Astronomie und Astrophysik

Die Geburt, das Leben und der Tod der Sterne

von

Andreas Schwarz

Stand: 28.08.2016

0.0 Inhaltsverzeichnis

1.0 Einleitung....4

2.0 Die Entstehung der Sterne....6

2.1 Die notwendigen Eigenschaften der Molekülwolke....6

2.2 Die Voraussetzungen für den Kollaps der Molekülwolke....7

2.3 Die Kühlung der Molekülwolke....8

2.4 Dynamische und magnetische Eigenschaften der Molekülwolke 9

2.5 Der Ablauf des Kollaps....10

2.6. Vom Protostern zum (Hauptreihen-)Stern....11

3.0 Die Zustandsgrößen der Sterne....13

3.1 Massen, Radien und Leuchtkräfte der Sterne.... 13

3.2 Die scheinbare und absolute Helligkeit sowie Entfernung der Sterne....17

3.3 Die Temperaturen der Sterne....19

3.4 Spektraltypen und Leuchtkraftklassen....20

3.5 Hertzsprung-Russell- und Farben-Helligkeits-Diagramm....22

4.0 Der Aufbau der Sterne....25

4.1 Die Grundgleichungen des Sternaufbaus....25

4.2 Die Atmosphären der Sterne.... 27

4.3 Der innere Aufbau der Sterne....27

4.4 Die Energieerzeugung in den Sternen....28

4.5 Die Aktivität der Sterne....33

5.0 Besondere Sterntypen....34

6.0 Die Endphasen der Sternentwicklungen....36

6.1 Weiße Zwerge....36

6.2 Neutronensterne....41

6.3 Schwarze Löcher....47

7.0 Schlusswort.....49

8.0 Literatur-, Quellen- und Bilderverzeichnis.....50

„Diese Abhandlung widme ich meiner Freundin Julia Langosch! Sie ist ein ganz besonderer und einmaliger Stern!“

1.0 Einleitung

An der gesamten Himmelskugel können mit bloßem Auge rund 6.000 Sterne gesehen werden. Von jeder Halbkugel etwa 3.000 Sterne. Grundsätzlich kann folgendes über die Sterne gesagt werden:

- Sterne sind helle Objekte und erscheinen aufgrund ihrer großen Entfernung selbst in Teleskopen noch punktförmig.
- Sterne sind selbstleuchtend, produzieren das von ihnen ausgestrahlte Licht selbst.
- Sterne müssen eine relativ große Masse haben, um Energie durch Kernfusion zu erzeugen und Zentren von Planetensystemen zu sein.
- Sterne müssen relativ leuchtkräftig sein, um aufgrund ihrer großen Entfernungen noch sichtbar für das bloße Auge zu sein.
- Die Sonne ist ein Stern, mit der Besonderheit ihrer relativ großen Nähe zur Erde und der damit verbundenen Möglichkeit Details an diesem nicht mehr punktförmig erscheinenden Stern zu studieren.

Im Prinzip ist ein Stern eine Gaskugel im hydrostatischen Gleichgewicht. Aufgrund der Gravitation würde diese Gaskugel kollabieren. Die entgegenwirkende Zentrifugalkraft aufgrund der Sternrotation ist viel zu schwach, um der Gravitation entgegenzuwirken. Vielmehr wirken der durch die kinetische Energie der Gasteilchen erzeugte Gasdruck und der in den Sternen vorherrschende Strahlungsdruck der Gravitation entgegen. Da die Sternmaterie, hauptsächlich ein Plasma aus Wasserstoffkernen, Heliumkernen und Elektronen, vereinfacht wie eine Flüssigkeit beschrieben werden kann und alle gegensätzlich wirkenden Kräfte im Gleichgewicht sind, wird von einem hydrostatischen Gleichgewicht gesprochen. Die Temperatur ist ein Maß für die kinetische Energie der Gasteilchen. Je höher die kinetische Energie der Gasteilchen, desto höher ist die Temperatur. Energiequelle für die kinetische Energie der Gasteilchen und der in den Sternen erzeugten Strahlung ist die Kernfusion.

Der Energietransport erfolgt durch Konvektion und durch Strahlung. Konvektion bezeichnet den Vorgang, bei dem heiße Gasmassen nach oben steigen und kühlere wieder nach unten sinken. Dieser Vorgang kann mit kochendem Wasser in einem Kochtopf über der Herdplatte verglichen werden. Beim Strahlungstransport werden energiereiche Photonen, welche bei der Kernfusion erzeugt werden, absorbiert und reemittiert. In den Sternen gibt es in Abhängigkeit von der Zusammensetzung und dem Zustand der Materie Bereiche mit Konvektion und welche mit Strahlungstransport.

Ein Stern entsteht durch den Kollaps einer kalten Wasserstoffwolke. Wenn nach mehreren Zwischenstufen ein Kern mit mindestens 0,075 Sonnenmassen entstanden ist, bewirkt der Gravitationsdruck eine Temperatur von etwa 10 Millionen Kelvin. Diese Temperatur ermöglicht die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium, der regulären Energieerzeugung in einem Stern. Mit dem Ende der Wasserstoff-Fusion im Kern des Sterns setzt auch die Endphase in seiner Entwicklung ein. In Abhängigkeit von seiner Masse endet ein Stern entweder als Weißer Zwerg, Neutronenstern (Pulsar) oder stellares Schwarzes Loch. Auf diese Entwicklungen wird in dieser Abhandlung dann im Einzelnen eingegangen.

Für die Beschreibung der Zustandsgrößen der Sterne (Masse, Radius, Leuchtkraft) wird oft die Sonne als Maßstab verwendet. So werden zum Beispiel die Massen, Radien und Leuchtkräfte von Sternen in Sonnenmassen ($M_\odot$), Sonnenradien ($R_\odot$) und Sonnenleuchtkräfte ($L_\odot$) angegeben.

- $M_\odot = 1{,}98 \cdot 10^{30}$ kg
- $R_\odot = 695.900$ km
- $L_\odot = 3{,}826 \cdot 10^{26}$ W

Zwischen den Zustandsgrößen bestehen Beziehungen zueinander. So gibt es z.B. die Masse-Leuchtkraft-Beziehung oder die Masse-Radien-Beziehung. Weitere Größen sind der Spektraltyp der Sterne und ihre Leuchtkraftklassen. Sterne werden nach ihrer Farbe bzw. ihrer Oberflächentemperatur und dem Aussehen ihres Spektrums in Spektralklassen eingeteilt. Diese werden mit Buchstaben gekennzeichnet. Die wichtigsten Spektralklassen sind: O, B, A, F, G, K, und M. Die Leuchtkraft eines Sterns hängt von seiner Masse ab. Je mehr Masse ein Stern hat, desto größer ist seine Energieproduktion und desto kleiner ist seine Lebenszeit bzw. Verweilzeit als sogenannter Hauptreihenstern (der Begriff wird weiter unten erklärt). Die Spektralklassen sind von O bis M nach abnehmender Masse und Temperatur der Sterne geordnet. O-Sterne sind bläuliche Sterne mit Oberflächentemperaturen von 30.000 bis 50.000 Kelvin (K) und haben typischerweise 60 Sonnenmassen. M-Sterne hingegen sind rötliche Sterne mit Oberflächentemperaturen von 2.000 bis 3.350 K und haben typischerweise 0,3 Sonnenmassen. Unsere Sonne gehört dem Spektraltyp G an und hat eine Oberflächentemperatur von 5.800 K. O-Sterne haben eine Lebensdauer von mehreren hunderttausend Jahren, während die der M-Sterne bis zu 100 Milliarden Jahre beträgt. G-Sterne wie unsere Sonne haben eine Lebensdauer von rund 10 Milliarden Jahren. Die Leuchtkraftklassen I bis VI geben an, ob es sich um einen Überriesen, Hellen Riesen, Riesen, Unterriesen, Zwerg oder Unterzwerg handelt. Die Sonne z.B. ist ein Zwergstern (V).

Die Helligkeit der Sterne wird in sogenannten Größenklassen (Magnituden) angeben. In der ursprünglichen Einteilung gab es sechs Größenklassen. Die hellsten Sterne hatten den Wert 1^m und die gerade noch mit dem Auge sichtbaren Sterne den Wert 6^m. Heute wird die Einteilung logarithmisch genormt, was auch der Wahrnehmung des menschlichen Auges entspricht. Der Helligkeitsunterschied zwischen zwei Größenklassen hat den Faktor 2,51, während der Faktor zwischen der ersten und sechsten Größenklasse 100 beträgt. In beide Richtungen ist die Skala offen. Bei der Leuchtkraft der Sterne muss allerdings zwischen ihrer scheinbaren und ihrer absoluten Helligkeit unterschieden werden. Die scheinbare Helligkeit beschreibt die Helligkeit der Sterne, wie sie uns am Sternenhimmel erscheinen. Dies sagt jedoch nichts über die tatsächliche Helligkeit der Sterne aus. Ein schwach leuchtender Stern kann in relativ naher Entfernung zur Erde sehr leuchtkräftig erscheinen während ein sehr weit entfernter leuchtkräftiger Stern uns sehr schwach erscheint. Die absolute Helligkeit gibt die Helligkeit eines Sterns in einer genormten Entfernung von 10 Parsec (32,6 Lichtjahren) an.

Die Entfernung der Sterne kann mit Hilfe einer Parallaxe trigonometrisch bestimmt werden. Sterne verschieben aufgrund der Bewegung der Erde um die Sonne scheinbar ihre Position gegenüber weiter entfernteren Hintergrundsternen. Im Prinzip spiegelt sich die Bahnbewegung der Erde wider. Diese erscheint von der Erde aus gesehen mit einem bestimmten Winkel vor den Hintergrundsternen, die sogenannte Parallaxesekunde (Parsec). Da der Erdbahndurchmesser bekannt ist, kann mit Hilfe der Trigonometrie (Dreiecksberechnung) die Entfernung zum Stern berechnet werden. Statt der Erdbahn kann auch eine andere Basis verwendet werden. So werden trigonometrische Bestimmungen wesentlich genauer durch Raumsonden durchgeführt. Wenn die absolute Helligkeit eines Sterns bekannt ist, kann seine Entfernung zu uns auch aufgrund seiner scheinbaren Helligkeit berechnet werden. Die absolute Helligkeit kann in einigen Fällen wiederum aus den physikalischen Eigenschaften des Sterns berechnet werden.

Ein wichtiges Diagramm zur Darstellung der Sternentwicklung ist das Hertzsprung-Russell-Diagramm. In diesem Diagramm wird der Spektraltyp eines Sterns gegenüber seiner absoluten Helligkeit aufgetragen. Sterne der Spektralklassen O bis M, welche Wasserstoff in Helium fusionieren, bilden in dem Diagramm eine Reihe, welche links oben anfängt und rechts unten aufhört. Diese Reihe wird Hauptreihe genannt.

Nachfolgend wird ausführlich auf die Geburt, die Entwicklung, die Zustandsgrößen und den Tod der Sterne eingegangen.

2.0 Die Entstehung der Sterne

Die Sterne entstehen aus einer kollabierenden und kühlen Molekülwolke, welche hauptsächlich aus Wasserstoff und Helium besteht und einen kleinen Anteil an schweren Elementen enthält. In der Astrophysik werden alle Elemente schwerer als Helium als Metalle bezeichnet, auch wenn sie es im chemischen Sinne nicht sind. Somit ist die Existenz einer derartigen Wolke schon einmal die Voraussetzung für die Entstehung von Sternen. Ihre Hauptbestandteile Wasserstoff und Helium sind direkt nach dem Urknall entstanden. Die sogenannten Metalle wurden in einer ersten Generation von sehr massereichen Sternen durch Kernfusion aufgebaut.

2.1 Die notwendigen Eigenschaften der Molekülwolke

Eine für die Sternentstehung geeignete Molekülwolke benötigt eine ausreichend große Dichte, damit die eigene Gravitation den Kollaps fördern kann. Des Weiteren muss die Temperatur der Wolke relativ niedrig sein, damit die kinetische Energie der Moleküle dem Kollaps nicht entgegenwirkt. So ergeben sich Dichten von 10 bis 100 Teilchen pro Kubikmeter und Temperaturen von unter 100 Kelvin (K) als Voraussetzung. (Anmerkung 0 K = -273,16° C bzw. 0° C = +273,16 K). Wichtig ist ein Anteil von Molekülen und Staub, um beim Kollaps eine ausreichende Kühlung der Wolken zu gewährleisten. Des Weiteren ist die Kühlung der Wolke proportional zur Dichte der Wolke. Die Voraussetzungen werden in den sogenannten HI-Gebieten erfüllt. Mit HI wird nicht ionisierter Wasserstoff bezeichnet (HII ist einfach ionisierter Wasserstoff). Der Kern des Wasserstoffatoms, ein Proton, wird von einem Elektron umkreist. Der Drehsinn (Spin) des Elektrons kann parallel oder anti-parallel zum Drehsinn (Spin) des Kerns eingestellt sein. Der Unterschied zwischen beiden Zuständen ist mit einer Energiedifferenz ΔE verbunden. Diese Energiedifferenz entspricht gemäß $E = hf$ einer Frequenz (f) von 1420 MHz oder einer Welle von 21 cm. Da diese Elektronen ihren Spin durch Drehung um 180° jeweils von einem Zustand in den anderen ändern können, wird eine Radiostrahlung mit entsprechender Frequenz bzw. Wellenlänge ausgesendet. Zwar ist dieser Übergang sehr selten, aufgrund der hohen Anzahl der Wasserstoffatome jedoch kontinuierlich messbar. Durch Messung dieser Radiostrahlung kann die Ausdehnung, Dichte und Temperatur der Wolke bestimmt werden. Typischerweise liegen die Ausdehnungen dieser Wolken in Bereichen von einem bis mehreren Hundert Lichtjahren und ihre Massen von einigen bis zu Tausenden Sonnenmassen. Allerdings sind nicht alle entsprechenden Molekülwolken für die Sternentstehung geeignet.

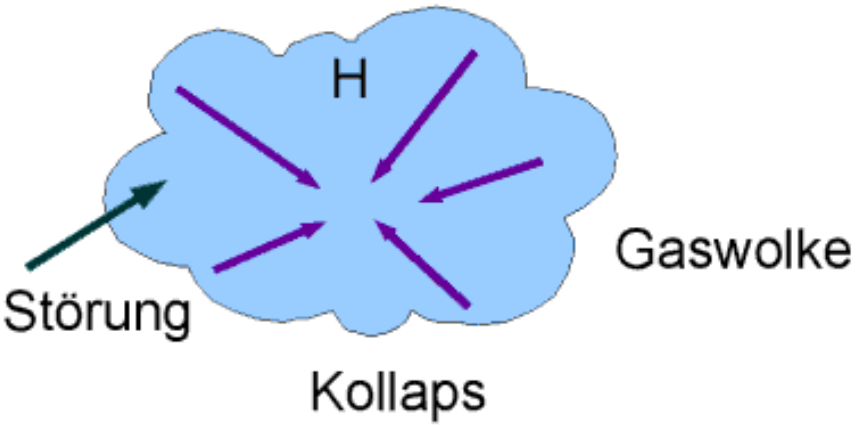

Bild 1: Kollaps einer kalten (Wasserstoff-Gaswolke)/
Quelle: Wissenstexte von Dr. Wiebke Salzmann (www.wissenstexte.de)

2.2 Die Voraussetzungen für den Kollaps der Molekülwolke

Der Kollaps einer derartigen Wolke kann zwar auch aufgrund der Eigengravitation erfolgen, wird jedoch in der Regel von außen getriggert. So können zum Beispiel Supernovae (Sternexplosionen) oder der durch Sterneinstrahlung hervorgerufene Strahlungsdruck einen entsprechenden Kollaps bewirken. So dürfte nach neueren Forschungsergebnissen eine Supernova bei der Entstehung der Sonne und des Sonnensystems mitgewirkt haben. Der relativ hohe Anteil von Elementen schwerer als Helium (1,9 %) und bestimmte Isotope in der ursprünglichen Materie, aus der die Sonne und das Sonnensystem entstanden, deuten darauf hin. Die Anfangsmasse der kollabierenden und kühlen Molekülwolke ist deutlich größer als die Massen der daraus entstehenden Sterne. In der Regel entstehen aus einer Molekülwolke auch mehrere Sterne, die zunächst offene Sternhaufen bilden, welche sich nach relativ kurzer Zeit (etwa 10 Millionen Jahre) auflösen. Aufgrund von Dichteschwankungen in der Molekülwolke, z.B. hervorgerufen durch eine Supernova, kommt es zur stärkeren Konzentration von Materie an bestimmten Orten und damit auch zum Anstieg der Gravitation. Wenn diese Konzentration stark genug ist, überwiegt die Gravitation und es kommt zum Kollaps. Erforderlich hierfür ist, dass die potentielle Energie aufgrund der kollabierenden Verdichtung größer als die kinetische Energie der Gasteilchen ist. Dies wird als Jeans-Kriterium (nach James Jeans) bezeichnet. Dies tritt bei einem bestimmten Massenwert auf, welcher als Jeans-Masse bezeichnet wird. Dabei wird von folgenden Rahmenbedingungen ausgegangen: In einem thermisch stabilen Gleichgewicht trägt der Gasdruck in jedem Abstand vom Mittelpunkt der Wolke die Lasten der äußeren Schichten, welche aufgrund der Gravitation kollabieren würden.

Bild 2: Der offene Sternhaufen „Die Plejaden“ / Foto Ralf Schmidt

Nach dem sogenannten Virialtheorem der klassischen Mechanik liegt ein thermisch stabiler Gleichgewichtszustand vor, wenn die potentielle Energie der doppelten thermischen (kinetischen Energie) in der Molekülwolke entspricht:

$$2E_{kin} = -E_{pot} \quad (1)$$

Aus physikalischer Sicht kann diese Bedingung auch wie folgt interpretiert werden: Die durch Kontraktion gewonnene Gravitationsenergie wird zur Hälfte in thermische Energie und zur anderen Hälfte in Strahlungsenergie umgewandelt. Ein Kollaps kommt zustande, wenn dieses Gleichgewicht aufgrund der Zunahme der potentiellen Energie gestört wird. Die potentielle Energie ist proportional zur Masse der Wolke. Die Massengrenze bzw. die sogenannte Jeans-Masse, bei der ein Kollaps auftritt, hängt vom Radius, der Temperatur und der Zusammensetzung der Wolke ab.

Bei Überschreiten dieser Grenze bzw. beim Erreichen der Jeans-Masse kommt es zu einem Kollaps.

Bild 3: Sternentstehungsgebiete im Sternbild Adler /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/H-II-Gebiet

2.3 Die Kühlung der Molekülwolke

Nach dem oben beschriebenen Jeans-Kriterium können Molekülwolken mit wenig Masse, geringer Dichte und hohen Temperaturen nicht kollabieren. Ausgehend von einem Wolkenradius von einem Lichtjahr und einer typischen Dichte von 10^{-20} kg/m³ wäre bei einer Wolkentemperatur von 100 K bereits eine Wolkenmasse von 37.700 Sonnenmassen erforderlich. Bei einer Wolkentemperatur von 10 K wäre nur noch eine Masse von 1.200 Sonnenmassen erforderlich. Sehr heiße Wolken haben Temperaturen von über 1.000 Kelvin. Eine Voraussetzung für ihre Kühlung wären Magnetfelder, an denen sich Elektronen spiralförmig entlang bewegen. Dabei senden die Elektronen elektromagnetische Strahlung, die sogenannte Synchrotronstrahlung aus. Je höher die kinetische Energie der Elektronen, desto höher die Frequenz bzw. die Energie der Strahlung. Doch auch durch die Streuung von Elektronen mit Photonen wird thermische Energie in Strahlungsenergie umgewandelt. Dabei übertragen die Elektronen kinetische Energie auf die Photonen, deren Frequenz bzw. Energie dadurch größer wird. In diesem Fall wird vom sogenannten inversen Compton-Effekt gesprochen. Im Ergebnis wird in beiden Fällen thermische Energie in Strahlung umgewandelt und so der Wolke entzogen, da die Strahlung die Wolke verlassen kann.

Bei mittleren Temperaturen um 1.000 K überwiegt die Stoßanregung als Kühlmechanismus. Die Atome bewegen sich aufgrund ihrer kinetischen Energie in der Wolke mit hohen Geschwindigkeiten und stoßen zusammen. Dadurch wird kinetische Energie von einem Atom auf das andere übertragen. Konkret wird die Energie von einem Elektron in der Atomhülle aufgenommen, welches dadurch auf ein höheres Energieniveau gelangt. Wenn das Elektron wieder in den Grundzustand zurückkehrt, wird diese Energie in Form eines Photons (elektromagnetische Strahlung) wieder frei. Diese Strahlung kann wiederum die Wolke verlassen und somit im Ergebnis thermische Energie abtransportieren. Ein ionisiertes Atom kann auch ein freies Elektron einfangen. Auch in diesem Fall wird ein Photon bzw. elektromagnetische Strahlung emittiert. Zwar ist die Molekülwolke nach diesen Prozessen auf einige Hundert Kelvin abgekühlt. Doch ist das in den meisten Fällen immer noch zu viel für einen Kollaps, da die Massen der Wolken in der Regel nicht groß genug hierfür sind.
In den HI-Gebieten liegt die Temperatur etwa bei 100 K. Bei diesen Temperaturen können molekularer Wasserstoff H_2 und andere chemische Verbindungen existieren.

So gibt es Verbindungen wie z.B. Wasser (H_2O), Kohlenstoffmonoxid (CO), Cyan und sogar komplexe Aminosäuren. Hinzu kommt Staub in Form von Partikeln aus Graphit oder Silikaten. Bestimmte Moleküle, in diesem Fall vor allem CO, können bestimmte Rotations- und Schwingungszustände einnehmen. Diese erfolgen durch niederenergetische Stoßanregung und entsprechen ebenfalls bestimmten Energieniveaus. Die Rotations- und Schwingungszustände können durch Abstrahlung von Infrarot- und Radiostrahlung ebenfalls verändert werden. Die langwellige elektromagnetische Strahlung kann die dichte Wolke verlassen und damit ebenfalls im Ergebnis thermische Energie abtransportieren. Alle beschriebenen Kühlmechanismen führen im Idealfall dazu, dass die Temperatur der Molekülwolke von etwa 10.000 K auf 10 K abgekühlt wird. Bei einer Temperatur von 10 K und der typischen Wolkendichte von 10^{-20} kg/m³ reicht die Masse der Wolke in der Regel aus, um das Jeans-Kriterium zu erreichen. In Folge kann es zu einem Kollaps in der Wolke kommen.

Bild 4: Sternentstehungsgebiete sind im Orionnebel / Foto Ralf Schmidt

2.4 Dynamische und magnetische Eigenschaften der Molekülwolke

Die interstellaren Molekülwolken, welche sich hauptsächlich in der Ebene der Galaxis konzentrieren, haben einen Bahn- und Eigendrehimpuls. Der Bahndrehimpuls ist von der Position der Molekülwolke in der Galaxis abhängig. Die Molekülwolke bewegt sich in einem bestimmten Abstand um das Zentrum der Galaxis. Je näher am Zentrum, desto höher der Bahndrehimpuls der Molekülwolke. Allerdings rotiert die Wolke auch, so dass sie einen Eigendrehimpuls besitzt. Der Drehimpuls der Molekülwolke wirkt der gravitativen Wirkung der Wolkenmasse entgegen. Der Materiefluss in der Molekülwolke erfolgt überdies nicht streng radial von außen in das Zentrum der Wolke. In Folge erfährt die Wolke aufgrund von Turbulenzen ein zusätzliches Drehmoment, welches ebenfalls einen Beitrag zum Eigendrehimpuls liefert. Diese zentrifugalen Kräfte wirken einem Kollaps entgegen, so dass ein weiterer Mechanismus hier für Abhilfe sorgen muss. Aufgrund von Dichtewellen und Turbulenzen bilden sich innerhalb einer Molekülwolke lokale Zentren mit höherer Dichte und geringerer Temperatur. Diese Zentren spalten sich von der ursprünglichen Wolke ab und bilden isolierte, dichte Wolken. Dieser Prozess wird als Fragmentierung bezeichnet. Der Drehimpuls der ursprünglichen Wolke ist eine Erhaltungsgröße und kann daher nicht verloren gehen. Dieser verteilt sich nun auf die aus der Fragmentierung hervorgegangen Wolken, so dass jeder dieser Wolken einen geringeren Drehimpuls aufweist und so ein Kollaps erfolgen kann. Aufgrund der Fragmentierung entstehen aus einer Molekülwolke immer mehrere Sterne, die zunächst Assoziationen und offene Sternhaufen bilden.

