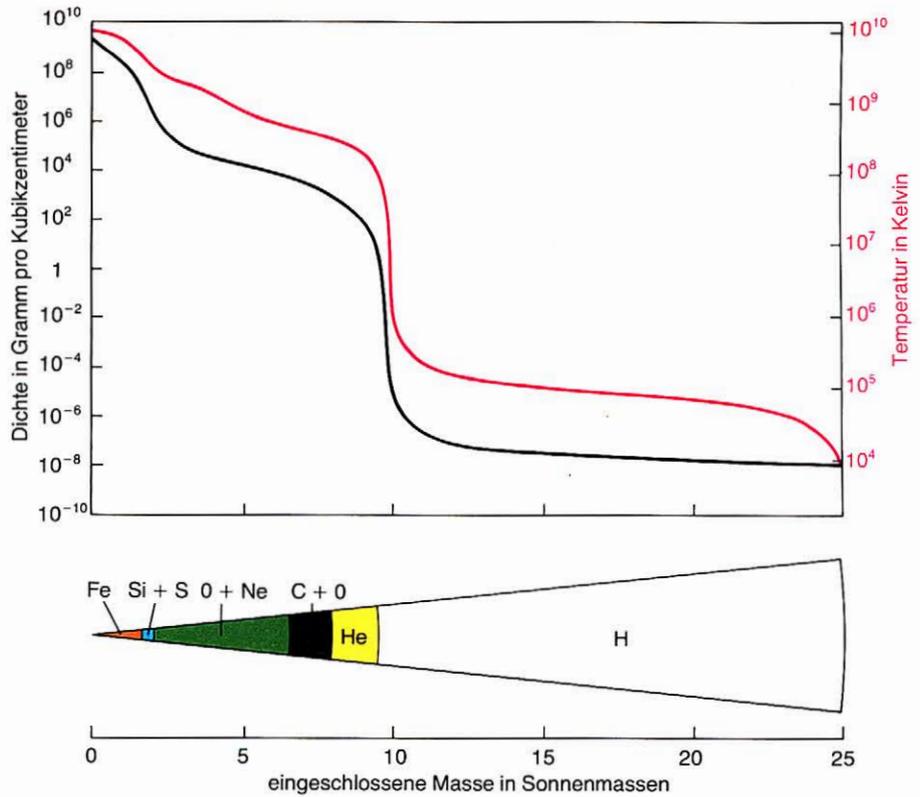


Bild 3: Eine Zwiebelschalenstruktur charakterisiert einen massereichen Stern am Ende seiner Entwicklung kurz vor dem Gravitationskollaps. Der Eisenkern ist in Mantelzonen aus Silicium, Schwefel, Sauerstoff, Neon, Kohlenstoff und Helium eingebettet, die ihrerseits eine umgibt,

die größtenteils aus verdünntem Wasserstoff zusammengesetzt ist. Temperatur und Dichte sinken im Mantel stetig nach außen hin und fallen dann in der Hülle plötzlich ab. Die Fusion im Zentrum ist beendet, sie findet aber noch in den Grenzschichten zwischen den Schalen statt.

und besitzt die Zwiebelschalenstruktur, die wir beschrieben haben. Der Stern hat viele Millionen Jahre benötigt, um diesen Zustand zu erreichen. Die folgenden Ereignisse laufen viel schneller ab.

Wenn die letzte Fusionsreaktion beginnt, entwickelt sich im Innern des Sterns ein Kern aus Eisen und einigen verwandten Elementen, umgeben von einer Schale aus Silicium. Die Fusion dauert in der Grenzfläche zwischen dem Eisenkern und der Siliciumschale an, so daß die Masse des Kerns stetig vergrößert wird.

Innerhalb des Kerns gibt es jedoch keine Energieerzeugung mehr durch nukleare Reaktionen: Der Zentralbereich ist eine unentzündbare Kugel unter hohem Druck. Diese Region ist also in der gleichen mißlichen Lage wie ein Weißer Zwerg: Sie kann der weiteren Kontraktion nur durch den Elektronendruck widerstehen, und der reicht nur unterhalb der Chandrasekhar-Grenze aus.

Wenn die Fusion der Siliciumkerne erst einmal begonnen hat, so läuft diese Reaktion mit hoher Geschwindigkeit ab, und die Masse des Kerns wächst innerhalb eines Tages bis an die Chandrasekhar-Grenze. Wir erwähnten bereits, daß die Chandrasekhar-Masse für einen Weißen Zwerg 1,44 Sonnenmassen be-

trägt; für den Eisenkern eines massereichen Sterns ist dieser Wert etwas anders, aber er liegt wahrscheinlich im Bereich zwischen 1,2 und 1,5 Sonnenmassen.

Wenn die Chandrasekhar-Grenze erreicht ist, nimmt das Entwicklungstempo weiter zu. Der Kern, der innerhalb eines Tages gebildet wurde, kollabiert in weniger als einer Sekunde (Bild 4). Die Untersuchung dieses Prozesses ist so schwierig, daß die Theorie auf Unterstützung durch Computer-Simulationen angewiesen ist. Zahlreiche Wissenschaftler haben Computerprogramme für die Sternentwicklung geschrieben, unter anderem W. David Arnett von der Universität von Chicago, eine Gruppe um Thomas A. Weaver am amerikanischen Lawrence Livermore National Laboratory und Stanford Woosley von der Universität von Kalifornien in Santa Cruz. Sie „entwickeln“ sozusagen die Sterne; wir und andere theoretische Physiker benutzen ihre Berechnungen.

Die Simulationsrechnungen liefern uns einen Querschnitt des Präsupernovakerns mit der chemischen Zusammensetzung, der Dichte und der Temperatur als Funktionen des Radius. Die nachfolgende Analyse stützt sich auf die Anwendung bekannter Gesetze der Thermodynamik – derselben Gesetze, die auch

irdische Phänomene beschreiben wie die Funktion einer Wärmekraftmaschine oder die Zirkulation der Erdatmosphäre.

Die Anfangsphase der Implosion

Es ist interessant, die Anfangsphase der Implosion des Kerns genauer zu betrachten. Das erste bemerkenswerte Ereignis ist, daß die Kompression die Temperatur des Kerns erhöht, ohne daß dadurch der Druck erhöht und der Kollaps verlangsamt würde, was man eigentlich erwarten sollte. Die Temperaturerhöhung hat den gegenteiligen Effekt.

Zwei Faktoren bestimmen den Druck: die Anzahl der Teilchen eines Systems und deren mittlere Energie. Im Zentrum eines Sterns tragen sowohl die Atomkerne als auch die Elektronen zum Druck bei, jedoch ist der Beitrag der Elektronen sehr viel größer. Wird das Sterninnere aufgeheizt, so wird ein kleiner Teil der Eisenkerne in kleinere Atomkerne aufgebrochen, und damit erhöht sich die Zahl der nuklearen Teilchen und deren Beitrag zum Gesamtdruck.

Gleichzeitig verbraucht aber auch die Dissoziation der Kerne Energie; da Energie frei wird, wenn sich ein Eisenkern bildet, muß die gleiche Energie wieder aufgebracht werden, um ihn in Teile zu spalten. Die nötige Energie liefern die Elektronen; damit sinkt ihr Beitrag zum Druck. Die Abnahme des Elektronendrucks ist weitaus wichtiger als die Zunahme des Nukleonendrucks. Im Endergebnis wird der Kollaps beschleunigt.

