

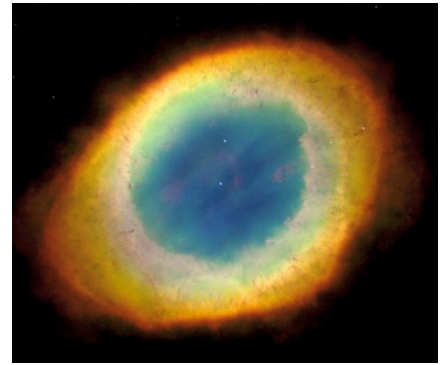
## Sterne und ihre Endstadien

Was sind "Hauptreihensterne", "Rote Riesen",  
"Weiße Zwerge", "Neutronensterne" und "Pulsare"?

*Jens Mehwald, Schülerpraktikant der*

*Westfälischen Volkssternwarte im Januar 2010*

*Burkard Steinrücken, steinruecken@sternwarte-recklinghausen.de*



Der Ringnebel im Sternbild Leier - ein Planetarischer Nebel aus der abgestoßenen Hülle eines sterbenden Sterns

Aufnahme: Hubble Space Telescope

Jeder Stern entsteht durch die Kontraktion einer Gaswolke. Der Stern ist geboren, wenn im Inneren der Gaskugel die Kernfusionsreaktionen zünden. Die längste Zeit seines Lebens verbleibt ein Stern im Zustand des Wasserstoffbrennens, danach wird er zum Roten Riesen und entwickelt sich schließlich zu einem Weißen Zwerg oder einem Neutronenstern oder Schwarzen Loch als Rest einer Supernovaexplosion. In diesem Aufsatz werden die unterschiedlichen Stadien der Sterne, ihre Klassifikation nach Leuchtkraft und Farbe und ihre innere Struktur beschrieben.

### Inhalt

- 1) Einleitung
- 2) Das Wesen der Sterne und ihre Klassifikation im Hertzsprung-Russel-Diagramm
- 3) Die Größen und Farben einiger bekannter Sterne im Vergleich zur Sonne
- 4) Der Weg eines sonnenähnlichen Sterns durch das HRD
- 5) Der innere Aufbau von Sternen und ihrer Endstadien
- 6) Beobachtungsmöglichkeiten und Beispiele
- 7) Quellen

### 1) Einleitung

Am Nachthimmel sieht man eine große Zahl leuchtender Lichtpunkte, die man Sterne nennt. Wie weit sind sie entfernt, wie sind sie beschaffen, leuchten sie ewig und warum leuchten sie überhaupt? - Für alle diese uralten Fragen hat die Astronomie nach vielen Jahrhunderten des Rätselratens und Forschens Antworten gefunden.

Das Verständnis der Sterne setzt die Kenntnis ihrer Leuchtkraft, ihres Abstandes von der Erde, ihrer Größe, ihrer chemischen Zusammensetzung und anderer Faktoren voraus. Da dieses Wissen um die maßgeblichen physikalischen Gesetzmäßigkeiten, die den Stern regieren, erst mühsam gewonnen werden musste, blieb es der modernen Astrophysik des 20ten Jahrhunderts vorbehalten, das "Rätsel Stern" zu lösen. Es zeigte sich, dass Sterne riesige leuchtende Gasbälle ähnlich unserer Sonne sind. Es gibt aber auch hellere bzw. schwächere Sterne als unsere Sonne, größere, kleinere, welche mit andersfarbigem Licht, langlebige Sterne und solche, die ihren Vorrat an Energie sehr schnell verheizen. Alle Sterne entwickeln sich und am Ende ihres "Sternenlebens" streben sie einen bestimmten Endzustand an, der praktisch nur durch ihre Ausgangsmasse bestimmt ist.

Dieser Aufsatz berichtet vom Leben und Sterben der Sterne, ihren Unterschieden im Zustand des "normalen" Sternenlebens und ihrer verschiedenen Endzustände.

Nach der Beschreibung einer Möglichkeit, die verschiedenen Sterne zu klassifizieren, wird hier insbesondere auf den inneren Aufbau der Sterne, die wichtigsten Energieerzeugungsmechanismen im Sternenkern und der Struktur der Materie in den Endstadien der Sterne eingegangen. Abschließend werden bekannte und wichtige Beispielsterne für die verschiedenen Stadien vorgestellt und die Möglichkeiten ihrer Beobachtung beschrieben.

## 2) Das Wesen der Sterne und ihre Klassifikation im Hertzsprung-Russel-Diagramm

Sterne können schon mit bloßem Auge hinsichtlich ihrer Helligkeit und Farbe unterschieden werden. Die Entfernung eines Sterns lässt sich aber nur mit speziellen Messmethoden ermitteln, z.B. der Parallaxenbestimmung. Hierbei wird ein vergleichsweise naher Stern im Sommer bzw. im Winter, also von zwei unterschiedlichen Positionen auf der Erdbahn, angepeilt und seine wechselnde Position vor dem Hintergrund der weiter entfernten Sterne vermessen (Abb. 1). Das Ausmaß dieser Ortsverlagerung hängt von seiner Entfernung ab. Bei einem parallaktischen Winkel von 1 Bogensekunde ( $1/3600$  eines Winkelgrades) ist der Stern 206 265 Astronomische Einheiten entfernt (Astronomische Einheit AE = 149,6 Mio. km). Diese Entfernung wird als "Parallaxensekunde" (Parsec) bezeichnet. Sie entspricht 3,262 Lichtjahren.

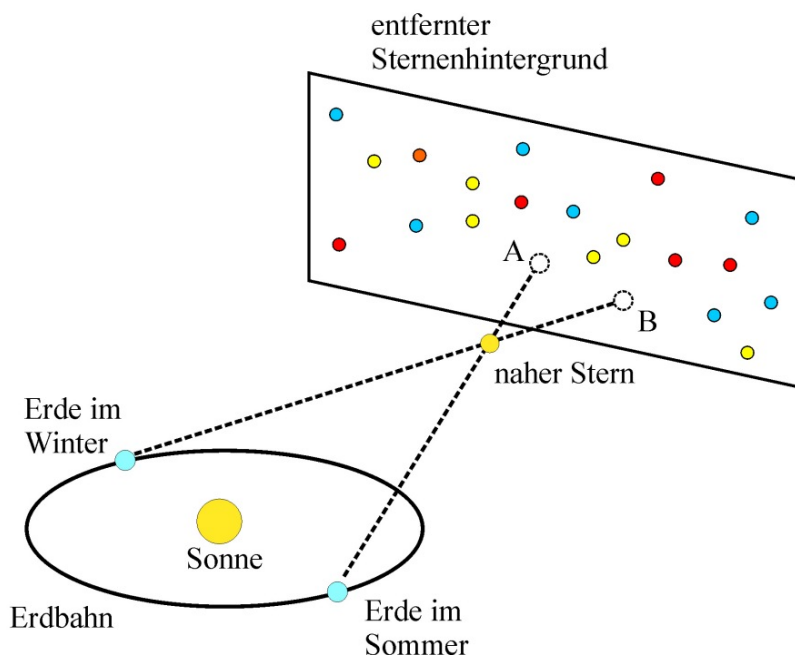


Abb. 1: Bestimmung der Sternentfernung mittels Parallaxe. Ein naher Stern erscheint bei der Beobachtung von der Erdposition im Sommer an der Stelle A des entfernten Sternenhintergrundes, im Winter an der Stelle B. Aus dem Winkel zwischen den Positionen A und B und dem Radius der Erdbahn (Astronomische Einheit) lässt sich die Entfernung des nahen Sterns trigonometrisch bestimmen.

Ist die Entfernung eines Sterns bekannt, so kann man von seiner scheinbaren Helligkeit, mit der man ihn von der Erde aus am Nachthimmel sieht, auf seine Absoluthelligkeit schließen. Die Absoluthelligkeit ist die Helligkeit eines Sterns bei der Betrachtung aus einem

angenommenen Abstand von 10 Parsec (= ca. 32,62 Lichtjahre). Die scheinbare Helligkeit bei der Betrachtung des Sterns von der Erde ermittelt sich aus dem Quadrat des Verhältnisses des Eichabstandes 10 parsec zur tatsächlichen Entfernung. Je weiter ein Stern entfernt ist, desto schwächer erscheint er uns.

Zur Beurteilung der tatsächlichen Leuchtkraft eines Sterns muss man folglich seine Absoluthelligkeit kennen. Dann erst kann man ihn mit anderen Sternen vergleichen.

Die Absoluthelligkeit eines Sterns hängt im Prinzip nur von der Oberflächentemperatur und der Größe seiner Oberfläche ab. Die Leuchtkraft  $L$  eines Sterns ist proportional zur vierten Potenz der absoluten Temperatur  $T$  seiner Oberfläche (gemessen in Kelvin):

$$L \propto T^4$$

Von zwei Sternen gleicher Oberflächentemperatur ist jener leuchtstärker, dessen Oberfläche größer ist, weil die Abstrahlung der Energie über die Oberfläche erfolgt. Die Leuchtkraft ist auch proportional zur Oberfläche  $O$ , mithin zum Quadrat des Sternradius  $R$ , wenn man für den Stern eine ideale Kugelgestalt annimmt:

$$L \propto O$$

$$O = 4\pi \cdot R^2$$

Beide Proportionalitäten zusammengefasst führen zum berühmten Strahlungsgesetz von Stefan und Boltzmann, welches die Strahlungsleistung  $L$  glühender Körper der Temperatur  $T$  beschreibt:

$$L = \sigma \cdot O \cdot T^4, \quad \sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 \cdot K^4} \quad (\text{Stefan - Boltzmann - Konstante})$$

Die Temperatur lässt sich aus der sichtbaren Farbe des Sterns ermitteln (besser: aus dem Spektrum und der Lage von Spektrallinien). Ein heißer Stern mit einer Oberflächentemperatur von mehr als 10 000  $K$  strahlt blau, ein sonnenähnlicher Stern mit 6 000  $K$  gelb und ein vergleichsweise kühler mit 3 000  $K$  rot. Die Strahlungscharakteristik eines glühenden Körpers der Temperatur  $T$  ist folglich mit seinem farblichen Erscheinungsbild verbunden. Grüne Sterne gibt es allerdings nicht, weil es keine Temperaturstrahlung gibt, deren spektrale Verteilung zu einer grünen Farbwahrnehmung im menschlichen Wahrnehmungssinn führt.

Ist die Oberflächentemperatur eines Sterns bekannt, so lässt sich bei ebenfalls bekannter Leuchtkraft bzw. Absoluthelligkeit aus dem Stefan-Boltzmann-Gesetz sein Radius bestimmen. Die Messung der Sterngröße erfolgt hierbei auf photometrischem Weg durch die Bestimmung von Strahlungsgrößen wie Temperatur und Leuchtkraft, nicht etwa durch direkte Vermessung des Sterns. Die Sterne sind dermaßen weit von uns entfernt, dass man sie selbst im größten Fernrohr nur punktförmig wahrnimmt. Allein mit speziellen interferometrischen Methoden ist es gelungen, bei einigen Sternen die Größe direkt zu bestimmen.

Die Sterne kann man nun nach ihrer Oberflächentemperatur und ihrer Leuchtkraft in einem Diagramm klassifizieren. Es wird nach den Forschern, die es 1913 zuerst aufgestellt haben, Ejnar Hertzsprung und Henry Norris Russel, Hertzsprung-Russel-Diagramm (kurz: HRD) genannt und es ist für die moderne Astronomie von herausragender Bedeutung. Mit seiner Hilfe lässt sich viel über das Wesen der Sterne und ihre Entwicklung bis zu einem

Endstadium lernen. Trägt man alle Sterne (z.B. alle in einer bestimmten Entfernung bis zur Sonne, oder alle eines bestimmten Kugelsternhaufens) in ein HRD ein, so stellt man fest, dass sie keinesfalls gleichmäßig in dem Diagramm verteilt sind, sondern in bestimmten Gruppen oder auf einer Linie im HRD gehäuft auftreten (siehe Abbildung 2).