Molekülwolken besitzen auch ein inneres Magnetfeld, welches dem Gravitationsdruck ebenfalls entgegenwirkt. Ein Teil der Wolke besteht auch aus einem Plasma. In einem Plasma sind die Atome ionisiert, d.h. die Elektronen sind von den Atomkernen teilweise oder vollständig entfernt. Die Ionen sind elektrisch geladen und bewegen sich aufgrund der Dynamik der Wolke. Bewegte elektrische Ladungen erzeugen wiederum ein Magnetfeld. Bei der Kontraktion von Materie werden auch die Magnetfelder komprimiert. Dabei wird ein magnetischer Druck aufgebaut, der dem Gravitationsdruck ebenfalls entgegenwirkt. Bei der Rekombination von positiven Atomrümpfen und Elektronen werden die Ionen jedoch abgebaut. Dies führt zu einer Schwächung des magnetischen Feldes und zu einem Abbau des magnetischen Druckes. Allerdings hat das Magnetfeld auch einen positiven Effekt. Es wirkt dem Drehimpuls entgegen. Die geladenen Teilchen bewegen sich bei einem höheren Drehimpuls natürlich schneller. Die Magnetfeldlinien sind jedoch senkrecht zum Bewegungsstrom der geladenen Teilchen gerichtet. In Folge werde diese abgebremst und der Drehimpuls verringert.
Ein zusätzlich nach innen gerichteter Druck kommt dadurch zustande, dass die Molekülwolke häufig von einem dünnen, heißen Gas umgeben ist. Dieses Gas bewirkt einen zusätzlich nach innen gerichteten Druck, welcher den gravitativen Druck unterstützt und damit auch den Kollaps der Molekülwolke.

2.5 Der Ablauf des Kollaps

Zunächst stoßen beim Kollaps Gasteilchen zusammen und der Staub in den Wolken strahlt Infrarotstrahlung ab. Diese Strahlung kann ungehindert entweichen, so dass die Wolke vorläufig kühl bleibt. Wenn allerdings der Kern des Kollapses eine kritische Dichte erreicht, wird er optisch undurchsichtig und Strahlung kann nicht mehr entweichen. Aufgrund der steigenden Temperatur kommt der Kollaps vorläufig zum stillstand und es bildet sich ein quasi-hydrostatisches Gleichgewicht aus. Die Temperatur und der Druck steigen weiter an, da von außen weiterhin Materie auf den entstehenden Stern fällt. Aufgrund der sogenannten Kelvin-Helmholz-Kontraktion der Materie im Kern (Kontraktion des massenreichen Kerns aufgrund seiner Gravitation) des entstehenden Sterns wird potentielle Energie frei, so dass der entstehende Stern an Leuchtkraft gewinnt. In dieser Phase wird die Energie nicht durch Strahlung nach außen transportiert, sondern durch Konvektion, dem Aufsteigen von heißer Materie und dem Absinken von kälterer, wie im Falle von kochendem Wasser in einem Topf, welcher auf dem Herd steht. Ab einer Kerntemperatur von 2.000 K dissoziiert der molekulare Wasserstoff (H_2) in Wasserstoffatome (H). Bei diesem Vorgang wird Energie verbraucht. Die Temperatur im Kern des entstehenden Sterns nimmt vorläufig wieder ab, seine Leuchtkraft auch. Infolge geht der Kollaps weiter, bis eine Kerntemperatur von 10.000 K erreicht wird und sich erneut ein quasi-hydrostatisches Gleichgewicht eingestellt hat. Bei dieser Temperatur wird der Wasserstoff ionisiert, d.h. die Elektronen sind nicht mehr an die Protonen gebunden. Nun wird von einem Protostern gesprochen. Es bildet sich ein Plasma. Der entstehende Stern wird wieder optisch dick, so dass der Gasdruck und die Temperatur weiter steigen. Beim Überschreiten der sogenannten Hayashi-Linie wird die Gravitationsenergie vollständig in Wärme umgewandelt. An dieser Grenze ist der Stern weitgehend konvektiv und befindet sich in einem Bereich, in dem ein stabiles hydrostatisches Gleichgewicht möglich ist. Dies geschieht bei Protosternen mit einer Sonnenmasse bei einer effektiven (Oberflächen-)Temperatur von 4.000 K. Für höhere Massen liegt die Hayashi-Linie bei entsprechend höheren effektiven Oberflächentemperaturen und umgekehrt. Der Begriff Hayashi-Linie ergibt sich den Zustandsdiagrammen für Sterne (Hertzsprung-Russell-Diagramm, Farben-Helligkeits-Diagramm), welche in Kapitel 3.5 behandelt werden. Der Druck und die Temperatur im Kern des Protosterns steigen weiter an. Dies hat zur Folge, dass die Konvektion immer weniger ein effektiver Transportmechanismus für die dabei freiwerdende Energie ist. Mit dem Erreichen der sogenannten Henyey-Linie (ergibt sich ebenfalls aus den Zustandsdiagrammen) erfolgt der Energietransport überwiegend durch Strahlung.

2.6. Vom Protostern zum (Hauptreihen-)Stern

Nicht die ganze Wolkenmasse ist für die Bildung des Protosterns verbraucht worden. Um den entstehenden Protostern, welcher natürlich aufgrund des Drehimpulses der Ursprungswolke ebenfalls Drehimpuls besitzt, bildet sich senkrecht zu seiner Rotationsrichtung eine sogenannte Akkretionsscheibe aus. Diese nimmt den überwiegenden Anteil des Drehimpulses vom Protostern auf und ermöglicht so dem entstehenden Stern die Aufnahme von weiterer Materie. Ohne den Wegtransport des Drehimpulses kann die Materie nicht aufgenommen werden, so dass nicht genügend Masse für den erforderlichen Druck und für die erforderliche Temperatur zur Zündung der Kernfusion zur Verfügung stehen würde. Jedoch wird die Akkretionsscheibe nicht vollständig bei der Sternentstehung verbraucht. Aus nicht hierfür verbrauchter Materie kann sich schließlich eine protoplanetare Scheibe bilden, aus der die Planeten und die sonstigen Objekte eines Sternensystems entstehen können. Aus diesem Grunde dürfte die Existenz von extrasolaren Planeten ein regelmäßiges Nebenprodukt der Sternentstehung sein.

Der relativ heiße Protostern ist noch kein Stern im eigentlichen Sinn. Er ist größer und weniger dicht als ein (Hauptreihen-)Stern und erzeugt noch keine Energie durch die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium. Allerdings wird Energie aufgrund der Akkretion von Masse auf die dem Protostern umgebene Gashülle und aufgrund der Kontraktion des Protosterns erzeugt. Beim Vorgang der Akkretion wird Strahlung erzeugt, welche von der dünnen Gashülle absorbiert wird. Das dünne Gas sendet wiederum langwellige Infrarotstrahlung aus. Zunächst ist der Protostern vollständig von einer Hülle aus dünnem Gas umgeben. Dieses regnet nach und nach auf den Protostern ab, bis dieser sichtbar wird und sich im infraroten Bereich beobachten lässt. Nach der vollständigen Aufnahme des Hüllengases steigt die Masse des Protosterns nicht mehr. Aufgrund der Masse-Leuchtkraftbeziehung bleibt die Leuchtkraft des Protosterns konstant. Wenn das Hüllengas weitgehend abgeregnet und der Energietransport überwiegend durch Strahlung erfolgt, dann wird anstatt von einem Protostern von jungen Sternen gesprochen. Doch auch junge Sterne sind noch keine vollwertigen (Hauptreihen-)Sterne. Als weitere imaginäre Linie in den Zustandsdiagrammen für Sterne wurde die sogenannte Geburtenlinie eingeführt. Beim Erreichen dieser Linie ist der junge Stern nicht mehr von einer dichten molekularen Wolke umgeben, so dass seine an der Oberfläche freiwerdende Strahlung direkt beobachtbar wird. Im Prinzip ist Geburtenlinie das Ende der Protosternenphase.

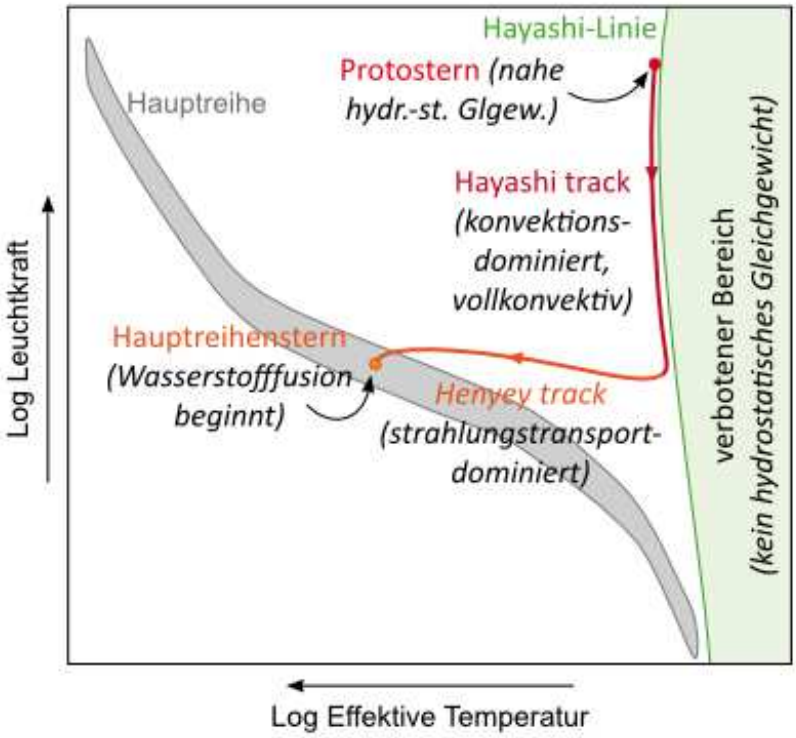

Bild 5: Hertzsprung-Russell-Diagramm: Protostern → Hauptreihe / Quelle: Universität Göttingen

Die sogenannte Kelvin-Helmholz-Kontraktion des jungen (Vorhauptreihen-)Sterns geht weiter, da dieser seine Strahlungsenergie alleine aus der Gravitationsenergie decken muss. Bei der Kontraktion des Protosterns wird potentielle Energie frei, so dass im Kern die Dichte und die Temperatur immer mehr ansteigen. Je nach Masse läuft diese Entwicklung unterschiedlich schnell. Bei Sternen mit kleinen bis mittleren Massen ist die Phase der Akkretion beendet, bevor die Zündtemperatur für das Wasserstoff-Brennen erreicht wird. Das Materiereservoir ist dann weitgehend durch die Akkretion vom Protostern aufgenommen worden. Durch die Kontraktion wird allerdings weiter potentielle Energie erzeugt, so dass der Protostern seine effektive (Oberflächen-)Temperatur aufrechterhalten kann. Die Oberflächentemperatur nimmt stetig, jedoch moderat zu. Die Kerntemperatur im Zentrum des jungen Sterns erhöht sich im Vergleich dazu wesentlich schneller. Dieses Vor-Hauptreihenstadium wird erst beim Erreichen einer Kerntemperatur von etwa 10 Millionen Kelvin beendet. Dann zündet die Fusion von Wasserstoff zu Helium (Wasserstoff-Brennen) und der Stern ist endgültig geboren. Die Dauer des Vor-Hauptreihenstadiums hängt von der Masse des Protosterns ab. Ein Stern von $M < 0{,}1M_\odot$ bzw. $M = 0{,}1M_\odot$ benötigt für dieses Stadium über 10^9 Jahre. Ein Stern von der Masse der Sonne etwa 100 Millionen Jahre. Bei Sternen ab $10M_\odot$ und größer ist die Kontraktion so schnell, dass bereits während der Phase der Akkretion das Wasserstoff-Brennen startet.

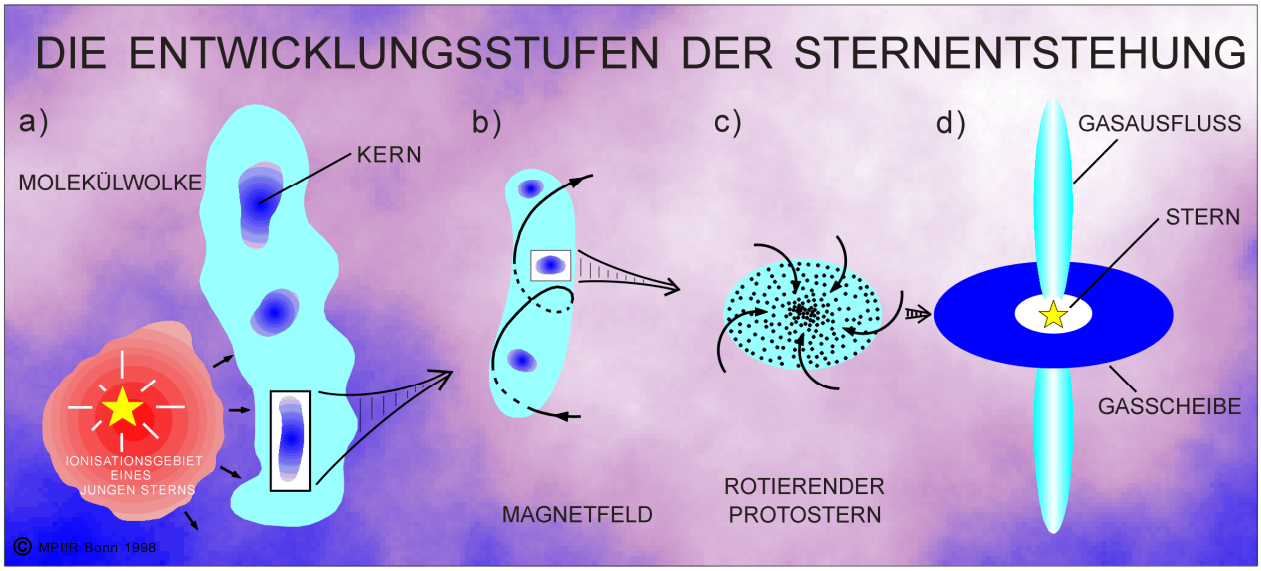

Bild 6: Darstellung der Sternentstehung / Quelle: Max-Planck-Institut für Radioastronomie

3.0 Die Zustandsgrößen der Sterne

Wichtige Zustandsgrößen der Sterne sind Masse, Radius und Leuchtkraft. Weitere Beschreibungsgrößen sind der Spektraltyp, die Leuchtkraftklassen sowie absolute und scheinbare Helligkeit. Zwischen diesen Größen gibt es auch Beziehungen. So gibt es zwischen der Masse und der Leuchtkraft sowie zwischen der Masse und den Radien der Sterne Beziehungen. Der Spektraltyp ergibt sich wiederum aus der Farbe bzw. Oberflächentemperatur des Sterns und dem Aussehen seines Spektrums. Bestimmte Größen, z.B. die absolute Helligkeit und der Spektraltyp, lassen sich in Diagrammen in Beziehung zueinander setzen und fördern weitere physikalische Gesetzmäßigkeiten zutage.

3.1 Massen, Radien und Leuchtkräfte der Sterne

Die Sterne haben verschiedene Massen, Radien und Leuchtkräfte. Die Angabe dieser Größen erfolgt in der Regel in Sonnenmassen ($M_\odot$), Sonnenradien ($R_\odot$) und Sonnenleuchtkräfte ($L_\odot$). Die Masse von Sternen liegt in einem Bereich von 0,075 bis 100 Sonnenmassen. Unterhalb von $0{,}075M_\odot$ kann der gravitative Druck keine ausreichend hohe Temperatur im Kern erzeugen, um die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium zu ermöglichen. Erst ab einer Kerntemperatur von etwa 10 Millionen Kelvin kann das sogenannte Wasserstoffbrennen erfolgen. In einem Bereich von $0{,}0018M_\odot$ (13 Jupitermassen) bis $0{,}075M_\odot$ (75 Jupitermassen) kann jedoch das sogenannte Deuterium-Brennen stattfinden:

$$ {}_1H^2 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^3 + \gamma $$

Bei dieser Reaktion fusioniert schwerer Wasserstoff (ein Proton und ein Neutron im Kern), Deuterium genannt, mit Wasserstoff (ein Proton im Kern) zu einem Helium-3-Isoptop. Im Gegensatz zum gewöhnlichen Helium-4 (jeweils zwei Protonen und zwei Neutronen im Kern) hat das Helium-3-Isotop ein Neutron weniger im Kern. Die entsprechenden Objekte dieses Massenbereiches werden als **Braune Zwerge** bezeichnet. Sie liegen von ihren Masse her betrachtet in einem Übergangsbereich zwischen den Planeten und den Sternen. Von den jupiterähnlichen Planeten grenzen sie sich aufgrund der Möglichkeit des Deuterium-Brennens ab, von den Sternen aufgrund der Nichtmöglichkeit des Wasserstoff-Brennens.

Je massereicher ein Stern ist, desto höher seine Kerntemperatur. Nur so kann ein hydrostatisches Gleichgewicht aufgebaut werden. Mit zunehmender Masse steigt der nach innen gerichtete Gravitationsdruck, welcher durch den nach außen gerichteten Gas- und Strahlungsdruck ausgeglichen werden muss. Der Gasdruck kommt durch die kinetische Energie der Gasteilchen zustande. Die kinetische Energie ist wiederum proportional zur Geschwindigkeit bzw. Temperatur der Gasteilchen. Die Temperatur des Kerns ist ein Ergebnis der Kernfusion. Je größer die Sternmasse ist, desto größer muss die Kerntemperatur sein. In Folge wird auch mehr Kernmasse verbraucht bzw. schneller fusioniert. Entsprechend des höheren Verbrauchs verringert sich auch die Lebensdauer eines Sterns. Aufgrund der höheren Fusionsrate wird auch mehr Strahlung erzeugt und der Strahlungsdruck steigt ebenfalls.

Sterne mit etwa 60 $M_\odot$ haben eine Lebensdauer von mehreren Millionen Jahren, während die der mit $0{,}3M_\odot$ zirka 100 Milliarden Jahre beträgt. Sterne mit einer Sonnenmasse haben eine Lebensdauer von rund 10 Milliarden Jahren. Die berechneten Werte hängen allerdings auch von den verwendeten Sternmodellen und den gewählten Rahmenbedingen ab. So schwanken z.B. die Angaben für die Sonne etwa zwischen 8 Milliarden und 11 Milliarden Jahren. Für Massen über $100M_\odot$ kann sich bei gegebener materieller Zusammensetzung zunehmend kein stabiles hydrostatisches Gleichgewicht mehr aufbauen. Allerdings konnten Sterne mit mehreren Hundert

Sonnenmassen unmittelbar nach dem Urknall entstehen. Zu dieser Zeit bestand die vorhandene Materie ausschließlich aus Wasserstoff und Helium. Die sogenannten Metalle waren noch nicht vorhanden, sondern wurden erst durch diese Sterne aufgebaut. Aufgrund ihrer materiellen Zusammensetzungen waren stabile hydrostatische Gleichgewichte auch deutlich über der $100M_\odot$-Grenze möglich.

Für die Massenbestimmung eines Sterns sind in der Regel weitere Objekte in seinem gravitativen Einflussbereich notwendig. So bilden Sterne in der Regel Mehrfachsysteme mit entsprechend komplizierten Bahnformen. Anhand der Bahnbewegungen der Sterne kann auf ihre Massen geschlossen werden. Zweifachsysteme sind am idealsten geeignet. Das sogenannte Zweikörpersystem lässt sich exakt lösen. Bei Mehrfachsystemen sind Näherungsverfahren oder bestimmte Vereinfachungen erforderlich. Eine exakte Lösung ist in diesen Fällen in der Regel jedoch nicht möglich. Zwei Sterne mit den Massen M_1 und M_2 unterliegen den Keplerschen Gesetzen. Die Massenbestimmung ergibt sich aus dem dritten Keplerschen Gesetz:

$$M_1 + M_2 = a^3/P^2 \qquad (2)$$

a ist die große Halbachse der Bahnellipse in AE (Astronomische Einheit /Mittlerer Abstand Erde - Sonne) und P die Umlaufperiode eines der Sterne in Jahren. Der andere Stern wird als Bezugspunkt festgelegt. Die Umlaufbewegung der Sterne erfolgt um einen gemeinsamen Schwerpunkt, welcher sich aus der Impulserhaltung ergibt und wie folgt darstellbar ist:

$$a_1M_1 = a_2M_2 \qquad (3)$$

a_1 und a_2 sind die jeweiligen großen Halbachsen der Ellipsenbahnen der Sterne mit den Massen M_1 und M_2.

Die Radien für Hauptreihensterne liegen in einem Bereich von 0,1 bis $10R_\odot$. Die Sternradien sind mit ihren Massen korreliert. So gilt für Sterne bis zu einer Sonnenmasse die Beziehung:

$$R \sim M^{0,9}$$

und für Sterne ab einer Sonnenmasse und größer die Beziehung:

$$R \sim M^{0,7}$$

Die direkte Bestimmung der Sternradien ist schwierig. Eine Möglichkeit Sternradien zu bestimmen sind gegenseitige Sternbedeckungen. An dieser Stelle soll ein idealisierter Fall von einer Sternbedeckung dargestellt werden. Ein Stern 1 mit dem Durchmesser D wird von einem Stern 2 mit den Durchmesser d umlaufen. Stern 2 bewegt sich dabei mit der Geschwindigkeit v auf einer Kreisbahn. Die Ebene der Kreisbahn liegt in Richtung zum Beobachter auf der Erde. Wir sehen also von der Erde aus regelmäßig die gegenseitige Bedeckung der Sterne. Die Radialgeschwindigkeit des Sternensystems, also die Bewegung auf uns zu oder von uns weg, ist durch V gegeben. Die Radialgeschwindigkeit kann durch den optischen Doppler-Effekt gemessen werden. Sterne haben neben einer messbaren horizontalen und vertikalen Eigenbewegung auch eine messbare Bewegung auf uns zu oder von uns weg. Dies wird Radialbewegung genannt. Bewegt sich ein Stern auf uns zu, sind seine Spektrallinien zum kurzwelligen Bereich im Spektrum hin verschoben, also in den blauen Bereich. Im umgekehrten Fall sind die Spektrallinien zum langwelligen Bereich hin verschoben, also in den roten Bereich des Spektrums. Die Bewegung von Stern 2 um Stern 1 erzeugt eine periodische Variation der Radialgeschwindigkeit (V + v und V – v). Diese Variation bewirkt eine

entsprechende Verschiebung der Wellenlängen ($\Delta\lambda_1$ und $\Delta\lambda_2$). Dies kann in Beziehung zueinander gesetzt werden:

$$\Delta\lambda_1/\lambda_0 = (V + v)/c$$
(4)

λ_0 ist die Wellenlänge im unbewegten Zustand. Der Term $\Delta\lambda_1/\lambda_0$ gibt die Verschiebung der Wellenlänge im bewegten Zustand gegenüber der im ruhenden Zustand an. Mit c wird die Lichtgeschwindigkeit bezeichnet. c = 299.792.458 m/s. Entsprechend gilt natürlich noch:

$$\Delta\lambda_2/\lambda_0 = (V - v)/c$$
(5)

Die Bahngeschwindigkeit v von Stern 2 kann aus den Messungen der Verschiebung der Spektrallinien aus dem Doppler-Effekt ($\Delta\lambda_1$ und $\Delta\lambda_2$) bestimmt werden. Die Zeiten t_1 bis t_4 sind ebenfalls messbar. Bei t_1 erreicht der Rand von Stern 2 den Rand von Stern 1. Bei t_2 ist Stern 2 vollständig vor Stern 1 getreten, d.h. der äußere Rand von Stern 2 liegt nun vollständig vor der Scheibe von Stern 1. Bei t_3 erreicht der Rand von Stern 2 den Rand von Stern 1 und bei t_4 ist der Stern 2 wieder vollständig vor der Scheibe von Stern 1 ausgetreten. Dabei gelten folgende Beziehungen, mit deren Hilfe die Sterndurchmesser bzw. Sternradien bestimmt werden können:

$$D + d = v(t_4 - t_1)$$

$$D - d = v(t_3 - t_2)$$
(6 und 7)

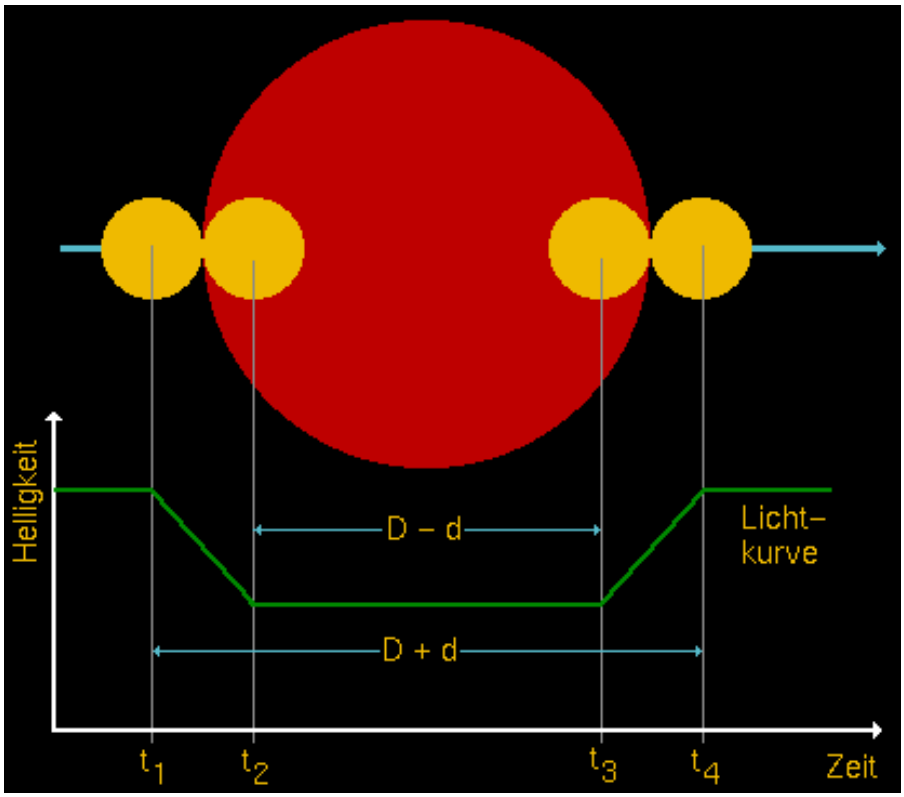

Bild 7: Bestimmung der Sternradien durch gegenseitige Sternbedeckungen /
Quelle: http://www.avgoe.de/astro/Teil04/Radius.html

Indirekt können Sternradien aufgrund der Masse-Radien-Beziehung von der Masse des Sterns und aufgrund der Masse-Leuchtkraft-Beziehung auch von der Leuchtkraft des Sterns abgeleitet werden.