Man könnte glauben, daß die Implosion eines Sterns ein chaotischer Prozeß ist – tatsächlich verläuft sie jedoch sehr geordnet. Die gesamte Entwicklung eines Sterns ist tatsächlich ein stetiger Übergang von Zuständen niedriger zu größerer Ordnung: von höherer zu niedrigerer Entropie. Es ist leicht einzusehen, warum das so ist. In einem Stern aus reinem Wasserstoff kann sich jedes Nukleon auf einer Bahn bewegen, wie es will, aber in einem Eisen-56-Kern sind immer 56 Nukleonen gebunden, die sich im Gleichtakt bewegen müssen.

Anfangs beträgt die Entropie pro Nukleon, ausgedrückt in Einheiten der Boltzmannkonstante, etwa 15; im Präsupernovazentrum ist sie kleiner als 1. Die Entropiedifferenz ist im Laufe der Entwicklung des Sterns durch die elektromagnetische Strahlung und gegen Ende der Entwicklung durch Neutrinos fortgetragen worden.

Die niedrige Entropie des Zentrums bleibt während des Kollapses erhalten. Die Kernreaktionen ändern unablässig die Zusammensetzung der vorhandenen Atomkerne, so daß man meinen könnte,

daß sich die Entropie vergrößert; die Reaktionen laufen aber so schnell ab, daß der Gleichgewichtszustand erhalten bleibt. Der Kollaps dauert zwar nur Millisekunden, die Zeitskalen für die Kernreaktionen sind aber mit einer typischen Dauer von 10^{-15} bis 10^{-23} Sekunden wesentlich kürzer, so daß jede Abweichung vom Gleichgewicht korrigiert wird.

Von einem anderen Effekt glaubte man zeitweilig, daß er die Entropie erhöhen könnte; inzwischen erscheint es wahrscheinlich, daß er die Entropie sogar etwas erniedrigt. Die große Dichte im kollabierenden Zentrum begünstigt Reaktionen, die man als Elektroneneinfang bezeichnet. Bei diesem Prozeß vereinigen sich ein Proton und ein Elektron zu einem Neutron und einem Neutrino. Das Neutrino verläßt den Stern und trägt sowohl Energie als auch Entropie davon und kühlt dadurch das Zentrum – ähnlich wie Verdampfung von Feuchtigkeit einen Körper kühlt. Dieser Prozeß enthält jedoch einige Komplikationen, so daß die Auswirkung auf die Entropie ungewiß ist. In jedem Fall aber reduziert der Verlust an Elektronen den Elektronendruck, und damit wird die Implosion weiter beschleunigt.

Die erste Phase des Kollapses einer Supernova ist beendet, wenn die Dichte im Zentrum einen Wert von etwa 4×10^{11} Gramm pro Kubikzentimeter erreicht hat. Das ist keineswegs die maximal erreichbare Dichte, denn das Zentrum kollabiert weiter, aber sie markiert eine kritische Änderung in den physikalischen Eigenschaften: Bei dieser Dichte wird die Materie undurchsichtig für die Neutrinos. Die Bedeutung dieser Änderung haben zuerst T. J. Mazurek vom Mission Research Laboratory in Santa Barbara (Kalifornien) und Katsushiko Sato von der Universität Tokio erkannt.

Elektroneneinfang und Neutrinos

Das Neutrino ist ein „unnahbares“ Teilchen, das nur selten mit Materie reagiert. Die meisten Neutrinos durchdringen beispielweise die Erde, ohne ein einziges Mal mit einem anderen Teilchen zusammenzustoßen. Wenn jedoch die Dichte 400 Milliarden Gramm pro Kubikzentimeter übersteigt, sind die Materieteilchen so dicht gepackt, daß sogar ein Neutrino gelegentlich auf eines trifft.

Die Folge ist, daß die vom kollabierenden Zentrum emittierten Neutrinos dort wirkungsvoll eingefangen sind. Dieser Einschluß ist jedoch nicht von Dauer: Nachdem das Neutrino mehrfach gestreut, absorbiert und reemittiert worden ist, muß es am Ende doch entkommen, aber dieser Prozeß dauert länger als die restliche Phase des Kollapses. Der effek-

tive Einschluß der Neutrinos bedeutet, daß während des Kollapses keine Energie aus dem Zentrum entkommen kann.

Der Prozeß des Elektroneneinfangs während der Frühphase des Kollapses verringert nicht nur den Elektronendruck, sondern auch das Verhältnis der Elektronen zu den Nukleonen, der entscheidenden Größe für die Chandrasekhar-Masse. Im Zentrum einer typischen Präsupernova liegt dieses Verhältnis zwischen 0,42 und 0,46; zum Zeitpunkt des Neutrino-Einschlusses ist es auf 0,39 gefallen. Dieses niedrigere Verhältnis ergibt eine Grenzmasse von 0,88 Sonnenmassen, also beträchtlich weniger als der ursprüngliche Wert zwischen 1,2 und 1,5.

Von diesem Zeitpunkt an ändert sich auch die Bedeutung der Chandrasekhar-Masse für die Untersuchung der Supernova. Am Anfang war sie die größte Masse, die durch den Elektronendruck stabilisiert werden konnte; jetzt ist sie die größte Masse, die als Einheit kollabieren kann. Alle Gebiete innerhalb dieses Teils des Zentrums können nun durch Schallwellen und Druckwellen miteinander in Verbindung treten, so daß jede Störung der Dichte sofort ausgeglichen werden kann. Die Folge ist, daß der innere Teil des Zentrums homolog – in einem Stück – kollabiert und dabei seine Gestalt bewahrt.

Die Theorie des homologen Kollapses haben Peter Goldreich und Steven Weber vom Caltech entwickelt und Amos Yahil und James M. Lattimer von der State University of New York in Stony Brook weiter ausgearbeitet. Die Stoßwelle, welche die äußeren Schichten des Sterns herauserschleudert, entsteht an der Grenze des homologen Kerns (Bild 5). Bevor wir die Gründe für diesen Prozeß erläutern können, müssen wir noch die weiteren Ereignisse im Zentrum selbst verfolgen.

Chandrasekhars Arbeit zeigte, daß der Elektronendruck das Zentrum eines massereichen Sterns nicht vor dem Kollaps bewahren kann. Die einzige weitere Hoffnung, die Kontraktion aufzuhalten, besteht in der Widerstandsfähigkeit der Nukleonen gegen Kompression.

Im Zentrum des Präsupernova-Sterns ist der Nukleonendruck ein vernachlässigbarer Bruchteil des Elektronendrucks. Sogar bei einer Dichte von 4×10^{11} Gramm pro Kubikzentimeter – wenn der Neutrino-Einschluß beginnt – ist der Nukleonendruck unbedeutend.

Der Grund dafür ist die niedrige Entropie des Systems. Bei jeder vorgegebenen Temperatur ist der Druck proportional zur Anzahl der Teilchen pro Einheitsvolumen, unabhängig von der Größe der einzelnen Teilchen. Ein Eisenkern mit 56 Nukleonen leistet den gleichen Beitrag zum Gesamtdruck wie ein einzelnes Proton.

