

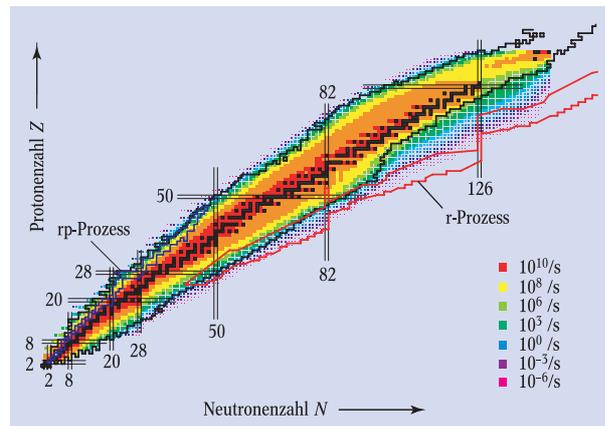
# Astrophysik und Kernphysik – gemeinsam das Universum entschlüsseln

Kurzlebige Kernisotope bestimmen die Eigenschaften des Universums. Noch ist über die meisten aber fast nichts bekannt.

Wolfgang Hillebrandt und Karlheinz Langanke

Die Kernphysik spielt häufig eine zentrale Rolle in astrophysikalischen Modellen. Physik-Nobelpreisträger William Fowler bezeichnete die Astrophysik daher sogar scherzhaft als „angewandte Kernphysik“. Noch ist aber ein großer Teil der Isotopentafel Terra incognita. Laborexperimente mit kurzlebigen Isotopen sind notwendig, um astrophysikalische Modelle entwickeln und überprüfen zu können. Dann wird es unter anderem möglich sein, Kernprozesse im Labor zu simulieren, die in einer Supernova ablaufen.

Die Kernphysik hält oft den Schlüssel zum Verständnis unseres Universums und der in ihm enthaltenen Objekte bereit. Wasserstoff und Helium sind die häufigsten Elemente im Universum, entstanden in einem Netzwerk von Kernreaktionen, das in den ersten drei Minuten nach dem Urknall ablief und bei dem noch andere leichte Elemente wie Deuterium,  $^3\text{He}$  und  $^7\text{Li}$  entstanden. Die gemessenen relativen Häufigkeiten dieser leichten Elemente erlaubten es, die Anzahl der (leichten) Neutrinofamilien auf drei zu beschränken, bevor dies in eindrucksvoller Weise am LEP-Beschleuniger des CERN durch Studien des Z-Bosonerfalls bestätigt wurde. Dass die bekannte Materie nur ein paar Prozent der Masse des Universums ausmacht, folgt ebenso aus diesen Daten – auch dieses Faktum wurde kürzlich durch die Messung der Anisotropien der kosmischen Mikrowellen-Hintergrundstrahlung verifiziert. Diese Beispiele zeigen die enge Verzahnung von astronomischer Beobachtung und astrophysikalischer Modellierung mit experimentellen und theoretischen kernphysikalischen Erkenntnissen, die in vielen astrophysikalischen Objekten besteht. Willy Fowler, Nobelpreisträger und einer der Väter dieser Symbiose, nannte die Astrophysik daher manchmal scherzhaft „angewandte Kernphysik“. Ungeachtet vieler neuer Erkenntnisse, zu denen der Fortschritt in einzelnen Teilgebieten jüngst geführt hat, bleiben noch viele Fragen offen: Warum explodiert eine Typ-II-Supernova? Wo entstehen die neutronenreichen Isotope der schweren Elemente? Was lernen wir aus astrophysikalischen Elementsyntheseprozessen über die Massen und Mischungsparameter von Neutrinos? Was treibt einen so genannten *x-ray burst* an? Antworten auf diese aufregenden Fragen werden in den nächsten Jahren erwartet, wenn verbesserte astrophysikalische Modelle



**Abb. 1:** Nuklidkarte mit den vollständig stabilen Kernen (schwarze Symbole) und den magischen Nukleonenzahlen. Die schwarze Linie rahmt die bislang experimentell nachgewiesenen Kerne ein. Allerdings sind nicht für alle diese Kerne die astrophysikalisch wichtigen Eigenschaften wie Massen oder Halbwertszeiten bekannt. Die Farbskala zeigt, mit welcher Produktionsrate verschiedene Kerne an dem geplanten Erweiterungsprojekt der Gesellschaft für Schwerionenforschung hergestellt werden können. Dann wären Kerne zugänglich, die heute deutlich in der Terra incognita liegen und für den astrophysikalisch interessanten r-Prozess (rote Grenzlinie) bzw. rp-Prozess (blaue Grenzlinie) wichtig sind.

und größere Computer sowie neue astronomische Beobachtungsgeräte zur Verfügung stehen. Der Kernphysik kommt dabei in vielen Fällen eine Schlüsselrolle zu. Zum einen werden kernphysikalische Signaturen, wie in der *Astronomie mit Radioaktivität* als modernem und typischem Beispiel, helfen, astrophysikalische Theorien zu entwickeln und zu überprüfen [1]. Zum anderen verlangen viele astrophysikalische Modelle Eingabedaten für die Kernprozesse, die zur Evolution und Dynamik des Modells entscheidend beitragen. Es ist das Ziel dieses Artikels, die zentrale Rolle der Kernphysik in der astrophysikalischen Modellbildung an Hand einiger prägnanter Beispiele aufzuzeigen.