Als Leuchtkraft wird die Gesamtstrahlungsleistung eines Sterns bezeichnet. Diese ist definiert als die pro Zeiteinheit von der gesamten Sternoberfläche in allen Frequenz- bzw. Wellenlängenbereichen abgestrahlte Energie. Als Bezugsgröße gilt auch hier die Sonnenleuchtkraft $L_\odot$. Die Spannbreite der Sternleuchtkräfte ist deutlich größer als die der Massen und Radien der Sterne. Die Leuchtkräfte der Sterne erstrecken sich über einen Bereich von $0{,}0001L_\odot$ bis über $100.000L_\odot$. Für die Leuchtkraft eines Sterns ist die Struktur seiner äußeren Schichten sehr wichtig. Daraus resultiert, wie viel Strahlungsleistung pro Zeiteinheit durch ein Einheitsflächenelement auf dem Stern fließt. Dies wird als Flächenhelligkeit bezeichnet. Die Flächenhelligkeit ergibt sich aus der Leuchtkraft und dem Radius des Sterns:

$$F = L/(4\pi R^2) \qquad (8)$$

Nach dem Stefan-Boltzmann-Gesetz ist die Flächenhelligkeit proportional zur Temperatur in vierter Potenz:

$$F = \sigma T^4 \qquad (9)$$

σ ist die sogenannte Stefan-Boltzmann-Konstante. $\sigma = 5{,}67 \cdot 10^{-8}$ W/(m²K⁴). Aus der Flächenhelligkeit folgt die effektive Temperatur T_{eff} eines Sterns:

$$T_{eff} = (F/\sigma)^{1/4} \qquad (10)$$

Aus den Gleichungen (8) und (10) erhalten wir eine direkte Beziehung zwischen der Leuchtkraft und der effektiven Temperatur eines Sterns:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T^4 \qquad (11)$$

Zwischen der Leuchtkraft und der Masse eines Sterns besteht die sogenannte Masse-Leuchtkraft-Beziehung. In einem Bereich von $0{,}5M_\odot$ und $10M_\odot$, für mittlere Hauptreihensterne, gilt folgende Beziehung:

$$L \sim M^{3,5}$$

Für Sterne mit $M < 0{,}43M_\odot$ gilt in etwa:

$$L \sim M^{2,3}$$

und für Sterne mit $M > 0{,}43M_\odot$ gilt in etwa:

$$L \sim M^{4,0}$$

Die Massengrenze von $0{,}43M_\odot$ kennzeichnet den Übergangsbereich von reiner Konvektion zum Strahlungstransport. Ganz allgemein kann auch geschrieben werden:

$$L \sim M^{\nu}$$

Insgesamt variiert der Exponent ν für Hauptreihensterne also. Der Wert ν = 3,5 stellt eine Näherung dar. Für besondere Sterntypen, etwa für Riesensterne oder Weiße Zwerge, gilt die Massen-Leuchtkraft-Beziehung nicht.

3.2 Die scheinbare und absolute Helligkeit sowie Entfernung der Sterne

Die Sterne erscheinen uns auf der Erde unterschiedlich hell. Bereits in der Antike wurden Sterne in 6 Größenklassen (Magnituden, durch ein hochgestelltes m dargestellt) eingeteilt. Der hellste Stern bekam die Größenklasse 1^m und der gerade noch mit dem bloßen Auge sichtbare die Größenklasse 6^m. Die Einteilung war nicht zufällig, sondern entspricht in etwa der Wahrnehmung der Intensitäten mit dem bloßen Auge. Unser Auge hat einen Schwellenwert, bei dem es noch unterschiedliche Intensitäten wahrnehmen kann. Dies lässt sich als logarithmische Gesetzmäßigkeit darstellen. Heute werden die Helligkeiten nicht mehr mit dem bloßen Auge sondern durch optische Messungen (etwa mit Fotoplatten) festgestellt. Die gesetzmäßige Darstellung erfolgt logarithmisch durch den Vergleich von zwei Strahlungsströmen Φ_1 und Φ_2. Damit das System mit dem klassischen System kompatibel ist wird noch der Faktor 2,5 eingefügt:

$$m_1 - m_2 = -2{,}5(\log_{10}(\Phi_1) - \log_{10}(\Phi_2)) = -2{,}5\log_{10}(\Phi_1/\Phi_2) \quad (12)$$

Um die relativen Differenzen berechnen zu können, muss ein Referenzwert bestimmt werden. Dazu wird bei einem Stern der Strahlungsstrom gemessen und ihm eine entsprechende scheinbare Helligkeit zugerechnet.

Der Gesamtstrahlungsstrom eines Sterns ergibt sich aus seinem gesamten Strahlungsspektrum und wird als bolometrischer Strahlungsstrom bezeichnet. Mathematisch ergibt sich dieser aus der Integration über alle Wellenlängen:

$$\Phi_{bol} = \int_0^{\infty} \Phi_\lambda d\lambda \quad (13)$$

Die scheinbare Helligkeit sagt nichts über die tatsächliche Helligkeit eines Sterns aus. Ein schwach leuchtender Stern in relativer Nähe zur Erde erscheint hell, ein sehr hell leuchtender Stern erscheint mit relativ großer Entfernung zur Erde als schwach leuchtend. Um die absoluten Leuchtkräfte zu bestimmen und vergleichen zu können muss eine Normierung der Entfernung durchgeführt werden. Die absolute Leuchtkraft eines Sterns ist diejenige, welche dieser in einer genormten Entfernung von 10 Parsec (pc) / 32,6 Lichtjahren von uns hätte. So hat die Sonne eine scheinbare Helligkeit von $-26{,}^m87$, ihre absolute Helligkeit M (wie sie uns in 10 pc Entfernung erscheinen würde) hat den Wert $4{,}^M84$. Das Verhältnis zwischen der scheinbaren Helligkeit m und der absoluten Helligkeit M eines Sterns liefert uns seine Entfernung r:

$$m - M = -2{,}5\log_{10}(10pc/r)^2 = -5 + 5\log_{10} r \quad (14)$$

Die Gleichung wird auch als Entfernungsmodul bezeichnet. Die Messung der Entfernung der Sterne beruht entweder auf der Bestimmung ihrer absoluten Helligkeit oder auf geometrischen Messungen. Die absoluten Helligkeiten können auf verschiedene Weise bestimmt werden. So kann zunächst die Masse eines Sterns und über die Massen-Leuchtkraft-Beziehung seine Helligkeit bestimmt werden. Durch den Vergleich mit seiner scheinbaren Helligkeit kann mit Gleichung (14) seine Entfernung berechnet werden. Es gibt auch eine sogenannte Perioden-Leuchtkraft-Beziehungen bei bestimmten Typen von veränderlichen Sternen (ausführliche Darstellung in Kapitel 5). Ihre Helligkeit schwankt

in bestimmten Perioden. Bei bestimmten Typen von veränderlichen Sternen (z.B. Cepheiden) ist diese Periode proportional zu ihrer Leuchtkraft. Durch Bestimmung der Periode ihrer Helligkeitsschwankungen können wir auf ihre Leuchtkraft bzw. absolute Helligkeit schließen und damit im Ergebnis auch wieder auf ihre Entfernung.

Doch gibt es auch geometrische Messungen. Bei der Parallaxe wird die Entfernung eines Sterns mit Hilfe der Trigonometrie bestimmt. Von der Erde aus lassen sich damit Sternentfernungen von bis zu etwa 100 Lichtjahren bestimmen. Mit Hilfen von Raumsonden konnte der Messradius deutlich erweitert werden. Bekannt ist, dass sich nahe Objekte gegenüber weiter entfernten Objekten verschieben, wenn der Beobachter seinen Standort wechselt. Beim Fahren mit dem Auto kann das gut beobachtet werden. Die Bäume am Straßenrand huschen schnell vorbei während die weit entfernten Bäume zunächst kaum ihren Standort zu ändern scheinen. Im Prinzip passiert das auch mit nahen Sternen gegenüber weiter entfernten bei der Rotation der Erde (tägliche Parallaxe) und der Bewegung der Erde um die Sonne (jährliche Parallaxe). Wird ein relativ naher Stern betrachtet, so verändert dieser im Verlauf eines Jahres seine scheinbare Position gegenüber den weiter entfernten Sternen. Der Winkel, unter dem diese Veränderung der scheinbaren Position erscheint, wird mit π bezeichnet. Er gilt dann für alle Parallaxen, die kleiner als eine Bogensekunde (1″) sind:

$$r = 1''/\pi \tag{15}$$

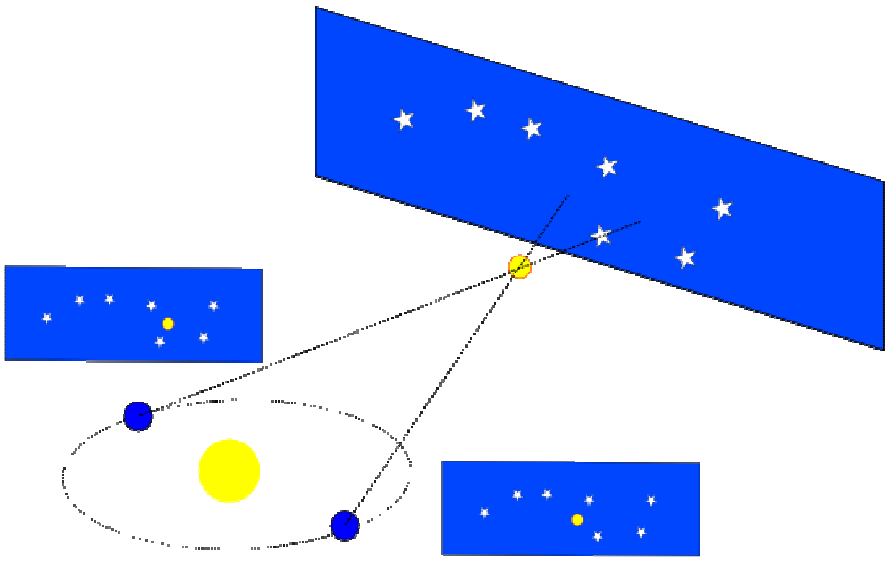

Bild 8: Die Parallaxe / Quelle: Wikipedia.org

Der Wert der Parallaxe π wird in Bogensekunden angegeben, wobei r die Entfernung des Sterns in Parsec (pc) ist. Als Parsec wird die Entfernung definiert, in der die mittlere Entfernung Erde – Sonne (eine Astronomische Einheit AE = 149.000.000 km) unter dem Winkel $\pi = 1''$ erscheint. Ein Parsec entspricht einer Entfernung von 3,26 Lichtjahren. Da der nächste Stern 4,4 Lichtjahre entfernt ist, ist jede Sternparallaxe kleiner als eine Bogensekunde.

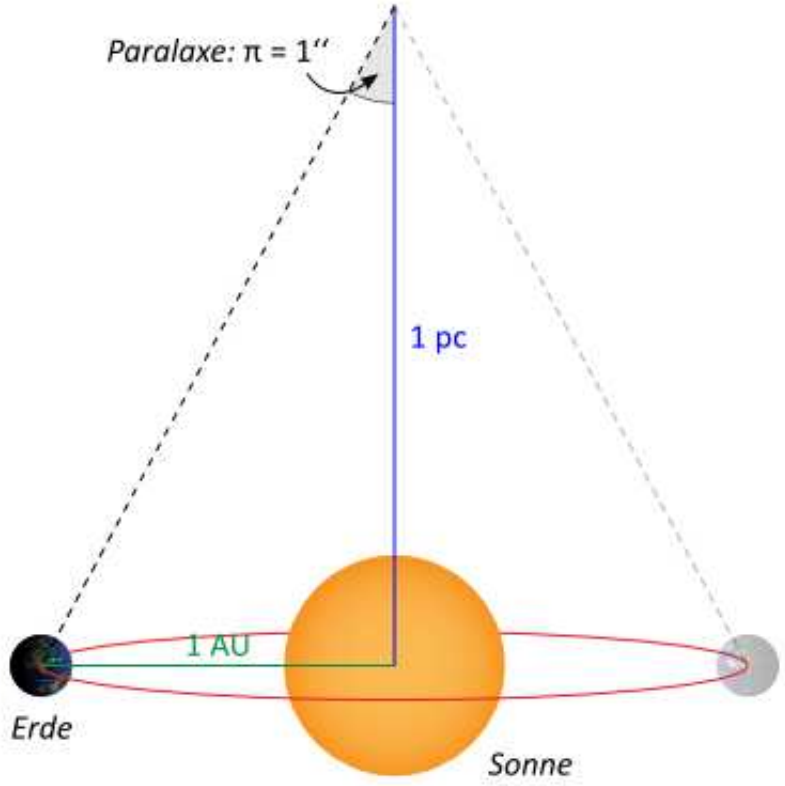

Bild 9: Die jährliche Parallaxe (auf die Erdbahn bezogen) / Quelle: Universität Göttingen

3.3 Die Temperaturen der Sterne

Für die Darstellung der Sterntemperaturen gibt es verschiedene Definitionen. In der Regel kann ein Stern jedoch wie ein strahlender schwarzer Körper betrachtet werden. Für diesen gibt es verschiedene Darstellungsformen der Temperatur:

- **Effektive Temperatur (T_{eff}):** Die Oberflächentemperatur eines Sterns, die der Temperatur eines schwarzen Körpers entspricht, der dieselbe Energie pro Flächeneinheit abstrahlt.
- **Strahlungstemperatur:** Die Oberflächentemperatur eines Sterns, die der Strahlung eines schwarzen Körpers in einem bestimmten, engen Frequenz- bzw. Wellenlängenbereich entspricht.
- **Farbtemperatur (T_F):** Die Oberflächentemperatur eines Sterns, welche der Strahlung eines schwarzen Körpers in einem bestimmten Spektralbereich (Farbe) entspricht.
- **Gradationstemperatur:** Die Oberflächentemperatur, bei der die Intensitäts-Wellenlängen-Kurve der Sternstrahlung die gleiche Steigung aufweist wie bei der entsprechenden Kurve für die Strahlung eines schwarzen Körpers.
- **Wien`sche Temperatur:** folgt aus dem Maximum der Intensitätsverteilung der oben genannten Kurve

Als Beispiel werden die Temperaturen T_{eff} und T_F (Wellenlänge in Nanometer nm = 10^{-9} m) eines A0-V-Sterns angeben. :

$$T_{eff} = 9.500 \text{ K}; T_F(425 \text{ nm}) = 16.700 \text{ K}; T_F(50\text{nm}) = 15.300 \text{ K}$$

Die Oberflächentemperatur entspricht allerdings nicht exakt, sondern nur in guter Näherung der Strahlung eines schwarzen Körpers. Es gibt auch andere Definitionen für die Oberflächentemperatur eines Sterns:

- **Kinetische Temperatur:** Aus der kinetischen Gastheorie folgt, dass sich die Gasteilchen bei einer bestimmten Temperatur mit einer bestimmten durchschnittlichen Geschwindigkeit bewegen. Umgekehrt ausgedrückt: Die durchschnittliche Geschwindigkeit der Gasteilchen entspricht einer bestimmten kinetischen Temperatur.
- **Elektronentemperatur:** Die kinetische Energie der Elektronen.
- **Ionisationstemperatur:** Diese Temperatur ergibt sich aus der Zahl der Atome in verschiedenen Ionisationsstufen. Je höher die Temperatur ist, umso mehr Atome sind teilweise oder vollständig ionisiert. Aufgrund der mit steigender Temperatur höheren Geschwindigkeiten der Atome kommt es zu Zusammenstößen und damit zur Stoßionisation.
- **Anregungstemperatur:** aus der sogenannten Boltzmannformel, welche die Wahrscheinlichkeit von bestimmten Zuständen in Abhängigkeit von der Temperatur angibt, ergibt sich das Verhältnis von bestimmten relativen Atommassen in verschiedenen Anregungszuständen.
- **Bandentemperatur:** Moleküle erzeugen aufgrund ihrer Rotation und Schwingungen im Spektrum sogenannte Banden. Die Rotations- und Schwingungszustände ändern sich in Abhängigkeit von der Temperatur, so dass die Banden ein Maß für die Temperatur sein können.

3.4 Spektralklassen und Leuchtkraftklassen

Die Sterne werden nach ihrer Farbe bzw. ihrer Oberflächentemperatur und dem Aussehen ihres Spektrums in Spektralklassen eingeteilt. Diese werden mit Buchstaben gekennzeichnet. Die wichtigsten Spektralklassen sind: O, B, A, F, G, K, und M.

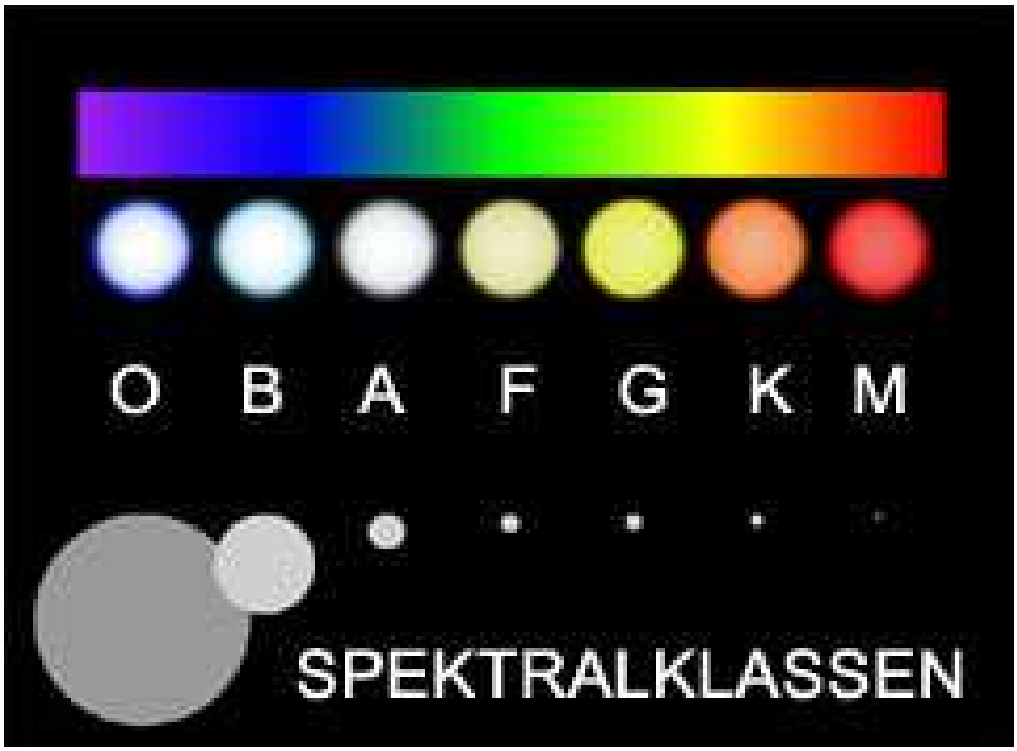

Bild 10: Die Spektralklassen /
Quelle: http://www.gym-vaterstetten.de/faecher/astro/Sterne/Sterne.HTM

Die Spektralklassen sind von O bis M nach abnehmender Masse und Temperatur der Sterne geordnet. O-Sterne sind bläuliche Sterne mit Oberflächentemperaturen von 30.000 bis 50.000 Kelvin (K) und haben typischerweise 60 Sonnenmassen. M-Sterne hingegen sind rötliche Sterne mit Oberflächentemperaturen von 2.000 bis 3.350 K und haben typischerweise 0,3 Sonnenmassen.

Unsere Sonne gehört dem Spektraltyp G an und hat eine Oberflächentemperatur von 5.800 K. O-Sterne haben eine Lebensdauer von mehreren hunderttausend Jahren, während die der M-Sterne bis zu 100 Milliarden Jahre beträgt. G-Sterne wie unsere Sonne haben eine Lebensdauer von rund 10 Milliarden Jahren. Ursprünglich war die Sequenz alphabetisch geordnet, da in ihr eine zeitliche Entwicklungssequenz der Sterne gesehen wurde. Dies stellte sich jedoch als falsch heraus. Später wurde die Sequenz nach oben genannten Kriterien geordnet, Buchstaben weggelassen und die Reihenfolge zum Teil geändert. Doch bestimmte Bezeichnungen blieben. So werden die Klassen O, B, A als frühe Typen, F und G als mittlere Typen sowie K und M als später Typen bezeichnet. Die Sequenz O bis M kann durch einen englischen Merksatz leicht eingeprägt werden: **O B**e **A F**ine **G**irl **K**iss **M**e. Später kamen noch weiteren Spektralklassen hinzu, etwa die Typen L und T. Allerdings gehören 99 Prozent der Sterne einem Typ von O bis M an. Nachfolgend wird ausführlicher auf die Spektraltypen eingegangen:

- **Sterne vom Spektraltyp O:** Im Spektrum von ganz frühen O-Sternen dominieren im optischen Spektrum die Absorptionslinien von einfach ionisiertem Helium. Mit „ganz früh“ ist hier die Stellung in der Reihenfolge von der höheren zur niedrigeren Temperatur gemeint. Somit haben „ganz frühe“ O-Sterne eine höhere Temperatur bzw. eine Farbe, die mehr ins Blaue geht als die späteren O-Sterne. Im ultravioletten Spektrum gibt es starke Linien von hochionisierten Elementen, wie z.B. C^{3+} und Si^{3+}. Bei späteren O-Sternen werden diese Linien schwächer und werden von solchen mit niedrigeren Ionisationsstufen abgelöst. Im optischen Spektrum sind dann Linien vom nichtionisierten Helium (He^0) und die Balmer-Linien von nichtionisierten Wasserstoff (H^0) zu sehen. Das Maximum des Strahlungskontinuums liegt im ultravioletten Bereich.

- **Sterne vom Spektraltyp B**: Die Linien des einfach ionisierten Heliums verschwinden praktisch und die des nichtionisierten Heliums werden schwächer. Die Linien des Wasserstoffs (H^0) werden stärker. Das Maximum des Strahlungskontinuums liegt zwar noch im ultravioletten Bereich, doch steigt der Anteil des optischen Bereichs am Kontinuum.

- **Sterne vom Spektraltyp A:** Die Stärke der Linien des Wasserstoffs (H^0) erreicht bei den Typen A0 – A1 ihr Maximum. Durch den sogenannten Balmer-Sprung verstärkt, liegt das Maximum des Strahlungskontinuums nun im optischen Bereich. Im Spektrum treten nun die ersten Linien von Metallen auf, besonders von Fe^+ und Ca^+.

- **Sterne vom Spektraltyp F:** Die Linien des Wasserstoffs werden im Spektrum schwächer, während die der Metalle stärker werden. Es treten auch vermehrt die Linien von neutralen Atomen auf, etwa Fe^0.

- **Sterne vom Spektraltyp G:** Im Spektrum werden die Linien von ionisierten Metallen schwächer, die von neutralen stärker. Der Balmer-Sprung und die Balmer-Linien des Wasserstoffs verschwinden aus dem Spektrum. Das Maximum des Strahlungskontinuums liegt im optischen Bereich, jedoch stärker zu den niedrigeren Frequenzen bzw. größeren Wellenlängen hin verschoben. Die Sonne ist ein Stern vom Spektraltyp G2.