Würden die Kerne im Sterninneren aufgebrochen, so könnte ihr Druck ausreichen, die Kontraktion anzuhalten. Die Spaltung der Atomkerne ist jedoch nicht möglich, da die Entropie im Sternzentrum zu klein ist. Ein Supernovazentrum, das aus Protonen und Neutronen besteht, die sich unabhängig voneinander bewegen, hätte eine Entropie pro Nukleon von fünf bis acht, während die tatsächliche Entropie kleiner als eins ist.

Diese Situation ändert sich zunächst nicht, und der Kollaps wird auch nicht aufgehalten, bis die Dichte im Zentrum einen Wert von $2,7 \times 10^{14}$ Gramm pro Kubikzentimeter erreicht hat. Das ist die Dichte, wie man sie auch innerhalb großer Atomkerne findet, und tatsächlich bilden die Nukleonen im Sternzentrum einen einzigen riesigen Atomkern. Ein Teelöffel dieser Materie enthält etwa die gleiche Masse wie alle Gebäude von Manhattan zusammengenommen.

Kernmaterie ist außerordentlich inkompressibel. Hat der zentrale Teil des Sterns schließlich die Dichte von Kernmaterie erreicht, so gibt es einen gewaltigen Widerstand gegen jede weitere Kompression. Dieser Widerstand ist Hauptquelle für die Stoßwellen (Schockwellen), die den stellaren Kollaps in eine spektakuläre Explosion umwandeln (Bild 6).

Der homologe Kollaps

Innerhalb des homolog kollabierenden Teils des Zentrums ist die Geschwindigkeit der einfallenden Materie proportional zum Abstand vom Mittelpunkt. (Genau diese Eigenschaft ist es, die den Kollaps homolog macht.) Andererseits nimmt die Dichte mit wachsender Entfernung vom Zentrum ab, und ebenso verhält sich die Schallgeschwindigkeit.

Der Radius, bei dem die Schallgeschwindigkeit der Einfallsgeschwindigkeit gleich ist, nennt man den Schallpunkt; er markiert die äußere Grenze des homologen Kerns (Bild 5). Eine Störung innerhalb dieses Kerns übt keinen Einfluß außerhalb dieses Radius aus. Im Schallpunkt laufen Wellen mit Schallgeschwindigkeit auswärts, wenn man sie in einem Koordinatensystem mißt, das sich mit der einfallenden Materie bewegt. Die Materie bewegt sich aber mit der gleichen Geschwindigkeit einwärts, so daß die Wellen relativ zum Mittelpunkt des Sternes stillstehen.

Wenn nun das Zentrum nukleare Dichten erreicht, kommt dort der Kollaps schlagartig zum Stillstand. Dadurch werden Schallwellen erzeugt, die durch das Zentrum auswärts laufen wie die Vibrationen in einem Hammerstiel nach einem Schlag auf einen Amboß. Die Wel-

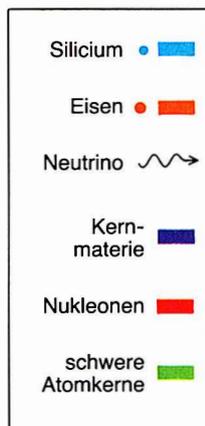
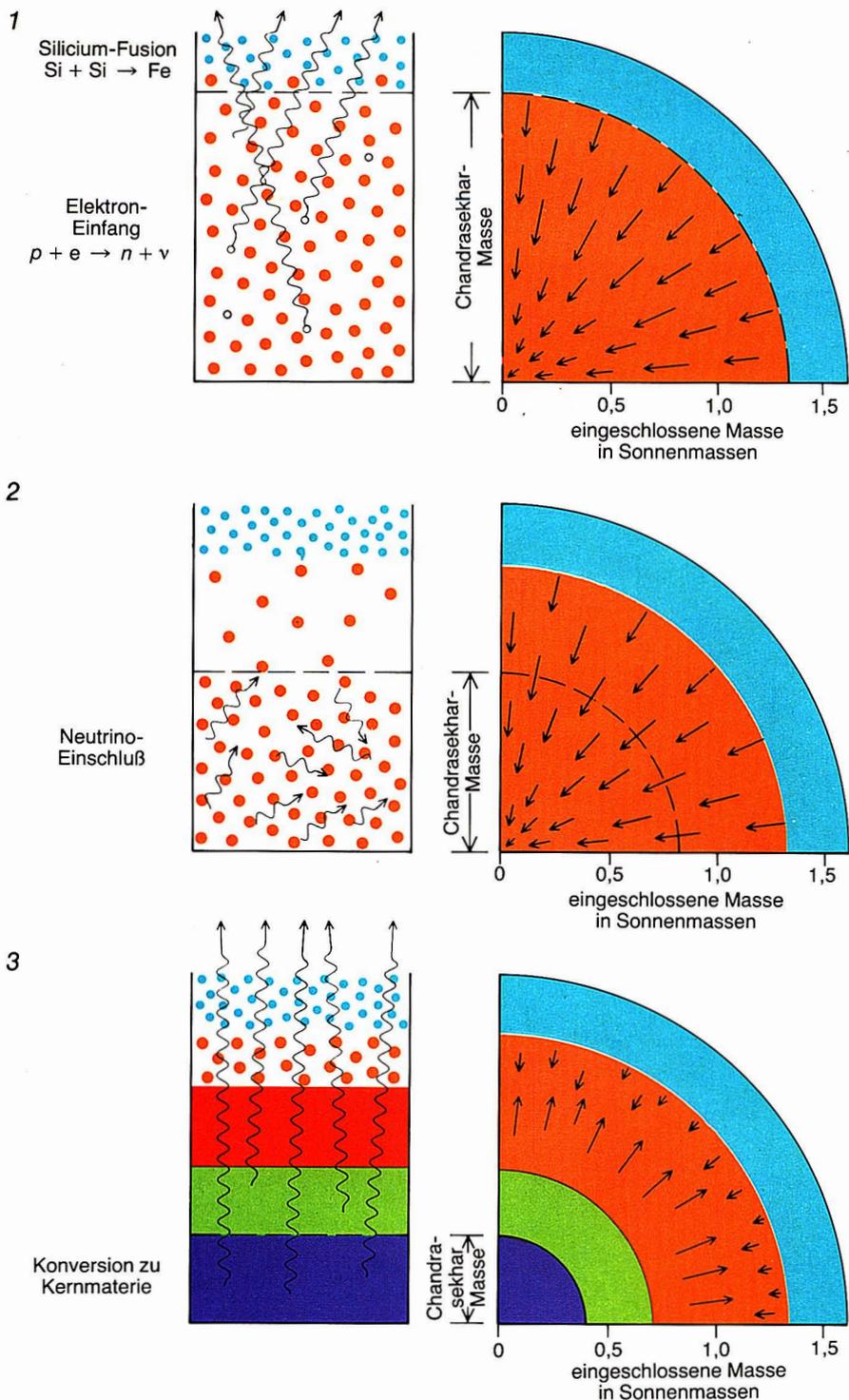