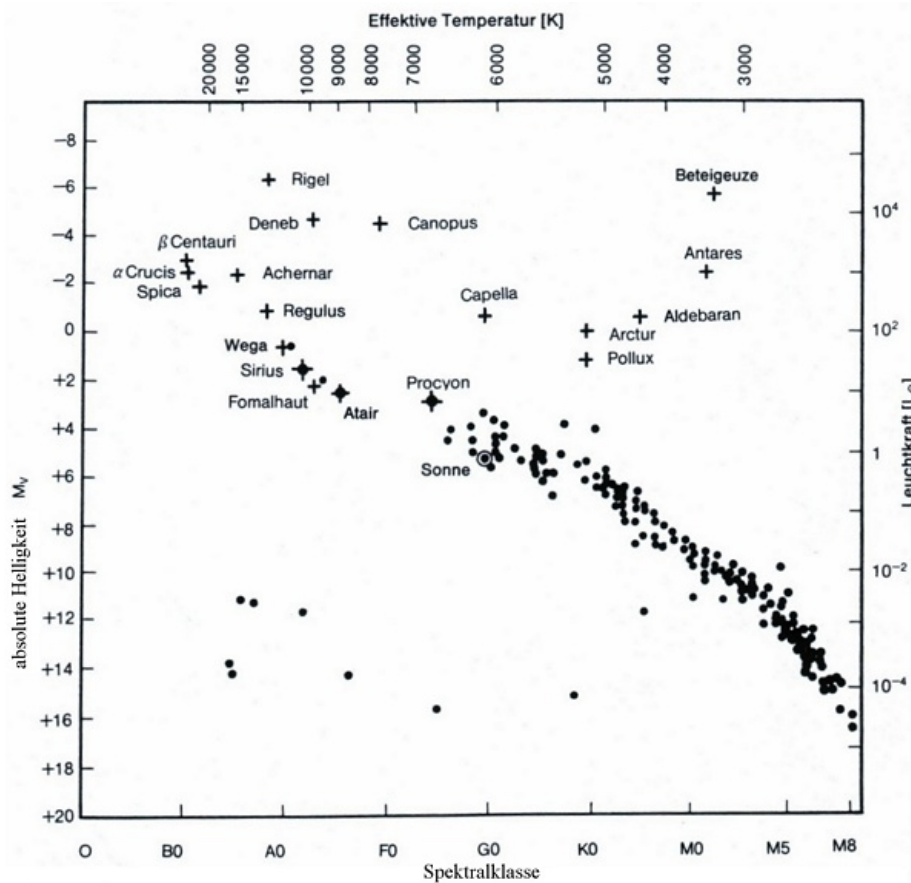


Abb. 2: Hertzsprung-Russel-Diagramm für die scheinbar hellsten Sterne (Kreuze) und die Sterne innerhalb von 10 Parsec Entfernung (Punkte). Entnommen aus Karttunen, Kröger, Oja, Poutanen, Donner (Hrsg.): *Astronomie - Eine Einführung*; Springer-Verlag, Berlin Heidelberg 1990.

Die naive Erwartung, dass es Sterne aller Farben mit jeweils allen möglichen Absolutheelligkeiten gibt, erfüllt sich nicht. Es gibt große Leerräume im HRD. Offensichtlich gibt es einschränkende Bedingungen für die Lage der Sterne im HRD, denn man findet z.B. viele helle blaue Sterne (links oben), viele mittelhelle gelbe (Mitte) und viele schwache rote (rechts unten). Diese blauen, gelben und roten Sterne liegen auf einer Reihe, die sich von links oben nach rechts unten diagonal durch das HRD hindurchzieht (siehe Abb. 3). Man nennt diese Häufungsstruktur auch "Hauptreihe" und Sterne, die auf ihr liegen "Hauptreihensterne". Rechts oben im HRD liegen helle rote Sterne (z.B. Beteigeuze). Wenn sie rot sind, also eine kleine Oberflächentemperatur haben, aber dennoch hell strahlen, so müssen sie nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz groß sein. Man nennt diese Sterne deshalb die "Roten Riesen". Durch ihre große Oberfläche können sie das Defizit an Strahlungsleistung, bedingt durch die kleine Temperatur, überkompensieren. Links unten im HRD sind blaue oder weiße Sterne kleiner Leuchtkraft. Mit der entsprechenden Überlegung kommt man zu dem Ergebnis, dass es sich hierbei um kleine Sterne handeln muss. Man nennt sie die "Weißen Zwerge". Die Roten Riesen besetzen nicht nur einen kleinen Punkt im HRD, sondern sie ziehen sich von rechts oben bis in die Bildmitte zur Hauptreihe. Man spricht deshalb auch vom sog. "Riesenast". Ein Roter Riese ist bereits in einem fortgeschrittenen Stadium, ein Weißer Zwerg in einem Endstadium seines Sternenlebens angekommen.

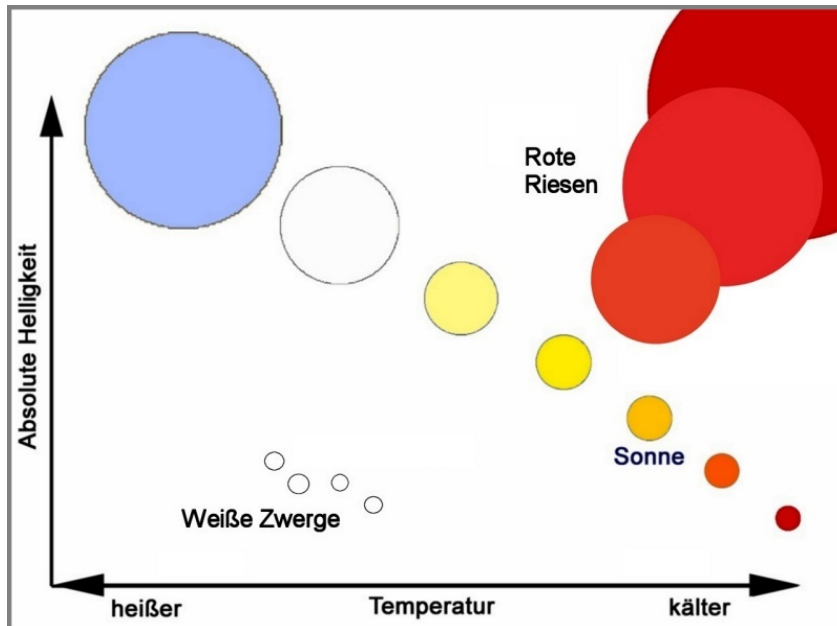


Abb. 3: Ein schematisches HRD. Zur Steigerung der Anschaulichkeit sind die Sterne mit ihren Größen und Farben eingezeichnet. Die Diagonale von links oben nach rechts unten - die Hauptreihe der Sterne im Zustand des Wasserstoffbrennens - weist Sterne aller Farben auf. Blaue Sterne sind groß, gelbe mittelgroß und rote klein. Die roten Riesen besetzen den Bereich rechts oben und die Weißen Zwerge den Bereich links unten. Die Sterne sind nicht maßstabsgetreu dargestellt.

Die Sterne im HRD bilden einen zeitlichen Ausschnitt aus einer gesamten Sternpopulation. Sie können jung, mittelalt oder alt sein. Sie haben unterschiedliche Massen und unterschiedliche chemische Zusammensetzungen. All das wirkt sich auf den Zustand eines Sterns aus und mithin auch auf seine momentane Lage im HRD. Im Inneren der Sterne laufen physikalische Prozesse und Regelvorgänge ab, die den Energiehaushalt des Sterns und den Strahlungstransport vom Zentrum zur Oberfläche im Laufe des Sternenlebens bestimmen. Ein Stern bleibt dabei nicht unveränderlich, sondern entwickelt sich weiter.

### 3) Die Größen und Farben einiger bekannter Sterne

Schon mit bloßem Auge kann man bei hellen Sternen Farbunterschiede erkennen. Besonders helle rote Sterne sind Beteigeuze im Sternbild Orion und Aldebaran im Sternbild Stier. Ein heller blauer Stern ist Rigel im Sternbild Orion. Aldebaran und Arktur sind helle rötlich-orange Sterne. Procyon ist weiß, Sirius und Wega sind bläulich-weiß (Abb. 2).

Mit Hilfe des Stefan-Boltzmann-Gesetzes werden nun die Radien dieser und anderer bekannter Sterne bestimmt. Die Formel für die Leuchtkraft der Sterne wird dazu nach  $R$  aufgelöst:

$$L = \sigma \cdot O \cdot T^4 = \sigma \cdot (4\pi \cdot R^2) \cdot T^4$$

⇔

$$R = \sqrt{\frac{L}{4\pi \cdot \sigma \cdot T^4}}$$

Die folgende Tabelle enthält die Oberflächentemperaturen der ausgewählten Sterne, ihre Leuchtkraft in Einheiten der Sonnenleuchtkraft und als Ergebnis der Radiusbestimmung die Sternradien in Einheiten des Sonnenradius. Die Sonne und die Weißen Zwerge Sirius B und Procyon B sind ebenfalls berücksichtigt.

| Stern            | T (Kelvin)   | $L/L_{\odot}$ | $R/R_{\odot}$ |
|------------------|--------------|---------------|---------------|
| Sirius           | 9 900        | 25,4          | 1,7           |
| Arktur           | 4 290        | 210           | 25,7          |
| Alpha Centauri   | 5 800        | 1,5           | 1,2           |
| Wega             | 9 500        | 37            | 2,3           |
| Capella          | 5 270        | 75,8          | 10,8          |
| Rigel            | 12 300       | 40 600        | 62            |
| Procyon          | 6 650        | 7,73          | 1,86          |
| Beteigeuze       | 3 450        | 55 000        | 662           |
| Aldebaran        | 4 100        | 150           | 25            |
| Spica            | 22 400       | 13 400        | 7,8           |
| Antares          | 3 500        | 65 000        | 820           |
| <b>Sonne</b>     | <b>5 800</b> | <b>1</b>      | <b>1</b>      |
| Proxima Centauri | 3 040        | 0,0017        | 0,15          |
| Sirius B         | 25 000       | 0,027         | 0,009         |
| Procyon B        | 10 100       | 0,00055       | 0,008         |

Tabelle 1: Oberflächentemperaturen, Leuchtkräfte und Radien einiger ausgewählter heller Sterne, eines Roten Zwergs (Proxima Centauri) und zweier Weißer Zwerge (Sirius B und Procyon B) im Vergleich zur Sonne. Daten für Temperaturen und Leuchtkräfte aus der Wikipedia.

Diese Ergebnisse dienen als Grundlage für die folgenden zwei Abbildungen. In Abbildung 4 sind die scheinbar hellsten Sterne mit der Sonne verglichen. Im Verhältnis zu einem Roten Riesen wie z.B. Beteigeuze ist die Sonne ein Winzling. Abbildung 5 bringt einen Vergleich der Sonne mit einigen Zwergsternen. Dort sieht man die Weißen Zwerge Sirius B und Procyon B sowie den Roten Zwerg Proxima Centauri neben einer riesig anmutenden Sonne. Der Planet Erde ist zum Vergleich ebenfalls mit eingezeichnet. Ein Weißer Zwerg ist ähnlich groß wie die Erde, hat allerdings die Masse einer Sonne.

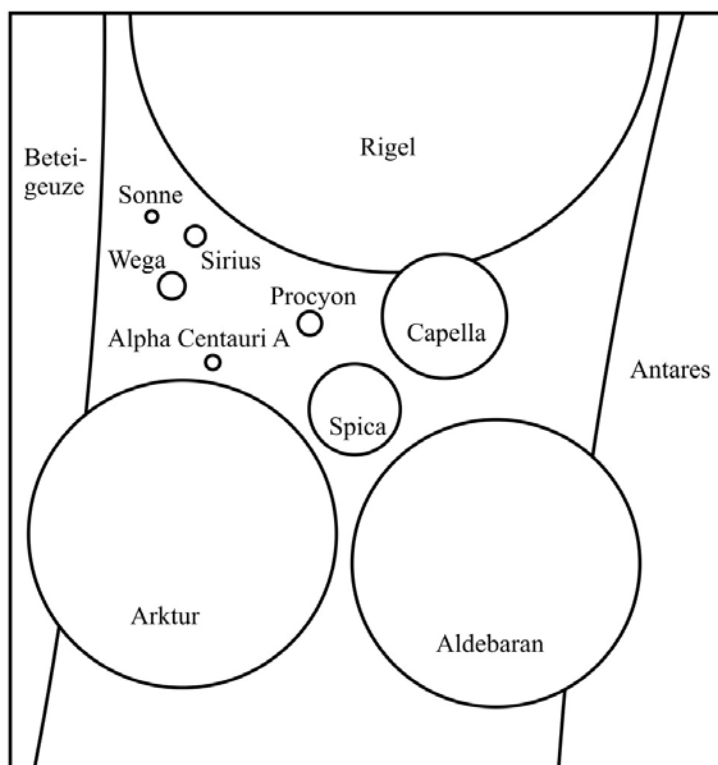


Abb. 4: Sterne im Vergleich zur Sonne. Ausgewählt wurden einige bekannte Sterne mit großer scheinbarer Helligkeit.