- **Sterne vom Spektraltyp K:** Die Linien in den Spektren von K-Sternen sind entweder auf neutrale Atome (z.B. Ca^0) oder auf einfache Moleküle (z.B. CH und CN) zurückzuführen. Das Maximum des Strahlungskontinuums liegt noch im optischen Bereich, jedoch deutlich im Bereich der niedrigeren Frequenzen bzw. großen Wellenlängen.

- **Sterne vom Spektraltyp M:** In den Spektren von M-Sternen dominieren Molekülbanden, insbesondere von Titanoxid (TiO) im Falle von späten M-Sternen. Das Maximum des Strahlungskontinuums liegt im infraroten Bereich.

- **Sterne vom Spektraltyp L:** Die Stärke der TiO-Banden in den Spektren von L-Sternen nimmt zu. Hinzu kommen die Banden von Metallhybriden (z.B. FeH und CaH) und von Wasser (H_2O).

- **Sterne vom Spektraltyp T:** Im optischen Spektralbereich befinden sich kaum noch Informationen. Im nahen infraroten Spektralbereich dominieren die Banden von Wasser sowie extrem breite und starke Absorptionslinien von Methan (CH_4).

In Ergänzung zu den Spektraltypen wurden noch die Leuchtkraftklassen eingeführt. Die Leuchtkraft eines Sterns ergibt sich nach Gleichung (11) aus der Oberfläche eines Sterns $4\pi R^2$ und seiner effektiven Temperatur T_{eff}:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$$

Bei einer bestimmten Temperatur hängt die Leuchtkraft eines Sterns also nur noch von seiner Oberfläche bzw. von seinem Radius ab. Je höher seine Leuchtkraft bei einer bestimmten Temperatur bzw. bei einem bestimmten Spektraltyp ist, umso größer muss auch sein Radius sein. Daraus ergeben sich nachfolgende Leuchtkraftklassen:

- **Leuchtkraftklasse Ia/b:** Überriesen,
- **Leuchtkraftklasse II:** helle Riesen,
- **Leuchtkraftklasse III:** Riesen,
- **Leuchtkraftklasse IV:** Unterriesen,
- **Leuchtkraftklasse V:** Zwerge (normale Hauptreihe, etwa unsere Sonne)
- **Leuchtkraftklasse VI:** Unterzwerge.

Die Leuchtkraftklasse I ist in die Unterklassen Ia, Iab und Ib unterteilt. Die Sonne ist vom Typ G2 V. Im sogenannten Yerkes-System werden noch die Leuchtkraftklassen 0 für „Hyperriesen“ und VII für „Weiße Zwerge“ aufgeführt.

3.5 Hertzsprung-Russell- und Farben-Helligkeits-Diagramm

Bestimmte Zustandsgrößen von Sternen können in Diagramme eingetragen werden. Beim Hertzsprung-Russell-Diagramm wird in der Regel die absolute Helligkeit der Sterne gegenüber ihren Spektraltypen aufgetragen. Auf der Abszisse (waagerechte Achse, x-Achse) stehen die Spektralklassen bzw. die Farben bzw. die Temperaturen und auf der Ordinate (senkrechte Achse, y-Achse) die absoluten Helligkeiten. Die Koordinaten werden so gewählt, dass die leuchtkräftigsten Sterne oben sowie die frühesten Spektraltypen ganz links und die spätesten ganz rechts stehen.

In dem Diagramm fallen sofort bestimmte Korrelationen bzw. Konzentrationen in bestimmten Bereichen auf. Von links oben nach rechts unten, also in Richtung abnehmende absolute Helligkeiten und Temperaturen, verläuft die sogenannte Hauptreihe. In diesem engen Band befindet sich die überwiegende Anzahl der Sterne. Hierbei handelt es sich um Sterne, welche durch Kernfusion Wasserstoff in Helium umwandeln. Also um gewöhnliche Sterne, welche sich je nach Stellung im Diagramm aufgrund ihrer Masse und Oberflächentemperatur unterscheiden. Die Sonne hat den Spektraltyp G2 und eine absolute Helligkeit von $4,^{m}84$. Sie befindet sich etwa in der Mitte der Hauptreihe. Oberhalb der Hauptreihe, rechts oben, befindet sich der sogenannte Riesenast. Sie haben im Vergleich zu einem Hauptreihenstern eines bestimmten Spektraltyps eine wesentlich größere absolute Helligkeit. Diese kommt dadurch zustande, dass ihre Radien wesentlich größer sind und damit ihre Sternoberflächen. Somit wird auf einer größeren Sternoberfläche Strahlung ausgesandt, so dass die absolute Helligkeit dieser Sterne größer ist.

Nachfolgend das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD):

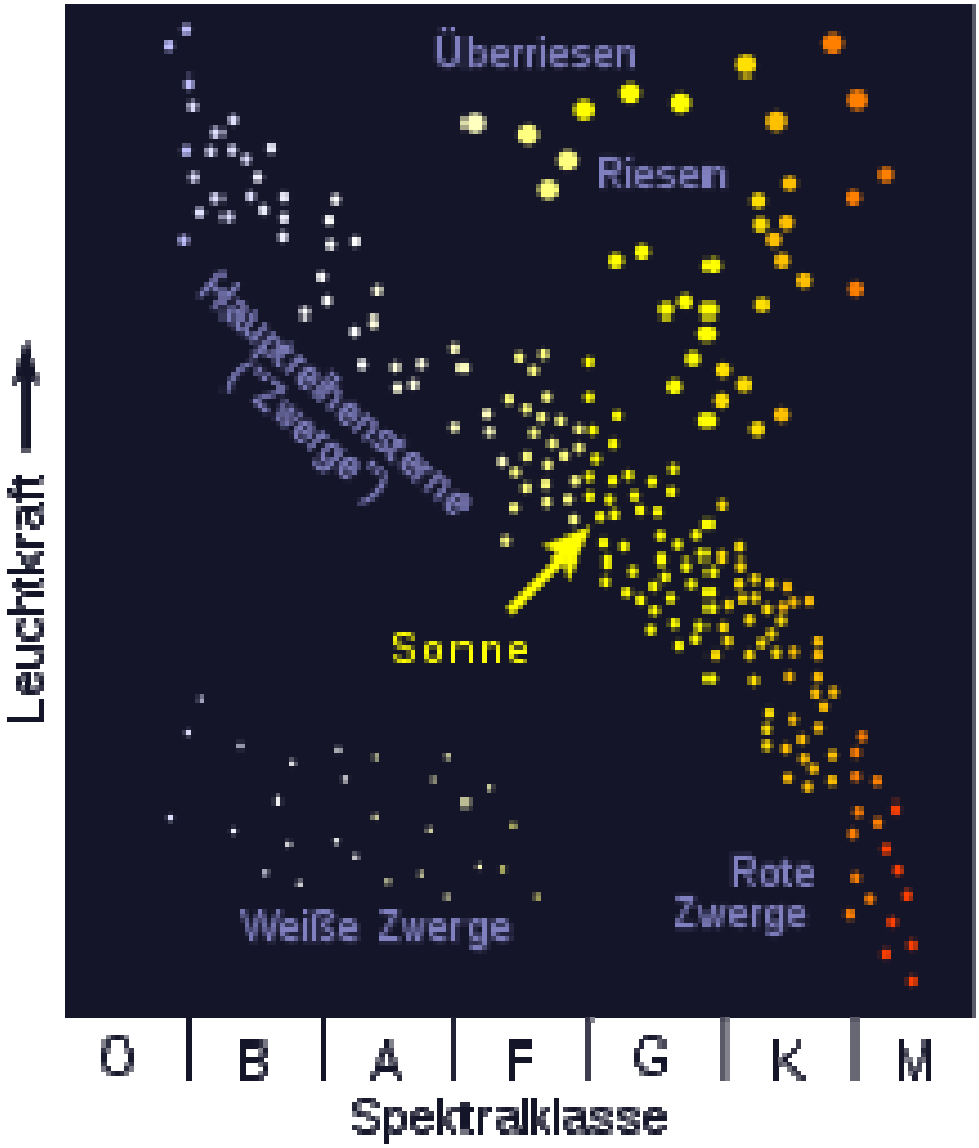

Bild 11: Das Hertzsprung-Russell-Diagramm /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung-Russell-Diagramm

Unter dem Riesenast befinden sich die sogenannten Unterriesen. Unterhalb der Hauptreihe, links unten, befinden sich die Sterne eines frühen Spektraltyps mit geringerer absoluter Helligkeit. In ihrem Fall sind die Radien und damit die Oberflächen sehr klein. Im Ergebnis wird aufgrund der geringeren Oberfläche weniger Strahlung ausgesandt. In diesen Fällen wird von Zwergen gesprochen. So befinden sich die sogenannten Weißen Zwerge in diesem Bereich des Hertzsprung-Russell-Diagramms. Somit bilden die im vorherigen Kapitel 3.3 angesprochenen Leuchtkraftklassen (I – VI) bestimmte Bereiche in diesem Diagramm. Das Hertzsprung-Russell-Diagramm bringt die wichtigsten Strahlungscharakteristika miteinander in Beziehung: Die Gesamtstrahlungsleistung (Leuchtkraft) L und die Strahlungsleistung pro Flächeneinheit der Sternoberfläche. Letzteres Charakteristikum ist im Ergebnis die effektive Oberflächentemperatur T_{eff} eines Sterns.

Für die Sterne eines Sternhaufens oder einer nahegelegenen Galaxie wird in der Regel ein sogenanntes Farben-Helligkeits-Diagramm verwendet. In diesen Fällen haben die Sterne in etwa die gleiche Entfernung von einem Beobachter. Statt der Spektralklassen wird dann die Farbe der Sterne gegen ihre absoluten oder scheinbaren Helligkeiten aufgetragen.

Nachfolgend das Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD):

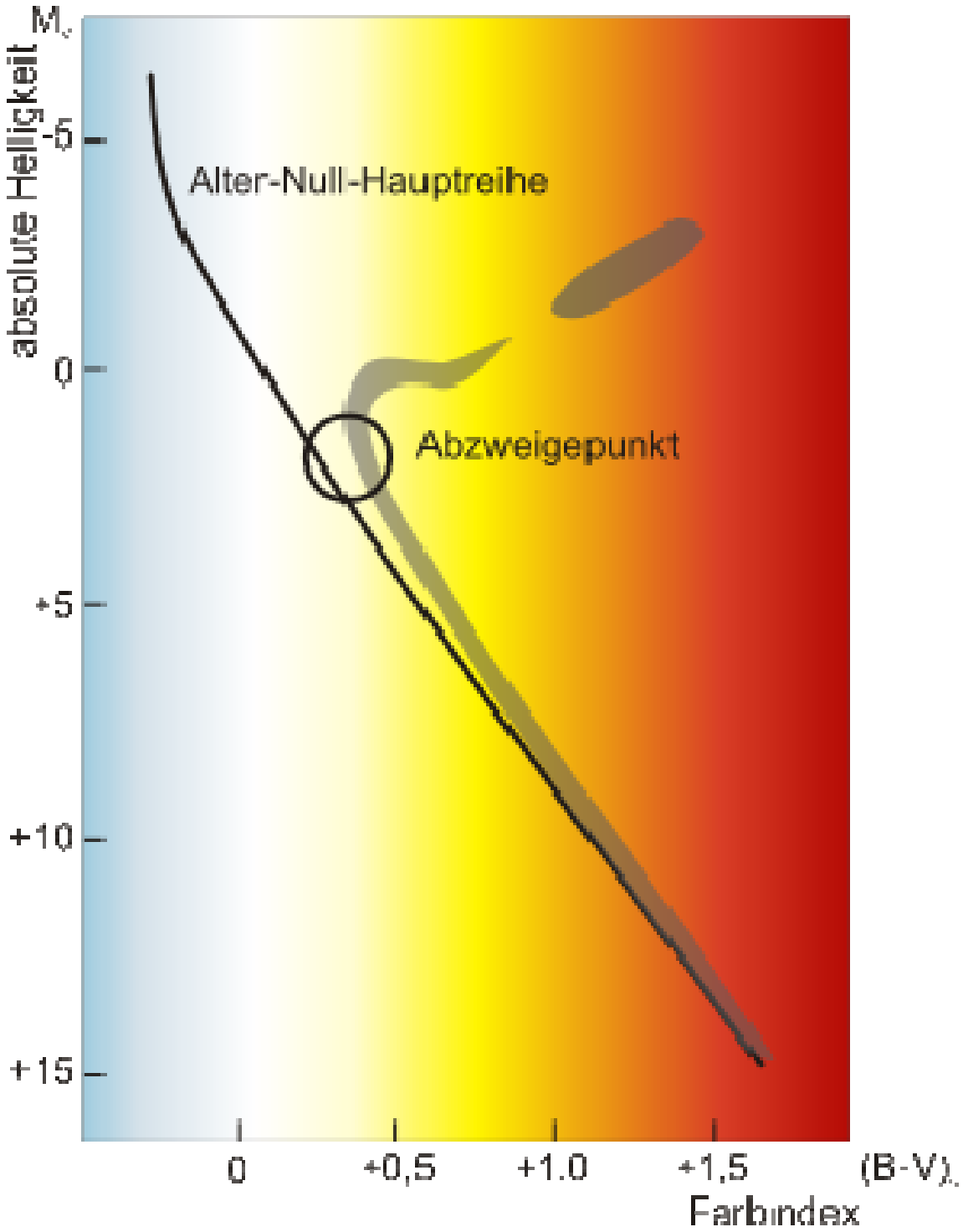

Bild 12: Das Farben-Helligkeits-Diagramm /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Farben-Helligkeits-Diagramm

4.0 Der Aufbau der Sterne

Der konkrete Aufbau eines Sterns hängt von seiner Masse ab. Ein Stern ist im Prinzip eine Gaskugel im hydrostatischen Gleichgewicht. Aufgrund der Gravitation würde diese Gaskugel kollabieren. Die entgegenwirkende Zentrifugalkraft aufgrund der Sternrotation ist viel zu schwach, um der Gravitation entgegenzuwirken. Vielmehr wirken der durch die kinetische Energie der Gasteilchen erzeugte Gasdruck und der in den Sternen vorherrschende Strahlungsdruck der Gravitation entgegen. Da die Sternmaterie, hauptsächlich ein Plasma aus Wasserstoffkernen, Heliumkernen und Elektronen, vereinfacht wie eine Flüssigkeit beschrieben werden kann und alle gegensätzlich wirkenden Kräfte im Gleichgewicht sind, wird von einem hydrostatischen Gleichgewicht gesprochen. Die Temperatur ist ein Maß für die kinetische Energie der Gasteilchen. Je höher die kinetische Energie der Gasteilchen, desto höher ist die Temperatur. Energiequelle für die kinetische Energie der Gasteilchen und der in den Sternen erzeugten Strahlung ist die Kernfusion. In einem stabilen Stern herrscht folgendes Gleichgewicht:

Gravitationsdruck = innerer Druck (Gas- und Strahlungsdruck)

Bei einer Verringerung des inneren Druckes erfolgt aufgrund des Gravitationsdrucks eine Kontraktion des Sterns. In Folge steigt der innere Druck wieder an und die Kontraktion wird beendet bzw. durch Expansion des Sterns wieder umgekehrt. Auf diese Weise stellt sich das oben beschriebene Gleichgewicht ein. Ohne den Gravitationsdruck würde der Stern expandieren.

Es gibt vier Zustandsgleichungen die den Aufbau eines Sterns beschreiben können. Bei einem Stern wird zwischen seiner Atmosphäre und seinem inneren Aufbau unterschieden. Der konkrete innere Aufbau eines Sterns hängt von seiner Masse ab. Grundsätzlich besteht der Stern aus einem Kern, in dem die Fusion von Wasserstoff zu Helium stattfindet. Je massereicher der Stern ist, desto höher ist seine Kerntemperatur. In Abhängigkeit der Kerntemperatur dominieren bestimmte Kernfusionsreaktionen von Wasserstoff zu Helium, die später ausführlich behandelt werden. Ansonsten gibt es in Abhängigkeit von der Sternmasse den Energietransport in bestimmten Bereichen des Sterns durch Konvektion oder durch Strahlungstransport. Des Weiteren verfügen die Sterne über Drehimpuls (Rotation) und ein Magnetfeld. Das Magnetfeld ist wiederum für die Sternaktivität verantwortlich. Nachfolgend wird ausführlicher auf den Sternaufbau eingegangen.

4.1 Die Grundgleichungen des Sternaufbaus

Aus allgemeinen physikalischen Prinzipien wird ein System von Grundgleichungen aufgestellt, welche jeweils bestimmte Aspekte des Sternaufbaues beschreiben und miteinander in Beziehung stehen. Zur Vereinfachung der Darstellung wird von einem nicht rotierenden Stern ohne ein starkes Magnetfeld ausgegangen. Es treten also bei dieser Beschreibung keine Zentrifugal- und Gezeitenkräfte sowie keine magnetischen Kräfte auf. In diesem Fall wirken auf jedes Massenelement im Stern nur Gravitationsdruckkräfte und innere Kräfte, die radial nach innen oder außen gerichtet sind. Der Stern wird als Gaskugel betrachtet, welche durch die Eigengravitation zusammengehalten wird. Als einzige unabhängige Variable wird der Abstand vom Sternzentrum r eingeführt.

Die Massenverteilung in einem Stern wird durch die Funktion M(r) beschrieben. Sie gibt an, wie viel Masse sich innerhalb einer konzentrischen Kugel mit dem Radius r befindet. Die Variable r geht vom Zentrum bis zum Oberflächenradius des Sterns R, läuft also von 0 bis R. Betrachtet wird eine konzentrische Kugel mit der infinitesimalen Dicke dr (bedeutet: die Dicke geht gegen den Wert 0) und dem Volumen $4\pi r^2 dr$. Mit wachsendem r vergrößert sich die Masse um dM(r). Da Masse das Produkt aus dem Volumen und der Dichte ρ ist, ergibt sich als erste Differenzialgleichung für den Sternaufbau:

$$dM(r)/dr = 4\pi r^2 \rho \qquad (16)$$

Die Masse eines Sterns ergibt sich aus dem Volumen und der Dichte des Sterns. Das Volumen des kugelsymmetrischen Sterns hängt wiederum direkt vom Sternradius R ab. Die Dichte eines Sterns ist in dieser Gleichung zunächst noch eine Unbekannte. Sie hängt vom Druck, der Temperatur und der chemischen Zusammensetzung innerhalb der Gaskugel bzw. des Sterns ab.

Der Stern soll in einem mechanischen Gleichgewicht sein, welches wiederum vom Druck P abhängt. Der Druck P in einem Stern nimmt von seiner Oberfläche bis zu seinem Zentrum zu. In jedem Volumenelement des Sterns sollen sich die Kräfte (Druck und Gravitation) in einem Gleichgewicht befinden. Für ein hydrostatisches gilt:

$$P(r)/dr = -g\rho \qquad (17)$$

Die Größe g ist die Schwerebeschleunigung, welche gegeben ist durch:

$$g = GM(r)/r^2 \qquad (18)$$

G ist die Gravitationskonstante ($G = 6{,}67 \cdot 10^{-11}\ m^2 s^{-3} kg^{-1}$). Als zweite Differenzialgleichung für den Sternaufbau ergibt sich:

$$P(r)/dr = -GM(r)/r^2 \cdot \rho = -g\rho \qquad (19)$$

Ein Stern strahlt erhebliche Energiemengen ab. Diese Energiemengen werden über sehr lange Zeiträume abgestrahlt. Chemische Energiequellen oder freiwerdende potentielle Energie aufgrund der Kontraktion eines Sterns würden nicht ausreichen. Der Energieverlust aus einem Energiereservoir muss laufend kompensiert werden. Dafür kommt nur die Energiegewinnung aus Kernfusion in Frage. Bei der Kernfusion wird Masse gemäß der Formel $E = mc^2$ in Energie umgewandelt. Im Falle der Fusion von Wasserstoff zu Helium werden vier Wasserstoffkerne (Protonen) zu einem Heliumkern (bestehend aus zwei Protonen und zwei Neutronen) fusioniert. Die Masse der Ausgangsteilchen ist größer als die des Produktes. Die Massendifferenz wird in Energie umgewandelt. Die dabei entstehende Energie verteilt sich auf Strahlung und Neutrinos. Die Neutrinos wechselwirken kaum und verlassen ungehindert den Stern. Die Leuchtkraft eines Sterns ergibt sich aus dem Strahlungsverlust pro Zeiteinheit. Dieser Verlust muss wiederum durch die pro Zeiteinheit erzeugte Energie, welche durch Kernfusion erzeugt wird, kompensiert werden. Diese ausgeglichene Bilanz muss für jede konzentrische Kugel im Sterninnern gelten, an deren Oberfläche die lokale Leuchtkraft L(r) sein soll. Die pro Zeit durch die Kugel mit dem Radius R fließende Energie hat den Wert L(R). Dieser Wert ist an der Sternoberfläche mit dem Radius R gleich der Gesamtleuchtkraft L des Sterns. Daraus ergibt sich die dritte Differenzialgleichung für den Sternaufbau:

$$dL(r)/dr = 4\pi r^2 \rho \varepsilon \qquad (20)$$

Die Größe ε ist die durch Kernfusion pro Masseneinheit und pro Zeiteinheit freigesetzte Energieerzeugungsrate. Diese hängt vom Druck, der Temperatur und der chemischen Zusammensetzung der Gaskugel bzw. des Sterns ab.

Die im Zentrum bzw. Kern des Sterns erzeugte Energie muss laufend nach außen transportiert werden. Die Richtung dieses Transportes ergibt sich aus einem Temperaturgefälle vom Sternzentrum bis nach außen. Mit steigendem Abstand r vom Zentrum des Sterns nimmt die Temperatur T ab. Der Energietransport kann auf durch Wärmeleitung, Konvektion und Strahlung

erfolgen. Hier soll die Gleichung für den wichtigsten Fall, den Strahlungstransport, betrachtet werden. In Abhängigkeit von seiner Temperatur strahlt jedes Volumenelement eine bestimmte Temperatur aus. Der Temperaturgradient (Abfall der Temperatur) ergibt sich durch die Betrachtung von zwei Volumenelementen an der Stelle r und r + dr. Beide Volumenelemente strahlen sich zwar gegenseitig Energie zu, doch ist das weiter außen liegende Volumenelement an der Stelle r + dr etwas kühler als das weiter innen liegende Volumenelement an der Stelle r. Das kühlere Volumenelement emittiert jeweils weniger Strahlung als das heißere. Es gibt also weniger nach innen gerichtete Strahlungsströme, als nach außen gerichtet sind. Im Ergebnis gibt es in Richtung des Temperaturgradienten einen resultierenden nach außen gerichteten Strahlungsstrom, der an der Stelle r zur Leuchtkraft L(r) führt. Durch den Temperaturgradienten dT/dr ergibt sich die Differenzialgleichung für den Strahlungstransport im Sterninnern und damit die vierte Differenzialgleichung für den Sternaufbau:

$$dT(r)/dr = (3/64\pi) \cdot (\kappa/\sigma) \cdot (\rho/r^2) \cdot (L(r)/T^3) \quad (21)$$

Die Größe κ ist ein über allen Frequenzen gemittelter Absorptionskoeffizient und σ die Stefan-Boltzmann-Konstante. Insgesamt benötigt ein im Kern erzeugtes Photon mehrere 10.000 bis 100.000 Jahre, um unter Energieverlusten aufgrund von Wechselwirkungen mit der Sonnenmaterie (Absorption und Emission) die Sternoberfläche zu erreichen und damit abgestrahlt zu werden. Nur aufgrund einer Vielzahl von gleichzeitig ablaufenden Strahlungstransportprozessen erfolgt eine kontinuierliche Abstrahlung nach außen.

4.2 Die Sternatmosphäre

Der Begriff der Sternatmosphäre bezieht sich im Prinzip auf die oberen Schichten eines Sterns, in denen die Spektrallinien erzeugt werden. Im Falle der Sonne ist dies die zirka 400 km dicke Photosphäre. An die Photosphäre der Sonne schließen sich noch die einige 10.000 km ausgedehnte Chromosphäre und daran die noch weiter reichende Sonnenkorona an. Der durchschnittliche Temperaturbereich der Sternatmosphären liegt zwischen 3.000 und 50.000 K. Die Schwerebeschleunigung in ihnen ist bei Hauptreihensternen größer als bei Überriesen. Die Sternatmosphären bilden den Übergangsbereich zwischen dem Stern und dem Weltraum. Ihre Homogenität ist nicht mehr gegeben. So bewirken die Magnetfelder der Sterne Erscheinungen wie Sternflecken, Fackeln und Flares. Des Weiteren tritt aufgrund von geometrischen Effekten die sogenannte Randverdunklung auf. Im Gegensatz zur Dichte des Sterns ist die Sternatmosphäre äußerst dünn. Ihre Dichte nimmt von der Sternoberfläche in Richtung Weltraum massiv ab.