Bild 4: Der Kollaps des stellaren Kerns beginnt, wenn die Masse des Eisens die Chandrasekhar-Grenze überschreitet, die zwischen 1,2 und 1,5 Sonnenmassen liegt. Zu diesem Zeitpunkt kann der Elektronendruck die Gravitationskontraktion nicht länger aufhalten. Schon am Anfang des Kollapses (1) beschleunigt der Elektroneneinfang die Einwärtsbewegung; dabei werden ein Proton und ein Elektron in ein Neutron und ein Neutrino umgewandelt. Die Abnahme der Elektronen verringert den Elektronendruck und damit die Chandrasekhar-Grenze. Wenn die Dichte 4×10^{11} Gramm pro Kubikzentimeter erreicht (2), wird die Materie für die Neutrinos undurchlässig; sie werden im Kern eingeschlossen. Zu diesem Zeitpunkt beträgt die Chandrasekhar-Grenze weniger als eine Sonnenmasse. Ihre Bedeutung hat sich in der Zwischenzeit verändert: Sie ist jetzt die größte Masse, die homolog (als Einheit) kollabieren kann. Beim Ende des Kollapses (3) ist der zentrale Teil des homologen Kerns in nukleare Materie umgewandelt. Die Kernmaterie ist unter ihre Gleichgewichtsdichte komprimiert worden und schwingt dann zurück, wobei sie eine mächtige Stoßwelle erzeugt. Während die Stoßwelle durch den äußeren Kern läuft, verdampfen die Eisenkerne und bilden ein Nukleonengas.

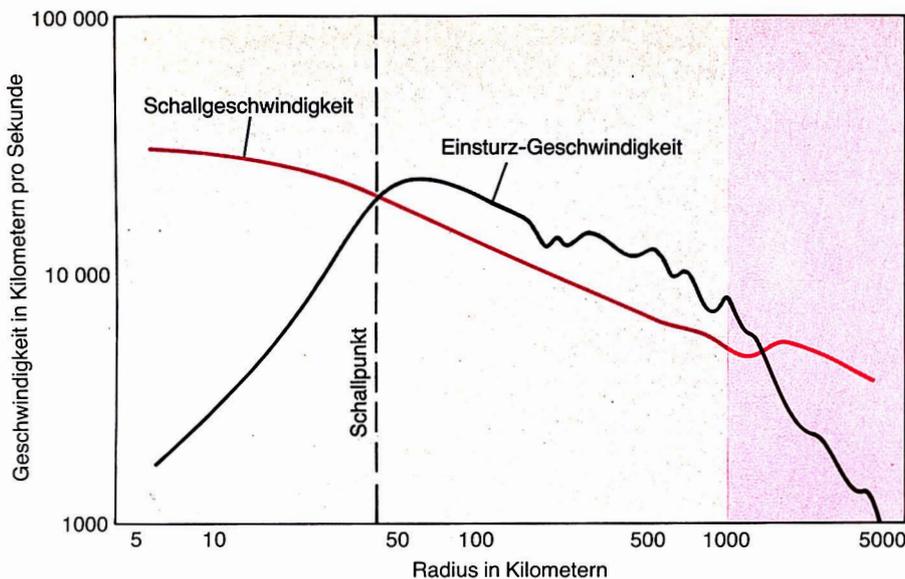


Bild 5: Der Schallpunkt markiert die Grenze des homogenen Kerns eines massereichen Sterns. Er gehört zu dem Radius, bei dem die Schallgeschwindigkeit der Geschwindigkeit der einfallenden Materie gleich ist. Eine Schallwelle im Schallpunkt bewegt sich mit Schallgeschwindigkeit nach außen, relativ zu dem Material,

in dem sie sich ausbreitet; da aber die einfallende Materie die gleiche Geschwindigkeit hat, steht die Welle relativ zum Sternzentrum still. Daraus folgt, daß eine Störung innerhalb des Kerns nicht nach außen gelangen kann. Die Darstellung beruht auf Berechnungen von W. David Arnett von der Universität Chicago.

len kommen bei ihrem Lauf durch den homogenen Kern immer langsamer voran, weil die lokale Schallgeschwindigkeit nach außen hin abnimmt und sie gegen einen Strom von Materie mit ständig zunehmender Einfallsgeschwindigkeit anlaufen müssen. Am Schallpunkt werden sie dann endgültig gestoppt.

Währenddessen fällt weiteres Material auf die harte Kugel aus Kernmaterial im Zentrum, so daß weitere Wellen entstehen. Für den Bruchteil einer Millisekunde überlagern sich diese Wellen im Schallpunkt und erzeugen dort hohen Druck. Diese Druckspitze verlangsamt die Materie, die durch den Schallpunkt einfällt, und erzeugt eine Unstetigkeit in der Geschwindigkeitsverteilung, die ihrerseits eine Stoßwelle bildet.

An der Oberfläche der harten Kugel im Zentrum des Sterns wird die einfallende Materie rasch, aber nicht augenblicklich, gebremst. Die Kompressibilität der nuklearen Materie ist zwar sehr gering, aber nicht null, und deshalb setzt sich der Kollaps durch Impulsübertrag über die Gleichgewichtslage hinaus fort; die Dichte erreicht so im Zentrum größere Werte als in einem Atomkern (Bild 1).

Man bezeichnet diesen Zustand auch als den Moment der „maximalen Verdichtung“ (englisch *maximum scrunch*). Die meisten Computersimulationen ergeben, daß die maximale Dichte etwa 50 Prozent größer ist als die Dichte in einem Atomkern. Nach der maximalen Verdichtung schwingt die Kugel aus Atomkernen zurück wie ein eingedrückter

Gummiball. Dieser „Rückprall“ erzeugt noch mehr Schallwellen, die sich mit der Stoßfront im Schallpunkt vereinigen.

Eine Stoßwelle unterscheidet sich von einer Schallwelle in zweifacher Hinsicht. Erstens verursacht eine Schallwelle keine dauerhafte Veränderung in ihrem Ausbreitungsmedium: Wenn die Welle durchgelaufen ist, kehrt die Materie in ihren ursprünglichen Zustand zurück. Der Durchgang einer Stoßwelle kann jedoch große Änderungen der Dichte, des Drucks und der Entropie auslösen.

Zweitens bewegt sich eine Schallwelle definitionsgemäß mit Schallgeschwindigkeit. Eine Stoßwelle bewegt sich schneller, und zwar mit einer Geschwindigkeit, die von der Energie der Welle abhängt. Wenn sich schließlich die Druckunstetigkeit im Schallpunkt zu einer Stoßwelle aufgebaut hat, ist sie nicht länger durch die einfallende Materie an diesen Ort gebunden. Die Welle kann nun auswärts in die darüberliegenden Schichten des Sterns laufen. Die Computerrechnungen haben ergeben, daß ihre Geschwindigkeit sehr hoch ist – zwischen 30 000 und 50 000 Kilometer pro Sekunde.

Bis zu diesem Zeitpunkt der Supernova-Entwicklung stimmen die Berechnungen im wesentlichen überein. Was aber danach geschieht, ist noch nicht ganz klar. Wir favorisieren das einfachste Szenarium; hier läuft die Stoßwelle nach außen, erreicht die Oberfläche des Eisenkerns in Sekundenbruchteilen und pflanzt sich durch die zwiebelschalartigen Schichten des Sterns fort.