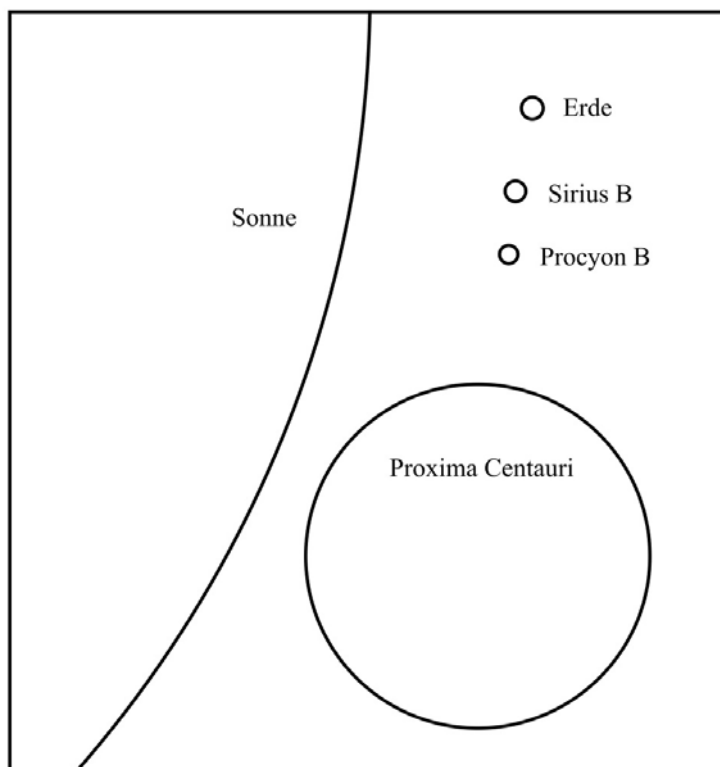


Abb. 5: Zwergsterne im Vergleich zu Erde und Sonne.

#### 4) Der Weg eines sonnenähnlichen Sterns durch das HRD

In diesem Abschnitt wird die Entstehung und Entwicklung eines sonnenähnlichen Sterns und seine Wanderung durch das HRD im Laufe des Sternenlebens beschrieben. Die Abbildung 6 zeigt den Lebensweg dieses Sterns im HRD. Zunächst verdichtet sich die Gaswolke, bis der Stern die Hauptreihe des HRD erreicht hat. Später verlässt er die Hauptreihe wieder und begibt sich entlang des Riesenastes ins Reich der Roten Riesen. Danach bewegt er sich horizontal in den Bereich blauer Sterne, sprengt in einem Spätstadium Gaswolken ab, aus denen sich ein Planetarischer Nebel bildet, bis er im Bereich der Weißen Zwerge ankommt. Im Diagramm ebenfalls eingetragen findet man die Positionen Roter Zwerge und Blauer Riesen auf der Hauptreihe. Sie haben bei ihrer Geburt weniger bzw. mehr als eine Sonnenmasse. Ferner die Lage der Roten Überriesen im äußersten Winkel des HRD bei roten Farben und extrem hohen Leuchtkräften.

##### 1) Von der Gaswolke zum Stern

Der Entwicklungsweg, den ein Stern nimmt, ist allein durch seine Masse und seine chemische Zusammensetzung vorbestimmt. Die chemische Zusammensetzung nimmt einen Einfluss auf die Reaktionen im Sternenkern, die Masse bestimmt die Zentraltemperatur aufgrund der gravitativen Kontraktion. Je mehr Masse die Gaskugel aufweist, desto stärker ist die Gravitation und damit die den Gasball zusammenpressende Kraft. Diese wiederum bestimmt Druck und Temperatur im Sternenkern. "Geboren" werden alle Sterne als Protostern aus einer Wolke interstellaren Gases. Die Wolke kollabiert, wird dabei kleiner und heißer und der junge Stern beginnt langsam thermisch zu glühen. Er hat zunächst eine rote Farbe. Durch die weitere

Kontraktion wird er heißer und gelber und bewegt sich auf die Hauptreihe des HRD zu. Die Kontraktion kommt zum Stillstand, wenn die Zentraltemperatur die Schwelle für das Zünden der Kernfusionsreaktionen überschritten hat. Der Stern ist nun auf der Hauptreihe des HRD angekommen und verbleibt dort für lange Zeit im Zustand des Wasserstoffbrennens (die Sonne etwa 10 Milliarden Jahre, siehe unten). Wegen dieser langen Zeitspanne des Wasserstoffbrennens befinden sich die meisten beobachtbaren Sterne in diesem Stadium.

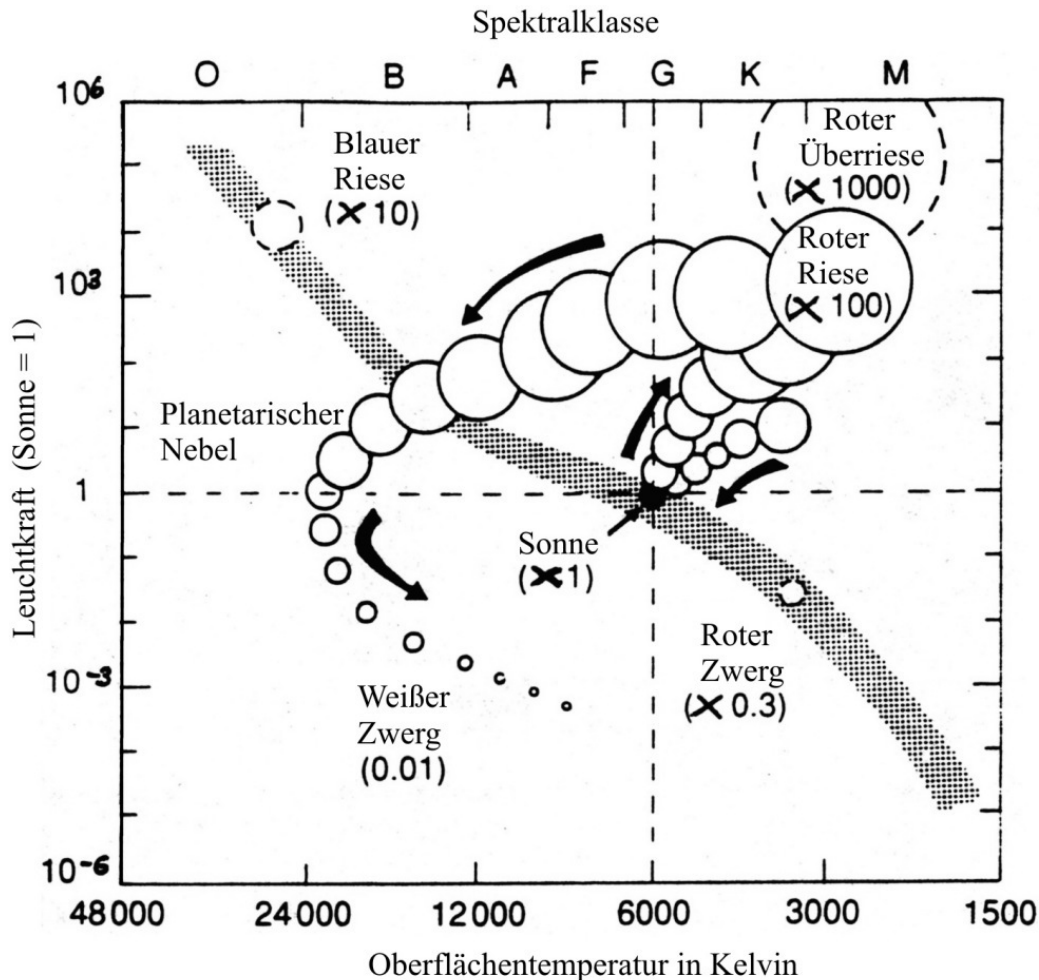


Abb. 6: Das Hertzsprung-Russel-Diagramm mit Eintrag des Lebensweges eines Sterns mit einer Sonnenmasse. Angedeutet findet man auch die Sterngröße in der jeweiligen Phase des Sternenlebens. Die in Klammern befindlichen Faktoren geben an, wie der dargestellte Kreis vergrößert oder verkleinert werden muss, um ein realistisches Größenverhältnis zur Sonne ( $\times 1$ ) zu erhalten.

## II) Vorgänge im Hauptreihenstern

Während seiner normalen Lebensphase - dem Hauptreihenstadium - steht der Stern in einem Gleichgewicht zwischen Gravitation (zusammenziehend) und dem Gasdruck (auseinandertreibend). Das komprimierte Gas des Sterns wird aufgrund seiner hohen Temperatur ionisiert. Die Atomhüllen der Gasatome verlieren Elektronen. Man spricht nun von einem Plasma - einem Materiezustand aus elektrisch geladenen Teilchen, die frei herumfliegen und nicht zu elektrisch neutralen Atomen gebunden sind. Tief im Inneren des Sterns sind die Atomkerne sogar aller Elektronen beraubt. Das Plasma dort besteht aus positiv geladenen Atomkernen und freien Elektronen.

Ein heißes Gas strahlt Energie ab, folglich verliert der Stern Strahlungsenergie auf Kosten der thermischen Energie des Plasmas und seines Gasdrucks. Die Gravitation würde nun die Oberhand gewinnen und zu einer weiteren Kontraktion des Sterns führen, wenn es nicht in der Natur eine andere Möglichkeit gäbe, den durch die Strahlung erlittenen Energieverlust auszugleichen. Bei sehr hohen Temperaturen kann es in einem Plasma Fusionsreaktionen von Atomkernen bzw. einzelnen Kernbausteinen, den Protonen, geben. Bei diesen Fusionsreaktionen wird Energie frei, die den Strahlungsverlust ersetzt.

Die Kernfusion ist eine außerordentlich ergiebige Energiequelle. Etwa ein Promille der Masse der beteiligten Kernbausteine wird dabei nach der Einsteinschen Formel  $E = mc^2$  in Energie umgewandelt. Jede Sekunde strahlt die Sonne Energie mit einem Masseäquivalent von 4 Millionen Tonnen ab. Wegen der außerordentlichen Größe der Lichtgeschwindigkeit  $c$  (die hier sogar im Quadrat eingeht) wird bei der Kernfusion sehr viel Energie frei. Die Fusion ist millionenfach effektiver als die Verbrennung von Kohle oder Erdgas.

Bei der Fusion von insgesamt 4 Protonen entsteht über verschiedene Zwischenschritte ein Helium-Atomkern (auch Alphateilchen genannt). Der Heliumkern besteht aus zwei Protonen und zwei Neutronen. Zwei der ursprünglich vier Protonen haben sich im Laufe der Reaktionskette unter Abgabe von Neutrinos und Positronen in Neutronen verwandelt. Die Neutrinos verlassen den Stern sofort und ihre Energie geht ihm verloren. Die Positronen zerstrahlen mit zwei der Elektronen des Plasmas zu elektromagnetischer Strahlung, die das Sterninnere heizt (Abb. 7).

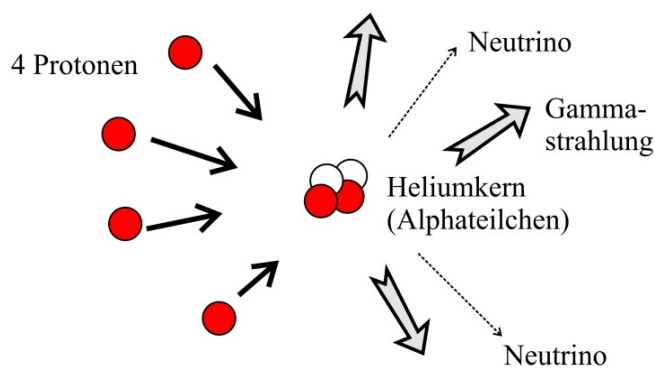
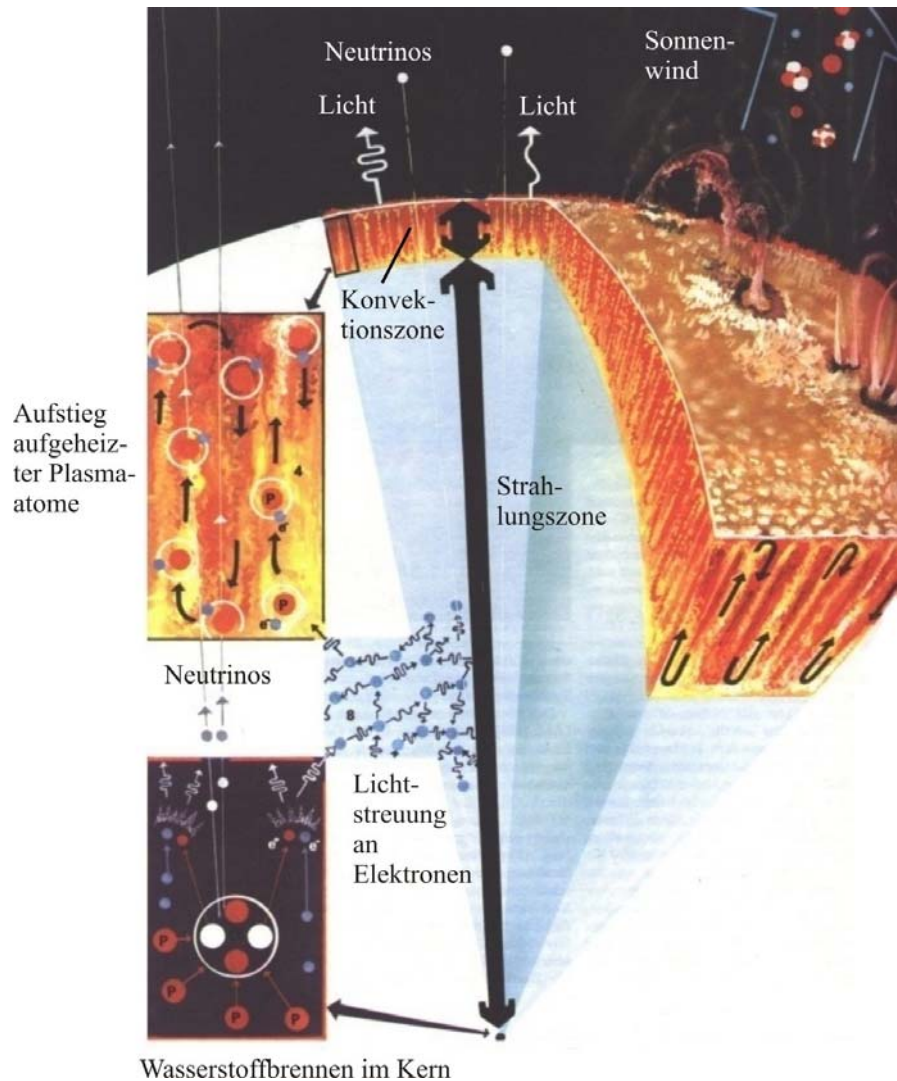


Abb. 7: Schematische Darstellung der Fusionsreaktion von Wasserstoff zu Helium. Aus vier Protonen entsteht unter Abgabe von Neutrinos und Strahlung ein Heliumatomkern, auch Alphateilchen genannt. Die frei werdende Strahlung heizt den Sternkern und ersetzt den Energieverlust durch Abstrahlung von Licht an der Sternoberfläche.