4.3 Der innere Aufbau eines Sterns

Der konkrete innere Aufbau eines Sterns hängt von seiner Masse ab. Allerdings hat jeder Hauptreihenstern einen Kern mit ausreichend hohen Drücken und hoher Temperatur, in dem die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium stattfindet. Bei der Kernfusion werden kurzwellige Strahlung und Neutrinos erzeugt. Die Neutrinos verlassen ungehindert den Stern. Die Strahlungsenergie muss jedoch durch die Sternmaterie transportiert werden. Für den Energietransport stehen prinzipiell drei Wege zur Verfügung:

- Wärmeleitung
- Strahlung
- Konvektion

Die Wärmeleitung erfolgt durch die Kollision von Teilchen. Sie spielt vor allem bei Festkörpern eine Rolle, doch weniger bei Gasen und damit auch nicht als Energietransport in Sternen. Der Energietransport in Sternen erfolgt durch Konvektion und Strahlung. Die Konvektion als Energietransport begegnet uns bereits im Alltag, nämlich in einem Topf mit kochendem Wasser.

Das heißere Wasser steigt auf, sendet Wärme aus und das kühlere Wasser sinkt dann wieder zum Boden des Topfes. Dort nimmt es Wärmeenergie auf und steigt wieder nach oben. In einem Stern steigen Gasblasen auf. Die heißeren Gasblasen steigen auf, die kühleren sinken wieder nach unten. Der Temperaturunterschied zwischen heißeren und kühleren Gasblasen beträgt einige 100 K. Sterne mit Massen von bis zu einer halben Sonnenmasse sind voll konvektiv. Bei diesen Sternen spielt der Strahlungstransport im Prinzip keine Rolle. Bei Sternen mit mittleren Massen (0,5 – 1,5 Sonnenmassen) erfolgt der Energietransport vom Kern aus zunächst durch Strahlung und dann in dem oberen Sternbereich durch Konvektion. Bei massereichen Sternen ($M > 1{,}5M_\odot$) erfolgt der Energietransport vom Kern aus zunächst durch Konvektion und dann in den oberen Bereichen des Sterns durch Strahlung.

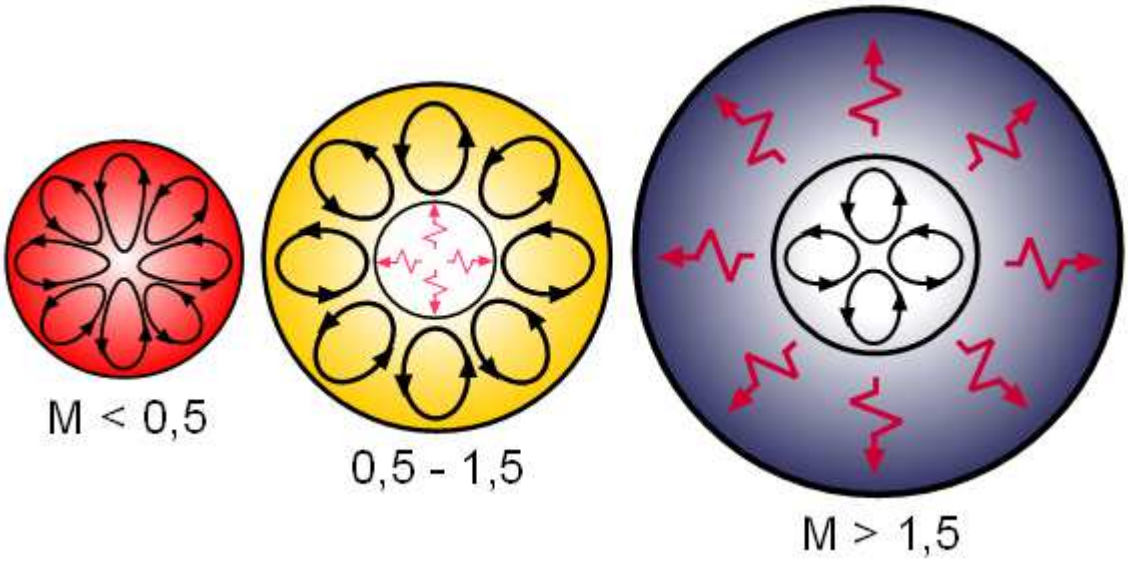

Bild 13: Konvektion und Strahlungstransport in Sternen verschiedener Masse /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Sternaufbau

4.4 Energieerzeugung in Sternen

Ein Stern strahlt erhebliche Energiemengen ab. Diese Energiemengen werden über sehr lange Zeiträume abgestrahlt. Chemische Energiequellen oder freiwerdende potentielle Energie aufgrund der Kontraktion eines Sterns würden nicht ausreichen. Der Energieverlust aus einem Energiereservoir muss laufend kompensiert werden. Dafür kommt nur die Energiegewinnung durch Kernfusion in Frage. Bei der Kernfusion wird Masse gemäß der Formel $E = mc^2$ in Energie umgewandelt. Im Falle der Fusion von Wasserstoff zu Helium gilt: Netto werden im Ergebnis vier Wasserstoffkerne (Protonen) zu einem Heliumkern (bestehend aus zwei Protonen und zwei Neutronen) fusioniert:

$$4\,{}_1H^1 \rightarrow {}_2He^4 + 2e^+ + 2\nu_e$$

Die relative Atommasse des Wasserstoffs beträgt 1,008, die des Heliums 4,003. Angewendet auf obere Gleichung ergibt sich:

$$4 \cdot 1{,}008 = 4{,}032$$

Die Massendifferenz zwischen den vier Wasserstoffkernen und dem Heliumkern beträgt:

$$\Delta m = 4{,}032 - 4{,}003 = 0{,}29$$

Dies entspricht 0,7 Prozent der Masse, welche gemäß der nachfolgenden Formel in Energie umgewandelt wird:

$$\Delta E = \Delta mc^2 \tag{22}$$

Die Masse der Ausgangsteilchen ist größer als die des Produktteilchens. Die Massendifferenz wird in Energie umgewandelt. Ein Teil der Energie verlässt in Form von energiereichen Photonen (γ-Strahlung) den Kern, der andere Teil in Form von Neutrinos (ν_e). Die Neutrinos wechselwirken fast überhaupt nicht mit Materie, so dass sie direkt die Sterne verlassen und sich fast mit Lichtgeschwindigkeit fort bewegen. Für die Fusion von Wasserstoff gibt es zwei grundsätzliche Reaktionswege. Der Proton-Proton-Prozess und der Kohlenstoff-Stickstoff-Sauerstoff-Zyklus (CNO-Zyklus oder Bethe-Weizsäcker-Zyklus). Die Energieproduktionsrate ε dieser Reaktionswege ist jeweils unterschiedlich temperaturabhängig:

- der Proton-Proton-Prozess: $\varepsilon \sim \rho T^5$,
- der CNO-Zyklus: $\varepsilon \sim \rho T^{12...18}$.

Beide Reaktionswege werden bei der Fusion zu Wasserstoff und Helium genutzt. Der CNO-Zyklus ist stärker temperaturabhängig als der Proton-Proton-Prozess. In welchem Verhältnis beide Reaktionswege in einem Stern vorkommen hängt von seiner Kerntemperatur ab. Bei Temperaturen um 10 Millionen bis 15 Millionen Kelvin, wie in unserer Sonne, dominiert der Proton-Proton-Prozess. Bei höheren Temperaturen dominiert zunehmend der CNO-Zyklus. Nachfolgend werden beide Reaktionswege vorgestellt.

Beim Proton-Proton-Prozess reagieren zunächst zwei Wasserstoff-Kerne (Protonen) zu einem Deuterium-Kern aus einem Proton und einem Neutron. Hierbei handelt es sich um ein Wasserstoffisotop. Bei dieser Reaktion werden ein Positron e^+ und ein (Elektron-)Neutrino ν_e frei:

$$_1H^1 + {}_1H^1 \rightarrow {}_1H^2 + e^+ + \nu_e$$

Im nächsten Schritt reagiert der Deuterium-Kern mit einem weiteren Wasserstoff-Kern zu einem Kern des Helium-Isotops $_2He^3$. Der Kern dieses Helium-Isotops besteht aus zwei Protonen und einem Neutron. Bei der Reaktion wird ein Gamma-Photon γ frei:

$$_1H^2 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^3 + \gamma$$

In einem weiteren Reaktionsschritt reagieren zwei Helium-3-Isotope zu Helium-4. Dabei werden zwei Wasserstoffkerne ausgesandt, welche wiederum für weitere Fusionsreaktionen zur Verfügung stehen:

$$_2He^3 + {}_2He^3 \rightarrow {}_2He^4 + 2\,{}_1H^1$$

Dies ist der Proton-Proton-Prozess I bzw. der Hauptreaktionsweg. Nachfolgen wird dieser noch einmal zusammengefasst und auch schematisch dargestellt:

$$_1H^1 + {}_1H^1 \rightarrow {}_1H^2 + e^+ + \nu_e$$

$$_1H^2 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^3 + \gamma$$

$$_2He^3 + {}_2He^3 \rightarrow {}_2He^4 + 2\,{}_1H^1$$

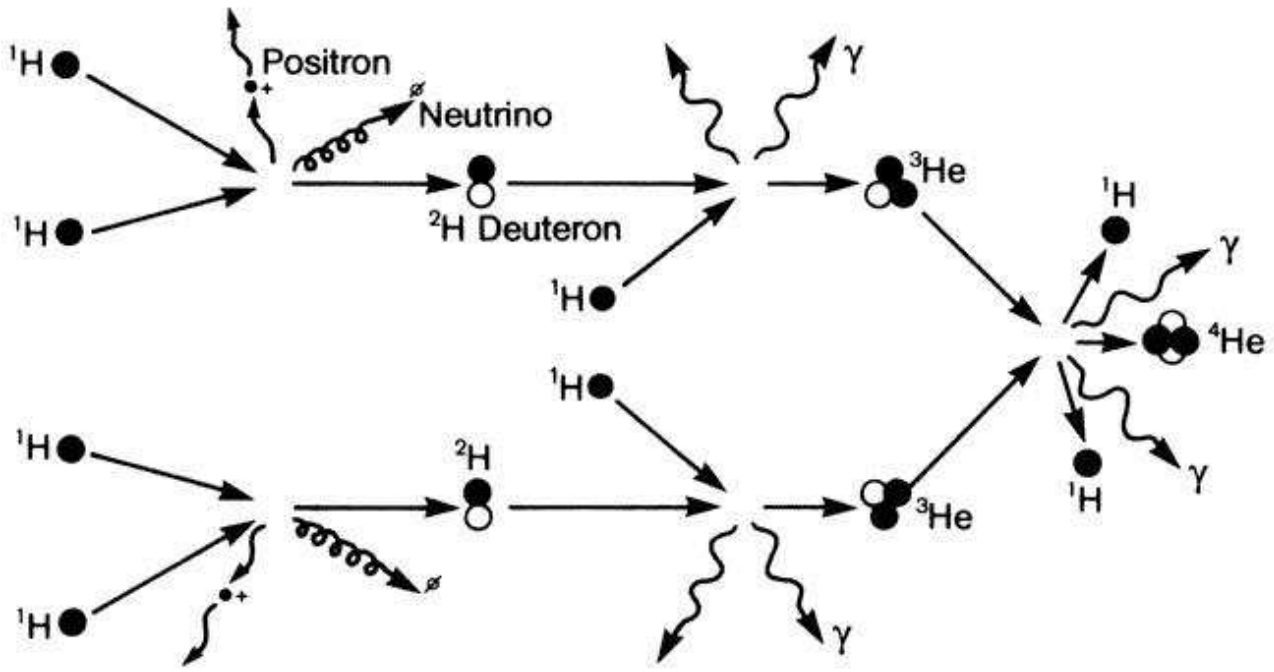

Bild 14: Der Proton-Proton-Prozess / Quelle: http://www.fakko.de/school/sonne/aufbau.htm

Beim Proton-Proton-Prozess gibt es noch Verzweigungen, welche allerdings bei der Energieerzeugung eine untergeordnete Rolle spielen. Beim Proton-Proton-Prozess II und III sind die beiden ersten Reaktionsschritte wie beim Proton-Proton-Prozess I. Jedoch reagieren im dritten Reaktionsschritt ein Helium-3-Kern und ein Helium-4-Kern unter Aussendung eines γ-Photons miteinander zu einem Beryllium-Kern:

$$_2He^3 + {}_2He^4 \rightarrow {}_4Be^7 + \gamma$$

Der Beryllium-Kern besteht aus vier Protonen und sieben Neutronen. Beim Proton-Proton-Prozess II reagiert der entstandene Beryllium-Kern mit einem Elektron e^- unter Aussendung eines Neutrinos zu einem Lithium-Kern, welcher aus drei Protonen und vier Neutronen besteht:

$$_4Be^7 + e^- \rightarrow {}_3Li^7 + \nu_e$$

Der Lithium-Kern reagiert wiederum mit einem Wasserstoff-Kern zu zwei Helium-4-Kernen:

$$_3Li^7 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4$$

Die Gesamtreaktion für den Proton-Proton-Prozess II lautet:

$$_1H^1 + {}_1H^1 \rightarrow {}_1H^2 + e^+ + \nu_e$$

$$_1H^2 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^3 + \gamma$$

$$_2He^3 + {}_2He^4 \rightarrow {}_4Be^7 + \gamma$$

$$_4Be^7 + e^- \rightarrow {}_3Li^7 + \nu_e$$

$$_3Li^7 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4$$

Beim Proton-Proton-Prozess III reagiert der Beryllium-Kern statt mit einem Elektron mit einem Wasserstoff-Kern unter Aussendung eines γ-Photons zu einem Bor-Kern, welcher aus fünf Protonen und drei Neutronen besteht:

$$_4Be^7 + {}_1H^1 \rightarrow {}_5B^8 + \gamma$$

Das Bor-8-Isotop ist instabil und zerfällt unter Aussendung eines Positrons sowie eines Neutrinos zu einem Beryllium-8-Kern, bestehend aus vier Protonen und vier Neutronen:

$$_5B^8 \rightarrow {}_4Be^8 + e^+ + \nu_e$$

Der Beryllium-8-Kern zerfällt wiederum in zwei Helium-4-Kerne:

$$_4Be^8 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4$$

Die Gesamtreaktion für den Proton-Proton-Prozess III lautet:

$$_1H^1 + {}_1H^1 \rightarrow {}_1H^2 + e^+ + \nu_e$$

$$_1H^2 + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^3 + \gamma$$

$$_2He^3 + {}_2He^4 \rightarrow {}_4Be^7 + \gamma$$

$$_4Be^7 + {}_1H^1 \rightarrow {}_5B^8 + \gamma$$

$$_5B^8 \rightarrow {}_4Be^8 + e^+ + \nu_e$$

$$_4Be^8 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4$$

Beim Kohlenstoff-Stickstoff-Sauerstoff-Zyklus (Bethe-Weizsäcker-Zyklus) wird Kohlenstoff (C) (jeweils 6 Protonen und 6 Neutronen im Kern) als Katalysator benötigt. Im ersten Reaktionsschritt reagiert ein Wasserstoff-Kern mit einem Kohlenstoff-Kern unter Aussendung eines Gamma-Photons zu einem Stickstoff-13-Kern, welcher aus sieben Protonen und sechs Neutronen besteht:

$$_6C^{12} + {}_1H^1 \rightarrow {}_7N^{13} + \gamma$$

Der entstandene Stickstoff-Kern ist instabil und zerfällt unter Aussendung eines Positrons sowie eines Neutrinos in einen Kohlenstoff-13-Kern, welcher 6 Protonen und sieben Neutronen im Kern hat:

$$_7N^{13} \rightarrow {}_6C^{13} + e^+ + \nu_e$$

Dieser Kohlenstoffkern reagiert mit einem Wasserstoff-Kern unter Aussendung eines γ-Photons zu einem Stickstoff-14-Kern, welcher aus sieben Protonen und sieben Neutronen besteht:

$$_6C^{13} + {}_1H^1 \rightarrow {}_7N^{14} + \gamma$$

Der entstandene Stickstoff-Kern reagiert mit einem weiteren Wasserstoff-Kern unter Aussendung eines γ-Photons zu einem Sauerstoff-15-Kern, welcher aus acht Protonen und sieben Neutronen besteht:

$$_7N^{14} + {}_1H^1 \rightarrow {}_8O^{15} + \gamma$$

Der Sauerstoff-15-Kern ist instabil. Er zerfällt unter Aussendung eines Positrons und eines Neutrinos in einen Stickstoff-15-Kern, welcher aus sieben Protonen und acht Neutronen besteht:

$$_8O^{15} \rightarrow {}_7N^{15} + e^+ + \nu_e$$

Der Stickstoff-15-Kern reagiert mit einem weiteren Wasserstoffkern zu zwei Helium-4-Kernen:

$$_7N^{15} + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4$$

Dabei wird das zu Anfang der Reaktion als Katalysator benötigte Kohlenstoff-12 wieder freigesetzt, welches dann wieder für den CNO-Zyklus zur Verfügung steht. Der Kohlenstoff wurde bei der Reaktion also nicht verbraucht, sondern nur als Katalysator verwendet. Nachfolgend die Gesamtreaktion für den CNO-Zyklus und eine schematische Darstellung:

$$_6C^{12} + {}_1H^1 \rightarrow {}_7N^{13} + \gamma$$

$$_7N^{13} \rightarrow {}_6C^{13} + e^+ + \nu_e$$

$$_6C^{13} + {}_1H^1 \rightarrow {}_7N^{14} + \gamma$$

$$_7N^{14} + {}_1H^1 \rightarrow {}_8O^{15} + \gamma$$

$$_8O^{15} \rightarrow {}_7N^{15} + e^+ + \nu_e$$

$$_7N^{15} + {}_1H^1 \rightarrow {}_2He^4 + {}_2He^4$$

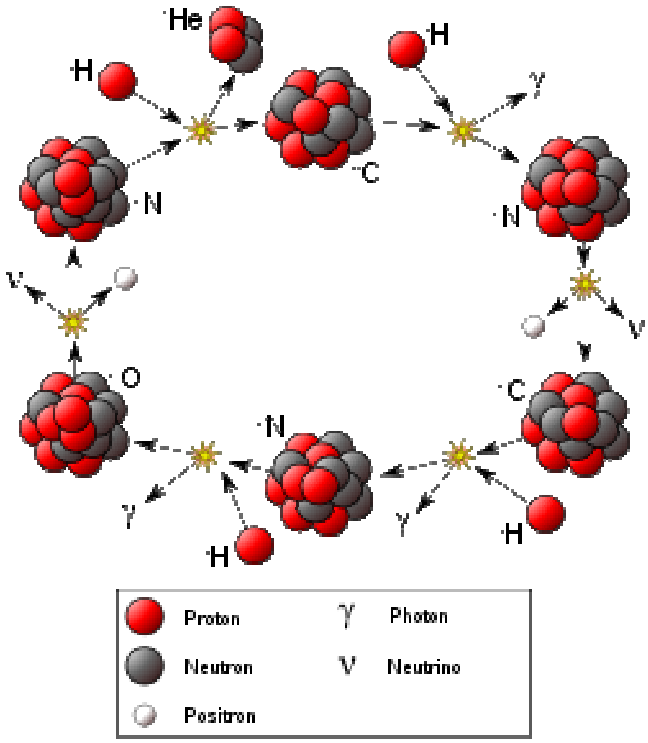

Bild 15: Der CNO-Zyklus /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Bethe-Weizs%C3%A4cker-Zyklus

Für alle Formen von Kernfusionen in Sternen gilt: Einzelne Reaktionsschritte haben unterschiedliche Reaktionswahrscheinlichkeiten. Aus diesem Grunde können einzelne Reaktionsschritte unterschiedlich lange dauern. Die möglichen Zeitspannen liegen hier zwischen wenigen Sekunden bis zu mehreren 100 Millionen Jahren. Manche Reaktionsschritte wären sogar unter gewöhnlichen Umständen extrem unwahrscheinlich. Nur aufgrund der Vielzahl an gleichzeitig stattfindenden Prozessen wird im Ergebnis kontinuierlich Energie erzeugt. So werden im Falle der Sonne als Stern 616 Millionen Tonnen Wasserstoff in 612 Millionen Tonnen Helium fusioniert. Eine Masse von 4 Millionen Tonnen wird gemäß der Gleichung $E = mc^2$ in Energie umgewandelt. Auch andere Prozesse erhöhen die Reaktionswahrscheinlichkeit. So gibt es bestimmte Kernresonanzen bei energetischen Prozessen oder quantenmechanische Effekte (z.B. den Tunneleffekt) welche die Reaktionswahrscheinlichkeit erhöhen. Bei den Resonanzeffekten stimmen z.B. die Anregungsenergien von einem Atomkern als Produkt mit den Energien seiner Edukte (Ausgangs-Atomkerne) überein. Beim quantenmechanischen Tunneleffekt laufen Kernprozesse mit einer gewissen Wahrscheinlichkeit bereits unterhalb der dafür erforderlichen Startenergie ab.

4.5 Die Aktivität der Sterne

Der Begriff der Sternaktivität fasst die Gesamtheit der veränderlichen, relativ kurzlebigen Erscheinungen in begrenzten Bereichen eines Sterns bzw. auf der Sternoberfläche und in der Sternatmosphäre zusammen. Ursache für die Sternaktivität sind dynamische Prozesse in den Magnetfeldern der Sterne. Sie äußern sich im Ergebnis als Sternflecken, Fackeln, Eruptionen bzw. Flares und Protuberanzen. Aufgrund der Entfernungen der Sterne ist die direkte Beobachtung der Sternaktivitäten noch sehr schwierig. Es dürfte aufgrund des unterschiedlichen Aufbaus der Sterne auch Unterschiede in der Ausprägung der jeweiligen Sternaktivität geben. Im Falle der Sonne als Stern liegen aufgrund ihrer relativen Nähe zur Erde und der damit verbundenen guten Beobachtungsmöglichkeit umfangreiche Daten zur Sonnenaktivität vor. Die grundlegenden Prozesse für die Sonnenaktivität dürften auch im Falle der Sternaktivität zur Anwendung kommen. Daher soll an dieser Stelle auch auf Kapitel 4.0 „Sonnenaktivität“ in der Abhandlung „Die Sonne“ verwiesen werden.

5.0 Besondere Sterntypen

Zu den besonderen Sterntypen zählen vor allem die „Veränderlichen Sterne“. Bei diesen Sternen kommt es zu einer Variation ihrer Leuchtkräfte. Die Perioden dieser Variation können unterschiedlich lang sein. Allerdings muss zwischen sogenannten Bedeckungsveränderlichen und physischen Veränderlichen unterschieden werden. Bei den Bedeckungsveränderlichen kommt es aufgrund der Bedeckung eines Sterns durch einen Begleiter zu regelmäßigen Variationen der Leuchtkräfte. Allerdings ändert sich die tatsächliche Leuchtkraft dieser Sterne dabei nicht. Bei den physischen Veränderlichen liegt die Ursache für die Variation der Leuchtkräfte in Prozessen im Stern. Konkret kommt es bei den physisch Veränderlichen zu einer Variation der Sternzustandsgrößen, insbesondere der Leuchtkräfte L und der Radien R. Letztere Größen sind miteinander verbunden. Eine Änderung der Radien führt in der Regel auch zu einer Änderung der Leuchtkräfte von Sternen. Nachfolgend wird auf verschiedene Arten von veränderlichen Sternen eingegangen.

Bedeckungsveränderliche: Aufgrund von gegenseitigen Bedeckungen in einem engen Doppelsternsystem kommt es zu Helligkeitsschwankungen. In Abhängigkeit von der Lichtkurve werden drei Unterklasse definiert, die folgende Bezeichnungen tragen: β-*Persei-Sterne*, β-*Lyrae-Sterne* und *W-Ursae-Majoris-Sterne*.

Eruptive Veränderliche: In der Chromosphäre und Korona dieser Sterne kommt es zu eruptiven Vorgängen und Flares. Diese führen im Ergebnis zu Helligkeitsschwankungen. Des Weiteren kommt es zu zusätzlichen Aktivitäten in den Hüllen und zu Ausbrüchen von Gasmassen in Form stellarer Winde. Dies führt auch zu Wechselwirkungen mit der Materie in der Umgebung dieser Sterne. Unterschieden werden folgende Unterklassen: *FU-Orionis-Sterne*, *T-Tauri-Sterne*, *UV-Ceti-Sterne* und *Wolf-Rayet-Sterne*.