Viele der zur Zeit aktuellen astrophysikalischen Fragen tauchen allerdings im Zusammenhang mit Objekten auf, die im Vergleich zu unserer Alltagswelt extreme Bedingungen (hohe Dichten und Temperaturen, extreme Protonen-zu-Neutronenverhältnisse) aufweisen. Unter solchen Bedingungen können auch sehr kurzlebige, auf der Erde nicht natürlich vorkommende Kernisotope erzeugt werden und eine entscheidende Rolle

Prof. Dr. Wolfgang Hillebrandt, Max-Planck-Institut für Astrophysik, Karl-Schwarzschild-Str. 1, 85748 Garching; Prof. Dr. Karlheinz Langanke, Institute of Physics and Astronomy, University of Aarhus, Ny Munkegade, DK – 8000 Aarhus C

spielen. Dies ist zum Beispiel in Supernovae der Fall oder, wie in der Nuklidkarte (Abb. 1) angedeutet, in den kernphysikalischen Netzwerken des r- und rp-Prozesses, auf die wir unten näher eingehen. Über diese kurzlebigen Isotope ist wenig aus Experimenten bekannt, sodass ihre Eigenschaften theoretisch abgeschätzt werden mussten. Damit sind natürlich Unsicherheiten verbunden, die dann in die astrophysikalischen Modelle durchschlagen. Dies soll sich in Zukunft ändern, wenn die Pläne, auch der deutschen Physiker-gemeinde, realisiert sind.

Warum ist es so schwer, kurzlebige Isotope zu untersuchen? Zunächst muss man sich vor Auge halten, dass die meisten Eigenschaften von Kernen aus Kollisionsexperimenten bekannt sind. Für lange Zeit war dies gleichbedeutend damit, dass sowohl Target als auch Projektil stabile Kerne sein mussten. Dies ist eine enorme Einschränkung, wenn man berücksichtigt, dass es auf Grund theoretischer Abschätzungen etwa 6000 teilchenstabile Isotope gibt, die allerdings gegenüber schwachen Zerfällen zumeist instabil sind, sodass es nur weniger als 300 absolut stabile Isotope gibt. Schießt man allerdings zwei stabile Kerne bei sehr hohen Energien aufeinander, so entstehen in den Trümmern der beiden Reaktionspartner auch sehr kurzlebige Isotope. Gelingt es, diese (wie die Stecknadel im Heuhaufen) zu identifizieren und zu separieren, so kann man ihre Eigenschaften untersuchen oder sie sogar zu einem beschleunigten Ionenstrahl bündeln, der dann auf andere Kerne geschossen wird. Ein solcher Sekundärstrahl aus kurzlebigen Kernen ist notwendig, um Reaktionswirkungsquerschnitte für Kernnetzwerke zu bestimmen; um andere Eigenschaften (Massen, Halbwertszeiten, Spektren) zu messen, genügt es, das instabile Isotop herzustellen und aus den Reaktions-trümmern zu separieren.

Mit kurzlebigen Isotopen zu experimentieren ist zwar sehr herausfordernd, aber für den Fortschritt der astrophysikalischen Modelle unbedingt notwendig. Nun ist es in den letzten Jahren, mit herausragender Beteiligung der Gesellschaft für Schwerionenforschung (GSI) in Darmstadt, bereits gelungen, das notwendige Know-how zu entwickeln und die Grenzen der Terra incognita, des Gebiets in der Nuklidkarte, über das wir nichts wissen, deutlich zurückzudrängen (Abb. 1). Als ein Beispiel: Nicht zuletzt wegen der Arbeit am Speicherring an der GSI kennt man nun die Massen von über 1500 Isotopen. Trotz dieses enormen Fortschritts befinden sich viele der für die Astrophysik wichtigen Isotope aber noch immer in der Terra incognita. Hier gilt es Abhilfe zu schaffen. Genau dies ist das Ziel eines Teilbereichs in dem vorgeschlagenen Ausbau der GSI. Hierzu ist geplant, durch die Spaltung von schweren Kernen (zum Beispiel Uran) mithilfe eines hochenergetischen Primärstrahls extrem hoher Intensität sehr kurzlebige Kerne zu erzeugen. Als ein weiterer Bonus kann der Primärstrahl aus allen Elementen zwischen Wasserstoff und Uran gewählt werden, um eine optimale Herstellung des gewünschten kurzlebigen Isotops zu erzielen. Die vielen Trümmer (Reaktionsprodukte) werden dann in einem supraleitenden Fragmentseparator gesammelt, effizient getrennt und schließlich zum Experimentieren bereit gestellt. Die vorgeschlagene GSI-Erweiterung wird die Grenzen der Terra incognita, vom astrophysikalischen Standpunkt aus, ganz entscheidend zurückdrängen und es erlauben, viele unsichere theoretische Kerneingabedaten

durch „harte“ experimentelle Fakten zu ersetzen.

In diesem Artikel werden wir an Hand einiger Beispiele demonstrieren, wie wichtig die zu erwartenden Ergebnisse für unser Verständnis über das Leben und Sterben der Sterne und die Entstehung der chemischen Elemente sind. Wir werden aber auch darauf eingehen, dass experimentelle Fortschritte mit stabilen Kernen gleichfalls dringend benötigt werden. Um solche zu erreichen, werden die Kernphysiker, wie wir im nächsten Abschnitt aufzeigen werden, tief unter die Erde gehen. Aber auch Präzisionsmessungen mit Elektronen- oder Photonenstrahlen werden entscheidend zur Verbesserung der von den Astrophysikern benötigten Kerndaten beitragen.

### Hydrostatische Brennphasen

Einer der wissenschaftlichen Höhepunkte des letzten Jahres waren die ersten Resultate des Sonnenneutrino-detektors SNO: Kombiniert mit den ergänzenden Messungen am Superkamiokande-Detektor haben sie nicht nur überzeugende Evidenz für Oszillationen der Sonnenneutrinos und damit eine endliche Neutrinomasse ergeben [2], sondern auch den von den Sonnenmodellen seit Jahren postulierten totalen Neutrinofluss sehr gut bestätigt. Dies heißt auch, dass die Kernphysiker im Zusammenspiel zwischen Theorie und Experiment die Reaktionsraten der in der Sonne ablaufenden Kernreaktionen richtig vorhergesagt haben und dass die Sonnenmodelle der Astrophysik, kalibriert an den gemessenen Oszillationen der Sonne, ihren derzeitigen (und auch vergangenen und zukünftigen) Zustand korrekt beschreiben.