Im Kern eines Sterns, wo die Fusionsreaktionen stattfinden, haben die Elektronen nur die Rolle von Zuschauern. Die in der Kernfusion entstandene Strahlungsenergie wird nach und nach durch das Plasma, das den Fusionskern umgibt, nach außen geleitet und abgestrahlt. Bei diesem Strahlungstransport kommt den Elektronen eine wichtige Rolle zu. Sie wechselwirken mit den Strahlungsteilchen (Photonen) und hindern die Strahlung am schnellen Austritt aus dem Stern. Ein Photon aus dem Kern der Sonne benötigt deshalb ca. 100 000 Jahre für den Weg zum Sonnenrand. In den äußeren Schichten besteht das Plasma aus nur gering ionisierten Atomen, und es wird durch die Wechselwirkung mit Strahlung aufgeheizt und steigt nach oben auf, wo das Sonnenplasma weniger dicht ist. Es bilden sich deshalb Konvektionswalzen im äußeren Randbereich der Sonne. Die Abbildung 8 illustriert die verschiedenen Prozesse, die die Photonen und Plasmateilchen im Stern erleiden.

Abb. 8: Innerer Schichtenaufbau der Sonne. Im Zentrum finden die Fusionsreaktionen statt. Die dort gebildeten Strahlungsteilchen erleiden auf dem Weg nach außen Streuung an den Plasma-Elektronen. Sie benötigen deshalb eine lange Zeit für den Weg an die Oberfläche des Sterns. In der äußeren Schicht befindet sich ein nicht vollständig ionisiertes Plasma. Dort führt die Heizung der Materie durch die von innen kommende Strahlung zu einem Aufsteigen heißer Plasma-Massen. Es bilden sich Konvektionswalzen und der Energietransport geschieht dort nicht über Strahlung sondern über die Bewegung heißer Materie.



Die thermonukleare Zeitskala  $\tau$  des Hauptreihensterns lässt sich größenordnungsmäßig wie folgt abschätzen. Man erhält sie aus der Energiereserve des Sterns, die durch Kernfusion in Strahlung umgewandelt werden kann (mit der Effizienz  $\varepsilon = \text{ca. } 1 \text{ Promille}$ ), geteilt durch die Leuchtkraft des Sterns. Für die Sonne ( $M = 2 \cdot 10^{30} \text{ kg}$ ,  $L = 3,8 \cdot 10^{26} \text{ Watt}$ ) errechnet sich:

$$\tau = \frac{\varepsilon \cdot M \cdot c^2}{L} \approx \frac{10^{-3} \cdot 2 \cdot 10^{30} \text{ kg} \cdot (3 \cdot 10^8 \text{ m/s})^2}{3,8 \cdot 10^{26} \text{ W}} \approx 10 \text{ Milliarden Jahre}$$

Sonnenähnliche Sterne verbleiben demnach für rd. 10 Milliarden Jahre in diesem Zustand auf der Hauptreihe des HRD. Massigere Sterne haben eine höhere Zentraltemperatur (wegen der größeren Gravitationswirkung) und deshalb laufen die Fusionsreaktionen im Sternenkern mit einer höheren Rate ab. Ihre Leuchtkraft ist deshalb größer, aber ihre "Lebensdauer" (Zeitspanne des Verbleibs auf der Hauptreihe) deutlich geringer als die der Sonne. Leichtere Sterne mit weniger als einer Sonnenmasse leben entsprechend länger als die Sonne.

Für Hauptreihensterne hat man auch eine Formel gefunden, die Masse und Leuchtkraft in Beziehung setzt, die sog. Masse-Leuchtkraft-Beziehung:

$$L \propto M^{3,5} \quad \text{bzw.} \quad \frac{L}{L_S} = \left( \frac{M}{M_S} \right)^{3,5}$$

Je massereicher ein Stern ist, desto größer ist auch seine Leuchtkraft. Allerdings geschieht dies auf Kosten seiner Lebensdauer, denn bei einer schnelleren Verbrennung geht der Energievorrat des Sterns (der Wasserstoff im Sternenkern, der zu Helium fusionieren kann) schneller zu Neige. Die Verweildauer  $\tau$  eines Sterns auf der Hauptreihe lässt sich leicht abschätzen:

$$\tau \propto \frac{M}{L} \quad \text{bzw.} \quad \frac{\tau}{\tau_S} = \left( \frac{M \cdot L_S}{M_S \cdot L} \right)$$

Mit Hilfe der Masse-Leuchtkraftbeziehung erhält man nun:

$$\frac{\tau}{\tau_S} = \left( \frac{L_S}{L} \right)^{\frac{5}{7}}$$

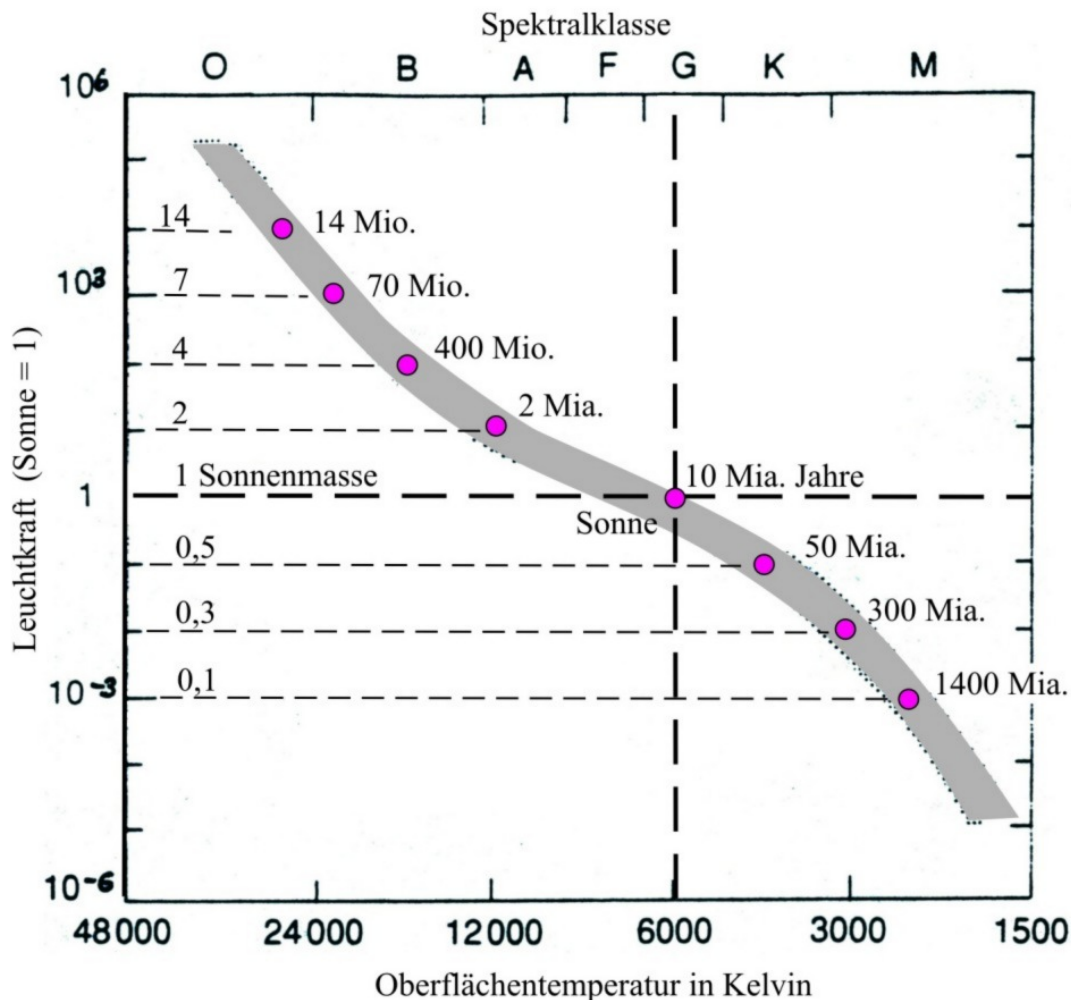


Abb. 9: HRD mit Verweildauern von Sternen auf der Hauptreihe gemäß der im Text beschriebenen Abschätzung. Die Lebensdauern heller Sterne sind um bis zu eine Größenordnung zu groß. Für schwache rote Sterne stimmt die Angabe aber sehr gut.

Mit dieser Formel wurden die Lebensdauern abgeschätzt, die in das HRD der Abbildung 9 eingetragen sind. Die Formel ist denkbar einfach und liefert nur ungefähr die richtige Größenordnung. Sie produziert merkbare Fehler im Bereich von bis zu einer Größenordnung (Faktor 10) bei den hellen, blauen Hauptreihensternen. Tatsächlich sind die hellen Sterne kurzlebiger, als in Abbildung 9 angegeben. Für die leuchtschwachen, roten Sterne liefert die Formel dagegen sehr gute Ergebnisse.

### III) Das Rote-Riesen-Stadium

Je massereicher der Stern ist, desto eher verlässt er die Hauptreihe und bewegt sich in die Richtung des Riesenstadiums. Unsere Sonne wird ca. 0,6 Milliarden Jahre ihres Lebens in diesem Stadium verbringen und dabei so groß werden, dass ihre Oberfläche, den jüngsten Berechnungen zufolge, knapp bis zur Erdbahn heranragt.

Im Rote-Riesen-Stadium hat ein Stern bereits den größten Teil seines Lebens hinter sich, denn er hat durch Kernreaktionen fast seinen gesamten Wasserstoff zu Helium fusioniert. Im Riesenstadium fusioniert der Stern das Helium weiter zu Kohlenstoff. Wie aber kommt es dazu? - Wenn der Wasserstoffvorrat im Sternenkern versiegt, kann keine weitere Energie mehr aus der Wasserstoff-Fusion gewonnen werden. Die Kontraktion, hervorgerufen durch die immer gegenwärtige Gravitation, setzt nun wieder ein und führt zu einer weiteren Erhöhung der Zentraltemperatur. Wird eine bestimmte Schwelle erreicht, so können die im Zustand des Wasserstoffbrennens erzeugten Helium-Atomkerne (gewissermaßen die Asche der Wasserstoff-Fusion) ihrerseits fusionieren.

Durch die Verschmelzung zweier Alphateilchen entsteht zunächst ein angeregter Beryllium-Atomkern. Dieser ist selbst instabil und zerfällt nach einer mittleren Zeitspanne von  $10^{-17}$  Sekunden. Die Zeit ist ausreichend lang, so dass eine merkliche Wahrscheinlichkeit besteht, in dieser Spanne eine weitere Kollision mit einem Alphateilchen zu erleiden und mit diesem zu fusionieren. Der Endzustand dieser Reaktionskette, des sog. Tripel-Alpha-Prozesses, ist der stabile Kern des Kohlenstoffatoms (Abb. 10).