Nach einigen Tagen erreicht sie die Oberfläche des Sterns und bricht in einer gewaltigen Explosion hervor. Die gesamte Materie oberhalb eines bestimmten Radius – dem Spaltungspunkt – wird herausgeschleudert. Unterhalb des Spaltungspunktes sammelt sie sich in einem Neutronenstern.

Aber leider zeigen Berechnungen mit Präsupernova-Modellen von Weaver und Woosley aus dem Jahre 1974, daß das Schicksal einer Stoßwelle vielleicht doch anders aussieht. Die Stoßwelle wandert bis zu einer Entfernung von 100 bis 200 Kilometern vom Zentrum nach außen, kommt dann zum Stillstand und verharrt etwa an dieser Stelle, während weiterhin Materie durch sie hindurchfällt (Bild 7).

Der Hauptgrund für die Bremsung ist, daß die Stoßwelle die Atomkerne in einzelne Nukleonen aufbricht. Obwohl dieser Prozeß die Zahl der Teilchen erhöht, so daß man eine Druckerhöhung erwarten sollte, verbraucht er auch einen großen Teil der Energie: Im Endergebnis werden sowohl die Temperatur als auch der Druck stark vermindert.

Die Fragmentation der Atomkerne trägt auch noch in anderer Hinsicht zur Energiedissipation bei: Es werden freie Protonen erzeugt, die sofort Elektronen einfangen. Die dabei entstehenden Neutrinos entkommen und tragen ihre Energie fort. Sie entweichen, weil die Stoßwelle Material erreicht hat, dessen Dichte unter dem kritischen Wert für den Neutrino-Einschluß liegt.

Die Neutrinos, die hinter der Stoßwelle gefangen waren, können nun auch entkommen und tragen noch mehr Energie davon. Wegen der vielen Gefahren, die im Gebiet zwischen 100 und 200 Kilometern auf die Stoßwellen lauern, haben wir dieses Gebiet als „Minenfeld“ des Sterns bezeichnet.

Stoßwelle im Minenfeld

Es wäre sehr befriedigend, wenn man sagen könnte, daß wir einen einzigen Mechanismus gefunden hätten, der für alle Supernovae vom Typ II erklärt, wie die Stoßwelle dieses Minesfeld durchläuft. Wir können das aber nicht. Das einzige, was wir anbieten können, ist eine Reihe von möglichen Erklärungen, die jeweils auf Sterne in einem bestimmten Massebereich passen.

Am besten beginnt man mit Sternen zwischen 12 und 18 Sonnenmassen (Bild 7). Die neuesten Modelle von Weaver und Woosley für Präsupernova-Kerne weichen etwas von denjenigen ab, die sie vor etwa einer Dekade berechnet haben. Der Hauptunterschied besteht darin, daß

der Eisenkern kleiner ist als angenommen, nämlich etwa 1,35 Sonnenmassen.

Der homologe Kern, von dessen Oberfläche die Stoßwelle ausgeht, enthält 0,8 Sonnenmassen dieses Materials, und 0,55 Sonnenmassen Eisen befinden sich außerhalb des Schallpunktes. Da die Spaltung der Eisenkerne die meiste Energie verbraucht, kann die Stoßwelle leichter aus dem Kern entkommen, wenn er weniger Eisen enthält.

Jerry Cooperstein und Edward A. Baron aus Stony Brook konnten – ausgehend von den Sternmodellen von Weaver und Woosley – erfolgreich Supernova-Explosionen auf dem Computer simulieren. Die wichtigste Voraussetzung, die zuerst Sidney H. Kahana vom Brookhaven National Laboratory erkannt hatte, besteht darin, daß der homologe Kern sehr stark komprimiert werden muß, damit er kräftig genug zurückschwingen kann, um eine starke Stoßwelle zu erzeugen.

Zwei Faktoren wirken bei den Simulationen zusammen, um dieses Ergebnis zu erreichen. Zunächst wendet man die Allgemeine Relativitätstheorie an Stelle der Kraftfelder der Newtonschen Gravitationstheorie an. Außerdem nimmt man an, daß die nukleare Materie kompressibler ist, als man bisher dachte.

Barons erste Resultate zeigten, daß ein Stern von zwölf Sonnenmassen explodieren würde, wenn die Kompressibilität der nuklearen Materie 1,5 mal größer ist als der übliche Wert. Dies scheint sehr willkürlich zu sein, aber dann untersuchte einer von uns (Brown) dieses Problem mit einer hochentwickelten Methode der Theorie der Kernmaterie. Es stellte sich heraus, daß die am wenigsten widersprüchliche Interpretation der experimentellen Befunde eine Kompressibilität ergibt, die dem 2,5fachen des Standardwertes entspricht! Wir entdeckten dann, daß bereits 1982 Andrew D. Jackson, E. Krotscheck, D. E. Meltzer und R. A. Smith mit einer anderen Methode zum gleichen Ergebnis gekommen waren, aber keiner erkannte die Bedeutung ihrer Arbeit für das Supernova-Problem. Wir glauben, daß diese obere Abschätzung der Kompressibilität nuklearer Materie ziemlich zuverlässig ist.

Der von Baron, Cooperstein und Kahana beschriebene Mechanismus scheint für Sterne bis 18 Sonnenmassen brauchbar zu sein. Jedoch bleibt bei noch massiveren Sternen sogar die in ihren Modellen erzeugte gewaltige Stoßwelle im Minenfeld hängen. Ein Stern von 25 Sonnenmassen hat etwa zwei Sonnenmassen Eisen im Zentrum, daher muß die Stoßwelle etwa 1,2 und nicht nur 0,55 Sonnenmassen Eisen durchdringen. Die Stoßwelle enthält nicht genug Energie, um diese Eisenmasse zu dissoziieren.

Eine mögliche Erklärung dafür, was in derart massiven Sternen ablaufen könnte, findet sich in den jüngsten Arbeiten von James R. Wilson vom Lawrence Livermore Laboratory, der ausgedehnte numerische Simulationen von Supernova-Explosionen gemacht hat. Eine Zeitlang sah es so aus, als wenn die ganze Materie des Sterns in das Zentrum fallen muß, wenn die Stoßwelle zu schwach ist; dort bildet sich dann ein Schwarzes Loch. Wilson entdeckte dann jedoch

eine zusätzliche Möglichkeit für das Schicksal des Sterns, als er einige seiner Simulationen über eine längere Zeit hin laufen ließ.