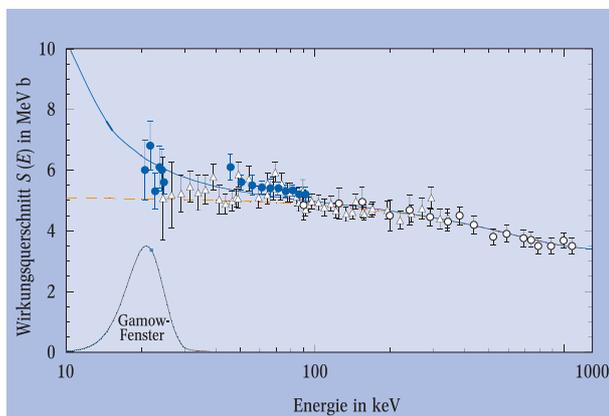
Dies bedeutet allerdings nicht, dass genauere Bestimmungen der Kernreaktionsraten in der Sonne nicht benötigt würden. Vielmehr sollte das Ziel sein, die Sonne zu einer „kalibrierten“ Neutrinoquelle zu machen, um dann aus den Daten aller Sonnenneutrino-Detektoren Informationen über die Neutrinomassen und Mischungsparameter herzuleiten. Dies setzt allerdings noch präzisere Kernfusionsdaten voraus, vor allem für die Fusion von  ${}^7\text{Be}$  mit Protonen, deren Rate von allen solaren Kernreaktionen noch am unsichersten ist.

Wenn man über die Bestimmung von Fusionsraten in Sternen spricht, muss man berücksichtigen, dass Sterne auf einer kernphysikalischen Energieskala bei sehr niedrigen Energien arbeiten, bei denen Reaktionswirkungsquerschnitte wegen der gegenseitigen Coulomb-Abstoßung der Kerne äußerst klein sind. Um solche Wirkungsquerschnitte zu messen, braucht man Beschleuniger mit extremen Intensitäten und eine sehr effiziente Abschirmung gegenüber allen störenden Hintergrundereignissen. Deshalb ist eine direkte Messung von stellaren Wirkungsquerschnitten bislang fast immer unmöglich gewesen. Die Ausnahme ist die Verschmelzung von zwei  ${}^3\text{He}$ -Kernen, deren Rate bei den in der Sonne wichtigen Energien vor einigen Jahren direkt gemessen wurde [3] (Abb. 2).

Dieser Meilenstein der nuklearen Astrophysik wurde mit einem Untertagelabor möglich, das deutsche und italienische Physiker im Gran-Sasso-Tunnel aufgebaut haben. Das Bergmassiv dient dabei als effiziente Abschirmung gegen kosmische Strahlung. Eine neue Generation von niederenergetischen Beschleunigern mit hoher Intensität, die derzeit in Nordamerika, Japan und Europa diskutiert werden, soll es ermöglichen, andere Reaktionen direkt zu messen oder die Unsicher-

heiten in den heutigen Daten weiter zu reduzieren. Einer dieser Beschleuniger ist bereits im Gran-Sasso-Labor installiert worden. Man hofft, mit diesem und anderen Anlagen dann auch unseren Kenntnisstand über eine der astrophysikalisch wichtigsten Kernreaktionen, der Fusion von  $^4\text{He}$ - und  $^{12}\text{C}$ -Kernen zu  $^{16}\text{O}$ , zu verbessern. Diese Reaktion läuft während des Heliumbrennens in Roten Riesensternen ab, und ihre Rate beeinflusst die folgende Sternentwicklung massereicher Sterne einschließlich ihres Kollapses und der nachfolgender Supernovaexplosion ganz entscheidend. Zusätzlich bestimmt diese Reaktion die Häufigkeiten der beiden Bausteine des Lebens – Kohlenstoff und Sauerstoff – im Universum.

Trotz großer Anstrengungen war es bislang nicht möglich, diese Reaktionsrate bei stellaren Energien hinreichend genau zu bestimmen, insbesondere auch, weil es nicht möglich ist, bei den für Rote Riesen relevanten Energien (etwa 300 keV) direkt zu messen. Die Unsicherheiten liegen immer noch bei fast einem Faktor zwei, während für die Sternmodelle eine Genauigkeit von besser als 20 % wünschenswert wäre. Allerdings werden auch zukünftige Experimente die benötigten noch tieferen Energien nicht erreichen können. Deshalb sind indirekte Methoden zur Bestimmung oder Einschränkung der Rate äußerst nützlich. So ist



**Abb. 2:** Wirkungsquerschnitt (dargestellt in Form des astrophysikalischen S-Faktors) für die Reaktion  $^3\text{He}+^3\text{He}\rightarrow^4\text{He}+2\text{p}$ , gemessen im Gran-Sasso-Untergrundlabor. In der Sonne verläuft diese Reaktion am effizientesten in dem Energiebereich um 20 keV (Gamow-Fenster). In Labor-Experimenten ist der gemessene Wirkungsquerschnitt (durchgezogene Kurve) durch den Abschirmeffekt der Elektronenhüllen von Target und Projektil gegenüber dem Wirkungsquerschnitt für zwei „nackte“ Kerne (ohne Elektronenhüllen) erhöht; letzterer ist die astrophysikalisch relevante Größe. Korrigiert man für die Elektronenabschirmung, gelangt man zu der gestrichelten Kurve. Elektronenabschirmungseffekte sind nur bei sehr niedrigen Streuenergien beobachtbar.

es zum Beispiel möglich, einen  $^{16}\text{O}$ -Kern im Vorbeiflug an einem Bleikern durch dessen starkes Coulomb-Feld zu spalten. Mit Hilfe solcher Coulomb-Dissoziationsexperimente ist an der GSI die solare Fusionsrate von Protonen und  $^7\text{Be}$  erfolgreich untersucht worden.