Pulsationsveränderliche: Bei diesen Sternen kommt es zu einer radialen oder nicht-radialen Expansion und Kontraktion der Sternoberfläche. D.h. die Radien dieser Sterne pulsieren und damit auch ihre Leuchtkräfte. In der Regel liegt eine Störung des hydrostatischen Gleichgewichtes vor. Wenn die Fusionsrate im Stern abnimmt, dann wird der Strahlungsdruck kleiner und kann den Gravitationsdruck nicht mehr ausgleichen. In Folge kommt es zu einer Kontraktion des Sterns und seine Oberfläche bzw. Leuchtkraft wird kleiner. Aufgrund der Kontraktion steigt die Temperatur im Innern des Sterns wieder an, was eine Steigerung der Fusionsrate bewirkt. Aufgrund der höheren Energieproduktion steigt der Strahlungsdruck an und der Stern expandiert wieder. Entsprechend vergrößert sich auch seine Oberfläche bzw. Leuchtkraft. Aufgrund der Expansion verringert sich die Temperatur wieder, was zu einem Nachlassen der Fusionsrate führt. Danach geht der oben beschriebene Prozess von vorne los und im Ergebnis haben wir einen Pulsationsveränderlichen. Es gibt fünf Unterklassen: α-*Cygni-Sterne*, *Cepheiden*, *Mira-Sterne*, *RR-Lyrae-Sterne* und *RV-Tauri-Sterne*. Die Pulsationsveränderlichen liegen in einem schmalen Streifen im Hertzsprung-Russell-Diagramm, der Instabilitätsstreifen genannt wird. Der Streifen erstreckt sich an seinem unteren Ende von der Hauptreihe bis in den Bereich der Riesensterne an seinem oberen Ende. Auf seinem oberen Ende liegen die hellen Cepheiden, weiter unten die RR-Lyrae-Sterne und δ-Scuti-Sterne.

Rotationsveränderliche: Bei diesen Sternen haben die Helligkeitsschwankungen ihre Ursachen in ellipsoider Verformung der Komponenten von Doppelsternen oder in unterschiedlichen Verteilungen der Leuchtkräfte auf ihren Oberflächen, z.B. durch Sternflecken. Sternflecken bilden sich aufgrund des Magnetfeldes eines Sterns. An den Eintritts- und Austrittsstellen von magnetischen Schläuchen (bestehend aus Magnetfeldlinien) ist die Temperatur geringer als die der übrigen Sternoberfläche, da an diesen Stellen weniger Materie durch Konvektion aufsteigen kann. Diese Stellen erscheinen gegenüber der übrigen Sternoberfläche dann dunkler. Es gibt drei Unterklassen: α-Canum-Venaticorum-Sterne, BY-Draconis-Sterne und Pulsare.

Kataklysmische Veränderliche: Bei diesen Sternen kommt es zu Schwankungen ihrer Leuchtkräfte aufgrund von thermonuklearen Reaktionen auf der Sternoberfläche und/oder im Sterninnern. Wenn der Stern von einer Akkretionsscheibe umgeben ist, kann es zu Ausbrüchen von

Materie kommen. Eine Akkretionsscheibe ist eine um ein zentrales Objekt, zum Beispiel ein Stern oder ein Schwarzes Loch, rotierende Scheibe, die Materie in Richtung des Zentrums transportiert (akkretiert). Dadurch sammelt der Stern Materie auf, was bei dem Überschreiten einer bestimmten Masse und Temperatur zu thermonuklearen Prozessen und weiteren Prozessen, etwa den Ausbrüchen von Materie, führen kann. Bei diesen Sternen werden folgende Unterklassen unterschieden: *Novae*, *Symbiotische Sterne*, *DQ-Herculis-Sterne* und *AM-Canum-Venaticorum-Stern*e.

Drei verschiedene Typen von Veränderlichen sollen aufgrund ihrer Bedeutung in der Astrophysik, besonders für die Entfernungsbestimmung, hervorgehoben werden: Die Cepheiden, die RR Lyrae-Sterne und δ-Scuti-Sterne sowie die Mira-Sterne.

Cepheiden: Die Lichtkurven dieser Veränderlichen zeigen einen relativ steilen Anstieg zum Maximum und dann einen merklich flachen Abfall. Die Amplitude beträgt typischerweise eine Größenklasse (1^m). Die Perioden liegen zwischen 2 und 50 Tagen, wobei es ein Häufigkeitsmaximum bei Perioden mit 5 Tagen gibt. Cepheiden sind Riesensterne, welche aus Sternen mit mittlerer Masse (3 bis $8M_\odot$) entstanden sind und in denen das Heliumbrennen stattfindet (siehe Kapitel 6 / Unterkapitel 6.1 Weiße Zwerge). Für die Entfernungsbestimmung sind die Cepheiden aufgrund der sogenannten Perioden-Leuchtkraft-Beziehung von großer Bedeutung. Die Leuchtkraft dieser Sterne wächst mit ihrer Periode. Statt der Leuchtkraft wird in der Regel die absolute Helligkeit M (z.B. die absolute Helligkeit M_v) als Berechnungsgrundlage genommen, so dass daraus eine Perioden-Helligkeits-Beziehung wird:

$$M_v = -2{,}99^m \cdot \log(P/1d) - 1{,}37^m \qquad (23)$$

Zur Entfernungsbestimmung muss dann die aus der Periode berechnete absolute Helligkeit mit der scheinbaren Helligkeit verglichen werden. Gleichung (21) ist die einfachere Form. Die Bezeichnung 1d bedeutet einen Tag. Aufgrund der interstellaren Extinktion kommt es zu einer Verfärbung des Sternlichtes, so dass ein korrigierter Farbindex (B – V) mit berücksichtigt werden muss:

$$M_v = -2{,}47^m - 3{,}53^m \cdot \log(P/1d) - 2{,}65^m \cdot (B - V)_0 \qquad (24)$$

Der korrigierte Farbindex $(B - V)_0$ hat typischerweise Werte von $0{,}4^m$ und $0{,}9^m$.

RR Lyrae-Sterne: Diese Veränderlichen ähneln den Cepheiden. Die Amplituden ihrer Helligkeitsveränderungen betragen auch etwa eine Größenklasse. Allerdings ist die Periode zwischen 0,1d und einem Tag (1d) wesentlich kleiner. Das Häufigkeitsmaximum dieser Perioden liegt bei 0,5d. Im Vergleich zu den Cepheiden haben die RR Lyrae-Sterne nur eine geringe Streuung ihrer absoluten Helligkeit (M_v), welche zwischen 0 und $0{,}8^m$ liegt. Bei den RR Lyrae-Sternen handelt es sich um Riesensterne, welche sich aus den massearmen Sternen (0,5 bis $3M_\odot$) entwickelt haben und in denen das Helium-Brennen stattfindet (siehe Kapitel 6 / Unterkapitel 6.1 Weiße Zwerge).

δ-Scuti-Sterne: diese Veränderlichen ähneln den RR Lyrae-Sternen. Allerdings sind deren Perioden mit Werten zwischen etwa einer Stunde und fünf Stunden nochmals deutlich kürzer. Des Weiteren sind deren Lichtkurven nicht so regelmäßig.

Mira-Sterne: Diese Veränderlichen haben Perioden im Bereich von 100 bis 1.000 Tagen. Die Amplituden ihrer Helligkeitsschwankungen liegen in einem Bereich zwischen zwei und sechs Größenklassen. Der Prototyp „Mira“ (lateinisch: die Wundersame) im Sternbild Walfisch hat eine Periode von 331 Tagen und eine Amplitude von sechs Größenklassen. Unregelmäßigkeiten in der Lichtkurve sind allerdings sehr häufig. Bei den Mira-Sternen handelt es sich um sehr kühle Riesensterne.

6.0 Endphasen der Sternentwicklung

Die Verweildauer eines Sterns auf der Hauptreihe hängt von seiner Masse bzw. von seinem Spektraltyp ab. Sehr massereiche Sterne der frühen Spektraltypen O und B verweilen nur einige hunderttausend Jahre auf der Hauptreihe, während die masseärmsten Sterne der späten Spektralklasse M, rote Zwerge, bis zu 100 Milliarden Jahre dort verweilen. Am Ende des Hauptreihenstadiums ist der Wasserstoff im Kern weitgehend in Helium fusioniert worden. Im Zentrum des Sterns hat sich ein Heliumkern gebildet. In allen Sternen wird dieser Heliumkern soweit schrumpfen, bis eine Kerntemperatur von 100 Millionen Kelvin erreicht wird. Bei dieser Temperatur kommt es dann auf unterschiedlicher Art und Weise zum Beginn der Fusion von Helium zu Kohlenstoff und Sauerstoff:

$$3\,{}_2He^4 \rightarrow {}_6C^{12} + \gamma$$

$${}_6C^{12} + {}_2He^4 \rightarrow {}_8O^{16} + \gamma$$

Um den Heliumkern herum fusioniert der noch vorhandene Wasserstoff zu Helium. Das heißt, um den Heliumkern hat sich eine Schale gebildet, in der das Wasserstoffbrennen weiterhin stattfindet. Daher wird in diesem Fall auch von einem sogenannten Wasserstoff-Schalenbrennen gesprochen. Trotz des Wasserstoff-Schalenbrennens wird allerdings dann nicht mehr von einem Hauptreihenstern gesprochen, da es für diese Definition auf die Kernfusionsprozesse im Kern des Sterns ankommt, und dort findet dann keine Fusion von Wasserstoff zu Helium mehr statt. Der genaue Verlauf hängt allerdings wiederum von der Masse eines Sterns am Ende seines Hauptreihenstadiums ab. Des Weiteren hängen auch die Endprodukte der Sternentwicklung von der Sternmasse ab. Ein Stern endet in Abhängigkeit von seiner Masse als Weißer Zwerg, Neutronenstern oder stellares Schwarzes Loch. So enden Sterne mit einer ursprünglichen Masse von etwa bis zu $8M_\odot$ als sogenannte Weiße Zwerge. Sterne mit einer Masse in einem Bereich von etwa 8 bis $25M_\odot$ enden als Neutronensterne, welche sich als Pulsare bemerkbar machen. Als stellares Schwarzes Loch enden wiederum Sterne mit Massen von mehr als $25M_\odot$. Nachfolgend soll auf die verschiedenen Endstadien der Sternentwicklung ausführlicher eingegangen werden.

6.1 Weiße Zwerge

Sterne mit Massen zwischen 0,75 und $8M_\odot$ enden wie bereits oben erwähnt als Weiße Zwerge. Der genaue Entwicklungsweg dorthin ist wiederum von der konkreten Masse abhängig. Daher werden diese Sterne in Rote Zwerge (0,75 bis $0{,}4M_\odot$), massearm (0,5 bis $3M_\odot$) und in Sterne mit mittlerer Masse (3 bis $8M_\odot$) unterteilt. Unsere Sonne gehört also zu den massearmen Sternen.

Die Lebensdauer eines **Roten Zwerges** liegt bei über 50 Milliarden Jahren. Bei einem Alter des Universums von etwa 13,6 Milliarden Jahren hat noch kein Roter Zwerg sein Endstadium erreicht, so dass hier nur theoretische Modellberechnungen vorliegen. Ein Roter Zwerg endet als Weißer Zwerg. Nachfolgend soll zunächst der Massenbereich von 0,5 bis 3 ausführlich betrachtet werden.

Wenn bei **massearmen Sternen** der Wasserstoffvorrat im Kern erschöpft ist kommt die Fusion von Wasserstoff zu Helium dort zum erliegen. Der Kern im Stern hat sich nun überwiegend mit Helium angereichert. Da der Strahlungsdruck aufgrund der fehlenden Fusion nachlässt, gewinnt die Gravitation die Oberhand und das bisher vorhandene hydrostatische Gleichgewicht ist gestört. Der Heliumkern schrumpft infolgedessen. Um den Kern herum findet das oben erwähnte Wasserstoff-Schalenbrennen statt, bei dem weiterhin Helium erzeugt wird und dadurch die Masse des Heliumkerns zunimmt. Aufgrund der Kontraktion (Schrumpfung) des Heliumkerns nehmen seine Dichte und Temperatur immer mehr zu. In diesem Zustand werden die Gesetze der

Quantenmechanik zunehmend relevant. Aufgrund der Gesetze der Quantenmechanik können sogenannte Fermionen (dazu zählen unter anderem Elektronen, Atomkerne bzw. seine Bestandteile: Protonen und Neutronen) nur bestimmte Quantenzustände besetzen, jedoch kann jeder Quantenzustand nur von einem Fermion besetzt werden. Diese Eigenschaft der Fermionen erzeugt einen Druck, den sogenannten Fermi-Druck, welcher der Gravitation entgegenwirkt und damit der zunehmenden Verdichtung des Kerns entgegenwirkt. Diese Eigenschaften machen sich erst bei einer stark komprimierten Materie bemerkbar. Wenn aufgrund der Rahmenbedingungen entsprechende Eigenschaften bei den Fermionen auftreten, wird von einer Entartung bzw. entartete Materie gesprochen. Im Falle von entarteter Materie gelten für die Zusammenhänge von Drücken, Temperaturen und Volumina andere Gesetzmäßigkeiten als bei normaler Materie im Rahmen der klassischen Physik.

Aufgrund der Kontraktion des Heliumkerns erhöht sich auch der Gravitationsdruck auf die Wasserstoff-Schale, da diese dem Kernkollaps zunächst folgt. In Folge steigt die Fusionsrate in dieser Schale an und ihre Temperatur nimmt zu. Ist die Schale vorher der Kontraktion des Kerns gefolgt, so nimmt ihr Volumen jetzt wieder zu. Die Leuchtkraft des Sterns steigt im Vergleich zu seinem Hauptreihenstadium jetzt signifikant an. Aufgrund der größeren Sternoberfläche ist seine effektive Temperatur jedoch geringer. In diesem Stadium wird von einem Unterriesen gesprochen. Im Hertzsprung-Russell-Diagramm nimmt der Stern nun eine entsprechende Position ein, welche sich unterhalb des sogenannten *Riesenastes* befindet.

Im Falle eines Sterns mit einer Sonnenmasse würde sich seine Leuchtkraft etwa um einen Faktor 10 im Vergleich zu seiner Leuchtkraft auf der Hauptreihe erhöhen. Seine Oberflächentemperatur würde um knapp 2.000 K sinken. Der Radius dieses Sterns würde im Vergleich zu seiner Hauptreihenphase um den Faktor 7 größer werden. Im Ergebnis wird von einem *Roten Unterriesen* gesprochen.

Der Heliumkern nimmt weiter an Masse zu, infolgedessen steigt auch der Gravitationsdruck auf die Wasserstoff-Brennzone, was zu einem Ansteigen der dortigen Fusionsrate führt. Durch die höhere Energieerzeugungsrate steigt die Temperatur an und die äußere Schichten des Sterns dehnen sich weiter aus. Aufgrund der Ausdehnung der Sternhülle sinkt deren Oberflächentemperatur bis auf Werte von etwa 3.000 K ab. In den äußeren Schichten können sich dann positive Wasserstoffionen (H^+) mit Elektronen vereinigten und atomaren Wasserstoff (H) bilden. Dieser atomare Wasserstoff kann wiederum noch ein zusätzliches Elektron anlagern, so dass sich ein negatives Wasserstoffion bildet (H^-). Infolgedessen wird die Schicht mit einer zunehmenden Anzahl an negativen Wasserstoffionen immer undurchlässiger (opaker) für Strahlung. Je größer die Abkühlung der äußeren Sternhülle aufgrund ihrer Ausdehnung wird, desto höher wird die Dichte der negativen Wasserstoffionen und umso höher die Strahlungsundurchlässigkeit dieser Schicht. Das Wasserstoffbrennen liefert jedoch weiterhin Energie, so dass die Oberflächentemperatur wieder ansteigt und die Dichte der negativen Wasserstoffionen wieder abnimmt. Die Strahlung kann wieder besser entweichen und die Oberflächentemperatur des Sterns sinkt wieder, was wiederum eine Zunahme der negativen Wasserstoffionen und damit wieder eine größere Strahlungsundurchlässigkeit zur Folge hat. Diese beschriebene Wechselwirkung wirkt wie ein Thermostat und führt dazu, dass die Oberflächentemperatur des Sterns weitgehend konstant bleibt

Die höhere Fusionsrate bzw. Energieerzeugungsrate aufgrund des Wasserstoffbrennens führt zu einer höheren Leuchtkraft des Sterns, welche gemäß Gleichung (11) Proportional zu seinem Radius und zu seiner effektiven Temperatur ist:

$$L \sim R^2 T_{eff}^4$$

Die effektive Temperatur bleibt aufgrund der oben beschriebenen Wechselwirkung weitgehend konstant. So muss bei einer höheren Leuchtkraft des Sterns sein Radius größer werden. Nach zirka 100 Millionen Jahren als Unterriese entwickelt sich der Stern nun zu einem *Roten Riesen*. Diese Entwicklungsstufe wird auch etwa 100 Millionen Jahre anhalten.

Als Roter Riese hat ein Stern von einer Sonnenmasse einen Radius von etwa dem 100-fachen seines ursprünglichen Radius als Hauptreihenstern. Aufgrund der damit verbundenen geringeren gravitativen Bindung der äußeren Materie und des nach außen gerichteten Strahlungsdrucks verliert der Stern etwa 10 bis 20 Prozent seiner ursprünglichen Masse. In dieser Entwicklungsstufe kontrahiert der Heliumkern trotz des Fermi-Drucks immer weiter. Seine Dichte und Temperatur nehmen zu. Allerdings unterliegt entartete Materie wie oben bereits erwähnt anderen physikalischen Gesetzmäßigkeiten. Ein Temperaturanstieg im Kern führt nicht zu einer Expansion des Kerns, wie es bei gewöhnlicher Materie der Fall wäre. Bei einer Temperatur von 100 Millionen Kelvin zündet im Kern explosionsartig das am Anfang dieses Hauptkapitels beschriebene Heliumbrennen, bei dem drei Heliumkerne zu Kohlenstoff fusionieren. Ein Teil des Kohlenstoffs fusioniert mit einem weiteren Heliumkern zu einem Sauerstoffkern. Diese explosionsartige Zündung des Helium-Brennens wird als Helium-Blitz bzw. Helium-Flash bezeichnet. Innerhalb weniger Sekunden werden Energien erzeugt, die einem Äquivalent von 100 Millionen Sonnenleuchtkräften entsprechen. Die explosionsartige Freisetzung an Energie führt zu einer Expansion des Kerns, seine Dichte und Temperatur nehmen ab. Entsprechend verringert sich auch die Fusionsrate des Heliumbrennens. Infolgedessen schrumpft der Sterndurchmesser etwa um den Faktor 10 und seine Leuchtkraft beträgt dann etwa 100 Sonnenleuchtkräfte. Im Hertzsprung-Russell-Diagramm wandert der Stern auf dem sogenannten *Horizontast*, welcher sich mittig im oberen Bereich dieses Diagramms befindet. Es stellt sich ein stabiles hydrostatisches Gleichgewicht mit einem stabilen Heliumbrennen im Kern ein. Die Entwicklung vom Helium-Blitz bis zu diesem Zustand dauert für einen Stern mit einer Sonnenmasse wieder etwa 100 Millionen Jahre. Neben der Fusion von Helium zu Kohlenstoff und Sauerstoff können sich aufgrund von Folgereaktionen mit weiteren Heliumkernen auch Neon, Magnesium und Silizium bilden.

Nach rund 100 Millionen Jahren auf dem sogenannten Horizontast im Hertzsprung-Russell-Diagramm und einer gesteigerten Fusionsrate erschöpft sich der Heliumvorrat im Kern. Im Kern dominieren nun die Kerne von Kohlenstoff und Sauerstoff, während sich eine Schale aus Heliumkernen um diesen Kern gebildet hat. Aufgrund des Gravitationsdrucks liegt die Temperatur in der Helium-Schale bei über 100 Millionen Kelvin, so dass dort das Helium-Brennen weitergeht. Über der Helium-Brennzone befindet sich die äußerste Schale aus Wasserstoffkernen, in der das Wasserstoff-Brennen stattfindet. Das Wasserstoff-Brennen erzeugt Heliumkerne, welches der Helium-Brennschale die Heliumkerne liefert. Das Helium-Brennen erzeugt wiederum Kohlenstoff- und Sauerstoffkerne, die den Kern des Sterns entsprechend anreichern. Der Fermi-Druck verhindert wiederum eine grenzenlose Kontraktion des Kerns. Allerdings werden keine ausreichend hohen Temperaturen mehr erzeugt, um ein sogenanntes Kohlenstoff- oder Sauerstoffbrennen zu starten. Der Stern besteht nun aus zwei Schalen (Wasserstoff- und Heliumbrennzone) und einem Kern aus Kohlenstoff- und Sauerstoffkernen. Der Fermi-Druck verhindert zwar eine grenzenlose Kontraktion des Kerns, jedoch kontrahiert er aufgrund der Zunahme seiner Masse. In Folge des dadurch hervorgerufenen Gravitationsdrucks steigen die Temperaturen in den Schalen, so dass die Fusionsraten des Wasserstoff- und Heliumbrennens zunehmen. Die erhöhte Energieproduktion bewirkt wiederum eine Zunahme des Sternradius. Gegenüber dem Radius als Hauptreihenstern kann der Radius nun auf das 2.000 bis 3.000-fache ansteigen. Jetzt wird von einem *Überriesen* gesprochen. Im Hertzsprung-Russell-Diagramm wird der Weg vom Horizont-Ast bis zum Überriesen als *Asymptotischer Riesenast* bezeichnet. Dieser Ast steigt steil zu höheren Werten von Leuchtkraft und geringeren Temperaturen auf. Wenn diese Entwicklung nicht durch physikalische Prozesse gestoppt würde, dann würde sich dieser Ast asymptotisch dem Riesenast annähern. D.h. die Annäherung würde immer enger werden, jedoch erst im Unendlichen ihr Ziel erreichen. In dieser Phase ist der Massenverlust aufgrund einer noch geringeren gravitativen Bindung der äußeren Sternschichten noch größer. Etwa 20 bis 30 Prozent von der Ausgangsmasse gehen verloren.

Typisch in dieser Entwicklungsphase ist, dass der Stern dann zu einem veränderlichen Stern (siehe Kapitel 5) wird. Wenn der Helium-Vorrat in der Helium-Brennzone zur neige geht, dann nimmt die

Fusionsrate stark ab und die Helium-Schale kontrahiert. Die Temperatur in der Helium-Schale steigt und infolgedessen auch die in der Wasserstoff-Brennzone, was wiederum eine Erhöhung der dortigen Fusionsrate zur Folge hat. Es wird dadurch mehr Helium erzeugt, welcher wiederum als Brennstoff für die Helium-Brennzone zur Verfügung steht und die dortige Fusionsrate wieder ansteigen lässt bis der Heliumvorrat wieder erschöpft ist. Der beschriebene Zyklus wiederholt sich in einem Abstand von 10.000 bis 100.000 Jahren etwa ein Dutzend Mal. Es wird in diesem Fall auch von sich zyklisch wiederholenden thermischen Pulsen gesprochen. Während dieser Phase verliert der Stern etwa 50 bis 90 Prozent seiner Ausgangsmasse. Die vorhandene Materie sammelt sich konzentrisch um den massenreduzierten Stern, welcher aus den beiden Brennschalen und dem Kern besteht. Durch die weitere Zunahme der im Helium-Brennen erzeugten Kohlenstoff- und Sauerstoffkerne kontrahiert der Kern weiter. Der Stern sendet nun hochenergetische ultraviolette Strahlung aus. Die vom Stern abgestoßene Masse, eine Hülle aus Gas und Plasma, wird durch diese Strahlung zum Leuchten angeregt. Ein sogenannter *planetarischer Nebel* wird sichtbar. Der Name resultiert daher, weil nach Friedrich Wilhelm Herschel (1738 - 1822), dem Entdecker des Planeten Uranus, eine Ähnlichkeit im Anblick zwischen derartigen Nebeln und dem 1781 entdeckten Planeten besteht. Zusammengesetzt sind die planetarischen Nebel aus der Sternmaterie in der Sternendentwicklungsphase, etwa zu 70 Prozent aus Wasserstoff, zu 28 Prozent aus Helium und einem Rest von zwei Prozent aus Kohlenstoff, Stickstoff, Sauerstoff und Spuren von weiteren Elementen. Der Durchmesser von planetarischen Nebeln liegt etwa bei einem Wert von einem Lichtjahr. Die planetarischen Nebel haben meist eine sphärische Gestalt, doch sind auch schon bipolare Strukturen beobachtet worden. In unserer Galaxis sind etwa 1.500 planetarische Nebel bekannt, was bei einer Anzahl von 300 Milliarden Sternen verhältnismäßig wenig sind. Dies dürfte jedoch mit der relativ geringen Lebensdauer der planetarischen Nebel zusammenhängen. Nach etwa 50.000 Jahren haben sich die Bestandteile des Nebels so ausgedünnt, dass dieser sich weitgehend auflöst und nicht mehr sichtbar ist.