Innerhalb des kollabierenden Sternenzentrums benötigt die Stoßwelle nur ungefähr zehn Millisekunden, um das Minenfeld zu erreichen und zum Stillstand zu kommen. Eine Simulation dieses Ereignisses dauert selbst auf den schnellsten Hochleistungscomputern mindestens eine Stunde Rechenzeit. Wilson

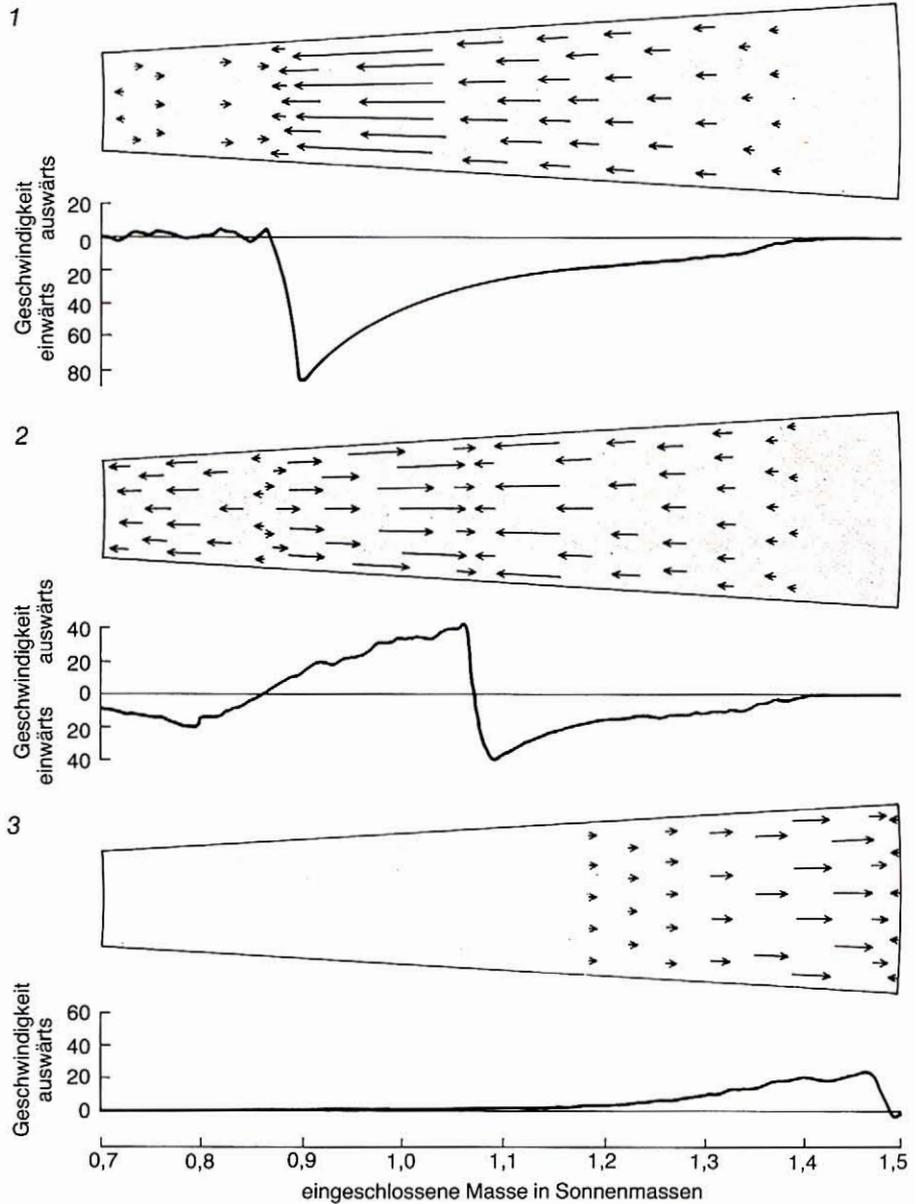


Bild 6: Stoßwellen können sich schneller ausbreiten als der Schall; sie können daher die Energie und den Impuls des Rückpralls hinter den Schallpunkt transportieren. Unmittelbar vor dem Rückprall (1) hat der innere Kernteil die Dichte von nuklearer Materie erreicht und kontrahiert nicht weiter, aber die darüberliegenden Schichten fallen immer noch mit bis zu 90 000 Kilometern pro Sekunde auf den Kern herab. Zwei Millisekunden später (2) ist der Kern weiter eingedrückt, aber zur gleichen Zeit ist bereits ein großer Teil der einfallenden Ma-

terie zurückgeprall und bildet eine Stoßwelle aus. Nach 20 Millisekunden (3) hat die Stoßwelle die Grenze des Kerns erreicht. Dieser Mechanismus einer Supernova-Explosion, bei dem die Stoßwelle direkt durch den Kern zu laufen vermag, kann offenbar auf Sterne zwischen 12 und 18 Sonnenmassen angewendet werden. Die hier gezeigten Geschwindigkeitsprofile hat Jerry Cooperstein von der State University of New York in Stony Brook berechnet. Die Geschwindigkeiten sind in Einheiten von Tausend Kilometer pro Sekunde angegeben.

gab seinen Rechnungen etwa hundertmal mehr Zeit und simulierte eine volle Sekunde im Leben einer Supernova. In nahezu allen Fällen fand er, daß die Stoßwelle am Ende erneuert wurde.

Diese Wiederbelebung beruht auf der Heizung durch die Neutrinos (Bild 8). Während der Kompression der Materie auf nukleare Dichte ist der innere Kern wegen des fortgesetzten Elektroneneinfangs ein starker Neutrino-Emitter. Adam S. Burrows und Lattimer aus Stony Brook sowie Mazurek haben gezeigt, daß die Hälfte aller Elektronen in einer halben Sekunde eingefangen wird. Die dabei emittierten Neutrinos tragen etwa die Hälfte der beim Kollaps freiwerdenden Gravitationsenergie davon; das entspricht etwa 10^{46} Joule.

Tief innerhalb des Kerns stoßen die Neutrinos häufig mit anderen Teilchen zusammen. Tatsächlich sind sie, wie wir bereits erwähnten, gefangen, und zwar in dem Sinne, daß sie nicht in der Zeit entkommen können, die der homologe Kern für den Kollaps benötigt. Schließlich dringen sie jedoch nach oben vor und erreichen Schichten niedrigerer Dichte, wo sie sich frei bewegen können.

Am Ort der gebremsten Stoßwelle stößt nur etwa ein Neutrino von 1000 mit einem anderen Teilchen zusammen, aber dennoch übertragen diese Stöße einen erheblichen Energiebetrag. Der größte Teil der Energie wird für die Dissoziation der Atomkerne in Nukleonen verbraucht – den Prozeß, der die Stoßwelle in erster Linie aufhält. Jetzt aber heizt die Neutrino-Energie die Materie und erhöht daher den Druck sehr stark. Wir haben diese Phase, während der die Stoßwelle angehalten und erneuert wird, als „Erfrischungspause“ bezeichnet.

Neutrino-Heizung

Die Neutrino-Heizung ist bei einem Radius von 150 Kilometern am wirkungsvollsten, denn dort ist der Neutrino-Einschluß relativ wahrscheinlich und die Temperatur nicht so groß, daß die Materie selbst zum bedeutenden Neutrino-Emitter wird. Die Druckzunahme ist bei diesem Radius nach etwa einer halben Sekunde groß genug, um den Einfall der darüberliegenden Materie anzuhalten und sie wieder herauszuschleudern. Damit liegt der Spaltungsradius bei 150 Kilometern. Die Materie innerhalb dieses Radius fällt in das Zentrum; die Materie außerhalb, etwa 20 Sonnenmassen oder mehr, wird ausgestoßen.