Eine weitere Möglichkeit besteht darin, die Reaktion invers zu studieren, indem man einen  $^{16}\text{O}$ -Kern mit Hilfe intensiver Gammaquellen oder Elektronenstrahlen in  $^4\text{He}$ - und  $^{12}\text{C}$ -Kerne spaltet. Letzteres Experiment wird zur Zeit an der TU Darmstadt diskutiert. Der dortige S-DALINAC-Beschleuniger lässt sich, wiederum in inverser Technik, auch dazu nutzen, die Unsicherheit in der Fusionsrate von Protonen mit Neutro-

nen zu Deuterium zu reduzieren. Diese Fusionsreaktion ist essentiell für die Nukleosynthese im Urknall, wobei sich die relative Deuterium-Häufigkeit besonders für die Bestimmung der Baryonendichte des Universums eignet.

## Supernova

Massereiche Sterne decken ihren Energiebedarf durch Kernfusion von Wasserstoff bis hinauf zum Eisen. Am Ende ihrer ruhigen Entwicklung bestehen sie aus einem Zentrum aus Eisen, umgeben von Schalen aus leichteren Elementen (Silizium, Sauerstoff, Kohlenstoff und Helium). Einige von ihnen, insbesondere in Doppelsternsystemen, können zu diesem Zeitpunkt bereits so viel Masse verloren haben, dass es über der Helium-Schale keine Wasserstoffhülle mehr gibt. Das sind dann die Kandidaten für Typ-Ib- und Typ-Ic-Supernovae. Viel häufiger jedoch wird der Stern noch eine Wasserstoffhülle besitzen. Er sollte dann zu einer Typ-II-Supernova werden. Nach heutiger Vorstellung durchlaufen nur Sterne eine solche Entwicklung, die bei ihrer Geburt mindestens 8- und höchstens 30-mal die Masse der Sonne besitzen [4].

Nach der Produktion von Eisen im Zentrum kann der Stern seinen Energieverlust durch Strahlung nicht mehr durch Kernfusion decken, da Eisen (und Nickel) die am stärksten gebundenen Elemente im Universum sind. Er beginnt zu kontrahieren, und mit wachsender Dichte setzt ein Prozess ein, der letztlich zu einem katastrophalen Kollaps führt. Die dichte Materie im Inneren eines hoch entwickelten Sterns ist vollständig ionisiert. Da es folglich viel mehr Elektronen als (schwere) Atomkerne gibt, dominieren sie den Druck. Wegen der sehr hohen Dichte ( $10^{12}\text{ kg/m}^3$  und mehr) haben die Elektronen Energien im Bereich Mega-Elektronenvolt. Das Minimum der freien Energie ist deshalb ein Zustand, in dem Atomkerne Elektronen einfangen und neutronenreich werden. Dieser Prozess reduziert aber den Druck und sorgt für eine (dynamische) Instabilität: Der zentrale Bereich des Sterns kollabiert in Bruchteilen einer Sekunde und wird erst aufgehalten, wenn seine Dichte die von Kernmaterie ( $3 \times 10^{17}\text{ kg/m}^3$ ) übersteigt und sich die Atomkerne auflösen [4].

Obwohl bis hierher alle Computersimulationen übereinstimmen (Abb. 3), sind die kernphysikalischen Unsicherheiten immer noch beträchtlich. Die Simulationen erfordern die Kenntnis von Elektroneneinfangraten für zahlreiche Kerne, die schwerer als Eisen sind. Für viele dieser Kerne gibt es aber weder zuverlässige theoretische Abschätzungen noch experimentelle Daten, die die Modelle anleiten könnten. Fast alle relevanten Kerne sind auch instabil, sodass Daten erst von Experimenten mit Strahlen kurzlebiger Isotope erwartet werden können.

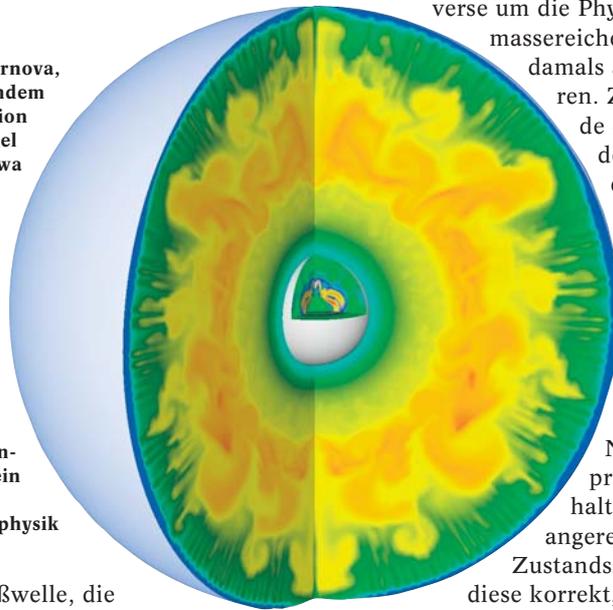
Auch die Thermodynamik des kollabierenden Sternenzentrums wird hauptsächlich durch Prozesse der schwachen Wechselwirkung bestimmt, und trotz ihrer dramatisch kleinen Wirkungsquerschnitte mit Materie spielen Neutrinos eine fundamentale Rolle. Für Dichten größer als etwa  $10^{14}\text{ kg/m}^3$  stoßen Neutrinos elastisch mit Kernen zusammen und ihre Trajektorie ähnelt dann, wie bei einem Flipperspiel, einem Diffusionsprozess. In der Tat wird die Zeit, die Neutrinos brauchen, um aus dem dichten Sternzentrum (Core) herauszudiffundieren, länger als die gravitative Kollapszeit. Neutrinos bleiben somit effektiv im Core festgehalten, und nun verlangt die Simulation eine detail-

lierte Behandlung aller möglichen neutrino-induzierten Prozesse mit der Materie (hauptsächlich freie Protonen, Elektronen, Kerne). Während Neutrinoreaktionen mit freien Nukleonen und Elektronen verstanden sind, hat die Berechnung von relevanten inelastischen Neutrino-Kern-Reaktionsraten gerade erst begonnen. Um Modelle hier anzuleiten, ist ein systematisches Verständnis von kollektiven Anregungen in Kernen notwendig, wie man sie für stabile Kerne zum Beispiel aus Elektronenstrahlexperimenten gewonnen hat.