Nach dieser Zeit hat der Stern auch seinen letzten Kernbrennstoff verbraucht und seine äußeren Schalen abgestoßen. Zurück bleibt ein Kern welcher Hauptsächlich aus Kohlenstoff und Sauerstoff und entarteten Elektronen besteht. Seine Masse liegt in einem Bereich von 0,5 bis 0,6 Sonnenmassen. Eine Energieerzeugung durch thermonukleare Prozesse findet nicht mehr statt. Im Hertzsprung-Russell-Diagramm hat der Stern während dieser Phase den Asymptotischen Riesenast verlassen und ist nun zu einem sogenannten *Weißen Zwerg* geworden. Allerdings ist während dieser Phase die Oberflächentemperatur des Sterns zunächst gestiegen, nachdem dieser seine Hülle abgestoßen hatte und aufgrund des Schalenbrennens bei konstanter Leuchtkraft weiter kontrahiert ist. Daher leuchtet ein Weißer Zwerg zunächst im bläulich-weißlichen Licht. Allerdings kühlt der Stern immer mehr aus, da keine Energieproduktion mehr stattfindet. Der Stern wird immer rötlicher und dann unsichtbar. Aus dem Weißen Zwerg ist dann ein sogenannter Schwarzer Zwerg geworden. Der Bereich der Zwerg-Sterne befinden sich links unten im Hertzsprung-Russell-Diagramm, unterhalb der Hauptreihe.

Ein Weißer Zwerg hat bei einer Masse von 0,5 bis 0,6 Sonnenmassen ein Durchmesser von etwa 10.000 bis 20.000 km und eine sehr hohe Dichte von etwa 1.000.000 g/cm³. Zwischen dem Gravitationsdruck und dem Fermi-Druck hat sich ein stabiles Gleichgewicht herausgebildet.

Sterne mit einer mittleren Masse (3 bis 8M$_\odot$) entwickeln sich ebenfalls zu Roten Riesen und anschließend zu Weißen Zwergen und planetarischen Nebeln. Allerdings unterscheidet sich der Weg dorthin von den massearmen Sternen. Sterne mit einer mittleren Masse befinden sich weniger als 100 Millionen Jahre auf der Hauptreihe. Wenn sich der Kern aufgrund des Wasserstoffbrennens mit Helium angereichert hat, kommt das Wasserstoffbrennen dort zum erliegen. Um den Kern bildet sich wiederum eine Schale, in der das Wasserstoffbrennen stattfindet. Der Kern kontrahiert. Die äußere Sternschicht kontrahiert, im Gegensatz zu der entsprechenden Entwicklung bei den massearmen Sternen, jedoch nicht mit. Der Sternhülle expandiert stattdessen, bei einem Stern von 5M$_\odot$ um den Faktor 25. Die Oberflächentemperatur, die bei einem Hauptreihenstern von 5M$_\odot$ bei

etwa 15.000 K lag, sinkt aufgrund der größeren Sternoberfläche nun auf rund 5.000 K. Während ein Stern von einer Sonnenmasse vom Ende seines Hauptreihenstadiums bis zur Entwicklung zu einem Roten Riesen etwa 200 Millionen Jahre benötigt, dauert diese Entwicklung bei einem Stern von $5M_\odot$ nur rund 3 Millionen Jahre. Doch auch die Entwicklung des Heliumkerns läuft bei einem Stern mit mittlerer Masse anders. Bei einem massearmen Stern war der Heliumkern zunächst entartet. Infolgedessen zündete das Heliumbrennen beim Erreichen der Zündtemperatur von 100 Millionen Kelvin explosionsartig. Bei einem Stern von mittlerer Masse wird die entsprechende Zündtemperatur bereits erreicht, bevor der Heliumkern entartet ist. In diesem Fall setzt das Heliumbrennen nicht explosionsartig sein. Auch die Beiträge zur Leuchtkraft unterscheiden sich zwischen einem massearmen Stern und einem mit mittlerer Masse. Bei einem massearmen Stern speist sich die Leuchtkraft aus dem Heliumbrennen im Kern. Hingegen bei einem Stern von mittlerer Masse speisen sich 60 Prozent der Leuchtkraft aus dem Wasserstoff-Schalenbrennen. Ursache für diesen Unterschied ist, dass der Energietransport in der äußeren Sternschicht bei massearmen Sternen durch Konvektion und bei Sternen mit mittlerer Masse durch Strahlungstransport erfolgt (siehe Kapitel 4.3 Der innere Aufbau eines Sterns) Aufgrund der höheren Masse dauert die Energiespeisung aus dem Heliumbrennen bei einem Stern mittlerer Masse etwa 11 Millionen Jahre an, während es bei einem massearmen Stern etwa 100 Millionen Jahre sind.

Nach dem Ende des Heliumbrennens im Kern hat sich dieser wiederum mit Kohlenstoff- und Sauerstoffkernen angereichert. Um diesen Kern bildet sich eine Helium-Brennschale, welche wiederum von einer Wasserstoff-Brennschale umgeben ist. Wieder kommt es zu Zyklen bzw. thermischen Pulsen in den Fusionsraten der Brennschalen. Das Wasserstoff-Brennen liefert das Helium für die Helium-Brennschale nach, welche wiederum den Kern weiter mit Kohlenstoff und Sauerstoff anreichert. Diese Phase dauert etwa 10 Millionen Jahre an. Danach kontrahiert der Kern, bis er sich aufgrund des Gleichgewichts zwischen dem Gravitations- und Fermi-Druck (aufgrund des entarteten Elektronengases) stabilisiert hat. Die Helium-Brennschale expandiert hingegen. Dabei wird der Wasserstoff-Brennschale Energie entzogen, woraufhin die dortige Fusion bald zum erliegen kommt. Die Hülle des Sterns dehnt sich dabei weiter aus. Gleichzeitig verzehnfacht sich die Leuchtkraft eines Sterns von $5M_\odot$ auf einen Wert von etwa $10.000L_\odot$. Im Ergebnis ist ein Überriese entstanden. Mit dem Einsetzen der thermischen Pulse, welche im Falle der Endentwicklung von massearmen Sternen bereits beschrieben wurde, wird die Hülle bzw. ein bedeutender Teil seiner Masse ausgestoßen. Etwa 80 Millionen Jahre nach dem Ende des Hauptreihenstadiums sind ein Weißer Zwerg und ein planetarischer Nebel entstanden. Der Weiße Zwerg wird wiederum zu einem Schwarzen Zwerg, der planetarische Nebel löst sich auf.

Bild 16: Ringnebel in der Leier / Foto Ralf Schmidt

6.2 Neutronensterne

Es gibt für die Stabilität von Weißen Zwergen eine Grenzmasse, die sogenannte Chandrasekhar-Grenze bzw. Chandrasekhar-Grenzmasse. Sie hat einen Wert von etwa $1{,}46M_\odot$. Beim Überschreiten dieser Grenzmasse kann der Fermi-Druck dem Gravitationsdruck nicht mehr standhalten. Die negativ geladenen Elektronen werden dabei bildlich gesprochen in die Atomkerne gedrückt, welche aus positiv geladenen Protonen und elektrisch neutrale Neutronen bestehen. Konkret reagieren die Elektronen mit den Protonen zu Neutronen. Dabei werden Neutrinos emittiert. In diesem Fall wird auch von einem inversen Beta-Zerfall gesprochen. Ein Neutronenstern ist entstanden.

Sterne mit Massen von etwa 8 bis $25M_\odot$ enden als Neutronenstern. Allerdings unterscheidet sich der Weg dorthin deutlich von der im vorherigen Unterkapitel beschriebenen Entwicklung eines Sterns mit geringerer Masse zu einem Weißen Zwerg. Zunächst verweilen Sterne mit Massen von 8 bis $25M_\odot$ lediglich etwa 2,5 bis 10 Millionen Jahre auf der Hauptreihe. Für einen Stern mit $15M_\odot$ sind es etwa 9 Millionen Jahre, für einen Stern mit $25M_\odot$ nur noch etwa 2,5 Millionen Jahre. Die Entwicklung zum Roten Riesen verläuft ebenfalls in relativ kurzen Zeiträumen. Ein Stern mit $15M_\odot$ entwickelt sich bereits in 80.000 Jahren zum Roten Riesen. Das Heliumbrennen ist bei diesem nach etwa 900.000 Jahren erschöpft, während es bei einem Stern mit $25M_\odot$ bereits nach 700.000 Jahren erschöpft ist. Bis auf die wesentlich kürzeren Zeiträume sind die Entwicklung zum Roten Riesen sowie das Heliumbrennen im Kern und das Wasserstoff-Schalenbrennen im Wesentlichen analog wie bei einem Stern mit geringerer Masse. Nachdem der Heliumvorrat im Kern verbraucht ist, besteht dieser überwiegend aus Kohlenstoff und zu einem Teil aus Sauerstoff. Um den Kern bilden sich wiederum zwei Schalen, in der inneren findet das Heliumbrennen und in der äußeren das Wasserstoffbrennen statt. Bis hierhin stimmt die Entwicklung mit einem Stern von geringerer Masse noch überein. Bei einem Stern mit $M < 8M_\odot$ werden nicht ausreichend hohe Drücke und Temperaturen erreicht, um das Kohlenstoffbrennen zu zünden. Im Gegensatz dazu kontrahiert der Kern eines Stern mit $M > 8M_\odot$ jetzt so weit bis Druck und Temperatur ausreichend hoch genug sind um das sogenannte Kohlenstoffbrennen zu zünden. Beim Kohlenstoffbrennen, welches bei einer Temperatur von 700 Millionen Kelvin zündet, fusionieren jeweils zwei Kohlenstoffkerne zu Magnesium, Natrium, Neon und Sauerstoff:

$$
\begin{aligned}
{}_6C^{12} + {}_6C^{12} &\rightarrow {}_{12}Mg^{24} + \gamma \\
{}_6C^{12} + {}_6C^{12} &\rightarrow {}_{11}Na^{23} + {}_1H^{1} \\
{}_6C^{12} + {}_6C^{12} &\rightarrow {}_{10}Ne^{20} + {}_2He^{4} \\
{}_6C^{12} + {}_6C^{12} &\rightarrow {}_{12}Mg^{23} + {}_0n^{1} \\
{}_6C^{12} + {}_6C^{12} &\rightarrow {}_8O^{16} + 2{}_2He^{4}
\end{aligned}
$$

Das beim Kohlenstoffbrennen erzeugte Helium-4 kann mit Kohlenstoff wiederum zu Sauerstoff, Neon, Magnesium und Silizium reagieren. Die oben genannte Reaktion dauert nur einige 100 Jahre an. Bei einem Stern von etwa $25M_\odot$ sind es rund 300 Jahre. Der Kern des Sterns wird dabei mit den Produkten des Kohlenstoffbrennens angereichert, bis die Fusion zum erliegen kommt. Infolgedessen kontrahiert der Kern, bis eine Temperatur 1,2 Milliarden Kelvin erreicht wird. Bei dieser Temperatur zündet das Neon-Brennen, welches primär Magnesium erzeugt:

$$
{}_{10}Ne^{20} + {}_0n^{1} \rightarrow {}_{10}Ne^{21} + \gamma
$$

$$_{10}Ne^{20} + {}_{2}He^{4} \rightarrow {}_{12}Mg^{24} + {}_{0}n^{1}$$

Das Neon-21-Isotop kann mit einem Heliumkern wiederum zu Magnesium reagieren. Durch ein Gamma-Photon kann Neon wiederum in Sauerstoff und Helium aufgespalten werden:

$$_{10}Ne^{20} + \gamma \rightarrow {}_{8}O^{16} + {}_{2}He^{4}$$

Während des Neon-Brennens hat sich das Kohlenstoffbrennen auf eine Schale um den Kern konzentriert. Darüber die Schalen mit dem Helium- und dem Wasserstoff-Brennen. Jede Schale liefert der unter ihr liegenden Schale bzw. die letzte Schale dem Kern den jeweiligen Brennstoff. Nach knapp über einem Jahrzehnt ist auch das Neon-Brennen an seinem Ende angelangt. Bei einem Stern mit $25M_{\odot}$ sind es rund 10 Jahre. Der Kern kontrahiert wieder, bis eine Temperatur von 1,8 Milliarden Kelvin erreicht wird. Bei dieser Temperatur zündet das Sauerstoff-Brennen, bei dem die Elemente Schwefel, Phosphor, Silizium und Magnesium entstehen:

$$_{8}O^{16} + {}_{8}O^{16} \rightarrow {}_{16}S^{32} + \gamma$$
$$_{8}O^{16} + {}_{8}O^{16} \rightarrow {}_{16}S^{31} + {}_{0}n^{1}$$
$$_{8}O^{16} + {}_{8}O^{16} \rightarrow {}_{15}P^{31} + {}_{1}H^{1}$$
$$_{8}O^{16} + {}_{8}O^{16} \rightarrow {}_{14}Si^{28} + {}_{2}He^{4}$$
$$_{8}O^{16} + {}_{8}O^{16} \rightarrow {}_{12}Mg^{24} + 2{}_{2}He^{4}$$

Das Sauerstoffbrennen ist noch kürzer als das Neon-Brennen und dauert nur einige Jahre. Im Stern gibt es währenddessen vier Brenn-Schalen (Wasserstoff, Helium, Kohlenstoff und Neon) um den Kern, in welchem das Sauerstoffbrennen stattfindet. Wiederum liefern die Brennzonen den jeweiligen Brennstoff für die darunter liegende Brenn-Schale bzw. für den Kern. Wenn das Sauerstoff-Brennen ebenfalls zum erliegen kommt, kontrahiert der Kern weiter, bis eine Temperatur von 5 Milliarden Kelvin erreicht wird. Bei dieser Temperatur zündet das Silizium-Brennen:

$$_{14}Si^{28} + {}_{14}Si^{28} \rightarrow {}_{28}Ni^{56} + \gamma$$
$$_{28}Ni^{56} \rightarrow {}_{27}Co^{56} + e^{+} + \nu_{e}$$
$$_{27}Co^{56} \rightarrow {}_{26}Fe^{56} + e^{+} + \nu_{e}$$

Das Silizium-Brennen dauert nur etwa 24 Stunden. In dieser Phase gibt es um den Kern, in welchem das Silizium-Brennen stattfindet, fünf Brenn-Schalen (Wasserstoff, Helium, Kohlenstoff, Neon und Sauerstoff).

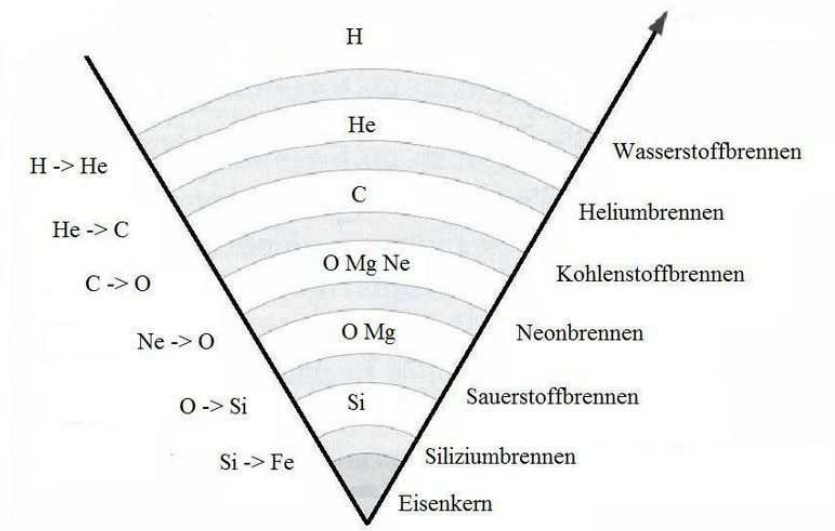

Bild 17: Graphische Darstellung des Schalenbrennens /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Schalenbrennen

Beim Silizium-Brennen entsteht Eisen-56 als Endprodukt. Dieser Atomkern hat die höchste Bindungsenergie pro Nukleon (Nukleonen: Protonen und Neutonen im Atomkern). Darüber hinausgehende Fusionen wären alle endotherm (energieverbrauchend), so dass nach dem Silizium-Brennen und der Entstehung eines Eisen-Nickel-Kerns keine weiteren Fusionen mehr stattfinden können.

Der Radius des Sterns hat sich während der Brennphasen bis zum Eisen-56-Isotop etwa um den Faktor 1000 vergrößert. Seine Oberflächentemperatur liegt bei zirka 4.000 K, so dass im Ergebnis ein Roter Überriese entstanden ist. Mit dem Ende der Fusionsprozesse fällt der Strahlungsdruck weg, welcher dem Gravitationsdruck bisher entgegenwirkte. Die Gravitation gewinnt die Oberhand und der Kern schrumpft. Auch der Fermi-Druck, hervorgerufen durch entartete Elektronen, kann dem Gravitationsdruck nicht mehr entgegenwirken. Die Elektronen werden förmlich in die Atomkerne gedrückt. Es kommt zum inversen Beta-Zerfall, d.h. die negativ geladenen Elektronen reagieren mit den positiv geladenen Protonen zu elektrisch neutralen Neutronen. Bei diesem Prozess werden Elektron-Neutrinos ausgesendet:

$$e^- + p^+ \rightarrow n + \nu_e$$

Für diesen Prozess muss die Dichte im Kern einen Wert von etwa 1.000.000 kg/cm³ haben. Aufgrund dieser Reaktion wird die Entartung der Elektronen aufgehoben, so dass der Kern innerhalb des Bruchteils von einer Sekunde kollabiert und zu einem Neutronenstern wird. Die Neutronenmaterie ist wiederum entartet und baut wieder einen Gegendruck auf, der einen weiteren Kollaps verhindert. Bis dahin folgte die äußere Hülle einschließlich der Brenn-Schalen dem Kernkollaps. Die plötzliche Verdichtung der Materie beim Aufprall auf dem Neutronenstern bewirkt gewaltige Druckwellen. Die aufprallende Materie wird von der Oberfläche des Neutronensterns reflektiert bzw. zurückgeschleudert und erzeugt dadurch auch in der nachfolgenden Materie eine radial vom Kern weg gerichtete Stoßwelle. Zusammen mit der Stoßwelle verlassen auch die beim inversen Beta-Zerfall entstandenen Elektron-Neutrinos radial nach außen gerichtet den Neutronenstern. Hinter den Stoßwellen dehnen sich die erhitzten Gasmassen sehr schnell aus und bewegen sich ebenfalls vom Kern weg. Der Vorgang von der Kontraktion der äußeren Hülle bis zum Aufprall auf dem Neutronenstern dauert nur wenige Stunden. Nach dem Rückschleudern wird die Hülle mit einer Geschwindigkeit von 10.000 km/s in den Weltraum geschleudert. Im Ergebnis ist eine **Supernova** entstanden. Die hohe kinetische Energie der ausgestoßenen Hülle beruht nicht alleine auf den nach außen gerichteten Druckwellen. Vielmehr wird ein Teil der hohen Energie der Elektron-Neutrinos auf die Hüllen-Materie übertragen. Insgesamt wird 99 Prozent der bei einer

Supernova erzeugten Energie von den Elektron-Neutrinos weggetragen. Nur 0,99 Prozent der Energie steckt in der kinetischen Energie der ausgestoßenen Sternhüllen-Materie. Ein extrem geringer Wert von nur 0,01 Prozent der Energie steckt in der kurzen und gewaltigen Leuchtkraft der Supernova. Kaum vorstellbar, dennoch kann die Helligkeit einer Supernova die Leuchtkraft eines ganzen Sternsystems (Galaxie) erreichen. Die bei einer Supernova entstandenen Neutrinos bewegen sich mit annähernder Lichtgeschwindigkeit fort und können gemessen werden.

Supernovae werden nach dem Aussehen ihres Spektrums klassifiziert. Haben sie keine Balmer-Linien des Wasserstoffs im Spektrum werden sie als **Typ I** bezeichnet, anderenfalls als **Typ II**. Im Falle des Typs I hat der Stern bereits vor der Supernova seine Wasserstoffhülle verloren. Zeigen sich noch Linien des Heliums im Spektrum wird die Supernova als Typ **Ib** bezeichnet. Hat der Stern auch bereits seine Heliumhülle vor der Explosion verloren, so dass sich keine Heliumlinien mehr im Spektrum zeigen, so wird diese Supernova als Typ **Ic** bezeichnet. Im Falle des Typs II hat der Stern vor der Supernova noch seine äußere Wasserstoffhülle besessen. Bei diesem Typ erfolgt die Unterteilung auch nach dem Aussehen der Lichtkurve. Supernova von **Typ IIP** zeigen eine plateauartige Phase in ihrer Lichtkurve. Ursache hierfür ist eine relativ große Menge an Wasserstoff in der Hülle, etwa 10 Millionen Sonnenmassen. Befindet sich weniger als eine Sonnenmasse Wasserstoff in der Sternhülle, zeigt sich ein linearer Verlauf der abfallenden Lichtkurve, diese Supernova wird als **Typ IIL** bezeichnet. Zeigt das Spektrum nur sehr wenig Wasserstoff, liegt der **Typ IIn** vor. Sind im Spektrum zunächst Wasserstoff-Linien vorhanden, welche während des Verlaufs der Supernova zunehmend durch markante Helium-Linien ersetzt werden, dann liegt der **Typ IIb** vor. Alle hier dargestellten Supernovae sind sogenannte **Kernkollaps-Supernovae.**

Der **Typ Ia** ist eine sogenannte **thermonukleare Supernova**, welche sich von den bisherigen Typen unterscheidet. Im Spektrum dieses Supernova-Typs zeigen sich starke Silizium-Linien. Der Ausgangsstern ist ein Weißer Zwerg. Wird durch den Weißen Zwerg Masse von einem Begleitstern (z.B. ein Roter Riese) akkretiert (aufgenommen), so steigt seine Masse an. Wird die Chandrasekhar-Grenzmasse von $1{,}46M_\odot$ überschritten, setzen explosionsartig das Kohlenstoffbrennen und die darauf aufbauenden Kernfusionen ein, bis am Ende Silizium entstanden ist. Allerdings wird der Weiße Zwerg bei diesem Vorgang zerstört, so dass weder ein Neutronenstern noch ein stellares Schwarzes Loch entsteht. Aufgrund der scharfen Grenzmasse, bei welcher der Vorgang einsetzt, haben Supernovae vom Typ Ia in etwa alle die gleiche Leuchtkraft und eignet sich daher für die Entfernungsbestimmung von weit entfernten Objekten (z.B. Galaxien). Aufgrund ihrer Leuchtkraft sind sie noch in großer Entfernung zu sehen. Ein Problem dieses Modells ist allerdings, dass in der Regel die beobachteten Massen von Weißen Zwergen nicht größer als $1{,}25M_\odot$ sind und daher das Erreichen der Chandrasekhar-Grenzmasse relativ unwahrscheinlich sein könnte. Allerdings sind größeren Massen bei Weißen Zwergen nicht ausgeschlossen. Alternativ könnte die Chandrasekhar-Grenzmasse auch bei der Verschmelzung von zwei Weißen Zwergen erreicht werden, wobei in diesem Fall die Grenzmasse mit größerer Wahrscheinlichkeit erreicht wird.

Ein Neutronenstern hat nur noch einen Durchmesser von einigen zehn Kilometern. Interessant ist hier bereits der Einfluss von quantenmechanischen Gesetzmäßigkeiten. Die Stabilität eines Weißen Zwerges beruht auf entartetem Elektronengas. Bei einem Neutronenstern ist es entartete Neutronenmaterie, welche einen weiteren Gravitationskollaps verhindert. In beiden Fällen gleicht der Entartungsdruck den Gravitationsdruck aus. Des Weiteren kann jedem Teilchen mit der Masse m eine sogenannten Compton-Wellenlänge λ_c zugeordnet werden:

$$\lambda_c = h/(mc) \tag{25}$$

Die Konstante h heißt Planck´sches Wirkungsquantum und hat den Wert $h = 6{,}636 \cdot 10^{-34}$ Js. Sie ist in der Quantenphysik eine grundlegende Größe. Die Größe c ist wiederum die Lichtgeschwindigkeit. Das Verhältnis der Compton-Wellenlänge von einem Elektron und einem

Neutron entspricht dem Verhältnis der Durchmesser eines Weißen Zwerges und eines Neutronensterns. Die Compton-Wellenlänge eines Neutrons ist etwa um den Faktor 1.000 kleiner als die des Elektrons. Der Durchmesser eines Neutronensterns ist wiederum auch um den Faktor 1.000 kleiner als der des Weißen Zwerges. Die Übereinstimmungen dieser Verhältnisse sind keine Zufälle, sondern beruhen auf quantenmechanische Gesetzmäßigkeiten.

Von einem Stern mit $25M_\odot$ bleibt lediglich ein Neutronenstern übrig, dessen Durchmesser weniger als 50 km misst und eine Masse von etwa $3M_\odot$ nicht überschreiten darf. Ein Kubikzentimeter Materie von einem Neutronenstern wiegen rund 100 Millionen Tonnen.