Die letzte Gruppe von Sternen, die wir noch näher betrachten müssen, ist diejenige mit Sternen zwischen acht und elf Sonnenmassen, den masseärmsten Sternen, die eine Supernova vom Typ II ver-

ursachen können. Weaver und Woosley haben 1980 vermutet, daß die Sterne dieser Gruppe eine eigene Klasse bilden könnten, bei denen der Supernova-Mechanismus völlig verschieden von dem der massiveren Sterne ist.

Nach den Berechnungen von Nomoto sowie Weaver und Woosley erreicht das Zentrum dieser Sterne während der Präsupernova-Entwicklung nicht die nötige Temperatur, um Eisen zu bilden; stattdessen endet die Fusion mit einer Mischung der Elemente zwischen Sauerstoff und Silicium.

Die Energieerzeugung hört dann auf, und da die Masse des Zentrums über der Chandrasekhar-Grenze liegt, beginnt der Kern zu kollabieren. Zwei Umstände unterstützen möglicherweise den Vormarsch der beim Kollaps erzeugten Stoßwelle. Erstens raubt die Spaltung von Sauerstoff- und Siliciumkernen der Stoßwelle weniger Energie als die Spaltung von Eisen. Zweitens fällt die Dichte

außen im Stern an der Grenze zwischen der Kohlenstoff- und der Heliumschale abrupt ab (ungefähr um einen Faktor von zehn Milliarden). Die Stoßwelle hat es natürlich viel leichter bei der Durchdringung von Materie niedriger Dichte.

Für einen Stern von neun Sonnenmassen findet Nomoto, daß das Zentrum der Präsupernova aus Sauerstoff, Neon und Magnesium besteht und 1,35 Sonnenmassen hat. Nomoto und Wolfgang Hillebrandt vom Max-Planck-Institut für Physik und Astrophysik in München haben damit begonnen, die weitere Entwicklung dieses Kerns zu untersuchen. Sie finden, daß die Explosion – unterstützt durch die Sauerstoff-Fusion – ungehindert durch den Kern hindurchläuft und daß eine ziemlich große Energiemenge freigesetzt wird.

Zwei kürzlich unternommene Versuche, die Ergebnisse von Nomoto und Hillebrandt zu reproduzieren, waren erfolglos, so daß die Aussage ihres Modells

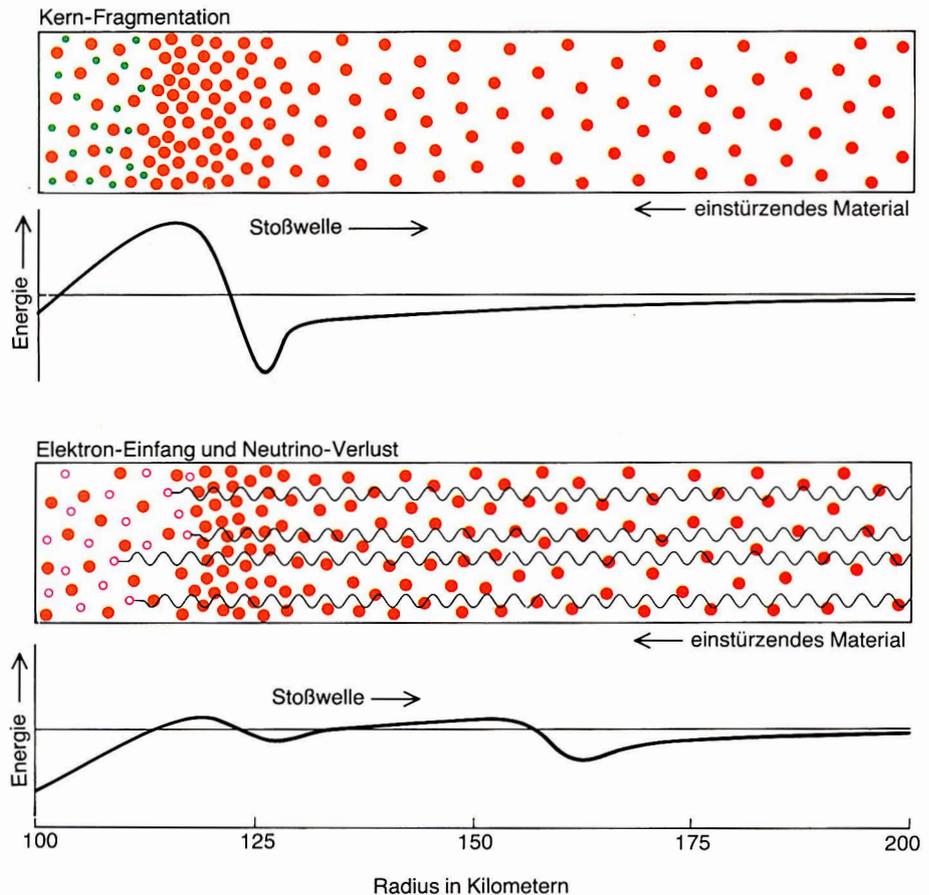


Bild 7: Stoßwellen scheinen in Sternen von mehr als 18 Sonnenmassen zum Stillstand zu kommen. Viele Prozesse verbrauchen die Wellenenergie. Der wichtigste ist die nukleare Fragmentation: Die Energie der Stoßwelle wird durch Spaltung der Eisenkerne aufgebraucht, wodurch die Temperatur und der Druck hinter der Welle erniedrigt werden. Protonen, die durch die Fragmentation freigesetzt wurden, können außerdem Elektronen einfangen, wodurch der Druck weiter abgesenkt wird. Wenn

die Welle ein Gebiet mit einer Dichte unterhalb von 10^{11} Gramm pro Kubikzentimeter erreicht hat, trägt der Neutrinoverlust weitere Energie fort. Als Endergebnis dieser Effekte kann die Ausbreitungsgeschwindigkeit der Stoßwelle auf die Geschwindigkeit der einfallenden Materie reduziert werden; die Welle kommt dann nicht weiter voran. Wegen der zahlreichen Gefahren, denen die Stoßwelle ausgesetzt ist, bezeichnen die Autoren das Gebiet zwischen 100 und 200 Kilometern als das „Minenfeld“.

unklar bleibt. Wir glauben, daß die größere Kompressibilität der Kernmaterie, die in dem Baron-Cooperstein-Kahana-Programm angenommen wurde, auch hier hilfreich sein sollte. Natürlich ist es möglich, daß Sterne so geringer Masse gar keine Supernova verursachen; andererseits gibt es überzeugende Argumente (sie beruhen auf Messungen von Elementhäufigkeiten), daß der Krebsnebel durch die Explosion eines Sterns mit neun Sonnenmassen gebildet wurde.

Das Schicksal des zentralen Kerns

Nachdem die äußeren Schichten eines Sterns weggeblasen worden sind, muß noch das Schicksal des zentralen Kerns entschieden werden. Genauso wie die Gravitationskraft den Elektronendruck überwinden kann, wenn die Masse die Chandrasekhar-Grenze überschreitet, kann auch die Kernmaterie der Kompression nicht widerstehen, wenn das Gravitationsfeld stark genug ist.