Eine weitere Quelle für Unsicherheiten ist die nukleare Zustandsgleichung. Sie beschreibt die Energie und den Druck der Materie als Funktion der Dichte und Temperatur und legt auch die Zusammensetzung der Materie fest. Eine besondere Rolle kommt auch der Kompressibilität von Kernmaterie zu, denn sie bestimmt den Zeitpunkt des Rückpralls des *Cores* und die anfängliche Energie der Supernova.

Noch problematischer als der Kollaps ist allerdings der Explosionsmechanismus selbst, und es ist weitgehend unbekannt, wie es dem Stern gelingt, seine Hülle abzusprengen. Im Prinzip geht die gewonnene Gravitationsbindungsenergie während des Kollapses in Neutrinos über (als Begleiter der Elektroneneinfänge) und in Wärme (der neugeborene Neutronenstern hat eine Temperatur von über  $10^{11}$  K). Daneben überschwingt er sein neues Gleichgewicht etwas. Denkbar sind deshalb zwei Explosionsmechanismen. Einerseits entsteht beim

**Abb. 3:** Schnitt durch eine Typ-II-Supernova, etwa eine Zehntelsekunde nachdem sich der Kollaps in eine Explosion umgekehrt hat. Die innere Kugel mit einem Durchmesser von etwa 100 km zeigt den Neutronenstern, die äußere Schale bei einigen hundert Kilometern die Position der Stoßfront zu diesem Zeitpunkt. Die komplexen Strukturen beschreiben konvektive Instabilitäten. Gezeigt ist hier im Außenbereich der Absolutbetrag der Geschwindigkeit. Hohe Werte sind rot, niedrige Werte grün und blau kodiert. Im Neutronenstern ist die Entropie kodiert, ein Maß für die Temperatur (nach Rechnungen am MPI für Astrophysik [4]).



Zurückschwingen eine Stoßwelle, die Energie auf die einstürzende Sternhülle überträgt. Numerische Simulationen haben aber gezeigt, dass dieser Energieübertrag in fast allen Fällen nicht ausreicht. Vielmehr genügt die Energie gerade, die Atomkerne in den inneren Teilen der Sternhülle in freie Protonen, Neutronen und Helium-Kerne aufzubrechen. Für die eigentliche Explosion bleibt nichts mehr übrig.

Mehr Energie als in seiner Bewegung steckt andererseits in der Wärme des jungen Neutronensterns. Diese Wärme strahlt er in Form von Neutrinos in wenigen Sekunden ab, wie es im Fall der Supernova SN 1987A auch beobachtet wurde. Insgesamt verfügen diese Neutrinos über fast 20 % der Ruheenergie des Neutronensterns, und nur einige Tausendstel davon reichen für die Explosion aus. Die Vermutung liegt also nahe, dass Neutrinos für die Explosion verantwortlich sind. Doch erneut erscheint es, als ob im Computer die Sterne

nicht explodieren [5]; denn obwohl der Energiestrom der Neutrinos gewaltig ist, scheint er wegen der schwachen Kopplung der Neutrinos an die Materie nicht auszureichen. Die Heizung der Materie durch die Neutrinos ist zu gering. Was also ist falsch an den Modellen?

Auf dies Frage gibt es leider keine einfache Antwort. So wissen wir zum Beispiel, dass in Kollaps-Supernovae hydrodynamische Instabilitäten zu sehr komplexen Strömungsfeldern führen sollten, die im Prinzip Neutrinos effizienter transportieren können als die Diffusion. Aber diese Strömungen sind auch auf Supercomputern nur schwer zu simulieren. Doch das Problem könnte auch in der Kernphysik liegen, denn die Mikrophysik der Wechselwirkung von Neutrinos mit dichter und heißer Kernmaterie ist noch weitgehend unverstanden.

Die Simulation von Supernovaexplosionen auf dem Computer gilt international als eine der wichtigen wissenschaftlichen Herausforderungen und wird in den USA aktuell in zwei großen Netzwerken im Rahmen des Scientific Discovery by Advanced Computing Programms zwischen Astro- und Kernphysikern gefördert. In Deutschland gibt es am MPI für Astrophysik in Garching eine starke und konkurrenzfähige Gruppe.

### Ein illustratives Beispiel

Wir wollen hier an einem Beispiel zeigen, wie wichtig verbesserte Kernphysikdaten für astrophysikalische Modelle sind. Vor etwa 20 Jahren gab es eine Kontroverse um die Physik des Gravitationskollapses massereicher Sterne, an der praktisch alle damals aktiven Gruppen beteiligt waren. Zunächst schien es so, als würde der Kollaps bereits weit vor der Kernmateriedichte gestoppt; denn in den verwendeten Zustandsgleichungen lösten sich die Kerne schon sehr früh auf, Elektronen wurden schnell von den vielen freien Protonen eingefangen, die Entropie stieg an, die Zustandsgleichung war die eines nicht-entarteten Gases aus Nukleonen, also wenig kompressibel. Grund für dieses Verhalten war die Vernachlässigung angeregter Kernzustände in ihrer Zustandssumme. Berücksichtigte man diese korrekt, dann überlebten auf einmal die Kerne, wie Bethe und Brown, aber auch andere richtig erkannten.