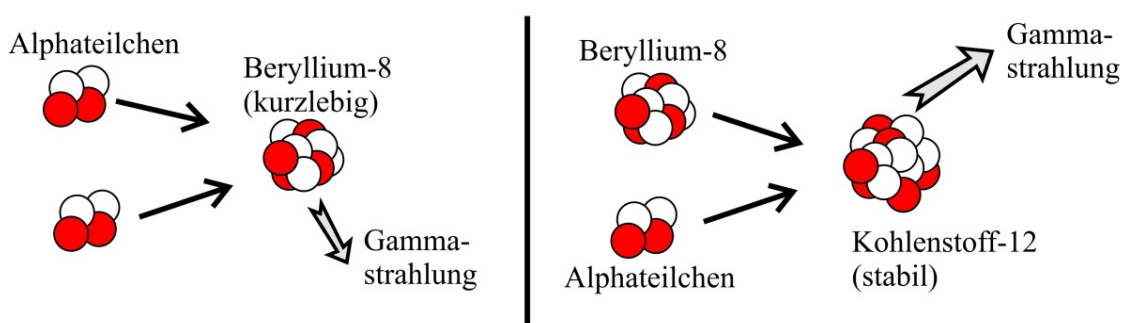


Abb. 10: Der Tripel-Alpha-Prozess. Im ersten Reaktionsschritt (links) fusionieren zwei Alphateilchen zu einem Berylliumkern. Dieser ist instabil. Bevor er jedoch zerfällt, kommt es gelegentlich zu einer weiteren Kollision mit einem Alphateilchen. Die beiden Reaktionspartner verschmelzen unter Abgabe von Strahlung zu einem stabilen Kohlenstoffkern (rechts).

Auf diese Weise kommt das wichtige Element Kohlenstoff 12 (mit je sechs Neutronen und Protonen im Kern) in die Welt, welches das Grundelement für die organische Chemie und das uns bekannte Leben ist.

Wegen der erhöhten Zentraltemperatur im Zustand des Heliumbrennens verändert sich der gesamte Aufbau des Sterns. Um die zentrale Kugel der Heliumfusion hoher Temperatur gibt es eine Schale geringerer Temperatur, die aber noch ausreichend hoch für das Zünden der Wasserstoff-Fusion sein kann. Es entsteht dann eine Brennschale mit Wasserstoff-Fusionen zusätzlich um den Kern der Heliumfusion herum.

Im Rote-Riesen-Stadium verändert sich gegenüber dem Hauptreihenstadium der gesamte Temperaturentwurf des Sterns, er kocht gleichsam über, schwillt an und vergrößert sich extrem. Die Oberflächentemperatur dieses stark vergrößerten Sterns ist geringer als im vorherigen Zustand des Wasserstoffbrennens. Seine Farbe wechselt damit ins Rötliche. Er wird groß und rot - deshalb die Bezeichnung Roter Riese. In späteren Brennphasen können sich, je nach Masse des Sterns, auch noch Brennschalen mit anderen Fusionsreaktionen bilden, in denen Sauerstoff, Magnesium, Silizium, Schwefel und Eisen entsteht.

#### *IV) Planetarischer Nebel, Weißer Zwerg und Supernova*

Am Ende des Rote-Riesen-Stadiums wirft ein sonnenähnlicher Stern seine äußere Hülle ab. Dadurch verringern sich Masse und Oberfläche, so dass der Stern sehr viel leuchtschwächer wird und somit im HRD nach unten wandert. Gleichzeitig hat der Stern aber noch einen massereichen und heißen Kern aus Kohlenstoff und Sauerstoff, der ebenfalls im Rote-Riesen-Stadium gebildet wird. Dieser wird durch den Verlust äußerer Schichten freigelegt. Der Stern wechselt dann vom roten Farbspektrum ins Blaue und somit wandert er im HRD nach links und nach unten. Ist er dort angekommen, befindet er sich im Stadium des Weißen Zwergs. Er muss in diesem Stadium nicht unbedingt weiß leuchten, denn es gibt auch bei den Weißen Zwergen einen gewissen Bereich von Oberflächentemperaturen und Leuchtkräften, wie man anhand ihrer Lage im HRD erkennt (Abb. 2).

In diesem Stadium kühlt er über einen Zeitraum von mehreren Milliarden Jahren langsam ab, und setzt seine Abwärtsbewegung im HRD immer weiter fort, bis er schließlich erkaltet ist.

In einem sehr massiven Roten Riesen entstehen im Laufe seiner Entwicklung verschiedene Brennschalen, in denen die chemischen Elemente bis Eisen durch Kernfusion erzeugt werden. Da Eisen, wenn man es weiter fusionieren möchte (z.B. zu einem Metall wie Gold), mehr Energie benötigt als freigibt, steht es am Ende der Fusionskette in Sternen. Am Ende dieser Entwicklungsphase kann schließlich keine Energie mehr aus Kernreaktionen erzeugt werden, da die Elemente Silizium und Schwefel im inneren Kern bereits zu Eisen fusioniert wurden. Wenn die Energiequelle der innersten Brennschale versiegt, fehlt der Gegendruck zur Gravitation und der Stern beginnt zu kollabieren. Die Hüllen des Sterns stürzen auf den Kern und pressen ihn durch die große Masse immer weiter zusammen. Es kommt zu einer Supernova-Explosion, bei der die äußeren Hüllen abgesprengt werden und als Sternenrest ein Neutronenstern oder ein Schwarzes Loch entsteht.

### **5) Der innere Aufbau von Sternen und ihrer Endstadien**

Die Sternmaterie besteht - wie jede Art von Materie auf der Erde und im Universum - aus atomaren und subatomaren Bausteinen. Das Verständnis der Materiestruktur im Inneren eines Sterns bzw. eines Sterns im Endstadium setzt deshalb Grundkenntnisse über den Aufbau der Atome voraus.

Bei Temperaturen unterhalb von einigen Tausend Kelvin sind die Bausteine der Materie in Atomen gebunden. Ein Atom besteht aus einem Atomkern, der praktisch die gesamte Masse

eines Atoms in sich versammelt, und einer Atomhülle, die seine Größenausdehnung bestimmt (Abb. 11). Die Atomhülle wird von den elektrisch negativ geladenen Elektronen geformt, der Atomkern besteht aus elektrisch positiven Protonen und elektrisch neutralen Neutronen. Ein Atom besitzt genau so viele Elektronen wie Protonen, so dass es insgesamt elektrisch neutral ist. Verliert ein Atom ein oder mehrere Elektronen, was durch Beschuss von Teilchen oder Strahlung oder innerhalb eines sehr heißen Gases aufgrund der thermischen Bewegung geschehen kann, so spricht man von ionisierten Atomen.

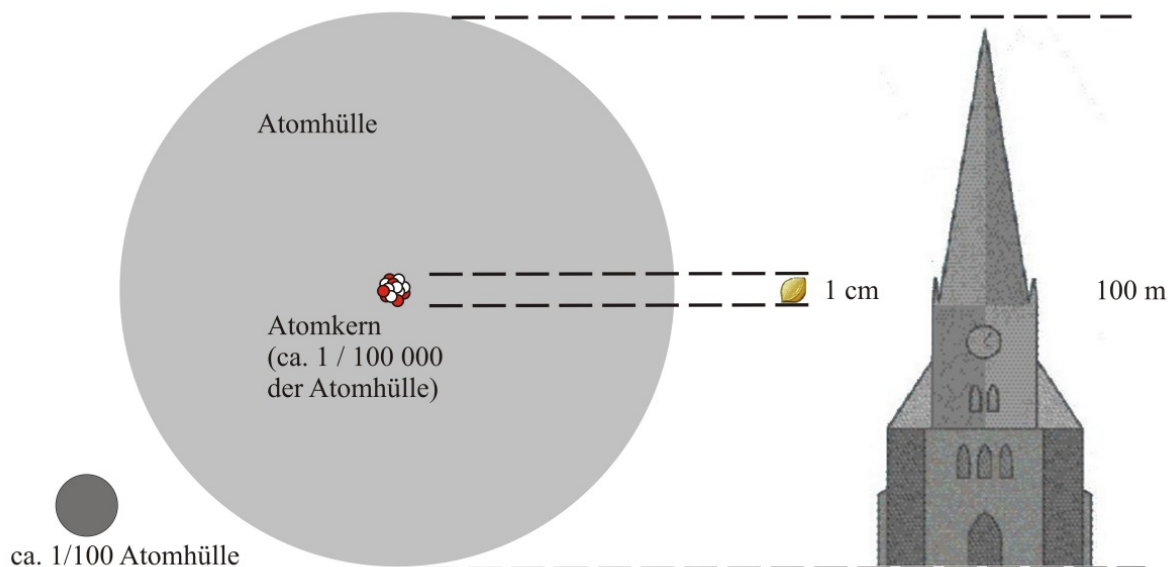


Abb. 11: Modell eines Atoms aus Atomhülle und Atomkern. Der Atomkern besteht aus Protonen (rot) und Neutronen (weiß), die Atomhülle aus Elektronen, die sich aber innerhalb der Hülle nicht lokalisieren lassen. Die Hülle ist 100 000-mal größer als der Kern, steht mit ihm demnach in einem Größenverhältnis wie ein Kirchturm zu einem Kirschkern. Links unten ist der Bereich angedeutet, auf den sich ein Elektron maximal zusammenpressen lässt (im Zustand der entarteten Materie).

### 1) Lokalisierbarkeit von Elektronen im Atom

Wegen des Wellencharakters der Elementarteilchen lässt sich der Ort eines Teilchens nicht genau bestimmen. Ein Maß für die Ausdehnung des unbestimmten Bereichs ist die sog. de Broglie - Wellenlänge, die vom Impuls  $p$  eines Elementarteilchens abhängt ( $h$ : Planck'sches Wirkungsquantum):

$$\lambda = \frac{h}{p}$$

Diese Überlegung gilt auch für die Elektronen innerhalb der Atomhülle. Der Bohr'sche Radius gibt hier die Größe des Atoms und damit die typische Ausdehnung dieses unbestimmten Bereichs an. Der Bohr'sche Radius  $a_0$ , der als de Broglie - Wellenlänge eines Elektrons im Grundzustand des Wasserstoffatoms aufgefasst werden kann, berechnet sich folgendermaßen:

$$a_0 = \alpha^{-1} \cdot \frac{\hbar c}{m_e c^2} \approx 0,5 \cdot 10^{-10} \text{ m}$$

Darin taucht neben der Elektronenmasse  $m_e$  und den Konstanten  $\hbar$  (Plancksches Wirkungsquantum /  $2\pi$ ) und  $c$  (Lichtgeschwindigkeit) nur noch die sogenannte dimensionslose Feinstrukturkonstante  $\alpha$  auf, die die Stärke der elektromagnetischen Wechselwirkung angibt. Die fundamentale Länge, die im Bohr'schen Radius enthalten ist, ist die sog. Comptonwellenlänge  $\lambda$  des Elektrons ( $\hbar c = 197 \text{ MeV} \cdot \text{fm}$ ,  $m_e c^2 = 0,511 \text{ MeV}$ ):

$$\lambda = \frac{\hbar c}{m_e c^2} \approx 3,9 \cdot 10^{-13} \text{ m}$$

Die dimensionslose Feinstrukturkonstante  $\alpha$  hat einen Wert von  $1/137$ . Der Bohr'sche Radius ist demnach etwa zwei Größenordnungen größer als die Comptonwellenlänge des Elektrons.

Die Dichte normaler Materie berechnet sich nun aus der Masse des Atomkerns und dem Volumen der Atomhülle. Die Größenordnung der atomaren Dichte erhält man bereits mit der folgenden einfachen Abschätzung (Protonenmasse  $m_p = 1,7 \cdot 10^{-27} \text{ kg}$ ):

$$\rho_{\text{Atom}} \approx \frac{m_p}{a_0^3} \approx 1000 \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$$

## II) Entartete Materie und Pauli-Druck

Ein freies Elektron, wie es z.B. in einem Plasma vorliegt, hat ebenfalls einen unbestimmten Bereich, dessen Größe vom Impuls abhängt. Dieser Bereich wird kleiner, je größer der Impuls des Elektrons ist. In einem sehr heißen Plasma ist die Geschwindigkeit der Elektronen und damit ihr Impuls größer als im Zustand gebundener Atome. Allerdings gibt es für den unbestimmten Bereich des Elektrons im relativistischen Grenzfall sehr hoher Impulse eine Grenze, die nicht unterschritten werden kann. Die Größe dieses Bereichs wird durch die Comptonwellenlänge festgelegt. Besser lässt sich ein relativistisches Elektron (mit einer Geschwindigkeit nahe der Lichtgeschwindigkeit) auch bei noch größeren Impulsen nicht lokalisieren. Dieser Bereich ist in Abbildung 11 links unten angedeutet. Er ist im Durchmesser etwa 100-mal kleiner als das Atom.