Für einen kalten Neutronenstern (einen Neutronenstern, der keine andere Quelle zur Aufrechterhaltung des Druckes hat als die gegenseitige Abstoßung der Nukleonen) vermutet man die Grenzmasse bei etwa 1,8 Sonnenmassen. Der kompakte Überrest, der bei der Explosion eines weniger massiven Sterns gebildet wird, liegt weit unter dieser Grenze, und daher hinterlassen solche Supernovae vermutlich einen stabilen Neutronenstern.

Für die massereicheren Sterne ist das fraglich. Nach den Berechnungen von Wilson hinterläßt jeder Stern mit mehr als 20 Sonnenmassen einen Überrest von mehr als zwei Sonnenmassen. Anscheinend wird dieser Überrest zu einem Schwarzen Loch – einem Gebiet im Raum, in dem die Materie zu unendlich hoher Dichte zusammengepreßt wird.

Selbst wenn der kompakte Überrest schließlich zu einem Schwarzen Loch entartet, so beginnt er doch als heißer Neutronenstern. Die Zentraltemperatur kurz nach der Explosion beträgt ungefähr 100 Milliarden Kelvin, und damit wird genug Druck erzeugt, um den Stern zu stützen, selbst wenn er mehr als 1,8 Sonnenmassen hat.

Die heiße Kernmaterie kühlt durch die Emission von Neutrinos aus. Die Energie, die sie davontragen, beträgt mehr als das Hundertfache der Supernova-Explosionsenergie: ungefähr 3×10^{46} Joule, das Energieäquivalent von 10 Prozent der Sternmasse.

Ein möglicher Weg, die Vorgänge bei diesen spektakulären Ereignissen besser zu verstehen, ist die Beobachtung der Neutrinos während der Explosion und

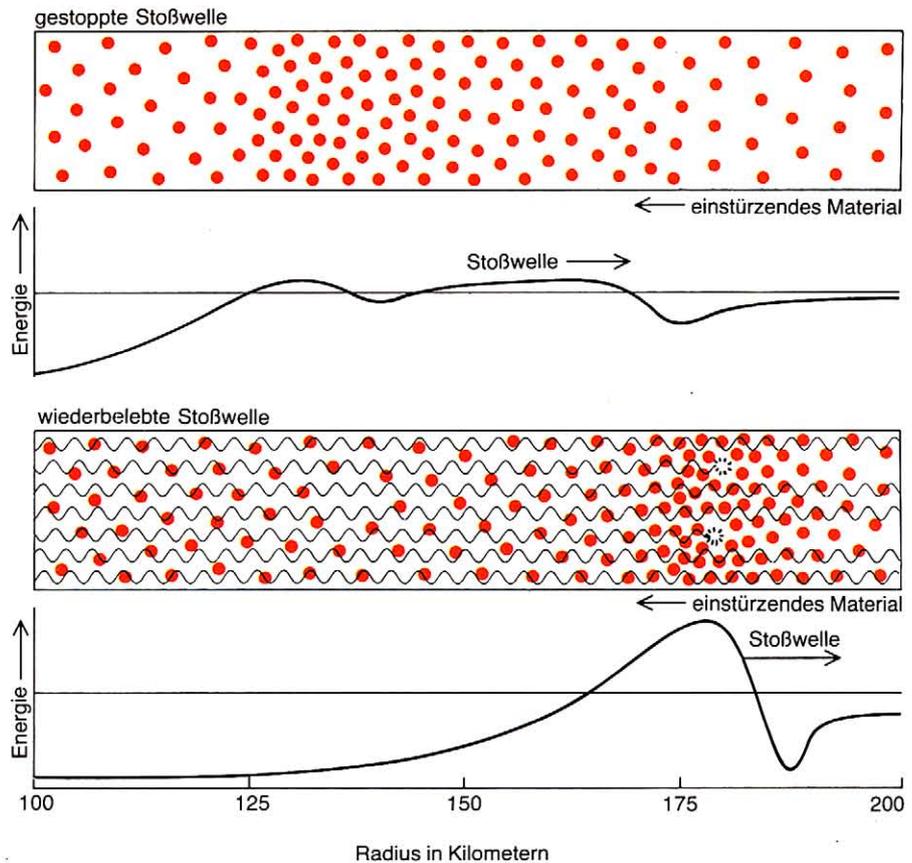


Bild 8: Neutrino-Heizung kann in einem massereichen Stern eine gestoppte Stoßwelle „wiederbeleben“. Die Quelle dieses Prozesses ist der kollabierte Kern, der ein Massenäquivalent von zehn Prozent seiner Gesamtmasse in Form von Neutrinos emittiert. Nur ein kleiner Bruchteil dieser Neutrinos wird absorbiert,

aber der Fluß ist stark genug, um sehr viele Eisenkerne zu spalten. Am Anfang der Supernova-Explosion hat die Spaltung der Eisenkerne Energie aus der Stoßwelle aufgebraucht, aber jetzt bewirken externe Neutrinos diesen Prozeß; daher kann eine derartige Dissoziation die Stoßwellenenergie nicht mehr schwächen.

der darauffolgenden Abkühlung des Neutronensterns. Die Neutrinos entstehen im Zentrum des Sterns und passieren nahezu ungehindert die äußeren Schichten, daher geben sie Zeugnis von den Bedingungen tief im Innern. Die elektromagnetische Strahlung diffundiert dagegen nur langsam durch die Materieschichten und legt deshalb nur das offen, was an der Oberfläche geschieht. Neutrino-Detektoren hat man seit kurzem in Bergwerksschächten und Tunnels aufgestellt; dort sind sie vor der kosmischen Strahlung abgeschirmt.

Als weiterer Test, ob die Supernova-Modelle korrekt sind, kann die relative Häufigkeit der chemischen Elemente im Kosmos dienen. Supernovae sind wahrscheinlich die Hauptquelle aller Elemente, die schwerer als Kohlenstoff sind, und daher sollte das Spektrum der Elemente, das man in simulierten Explosionen erzeugt, mit den beobachteten Häufigkeitsverhältnissen übereinstimmen.

Viele Versuche, diese Häufigkeitsverhältnisse zu reproduzieren, sind fehlgeschlagen, aber Anfang des Jahres beendeten Weaver und Woosley Be-

rechnungen, die überraschend gut mit der Beobachtung übereinstimmen. Sie begannen die Untersuchung der Explosion eines Sterns von 25 Sonnenmassen mit einem Modell von Wilson. Für beinahe alle Elemente und Isotope zwischen Kohlenstoff und Eisen stimmen ihre Häufigkeitsverhältnisse nahezu mit den beobachteten überein.

In den letzten Jahren hat die Untersuchung der Supernovae von der engen Zusammenarbeit zwischen analytischer Theorie und reiner Computersimulation profitiert. Die ersten Spekulationen über den Supernova-Mechanismus wurden bereits vor einigen Dekaden aufgestellt, doch sie konnten nicht im Detail ausgearbeitet werden, bis Computer für die numerische Simulation verfügbar waren.

Andererseits kann man die Ergebnisse der Berechnungen nur im Zusammenhang mit analytischen Modellen verstehen. Durch Fortsetzung dieser Zusammenarbeit sollte es uns möglich sein, von einer allgemeinen Einsicht der Prinzipien und Mechanismen zu detaillierteren Vorhersagen astronomischer Beobachtungen vorzudringen.