Nun wurden für die Modellierung plötzlich Elektroneneinfangraten von Kernen benötigt. Der einfachste Ansatz war, die Kernstruktur ganz zu vernachlässigen, aber das führte erneut zu sehr schnellen Einfängen und der Unterbrechung des Kollapses. Fuller, Fowler und Newman fanden dann einen besseren Weg, die Elektroneneinfangraten für Kerne mit Massenzahlen  $A < 60$  zu bestimmen [6]. Sie taten dies aus theoretischen Überlegungen heraus, da noch keine relevanten experimentellen Daten vorlagen. Insbesondere nahmen sie an, dass der Einfang im Wesentlichen zu einem einzigen Zustand im Tochterkern führt. Die Existenz eines solchen kollektiven Zustands, der so genannten Gamow-Teller-Resonanz, war gerade experimentell bestätigt worden, und sie erniedrigten die Einfangraten unter Supernovabedingungen drastisch. Die Konsequenzen für die Mo-

delle waren beträchtlich: Der Stern blieb kühler und seine Entropie kleiner; die Materie überlebte den Kollaps in Form von schweren Kernen. Als es dann möglich wurde, die Gamow-Teller-Resonanz in einigen stabilen Kernen detaillierter zu untersuchen, stellte man fest, dass die Anregungsstärke nicht in einem Zustand konzentriert war, sondern über einen gewissen Energiebereich fragmentiert war, wobei das Zentrum der Stärke energetisch etwas höher lag, als von Fuller et al. angenommen. Man braucht also höher energetische Elektronen, die in der Supernova weniger häufig vorkommen, um diese Zustände zu erreichen – die Einfangrate sollte also noch kleiner sein als bislang angenommen. In den letzten Jahren war man schließlich in der Lage, die experimentellen Daten mit modernen Vielteilchenmodellen mit ausreichender Genauigkeit zu reproduzieren. Die mit diesen Modellen berechneten stellaren Elektroneneinfangraten sind in der Tat deutlich kleiner als vorher angenommen. Die Konsequenzen für die Simulation der letzten Phasen im Leben eines massereichen Sterns könnten beträchtlich sein: Wenn mehr Elektronen überleben, entsteht die Stoßwelle weiter außen im Eisencore, und die Wahrscheinlichkeit einer Explosion wächst [7].

Dieses Beispiel zeigt eindrucksvoll, wie wichtig neue Daten und Fortschritte in kernphysikalischen Theorien sind. Insbesondere zeigt es auch, dass die theoretischen Modelle dort, wo sie Vorhersagen machen, experimentell überprüft werden sollten – eine physikalische Binsenwahrheit. Für unser Beispiel bedeutet dies, dass man die Gamow-Teller-Stärkeverteilung in neutronenreichen Kernen und in Kernen mit ungeraden Neutronen- und Protonenzahlen untersuchen sollte. Dies verlangt allerdings den Einsatz von Strahlen kurzlebiger Isotope. Ferner betonen wir, dass Daten für relevante schwerere Kerne ( $A > 65$ ) dringend benötigt werden, um eine vernünftige theoretische Modellbildung zu ermöglichen.

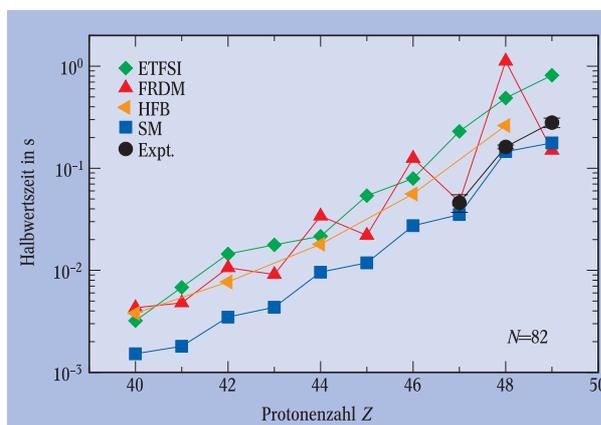
### Der r-Prozess

Der r-Prozess produziert etwa die Hälfte aller Isotope der schweren Elemente mit Massenzahl  $A > 60$ . Er verläuft als eine Sequenz von Neutroneneinfangreaktionen, unterbrochen von Betazerfällen, durch sehr neutronenreiche Kerne und verlangt deshalb eine astrophysikalische Quelle mit extremer Neutronendichte ( $n > 10^{20}/\text{cm}^3$ ) [8]. Wo der r-Prozess stattfindet, ist trotz intensiver Forschung noch nicht bekannt. Wegen der extremen Neutronendichten wird er mit explosiven Ereignissen wie einer Typ-II-Supernova oder der Verschmelzung von zwei Neutronensternen in Verbindung gebracht. Beobachtungen von relativen Häufigkeiten von r-Prozess-Kernen in alten Sternen im Halo unserer Milchstraße deuten an, dass es mehr als eine Quelle für die r-Prozess-Elemente gibt. Diese Vermutung wird durch Untersuchungen von Meteoriten unterstützt. Trotz dieser aufregenden neuen Erkenntnisse ist die Lösung des r-Prozess-Puzzles ohne verbesserte Kernphysikdaten nicht möglich. Welche Daten sind dies?

Bei konstanter Neutronendichte und Temperatur ( $T \sim 10^9$  K) verläuft der r-Prozess entlang eines Pfades mit einer konstanten Neutronenseparationsenergie  $S_n \sim 2-3$  MeV. Diese ist allerdings in extrem neutronenreichen Kernen verwirklicht (stabile Kerne haben etwa  $S_n \sim 8$  MeV), für die es bislang nur in wenigen Fällen gelungen ist, die für den r-Prozess relevanten Daten zu bestimmen, wie z. B die Halbwertszeiten von  $^{79}\text{Cu}$  und

$^{130}\text{Cd}$ . Wie wichtig solche Messungen sind, geht aus dem Vergleich mit den theoretischen Voraussagen hervor (Abb. 4). Offensichtlich ist die Messung von Kernmassen (oder äquivalent Separationsenergien) vorrangiges Ziel, aber auch die Halbwertszeiten  $\tau_\beta$  der Kerne entlang des Pfades sind aus mindestens zwei Gründen wichtig. Erstens beeinflussen sie stark die relativen Häufigkeiten der r-Prozess-Elemente – je länger  $\tau_\beta$ , desto größer ist die Häufigkeit eines Kerns am Ende des r-Prozesses. Der produzierte Kern ist allerdings instabil und zerfällt nach Ablauf des r-Prozesses in einer Kette von Beta-Zerfällen, bis ein stabiler Kern erreicht wird. Zweitens bestimmt die Summe der Halbwertszeiten die Dauer für den Materiefluss vom r-Prozess-Saatkern zu den schweren Elementen.