Elektronen haben die Eigenschaft, sich in mindestens einer Quantenzahl von allen anderen unterscheiden zu müssen (Pauli-Prinzip). Sie können sich deshalb nicht alle im selben Energiezustand aufhalten. Elementarteilchen mit einem halbzahligen Eigendrehimpuls ("Fermionen") unterliegen dieser quantenmechanischen Einschränkung. Wichtig ist nun das folgende Phänomen: Versucht man verschiedene Elektronen auf engsten Raum zusammen zu pressen, d.h. sie in den gleichen Zustand zu befördern, so widersetzen sie sich aufgrund dieser Eigenschaft der Kompression. Sie bauen einen quantenmechanischen Gegendruck auf. Anschaulich kann man sich vorstellen, dass jedes Elektron einen "Privatbereich" für sich beansprucht. Die Größe dieses Privatbereichs ist bestimmt durch die de Broglie-Wellenlänge, bzw. im relativistischen Grenzfall durch die Comptonwellenlänge. Dieser Gegendruck ist - anders als sonst beim Gasdruck üblich - unabhängig von der Temperatur des Plasmas. Ein Elektronengas in diesem Zustand nennt man auch "entartet".

### III) Materiezustand in einem Weißen Zwerg

Ein Stern, der nicht mehr durch Kernfusion einen zur Gravitation hinreichenden Gegendruck aufbauen kann, zieht sich zusammen. Dabei wird das Elektronenplasma komprimiert und der quantenmechanische Gegendruck baut sich auf. Dieser kann die Gravitation letztlich wieder kompensieren und die Kontraktion zum Stillstand bringen. Als Endzustand bildet sich ein komprimierter Stern, in dem die Privatbereiche der Elektronen dicht an dicht liegen (Abb. 12 links). Auf diese Weise ist gewährleistet, dass jedes Elektron einen eigenen Quantenzustand hat. Ein solches Gebilde ist ein Weißer Zwerg. Seine typische Dichte bestimmt sich in Analogie zur Berechnung der Dichte atomarer Materie folgendermaßen:

$$\rho_{\text{wz}} \approx \frac{m_p}{\lambda^3} \approx 10^{10} \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$$

Dies entspricht der Masse von einem voll beladenen LKW in einem Fingerhut (1 Kubikzentimeter). Die typische Größe eines Weißen Zwergs berechnet sich nun nach  $\rho = M / V$  aus seiner Dichte und seiner Masse  $M$  (ca. 1 Sonnenmasse,  $10^{30} \text{ kg}$ ):

$$V = \frac{4}{3} \pi \cdot R_{\text{wz}}^3 = \frac{M}{\rho_{\text{wz}}} \quad \Leftrightarrow \quad R_{\text{wz}} = \sqrt[3]{\frac{3}{4\pi} \cdot \frac{M}{\rho_{\text{wz}}}} \approx 2500 \text{ km}$$

Dies sind stark vereinfachte Abschätzungen zur Ermittlung der richtigen Größenordnung für Dichte und Größe Weißer Zwerge. Nicht in jedem Weißen Zwerg ist das Elektronengas relativistisch; die "Privatbereiche" der Elektronen müssen deshalb nicht grundsätzlich von der Größe der Comptonwellenlänge sein. Je größer die Masse eines Weißen Zwergs ist, desto kleiner sind aber diese von den Elektronen beanspruchten Bereiche und damit auch der Stern. Nicht nur die Größe, sondern auch die Oberflächentemperaturen bzw. Farben Weißer Zwerge können innerhalb gewisser Grenzen variieren.

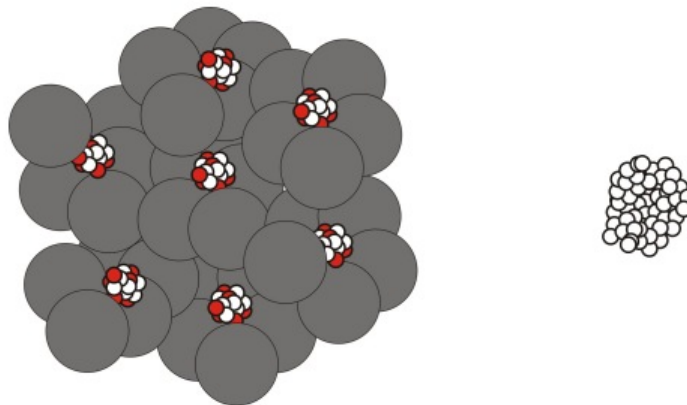
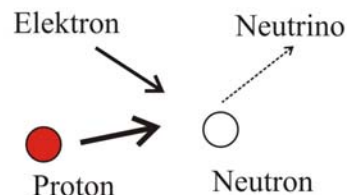


Abb. 12: Veranschaulichung der entarteten Materie innerhalb eines Weißen Zwergs (links) und innerhalb eines Neutronensterns (rechts). Im Weißen Zwerg beanspruchen die Elektronen im Plasma einen gewissen Raumbereich (graue Kugeln). Wegen des Pauli-Prinzips, welches Elektronen im gleichen Quantenzustand ausschließt, widersetzt sich das Elektronengas der weiteren Kompression. Im relativistischen Grenzfall hoher Elektronenimpulse ist der minimale Abstand von Elektronen durch die Comptonwellenlänge (ca.  $4 \times 10^{-13} \text{ m}$ ) gegeben, eine Länge die 1/137 der Ausdehnung normaler Atome entspricht. In Neutronensternen baut sich der Paulidruck zwischen den Neutronen auf (weiße Kugeln im rechten Teilbild). Deren minimaler Abstand beträgt ca.  $10^{-15} \text{ m}$ , weshalb ein Neutronenstern nochmals viel kleiner ist als ein Weißer Zwerg.

#### IV) Endstadium Neutronenstern

Weißer Zwerge sind nur bis zu einer Masse von 1,44 Sonnenmassen stabil (Chandrasekhar-Massengrenze). Besitzt der Sternkern eines Roten Riesen am Ende dieses Stadiums (wenn die Kernreaktionen zum Erliegen kommen) eine Masse größer als 1,44 Sonnenmassen, kann der quantenmechanische Gegendruck (Pauli-Druck) die Gravitation nicht mehr kompensieren und der Kern kollabiert. Die Elektronen werden dabei in die Atomkerne gepresst und die Protonen wandeln sich unter Abgabe von Elektron-Neutrinos zu Neutronen um (Abb. 13).

Abb. 13: Die Elektronen und Protonen im Stern wandeln sich in Neutronen und Elektron-Neutrinos um. Die Neutrinos werden abgestrahlt und es entsteht ein Neutronenstern.



Der kollabierende Stern entledigt sich auf diese Weise des Elektronengases und des elektronischen Pauli-Drucks. Danach schrumpft der Kern weiter, bis auch die Neutronen (die als Spin 1/2-Teilchen ebenfalls dem Pauli-Prinzip unterliegen) einen quantenmechanischen Gegendruck aufbauen und zur entarteten Kernmaterie werden. Die Kontraktion stoppt, wenn der neutronische Pauli-Druck imstande ist, die Gravitationskraft zu kompensieren. Nun beanspruchen die Neutronen einen Privatbereich, dessen Größe durch die neutronische Comptonwellenlänge gegeben ist (Abb. 12 rechts). Weil die Neutronenmasse ca. 2000-mal größer als die Elektronenmasse ist, ist die neutronische Comptonwellenlänge den entsprechenden Faktor kleiner als die elektronische:

$$\lambda_n = \frac{\hbar c}{m_n c^2} \approx 0,2 \cdot 10^{-15} \text{ m}$$

Ein Sternkern aus Neutronen, die alle nur diesem Abstand voneinander aufweisen, heißt Neutronenstern. Seine Dichte bestimmt sich durch Einsetzen der neutronischen Comptonwellenlänge in die Formel zur Ermittlung der Materiedichte:

$$\rho_{NS} \approx \frac{m_p}{\lambda_n^3} \approx 10^{20} \frac{\text{kg}}{\text{m}^3}$$

Dies entspricht der Masse von 100 Millionen Tonnen auf einen Kubikmillimeter. Es ist dies die Dichte der Atomkernmaterie. Die typische Größe eines Neutronensterns berechnet sich wieder nach  $\rho = M / V$  aus seiner Dichte und seiner Masse  $M$  (ca. 3 Sonnenmassen):

$$R_{NS} = \sqrt[3]{\frac{3}{4\pi} \cdot \frac{M}{\rho_{NS}}} \approx 2 \text{ km}$$

Genauere Rechnungen zeigen, dass Neutronensterne einen Radius von nur 8 bis 10 km aufweisen. In diesem kleinen Volumen befinden sich dennoch zwischen 1,44 und ca. 3 Sonnenmassen (Tolman-Oppenheimer-Volkoff-Grenze).

Der Kollaps eines Roten Riesen im Endstadium zum Neutronenstern wird auch als Supernova-Explosion bezeichnet. Die Sternmaterie fällt aus großer Höhe (Durchmesser des ursprünglichen Kerns, der jetzt zusammenfällt) bis auf den Radius des Neutronensterns hinab. Bei diesem Materiesturz bzw. Kollaps wird eine riesige Gravitationsenergie frei. Ein großer Teil dieser Energie wird in Form von Gravitationswellen und Neutrinos abgestrahlt. Die Neutrinos wechselwirken mit den äußeren Schichten des vormaligen Riesensterns und treiben diese vom Ort der Explosion fort. Es entsteht eine schnell auseinander driftende Gashölle (Abb. 14).



Abb. 14: Der Krebsnebel im Sternbild Stier. Es handelt sich hierbei um den Rest der Supernova-Explosion, die chinesische Astronomen im Jahr 1054 n. Chr. beobachtet und dokumentiert haben. Bei der Explosion ist ein Neutronenstern zurückgeblieben, der sich durch eine pulsierende Radiostrahlung verrät. Aufnahme: Hubble Space Telescope

Der übrig bleibende Neutronenstern besteht aber nicht nur aus Neutronen, sondern hat mehrere Schichten. Die äußerste Schicht besteht aus einem Kristallgitter aus Eisenatomkernen welches mit zunehmender Tiefe immer dichter wird. Diese Schicht ist nur 10 m dick. In dieser Tiefe bilden sich eigentlich instabile Eisenisotope mit immer mehr Neutronen, die durch den Druck aber stabil sind. Dann folgt die innere Kruste mit einer Dicke von 1 bis 2 km. Dort sind bereits auch freie Neutronen, die ansonsten nach einer Halbwertszeit von ca. 15 Minuten zerfallen, stabil und "schwimmen" in einer Neutronenflüssigkeit neben kristallisierten Eisenatomkernen. Mit zunehmender Tiefe nimmt der Eisengehalt ab, bis nur noch freie Neutronen, gemischt mit wenigen Elektronen und Protonen, übrig sind. Der restliche Stern besteht wahrscheinlich aus dieser Neutronenflüssigkeit.

Der in der Supernova-Explosion entstandene Neutronenstern dreht sich aufgrund der Drehimpulserhaltung sehr schnell um seine Achse. Bei der Kontraktion der Masse verringert sich nämlich das Trägheitsmoment des Sterns, der im vorherigen Zustand eine typische Rotationsdauer von einigen Wochen aufwies, und die Rotationsfrequenz steigt entsprechend an. Zum Entstehungszeitpunkt des Neutronensterns ist die Rotationsdauer sehr kurz, sie liegt im Millisekundenbereich. Wegen des Energieverlustes durch Strahlung verringert sich die Rotationsfrequenz des Neutronensterns nach und nach, bis er in ferner Zeit zum Stillstand kommt.

Die meisten Neutronensterne verraten sich durch eine pulsierende Radiostrahlung, die auf der Erde mit Radioteleskopen nachgewiesen werden kann. Man nennt diese Objekte "Pulsare". Die Strahlung wird wahrscheinlich (der genaue Mechanismus wird in der Wissenschaft noch diskutiert) entlang der Magnetfeldachse abgestrahlt. Beim Kollaps zum Neutronenstern verdichtet sich auch das Magnetfeld des Vorläufersterns sehr stark. Es ähnelt einem Torus, der sich um den Stern herumlegt. Die Symmetrieachse des Feldes trifft an zwei Stellen auf den Stern bzw. Pulsar - den sog. Magnetpolen.

Fällt die Magnetfeldachse nicht mit der Rotationsachse des Pulsars zusammen, so entsteht eine Art Leuchtturmphänomen - der Strahlungskegel überstreicht bei der Rotation des Pulsars alle geometrisch möglichen Richtungen (Abb. 15). Überstreicht dieser Strahlungskegel die Erde, so kann ein Radiopuls aufgefangen werden. Der Pulsar mit der bisher kleinsten gefundenen Periode (Zeitdauer einer vollständigen Drehung um die eigene Achse) benötigt pro Umdrehung nur 1,6 Millisekunden. Aufgrund der schnellen Pulsfolge von Radiostrahlung nennt man ein solches Objekt einen Millisekunden-Pulsar.