Über den konkreten Aufbau von Neutronensternen ist experimentell natürlich nichts bekannt, doch können Modellberechnungen durchgeführt und Modelle vom Aufbau eines Neutronensterns erstellt werden. Demnach hat ein Neutronenstern eine etwa einen Kilometer dicke Kruste. Diese wird von einem kristallinen Gitter aus neutronenreichen Kernen wie Nickel, Eisen und Krypton gebildet. Des Weiteren dürfte auch noch entartetes Elektronengas vorhanden sein. Unterhalb der äußeren Kruste befindet sich eine ebenfalls etwa einen Kilometer dicke innere Kruste, welche aus Elektronen, Protonen und freien Neutronen besteht. Die Materie wird umso reicher an Neutronen, je tiefer in den Neutronenstern eingedrungen wird. Aufgrund fehlender freier Quantenzustände in der sehr dichten Materie gibt es jedoch neben freien Neutronen auch noch Elektronen und Protonen. Jedoch überwiegt die Anzahl der Neutronen signifikant. Der innere Bereich eines Neutronensterns besteht aus einem äußeren und einem inneren Kern. Der äußere Kern soll nach den Modellen aus einer super-fluiden (ohne Reibung) Flüssigkeit von Elektronen, Protonen und Neutronen bestehen, während der innere Kern aus einem Kristallgitter von Neutronen bestehen soll. Allerdings erlauben die im inneren Kern vorhandenen energetischen Zustände auch die Existenz von freien Quarks, welche stattdessen ein Kristallgitter bilden könnten. Quarks sind die Bestandteile der Protonen und Neutronen und gelten als Elementarteilchen, welche nach gegenwärtigem Stand in der Wissenschaft nicht weiter unterteilbar sind. Es wird auch gemutmaßt, ob es im Massenbereich zwischen einem Neutronenstern und einem Schwarzen Loch nicht auch sogenannte Quarksterne als Endprodukt in der Sternentwicklung geben könnte. Nachgewiesen wurden solche Sterne bisher allerdings nicht. Die Modelle zu Neutronensternen sind mit großen Unsicherheiten behaftet, welche vom Aufbau der Kruste bis zu dem des Kerns zunehmen.

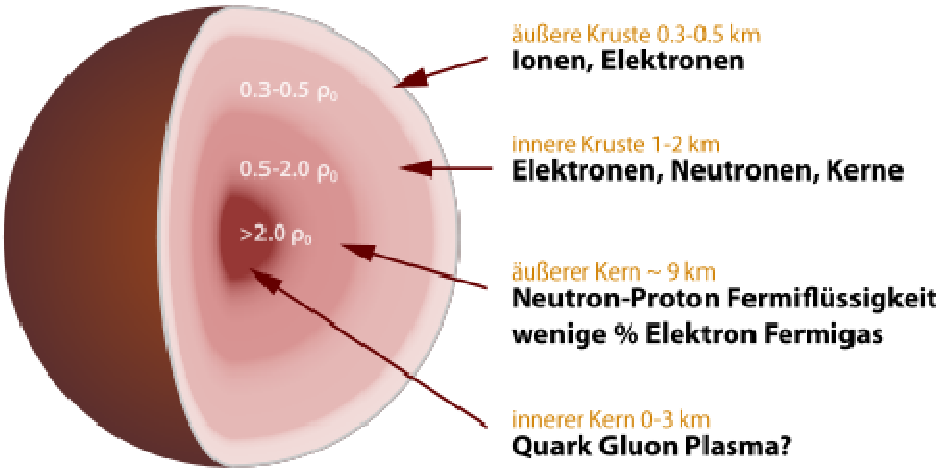

Bild 18: Der Aufbau eines Neutronensterns / Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Neutronenstern

Das ursprüngliche Magnetfeld des Sterns bleibt bei den Prozessen erhalten und verdichtet sich dabei extrem. Das Produkt aus Magnetfeldstärke und Querschnitt eines Sterns ist konstant. Ein kleiner Querschnitt bedeutet also eine höhere magnetische Feldstärke. Während ein Zwergstern wie die Sonne eine Magnetfeldstärke von einem Gauß hat, ist es bei einem gewöhnlichen Neutronenstern 10^{12} Gauß. Auch der ursprüngliche Drehimpuls des Sterns bleibt erhalten. Bei einem kleineren Radius muss zwangsläufig die Rotationsgeschwindigkeit des Sterns zunehmen. Ein Neutronenstern rotiert daher in Bruchteilen einer Sekunde um seine Achse. Einen gewöhnlichen Stern hätte eine solch hohe Rotationsgeschwindigkeit bereits zerrissen. Die hoch komprimierte Materie eines Neutronensterns hält dies jedoch aus. Umgeben ist der Neutronenstern von einer Hülle aus Gas, welches bei der Supernova-Explosion herausgeschleudert wurde. Hierbei wird von einem sogenannten Supernovaüberrest gesprochen.

Bild 19: Der Krebsnebel (Supernovaüberrest) / Foto: Ralf Schmidt

An den vom Neutronenstern austretenden Magnetfeldlinien bewegen sich mit sehr hohen Geschwindigkeiten Elektronen entlang. Die magnetischen Felder induzieren wiederum auch elektrische Felder. An den magnetischen Polen verlassen die Elektronen, welche durch elektrische Felder beschleunigt werden, den Neutronenstern. Beschleunigte Elektronen senden in Bewegungsrichtung elektromagnetische Strahlung aus, z.B. Radiostrahlung. Im Ergebnis wird so an den Polen des Neutronensterns elektromagnetische Strahlung ausgesandt. Fallen die Achse der elektromagnetischen Emission und die Rotationsachse nicht zusammen kann dies einen Leuchtturmeffekt bewirken. Zeigen dabei die Emissionsgebiete in Richtung eines Beobachters auf der Erde, so gibt es aufgrund der extrem hohen Rotation eines Neutronensterns einen sehr regelmäßigen Puls von elektromagnetischer Strahlung. In diesem Fall wird von einem sogenannten Pulsar gesprochen. Das Pulsieren erfolgt mit der Rotationsgeschwindigkeit des Neutronensterns, also in Bruchteilen einer Sekunde. Von einem Magnetar wird gesprochen, wenn das Magnetfeld eines Neutronensterns etwa um den Faktor 1.000 größer ist als das eines gewöhnlichen Neutronensterns. Die Pulse eines Neutronensterns sind so regelmäßig, dass zunächst an einen unnatürlichen Ursprung, also eine mögliche außerirdische Herkunft gedacht wurde. Nach der Entdeckung des ersten Pulsars im Jahre 1968 wurden jedoch bald zahlreiche weitere gefunden, so dass die Hypothese eines künstlichen Ursprungs schnell wieder verworfen werden konnte. Des Weiteren verstehen wir heute die Prozesse, die zur Entstehung eines Pulsars führen.

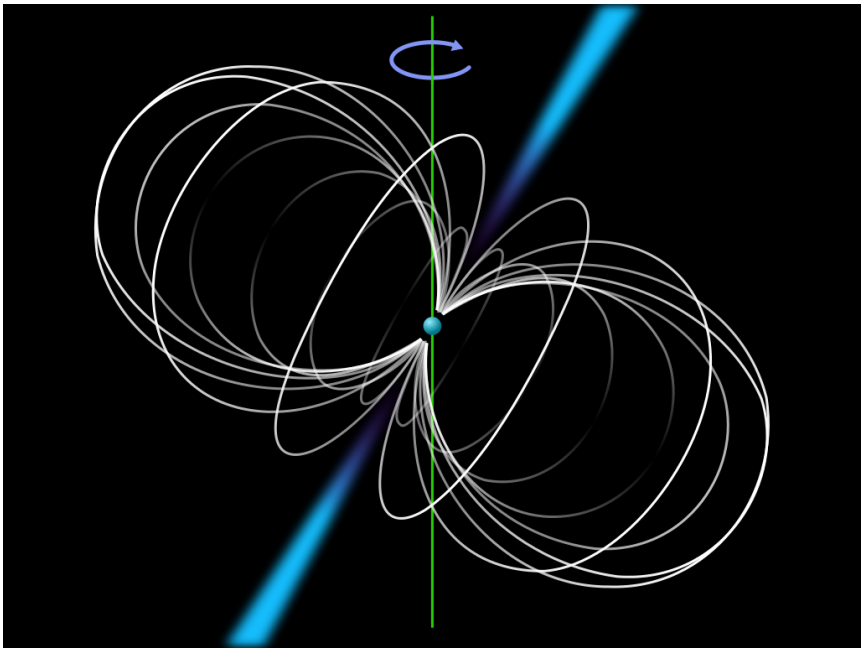

Bild 20: Ein Pulsar/ Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Pulsar

6.3 Schwarze Löcher

Auch für die Stabilität eines Neutronensterns besteht eine Grenzmasse. Wird diese überschritten, kann der Entartungsdruck der Neutronen dem Gravitationsdruck nicht mehr standhalten und der Stern kollabiert zu einem stellaren Schwarzen Loch. Im Gegensatz zur Grenzmasse eines Weißen Zwerges, der sogenannten Chandrasekhar-Grenzmasse von 1,46$M_\odot$, lässt sich die Grenzmasse eines Neutronensterns derzeit nur mit Unsicherheiten analytisch herleiten. Hintergrund ist, dass die Zustandsgleichungen für dichte hadronische Materie (Kernteilchen bzw. Protonen und Neutronen, welche von der starken Wechselwirkung zusammengehalten werden) noch nicht genau bekannt sind. Auf Basis einer Arbeit des US-Physikers Richard Chace Tolman (1881 – 1948) aus dem Jahr 1939 leitete der US-Physiker Julius Robert Oppenheimer (1904 - 1967) zusammen mit seinem in Russland geborenen kanadischen Kollegen George Michael Volkoff (1914 – 2000) ebenfalls im Jahr 1939 analytisch die Grenzmasse für einen Neutronenstern her. Sie ermittelten damals eine Grenzmasse von 0,75$M_\odot$, was allerdings innerhalb der Chandrasekhar-Grenzmasse liegt und damit unrealistisch war. Im laufe der Zeit wurden die Zustandsgleichungen für dichte hadronische Materie jedoch besser verstanden, so dass der Wert der Grenzmasse für einen Neutronenstern heute in einem Bereich von 1,5 bis 3$M_\odot$ liegt. Die Unsicherheit ist allerdings immer noch groß. Nach vorherrschender Lehrmeinung liegt die Grenzmasse etwa bei 3$M_\odot$. Nach den gängigen Modellen wird diese Grenzmasse von Sternen mit einer Ausgangsmasse von mehr als 25$M_\odot$ überschritten. Die einzelnen Entwicklungsschritte vom Ende des Hauptreihenstadiums eines Sterns mit über 25$M_\odot$ bis zu seinem Ende als stellares Schwarzes Loch sind vergleichbar mit den im vorherigen Unterkapitel beschriebenen entsprechenden Entwicklungsschritten bis zu einem Neutronenstern. Nacheinander finden das Wasserstoff-Brennen, das Helium-Brennen, das Kohlenstoff-Brennen, das Neon-Brennen, das Sauerstoff-Brennen und das Silizium-Brennen statt. Allerdings verlaufen alle Schritte aufgrund der höheren Masse schneller ab als bei der Entwicklung zu einem Neutronenstern. Wenn der Kernbrennstoff im Kern des Sterns verbraucht ist, kommt die Kernfusion zum Erliegen, der Strahlungsdruck wirkt dem Gravitationsdruck nicht mehr entgegen und der Kern kontrahiert uneingeschränkt. Es kommt auch hier zum Vorgang der Supernova, nur dass dieser Prozess noch gewaltiger ist. Daher wird auch von einer Hypernova gesprochen.

Da dieses Mal aufgrund der Masse auch der Entartungsdruck der Neutronen nicht mehr ausreicht, dem Gravitationsdruck standzuhalten, geht die Kontraktion immer weiter. Dabei wird irgendwann der sogenannte Schwarzschild-Radius erreicht:

$$R_s = 2GM/c^2$$
(26)

G ist die Gravitationskonstante, M die Masse und c die Lichtgeschwindigkeit. Beim Erreichen des Schwarzschild-Radius kann selbst Licht nicht mehr den Stern verlassen. Ein stellares Schwarzes Loch ist entstanden.

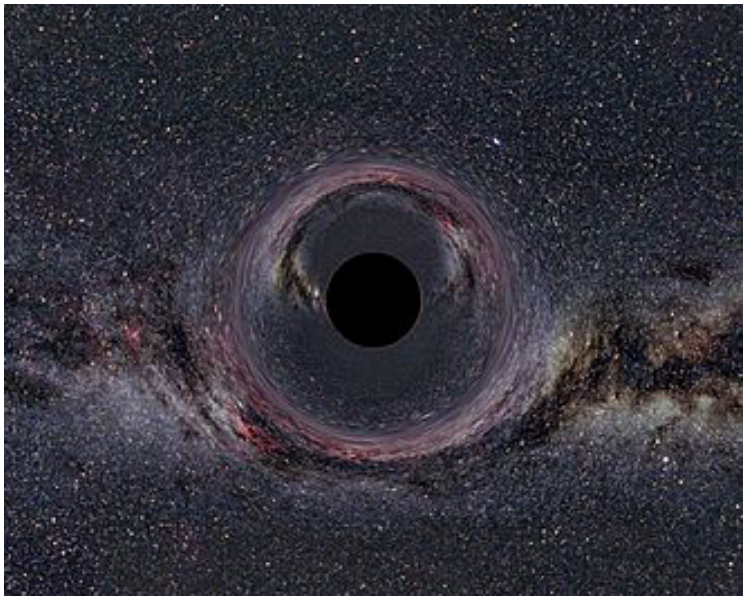

Bild 21: Computersimulation eines Schwarzen Loches /
Quelle: https://de.wikipedia.org/wiki/Schwarzes_Loch

Grundsätzlich herrscht auf der Oberfläche von jedem Himmelskörper mit gegebener Masse M und dem Radius r eine bestimmte Gravitationskraft. Um diesen Himmelskörper nun verlassen zu können, wird eine bestimmte Startgeschwindigkeit benötigt, die sogenannte Fluchtgeschwindigkeit. Bei der Erde beträgt diese 11 km/s. Wenn bei gleichbleibender Masse der Radius des Himmelskörpers verkleinert wird, steigt auf seiner Oberfläche die Gravitationskraft und eine höhere Fluchtgeschwindigkeit zum Verlassen dieses Himmelskörpers wird benötigt. Beim Erreichen des Schwarzschild-Radius erreicht die benötigte Fluchtgeschwindigkeit den Wert der Lichtgeschwindigkeit von c = 299.792.458 m/s. An diesem Punkt kann nichts mehr die Oberfläche des Sterns verlassen. Keine elektromagnetische Strahlung, etwa Licht und keine sonstigen Informationen. Nach der Allgemeinen Relativitätstheorie kann die Lichtgeschwindigkeit im Vakuum von Materie mit Ruhemasse niemals erreicht oder überschritten werden. Licht bzw. elektromagnetische Strahlung hat zwar keine Ruhemasse und bewegt sich mit Lichtgeschwindigkeit, hat jedoch eine sogenannte Impulsmasse und unterliegt damit ebenfalls der Gravitationsanziehung. Damit ist das Schwarze Loch tatsächlich schwarz.

Nach der Allgemeinen Relativitätstheorie stellen Schwarze Löcher Singularitäten in der Raumzeit dar. In diesen wäre die ursprüngliche Sternmaterie in einem unendlich kleinen Punkt zusammengedrückt. Tatsächlich dürfte es wohl keine Singularität sein und die Materie in einen bestimmten uns noch unbekannten Zustand vorliegen.

Allerdings stoßen wir hier an die Grenzen der heutigen Physik. Um das Innere eines Schwarzen Loches beschreiben zu können, müssten die Quantentheorie und die Allgemeine Relativitätstheorie in einer übergeordneten Theorie zusammengefasst werden. Eine solche Quantentheorie der Gravitation konnte bis heute allerdings noch nicht aufgestellt werden, so dass das Innere eines Schwarzen Loches derzeit sowohl theoretisch als auch praktisch im Verborgenen bleibt.

7.0 Fazit und Schlusswort

Diese Abhandlung über die Geburt, das Leben und den Tod der Sterne stellt eine Literaturrecherche dar. Die hierfür verwendete Literatur ist im Literaturverzeichnis angegeben und eignet sich auch für die weitere Vertiefung der Thematik. Die Sterne werden geboren, sie entwickeln sich und sterben eines Tages. Geboren werden Sterne in einer kollabierenden und kühlen Molekülwolke, welche hauptsächlich aus Wasserstoff und Helium besteht und einen kleinen Anteil an schweren Elementen enthält. Aus einer Wolke können hierbei mehrere Hundert Sterne entstehen, die zunächst offene Sternhaufen bilden. Später lösen sich die offenen Haufen auf.

Es gibt Einzelsterne sowie Doppel- und Mehrfachsternensysteme, die gravitativ miteinander verbunden sind. Die Lebensdauer eines Sterns hängt hierbei vor allem von der Masse ab. Die masseärmsten Sterne haben Lebensdauern von bis zu 100 Milliarden Jahren, während massereiche Sterne schon in einigen hunderttausend Jahren in die Endstufe ihrer Entwicklung kommen. Je größer die Masse eines Sterns ist, desto größer ist seine Leuchtkraft und umso höher ist seine Oberflächentemperatur. Sterne lassen sich aufgrund ihrer Oberflächentemperatur bzw. ihrer Farbe und dem Aussehen ihres Spektrums in Spektralklassen einteilen. Die klassische Spektralklassen O, B, A, F, G, K und M sind von O bis M nach abnehmender Masse und Temperatur der Sterne geordnet. O-Sterne sind bläuliche Sterne mit Oberflächentemperaturen von 30.000 bis 50.000 Kelvin (K) und haben typischerweise 60 Sonnenmassen. M-Sterne hingegen sind rötliche Sterne mit Oberflächentemperaturen von 2.000 bis 3.350 K und haben typischerweise 0,3 Sonnenmassen. Unsere Sonne gehört dem Spektraltyp G an und hat eine Oberflächentemperatur von 5.800 K. O-Sterne haben eine Lebensdauer von mehreren hunderttausend Jahren, während die der M-Sterne bis zu 100 Milliarden Jahre beträgt. G-Sterne wie unsere Sonne haben eine Lebensdauer von rund 10 Milliarden Jahren. Des Weiteren werden Sterne noch in sogenannte Leuchtkraftklassen (I - VI) unterteilt, in Überriesen, Helle Riesen, Riesen, Unterriesen, Zwerge und Unterzwerge. Die Sonne ist ein Zwerg.
In Abhängigkeit von ihren Massen enden Sterne als Weiße Zwerge, Neutronensterne oder stellare Schwarze Löcher. Sterne mit einer Masse von 0,5 bis 8$M_\odot$ enden als Weiße Zwerge, um die sich zunächst planetarische Nebel aus der vom Stern abgestoßenen Hülle bilden. Bereits nach relativ kurzen Zeiträumen von 50.000 Jahren lösen sich die Nebel auf. Der Weiße Zwerg kühlt immer mehr aus und wird am Ende zu einem Schwarzen Zwerg. Sterne mit Massen etwa zwischen 8 und 25$M_\odot$ enden als Neutronensterne. Der Entwicklung voraus geht eine Sternexplosion, eine sogenannte Supernova. Der Neutronenstern erscheint uns aufgrund eines starken Magnetfeldes und einer sehr hohen Rotation als Pulsar. Sterne mit mehr als 25$M_\odot$ enden als stellare Schwarze Löcher. Auch hier geht eine Supernova voraus. Aufgrund ihrer höheren Intensität wird dann auch von einer Hypernova gesprochen. Die Supernova wiederum induziert Druckwellen in kalten Wasserstoffwolken, welche zum Kollabieren von Materie und damit im Ergebnis zur Entstehung von Sternen führen können.

Die Supernova reichert das Weltall auch mit schweren Elementen an. Beim Urknall entstanden in erster Linie nur die Elemente Wasserstoff und Helium. Alle chemischen Elemente bis zum Eisenisotop-56 entstehen im Wesentlichen durch Kernfusion in den Sternen. Die noch schweren Elemente entstehen im Rahmen von Supernovae. Dabei lagern sich Neutronen an vorhandene Atomkerne an. Des Weiteren werden aufgrund von Beta-Zerfällen Neutronen in Protonen umgewandelt, so dass die Elemente mit höheren Kernladungszahlen entstehen. So ist die Basis des irdischen Lebens, Kohlenstoff, in der Endphase der Sternentwicklung durch das Heliumbrennen entstanden und wurde durch Supernovae im Weltraum verbreitet. Auch der Sauerstoff ist entsprechend entstanden und verbreitet worden. D.h. das irdische Leben und unsere wichtigsten Lebensgrundlagen bestehen aus Sternenstaub.

Die Sterne beeinflussen tatsächlich das irdische Leben, doch nicht im Sinne der Astrologie. Der bekannte Astrophysiker Rudolf Kippenhahn sagte zum Thema Astrologie einmal: „Die Sterne lügen nicht, sie schweigen“.

Für eine Beeinflussung des Lebens im Sinne der Astrologie gibt es keine Beweise. Im Gegenteil: viele Experimente haben die behaupteten Zusammenhänge eindeutig widerlegt.

Für die Astrophysik hingegen sind die Sterne wichtige Einzelobjekte und Gegenstand der modernen astrophysikalischen Forschung. Doch sind Sterne einfach auch nur ein schöner Anblick. Der Sternhimmel ist eine Pracht und gleichzeitig auch schützenswert. Eine zunehmende Lichtverschmutzung gefährdet den Anblick des Sternenhimmels. Daher muss der Sternenhimmel vor weitere Lichtverschmutzung auch geschützt werden. Sonst werden eines Tages die uns nachfolgenden Generationen den Sternenhimmel nicht mehr in seiner vollen Pracht beobachten bzw. wahrnehmen können.

Diese Abhandlung wäre ohne die Mitwirkung von Freunden und Kollegen nicht möglich gewesen. So möchte ich insbesondere Ralf Schmidt für die Zurverfügungstellung von wunderschönen und professionell erstellten Bildern danken. Ein besonderer Dank gilt auch demjenigen, der diese Abhandlung Korrektur gelesen hat. Doch auch meinen treuen Leserinnen und Lesern möchte ich sehr danken. Gewidmet ist diese Abhandlung meiner Freundin Julia Langosch. Sie ist ein ganz besonderer und einmaliger Stern. Trotz aller Theorie zu den Sternen möchte nochmals darauf verweisen, dass der Sternenhimmel bei entsprechenden Sichtbedingungen eine Pracht und immer einem lohnenden Blickes wert ist. In diesem Sinne wünsche ich eine gute Sicht auf die Sterne.

8.0 Literatur- und Bilderverzeichnis

Folgende Literatur fand bei der Erstellung dieser Abhandlung Verwendung und kann zur Vertiefung der Thematik empfohlen werden:

1) Matthias Heyssler; Das Leben der Sterne – Teil I: Von der Dunkelwolke zum Protostern; 2015.

2) Matthias Heyssler; Das Leben der Sterne – Teil II: Junge stellare Objekte und Sternenalltag; 2015.

3) Matthias Heyssler; Das Leben der Sterne – Teil III: Endphasen der Sterne; 2015.

4) Arnold Hanslmeier; Einführung in die Astronomie und Astrophysik; 2013.

5) Harald Lesch / Jörn Müller; Sterne – Wie das Licht in die Welt kommt; 2011.

6) A. Weigert, H.J. Wendker, L. Wisotzki; Astronomie und Astrophysik; 2009.

7) Hans Elsässer / Helmut Scheffler; Physik der Sterne; 1984.

Bilderverzeichnis:

Titelbild: Ralf Schmidt

Bild 1: Wissenstexte von Dr. Wiebke Salzmann (www.wissenstexte.de)

Bild 2: Ralf Schmidt

Bild 3: https://de.wikipedia.org/wiki/H-II-Gebiet

Bild 4: Ralf Schmidt

Bild 5: https://lp.uni-goettingen.de/

Bild 6: Max-Planck-Institut für Radioastronomie

Bild 7: http://www.avgoe.de/astro/Teil04/Radius.html

Bild 8: https://de.wikipedia.org/wiki/Parallaxe

Bild 9: https://lp.uni-goettingen.de/get/text/7140

Bild 10: http://www.gym-vaterstetten.de/faecher/astro/Sterne/Sterne.HTM

Bild 11: https://de.wikipedia.org/wiki/Hertzsprung-Russell-Diagramm

Bild 12: https://de.wikipedia.org/wiki/Farben-Helligkeits-Diagramm

Bild 13: https://de.wikipedia.org/wiki/Sternaufbau

Bild 14: http://www.fakko.de/school/sonne/aufbau.htm

Bild 15: https://de.wikipedia.org/wiki/Bethe-Weizs%C3%A4cker-Zyklus

Bild 16: Ralf Schmidt

Bild 17: https://de.wikipedia.org/wiki/Schalenbrennen

Bild 18: https://de.wikipedia.org/wiki/Neutronenstern

Bild 19: Ralf Schmidt

Bild 20: https://de.wikipedia.org/wiki/Pulsar

Bild 21: https://de.wikipedia.org/wiki/Schwarzes_Loch