Dies wird besonders wichtig, wenn man berücksichtigt, dass die meisten astrophysikalischen Orte, die für



**Abb. 4:** Experimentelle Daten sind sehr wichtig zur Modellierung von astrophysikalischen Prozessen, wie das Beispiel der Halbwertszeiten für r-Prozesskerne mit der magischen Neutronenzahl  $N = 82$  (so genannte Wartepunkt-Kerne) zeigt. Die von Kratz und Mitarbeitern gemessenen Halbwertszeiten werden mit Vorhersagen globaler (ETFSI und FRDM) und mikroskopischer Modelle (HFB und SM) verglichen. Die gemessenen Halbwertszeiten sind deutlich kürzer als die Vorhersagen der globalen Modelle. Obwohl die mikroskopischen Rechnungen dem Trend der Daten besser entsprechen, ist es zur Zeit aus Rechnerbeschränkungen (noch) nicht möglich, alle für den r-Prozess benötigten Halbwertszeiten in diesen Modellen zu berechnen.

den r-Prozess diskutiert werden, dynamisch sich verändernde Neutronendichten und Temperaturen voraussagen. Dies heißt auch, dass sich der Pfad des r-Prozesses verändert, mit möglichen interessanten Konsequenzen. Im Supernovamodell zum Beispiel fliegt das r-Prozessmaterial von der kühlenden Neutronensternoberfläche weg. Dabei nehmen die Temperatur und die Neutronendichte des Materials ab. Der Nukleosynthesepfad wird sich verschieben. Damit hängen aber die Protonenzahlen der Kerne, an denen der r-Prozess die magischen Neutronenzahlen  $N = 50, 82$  und  $126$  erreicht (diese magischen Kerne entsprechen den Peaks in der r-Prozess-Häufigkeitsverteilung), von der Temperatur (und Neutronendichte) des Materials ab. Kennt man die Kernmassen und die Halbwertszeiten, so kann man die gemessenen r-Prozess-Häufigkeiten ultimativ zur Diagnostik der astrophysikalischen Bedingungen des r-Prozesses verwenden.

## Explosives Wasserstoffbrennen

In einem Doppelsternsystem aus einem normalen Stern und einem kompakten Objekt (Weißer Zwerg oder Neutronenstern) kommt es häufig zu einem Materiefluss von der Wasserstoffhülle des Normalsterns auf die Oberfläche des kompakten Sterns. Dort kann der Wasserstoff durch Fusionsreaktionen verbrannt werden. Allerdings ist die Dichte im Vergleich zum normalen Wasserstoffbrennen erheblich größer und die Materie ist entartet. Deshalb wird die freigesetzte Energie zunächst nicht in Expansion, sondern in Wärme umgesetzt. Wegen der starken Temperaturabhängigkeit der meisten Fusionsreaktionen wächst auch die Energieerzeugungsrate sehr schnell an und der Prozess schaukelt sich zu einem „thermonuklearen Runaway“ hoch. Dabei wird die Hülle abgesprengt, und man spricht im Falle eines Weißen Zwergs von einer Nova und im Fall des Neutronensterns von einem *x-ray burst*.

Insbesondere die letzteren Objekte werden zur Zeit intensiv untersucht und es ist klar, dass sie ihre Energie aus einem Netzwerk von Kernreaktionen ziehen. Durch eine Reihe von Reaktionen, die durch Protonen und  $^4\text{He}$ -Kerne induziert werden, werden sehr schnell Elemente bis etwa zum  $^{40}\text{Ca}$  produziert. Der weitere Materiefluss zu noch schwereren Elementen bis hin zum Kern  $^{100}\text{Sn}$  wird dann durch eine Sequenz von Proton-Einfangreaktionen und Beta-Zerfällen charakterisiert; man spricht bei diesem Netzwerk vom rp-



**Abb. 5:** Das Rex-Isolde-Experiment am CERN erlaubt es, beschleunigte Ionenstrahlen kurzlebiger Isotope auf andere Kerne zu schießen. Dadurch wird es möglich sein, wichtige Reaktionswirkungsquerschnitte für das rp-Prozess-Netzwerk zu messen.

Prozess. Die Existenz des doppeltmagischen Kerns  $^{100}\text{Sn}$  wurde an der GSI bereits nachgewiesen; seine genaue Masse und Halbwertszeit sind aber noch nicht ausreichend bekannt. Ebenso ist der Verlauf des rp-Prozesses noch unsicher, auch, weil einige kernphysikalische Reaktionsraten zu ungenau bekannt sind [9].

Der Pfad des explosiven Wasserstoffbrennens in der Nuklidkarte läuft durch die protonenreichsten Kerne. Diese sind zumeist instabil. Trotzdem gelang es, viele der relevanten Massen und Halbwertszeiten zu messen. Das Problem besteht allerdings darin, die wichtigen Fusionsreaktionsraten zu bestimmen. Theoretische Modelle sind hier zu unzuverlässig, da die Raten meistens von einzelnen Zuständen im Eingangs- oder Ausgangskanal der Reaktion abhängen und deren Energien sich nicht mit der geforderten Genauigkeit berechnen lassen. Die Reaktionsraten müssen also experimentell bestimmt werden, was Beschleunigerexperimente mit kurzlebigen Isotopen bei niedrigen Energien (deshalb hohe Intensitäten) verlangt. Hier hat die Zukunft

schon begonnen, da, nach Pionierarbeiten im belgischen Louvain-la-Neuve, nun im Oak Ridge National Laboratory, im TRIUMF Laboratory in Vancouver sowie am CERN mit dem Rex-Isolde-Projekt (Abb. 5) Anlagen entstanden sind, mit denen man die Raten für Reaktionen des explosiven Wasserstoffbrennens experimentell bestimmen kann.