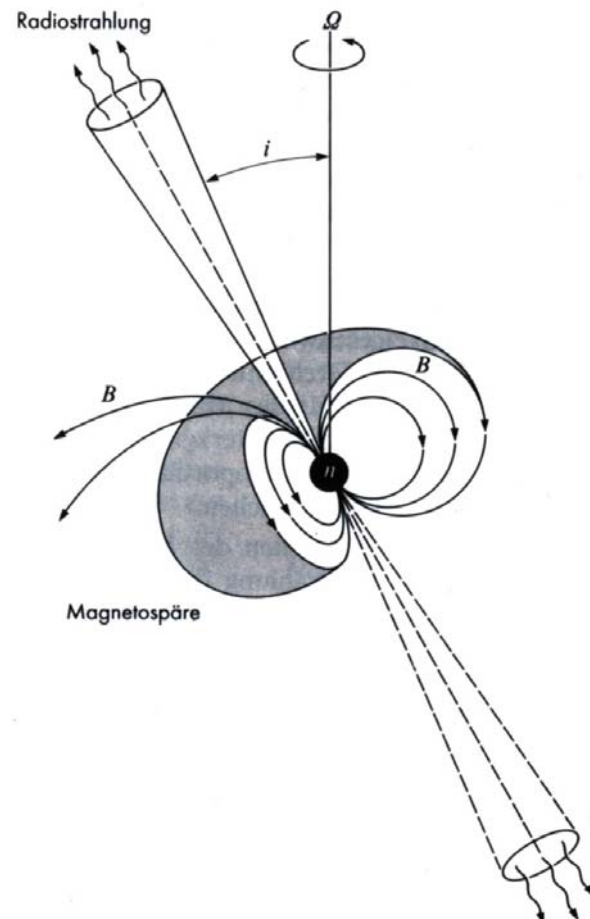


Abb. 15: Den Pulsar (schwarze Kugel) umgibt eine Magnetosphäre (grauer, angeschnittener Torus mit den mit "B" bezeichneten Pfeilen). Die Magnetfeldachse ist (wahrscheinlich) auch die Strahlungsachse, entlang der Radiostrahlung versendet wird. Liegt sie nicht parallel zur Rotationsachse  $\Omega$ , sondern weist zur diesen die Inklination  $i$  auf, so wird bei der Rotation des Pulsars Strahlung entlang eines Kegelmantels versendet. Überstreicht der Strahlungskegel die Erde, nimmt man rhythmische Radiopulse wahr. Grafik entnommen aus Meyers Handbuch Weltall, 7. Aufl., Bibliographisches Institut & F. A. Brockhaus AG, Mannheim 1994

## *V) Schwarze Löcher*

Besitzt ein Sternkern vor der Supernova-Explosion mehr als etwa 3 Sonnenmassen (Tolman-Oppenheimer-Volkoff-Massengrenze), so kann sich im Kollaps kein Neutronenstern mehr bilden, denn der starken Gravitation kann nun nicht einmal mehr der Pauli-Druck der Neutronen standhalten. Somit muss das Gebilde immer weiter in sich zusammenfallen. Nach der Allgemeinen Relativitätstheorie bildet sich eine raumzeitliche Singularität - ein unendlich kleiner Punkt mit unendlicher hoher Dichte, in dessen Nähe die Gezeitenkräfte unendlich groß sind. Dies nennt man ein Schwarzes Loch. Der Name kommt daher, dass nichts, nicht einmal Licht, dem starken Gravitationsfeld entkommen kann und sie daher "schwarz" sind. Materie, die innerhalb des sog. Schwarzschild-Radius bzw. Ereignishorizontes gelangt, fällt unweigerlich in die Singularität hinein. Vor dem Sturz von Materie hinter den Ereignishorizont wird sie stark aufgeheizt und versendet Röntgenstrahlung, die nachweisbar ist. Sie stammt aber noch aus Regionen, die außerhalb des Ereignishorizontes liegen.

## **7) Beobachtungsmöglichkeiten und Beispiele**

Abschließend werden einige Beispiele für Hauptreihensterne, Rote Riesen und Zwerge, sowie Planetarische Nebel, Weiße Zwerge und Pulsare vorgestellt. Es wurden Objekte ausgewählt, die sich entweder leicht selbst am Nachthimmel auffinden lassen, oder um solche, die bekannt sind oder sich in leicht auffindbaren Sternbildern befinden.

Von diesen Objekten können nur die hellen Sterne mit bloßem Auge erkannt werden. Zur Beobachtung der Zwergsterne benötigt man schon ein größeres Fernrohr. Die Planetarischen Nebel erscheinen dagegen schon im kleinen Fernrohr als milchige Fleckchen. Die hier gezeigten farbigen Fotos erhält man allerdings nur durch Langzeitbelichtung. Mit bloßem Auge erkennt man die Farben dieser Nebel wegen ihrer geringen Intensität auch im größeren Fernrohr nicht. Pulsare sind überhaupt nicht mit dem Auge sichtbar, für ihre Beobachtung benötigt man ein Radioteleskop. In solchen Fällen verdeutlichen die im Folgenden gezeigten Sternkarten, wo sich bekannte Objekte dieser Art am Himmel befinden.

### *1) Beispiele für Hauptreihensterne, Rote Riesen und einen Roten Zwerg*

Die meisten der in Tabelle 1 aufgelisteten hellen Sterne befinden sich am Winterhimmel im sog. Wintersechseck (Abb. 16). Aldebaran ist ein Roter Riese, Beteigeuze ein Roter Überriese, Procyon, Sirius und Rigel sind Hauptreihensterne, wobei Rigel wegen seiner großen Masse und Oberflächentemperatur als Blauer Riese anzusprechen ist. Capella ist ein großer orangefarbener Stern, er befindet sich schon oberhalb der Hauptreihe auf dem Riesenast. Sirius und Procyon haben Weiße Zwerge als Begleiter.

Die in Abbildung 16 eingesetzten kleinen Bilder des Hubble-Space-Teleskops zeigen Sirius B neben dem viel helleren Sirius A und den Überrest der Supernova des Jahres 1054 n. Chr., den sog. Krebsnebel. In seinem Inneren befindet sich ein Pulsar.

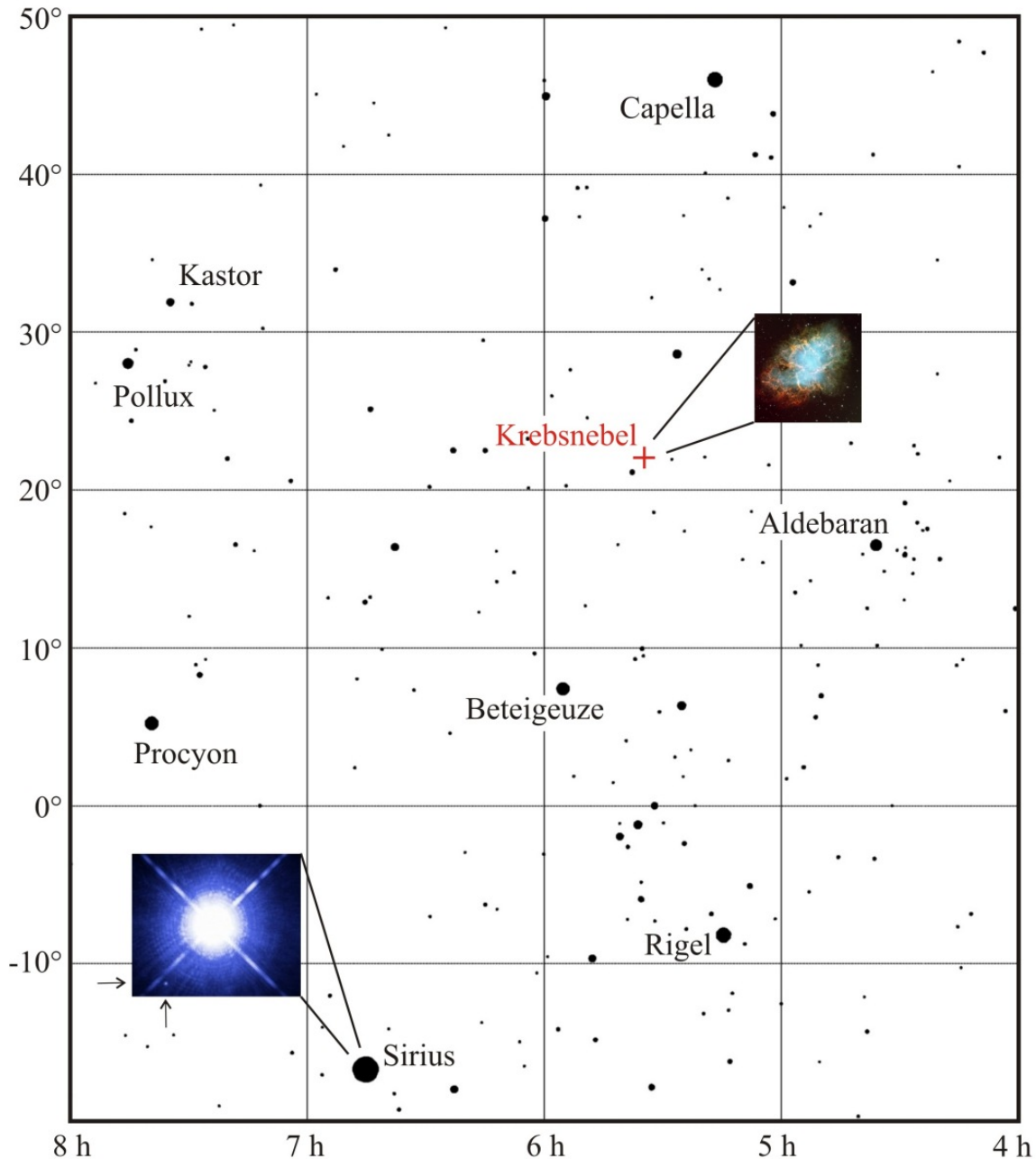


Abb: 16: Das Wintersechseck aus den hellen Sternen Sirius, Procyon, Pollux (oder Kastor), Capella, Aldebaran und Rigel. Die Lage des Krebsnebels ist durch ein Kreuz markiert. Das eingefügte Bild links unten zeigt Sirius A mit seinem kleinen Begleitstern Sirius B, dessen Lage durch die Pfeile angedeutet ist. Datengrundlage der Sternkarte: Bright Star Catalogue; kleine Bilder: Hubble Space Telescope

Die Abbildung 17 zeigt einen Ausschnitt des Südhimmels mit dem Roten Überriesen Antares, dem blau-weißen Hauptreihenstern Spica und dem Dreifachsystem von Alpha Centauri. Die hellen Komponenten A und B können mit dem bloßen Auge nicht getrennt werden. Es handelt sich bei ihnen um sonnenähnliche Hauptreihensterne. Alpha Centauri B ist allerdings etwas rötlicher als die Sonne. Weit davon entfernt steht Alpha Centauri C, die dritte Komponente des Systems. Sie wird auch Proxima Centauri genannt, da es sich um den sonnennächsten Stern in einer Entfernung von 4,3 Lichtjahren handelt. Proxima Centauri ist ein Roter Zwerg. Mit bloßem Auge kann er nicht gesehen werden, dafür ist er zu lichtschwach.

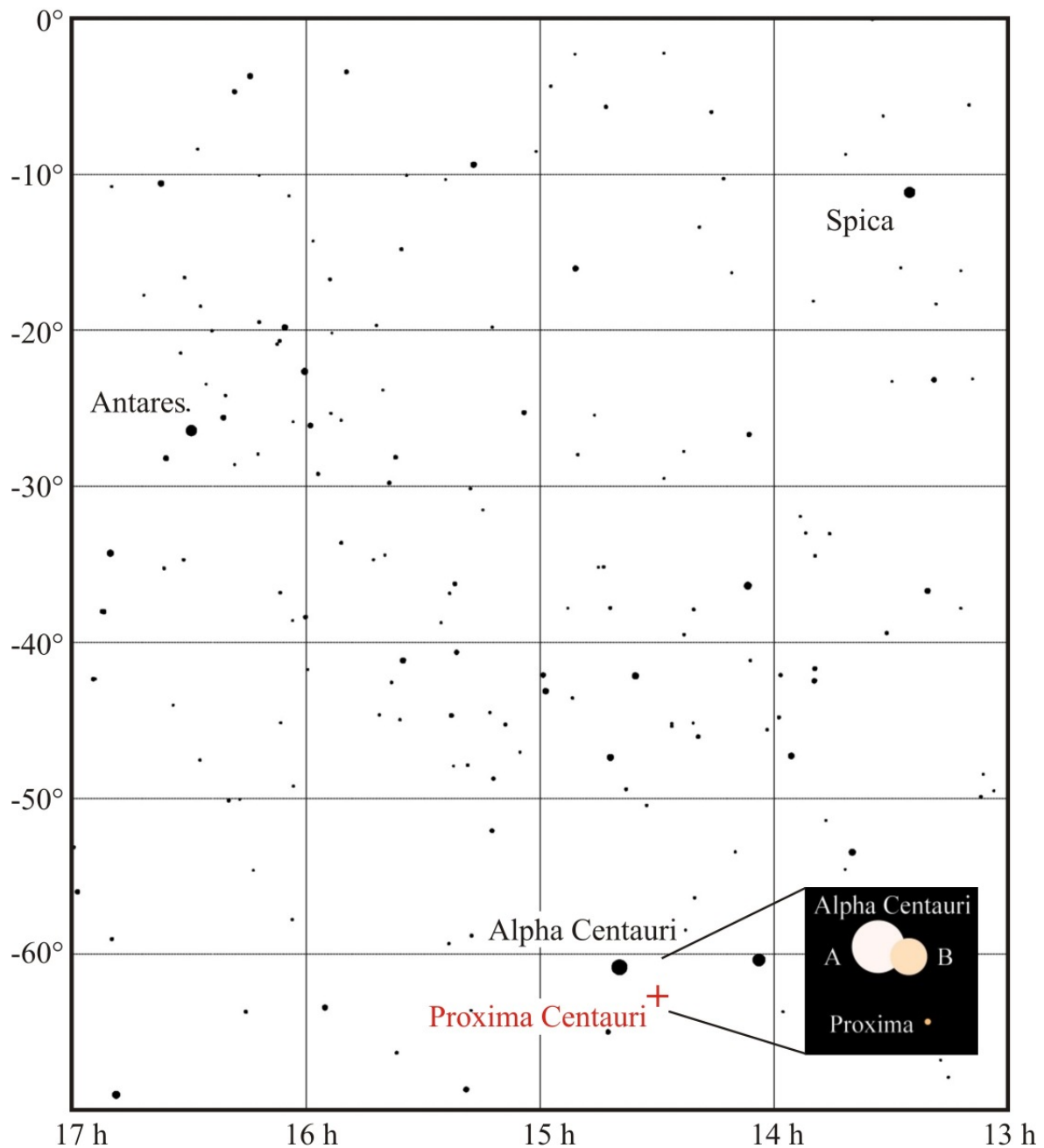


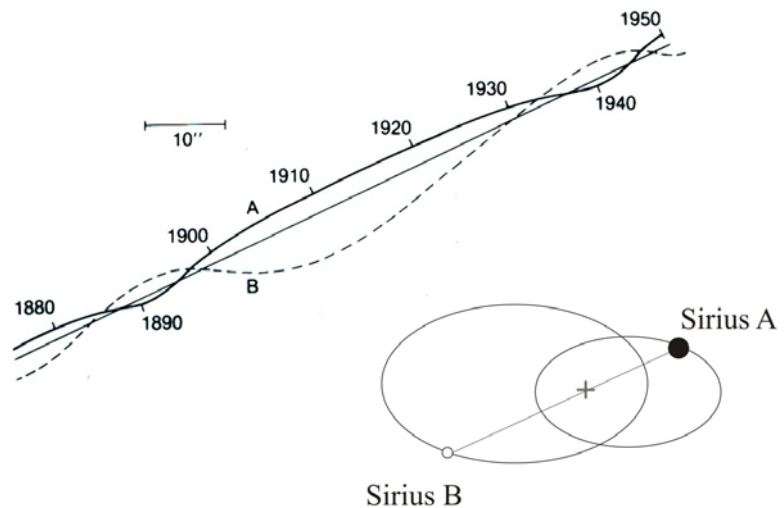
Abb. 17: Ein Ausschnitt des Südhimmels mit den hellen Sternen Antares, Spica und Alpha Centauri. Die Lage von Proxima Centauri ist durch ein Kreuz markiert. Das eingefügte kleine Bild zeigt die Größenverhältnisse der Sterne im System Alpha Centauri.

## II) Beispiel für einen Weißen Zwerg: Sirius B

Sirius B wurde 1844 aufgrund seines gravitativen Einflusses auf Sirius A von Friedrich Bessel theoretisch erschlossen. Die Bahn von Sirius A verläuft nicht geradlinig; ein unsichtbarer Begleiter - Sirius B - bringt sie sichtbar ins Wanken (Abb. 18). Christian Peters konnte 1851 die Masse von Sirius B zu mehr als sechs Jupitermassen und die Umlaufperiode zu 50 Jahren berechnen. Er bewegt sich auf einer stark exzentrischen Umlaufbahn um den Schwerpunkt des Systems. Sirius A besitzt eine mehr als doppelt so große Masse wie Sirius B, weshalb er dem Schwerpunkt des Systems näher steht als sein kleiner und leichter Begleiter. Erstmals wurde er 1862 von Alvan Graham Clark mit einem großen Fernrohr beobachtet.

Abb. 18: Eigenbewegung von Sirius A (durchgezogene Linie) und der anhand theoretischer Überlegungen erschlossenen Bahn von Sirius B (gestrichelte Linie). Rechts unten sind die Umlaufbahnen der Komponenten dieses Systems um ihren gemeinsamen Schwerpunkt (Kreuz) gezeichnet.

Entnommen aus Karttunen, Kröger, Oja, Poutanen, Donner:  
Astronomie - Eine Einführung



### III) Beispiel für einen Pulsar: PSR B1919+21

Als erster Pulsar wurde PSR B1919+21 im Jahr 1967 von Jocelyn Bell Burnell und Antony Hewish zufälligerweise bei der Suche nach Quasaren mit einem Radioteleskop entdeckt. Da man regelmäßige Radioimpulse empfing (Abb. 19), dachte man zunächst an eine Störung durch Autos oder Satelliten. Schließlich stellte sich aber heraus, dass es sich um eine gut 2 000 Lichtjahre entfernte Radioquelle handelte.

Inoffiziell wurde dieser Pulsar LGM 1 (Little Green Man 1) genannt, da aufgrund der Regelmäßigkeit und Konstanz der Pulse als Quelle der Signale eine außerirdische Lebensform in Betracht gezogen wurde. Diese Annahme konnte aber nicht bestätigt werden.

Demgegenüber lagen mit den theoretisch berechneten Neutronensternen schon mögliche Objekte zur Interpretation des Pulsar-Phänomens vor. Sie sind kompakt, rotieren schnell, weisen hohe Magnetfeldstärken auf und können regelmäßige Radiopulse in Richtung Erde versenden (Abb. 15). Heute sind viele hundert Pulsare bekannt und ihre Identifikation mit Neutronensternen ist unzweifelhaft. Sie werden oft noch von Supernova-Überresten umgeben, wie das für Neutronensterne auch zu erwarten ist (Abb. 14).

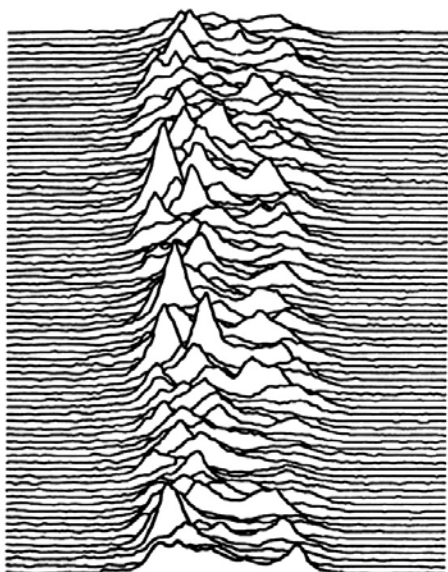


Abb. 19: Pulsfolge von PSR B1919+21. Die Pulslänge beträgt 0,04 Sekunden, die Periode (Zeitspanne zwischen aufeinanderfolgenden Pulsen) 1,34 Sekunden.

Der "Ur-Pulsar" PSR B1919+21 liegt inmitten des Sommerdreiecks, einer Dreiecksstruktur aus den hellen Sternen Wega, Atair und Deneb, die in Sommer- und Herbstnächten am Himmel steht und leicht auffindbar ist. In dieser Region des Himmels befinden sich auch zwei helle Planetarische Nebel von Sternen im Übergang vom Roten Riesen zum Weißen Zwerg (Abb. 20).

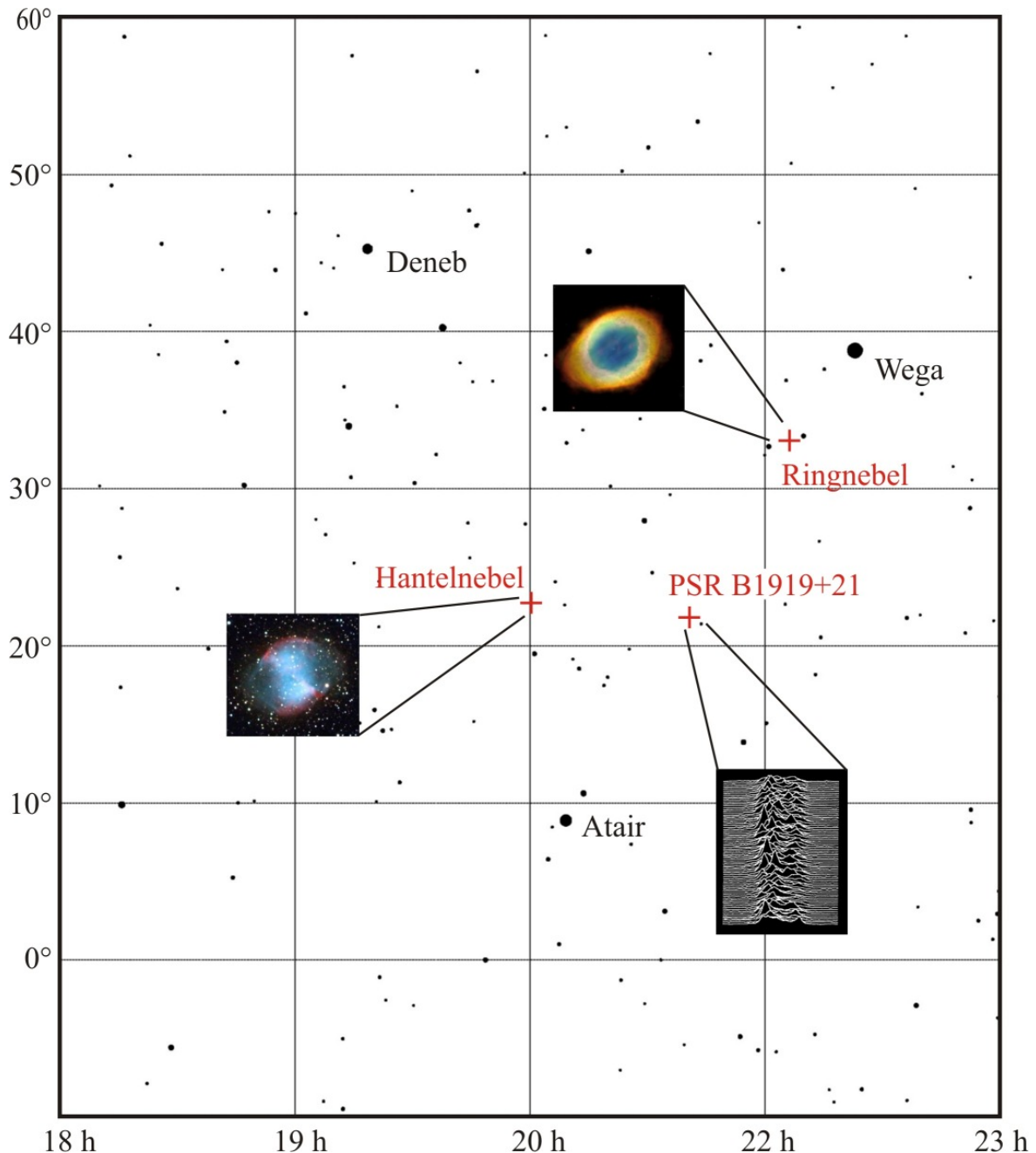


Abb. 20: Sternkarte mit dem Sommerdreieck, gebildet aus den Hauptreihensternen Wega, Atair und dem blau-weißen Riesenstern Deneb. Im Bereich des Sommerdreiecks befinden sich zwei markante Planetarische Nebel, der Hantel- und der Ringnebel. Auch der erste entdeckte Pulsar PSR B1919+21 liegt in dieser Region des Sternenhimmels. Ringnebel: Hubble Space Telescope, Hantelnebel: Wolfgang Bischof

## 7) Quellen

Karttunen, Kröger, Oja, Poutanen, Donner (Hrsg.): Astronomie - Eine Einführung; Springer-Verlag, Berlin Heidelberg 1990

Krautter, Sedlmayr, Schaifers, Traving: Meyers Handbuch Weltall, 7. Aufl., Bibliographisches Institut & F. A. Brockhaus AG, Mannheim 1994

Unsöld, Baschek: Der neue Kosmos, 5. Aufl., Springer Verlag, Berlin Heidelberg New York 1991

Wikipedia-Artikel zu den Stichworten Pulsar, Neutronenstern, Weißer Zwerg und Daten aus der Liste heller Sterne; Stand 27. Januar 2010