Die Astrophysiker allerdings denken schon weiter voraus. Die während des *x-ray bursts* produzierten Elemente werden wahrscheinlich nicht ins interstellare Medium abgesprengt, sondern fallen, wegen der extremen gravitativen Anziehung, wieder auf die Neutronensternoberfläche zurück. Die Oberfläche eines solchen Neutronensterns hat dann eine völlig andere chemische Zusammensetzung als die eines einzelnen Neutronensterns, dessen Kruste aus Eisen besteht. Man beginnt nun die Konsequenzen für die thermische und elektrische Leitfähigkeit oder die Änderung der Viskosität der Kruste zu studieren. Es wird vermutet, dass Elektroneneinfänge oder Fusionsreaktionen schwerer, sehr neutronenreicher Kerne eine Rolle spielen.

## Zusammenfassung

Unser Verständnis der verschiedenen Objekte im Universum wird in der nahen Zukunft auf Grund neuer Beobachtungsmöglichkeiten und verbesserter astrophysikalischer Modelle deutlich anwachsen. Allerdings verlangt dies, dass auch die Kernphysiker neuartige Wege gehen, um die für die astrophysikalischen Modelle unverzichtbaren kernphysikalischen Prozesse zu studieren. Der neue Schwerpunkt wird dabei auf dem Experimentieren mit extrem kurzlebigen Nukliden liegen, die in explosiven astrophysikalischen Objekten produziert werden und dort eine Schlüsselrolle spielen. Dies wird einer der Schwerpunkte beim vorgeschlagenen Ausbauprojekt der GSI sein, wobei die Separation der Fragmente im Flug garantiert, dass kurzlebige Kerne verlustfrei nachgewiesen werden können. Darüber hinaus wird das MAFF-Projekt am Reaktor FRM-2 in Garching das Experimentieren mit Sekundärstrahlen neutronenreicher Spaltprodukte erlauben. Es wird dann möglich sein, Kernprozesse, die in einer Supernova ablaufen, im Labor zu simulieren! Aber auch andere Experimentiermöglichkeiten wie Elektronenmaschinen und Untertagebeschleuniger mit hoher Intensität werden weiterhin entscheidend zum besseren Verständnis von astrophysikalisch wichtigen Kernprozessen beitragen.

Nun verlaufen Kernprozesse in astrophysikalischen Objekten häufig unter so hohen Temperaturen und Dichten ab, dass eine direkte experimentelle Bestimmung der benötigten Daten nicht immer möglich ist. Hier kommt die Kerntheorie ins Spiel. Motiviert durch die astrophysikalischen Herausforderungen und das faszinierende Neuland auf der Nuklidkarte, das demnächst mit Strahlen kurzlebiger Isotope erschlossen wird, erlebt die Kernstrukturtheorie aktuell mit innovativen Modellen und unterstützt durch bessere Rechenkapazitäten eine Renaissance. Experimentellen Daten kommen daher nun zwei essentielle Aufgaben zu: i) die direkte Bestimmung von für die Astrophysik relevanten Informationen, wo immer dies möglich ist (z. B. Massen, Halbwertszeiten für den r-Prozess, Fusionswirkungsquerschnitte für den rp-Prozess, individuelle Gamow-Teller-Übergänge für Elektroneneinfangsraten) und ii) Anleitung, Überprüfung und Einschränkung von kernphysikalischen Modellen.

Die Symbiose von experimenteller und theoretischer Kernphysik und Astrophysik hat unser Verständnis des Universums entscheidend geprägt. Mit den nun vorliegenden Projekten in beiden Teilgebieten ist eine erfolgreiche Fortsetzung dieser fruchtbaren Zusammenarbeit zu erwarten, die hoffen lässt, weitere Geheimnisse des Universums demnächst zu entschlüsseln.

#### Literatur

- [1] R. Diehl und W. Hillebrandt, Physik Journal, April 2002, S. 47
- [2] T. Kirsten, Phys. Bl., September 2001, S. 23
- [3] R. Bonetti et al., Phys. Rev. Lett. **82**, 520 (1999)
- [4] H.-Th. Janka und E. Müller, Physik in unserer Zeit **32**, 20 (2001)
- [5] M. Rampp und H.-Th. Janka, Astr. J. Lett. **539**, L3 (2000)
- [6] G. M. Fuller, W. A. Fowler und M. J. Newman, Astr. J. **252**, 74 (1982)
- [7] A. Heger et al., Phys. Rev. Lett. **86**, 167 (2001)
- [8] B. Pfeiffer, K.-L. Kratz, F.-K. Thielemann und W. B. Walters, Nucl. Phys. **A693**, 28 (2001)
- [9] M. Wiescher und H. Schatz, Nucl. Phys. **A693**, 26 (2001)

#### Die Autoren

**Wolfgang Hillebrandt** arbeitet seit über 30 Jahren auf dem Gebiet der nuklearen Astrophysik. Nach seiner Habilitation 1977 in Darmstadt wechselte er 1978 zum Max-Planck-Institut für Astrophysik (vormals MPI für Physik und Astrophysik), wurde Honorar-Professor der TU München, wissenschaftliches Mitglied des Max-Planck-Instituts und ist seit 1996 auch Direktor am Institut. Wenn ihm seine Arbeit über alles, was im Universum explodiert, noch etwas Zeit lässt, segelt er auf dem Starnberger See oder besucht die bayerischen Alpen.



**Karlheinz Langanke** wurde vor 20 Jahren von Willy Fowler für die nukleare Astrophysik begeistert.

Nach seiner Habilitation in Münster 1985 und einigen Jahren am California Institute of Technology übernahm er 1996 die Nachfolge von Jens Lindhard auf einem Lehrstuhl für theoretische Physik an der Universität Aarhus. Er ist auch Adjunct Professor an der Michigan State University und Visiting Distinguished Scientist am Oak Ridge National Laboratory. Sein Hauptforschungsinteresse gilt Vielteilchenproblemen in der Kernstruktur und Nuklearen Astrophysik. Er liest gern Thomas Mann, sein größtes Hobby sind aber seine beiden Kinder.

