

## **6. Astronomie und Kosmologie**

### **6.1. Sternbilder**

Den Großen Wagen kennen wohl viele, obwohl streng genommen gibt es gar kein Sternbild „Großer Wagen“, sondern die Sterne, die diese Figur bilden, sind ein Teil des offiziellen Sternbildes „Großer Bär“. Mit Hilfe des Großen Wagens kann man sehr leicht den Polarstern (ein Stern, der derzeit zufälligerweise sehr nahe dem Himmelsnordpol steht) finden. Der Kleine Wagen (eigentlich „Kleiner Bär“) führt ebenfalls zum Polarstern. Beide Sternbilder sind zirkumpolar, d.h. sie sind das ganze Jahr über beobachtbar und gehen daher nie unter.

Dagegen kann man das Sternbild Orion nur in den Wintermonaten beobachten. Der „Himmelsjäger“ Orion ist ein sehr markantes Sternbild mit einigen hellen Sternen und dem berühmten Orion-Nebel.

Die Kassiopeia, oder auch „Himmels-W“ genannt liegt in der Sommermilchstraße östlich vom Sternbild Schwan, in dem sich viele Wasserstoff-Nebel befinden.

Insgesamt gibt es 82 offizielle Sternbilder. Ein Teil davon sind auch die sog. Tierkreiszeichen, die die Astrologie verwendet.

### **6.2. Allgemeines**

Für die sprichwörtlichen „astronomischen Entfernungen“ werden eigene Einheiten verwendet, da eine Angabe in Meter oder Kilometer nicht sehr praktikabel ist.

Eine **Astronomische Einheit (AE)** ist die mittlere Entfernung zwischen Erde und Sonne und beträgt ca. 150 Mio km ( $1,496 \cdot 10^{11} \text{m}$ ).

Ein **Lichtjahr (Lj; La)** ist jene Strecke, die das Licht in einem Jahr (im Vakuum) zurücklegt und beträgt ca. 63240AE oder  $9,5 \cdot 10^{15} \text{m}$ .

Ein **Parsec (pc)** ist jene Strecke, bei der eine AE unter einem Winkel von einer Bogensekunde ( $1'' = 1/3600^\circ$ ) erscheint und beträgt ca. 3,26Lj oder  $3,09 \cdot 10^{16} \text{m}$ .

Parsec ist die Abkürzung für „**Parallaxensekunde**“.

Die typischen Entfernungen in unserem Sonnensystem liegen zwischen 0,4AE (Merkur-Sonne) und 30AE (Neptun-Sonne), wobei das Sonnensystem eine Gesamtausdehnung von ca. 150AE aufweist. Zwischen dem Sonnensystem und den nächsten Sternen liegt die sog. Oort'sche Wolke, eine Materie-Ansammlung, aus der beispielsweise Kometen durch gravitative Wechselwirkung in das Sonnensystem gelangen können.

Unsere **Milchstraße** ist eine **Galaxie** (Ansammlung gravitativ gebundener Sterne, Gas- und Staubmassen) hat einen Durchmesser von ca. 100000Lj und beheimatet ca. 300 Mrd. Sterne. Im Universum gibt es mehr als 100 Mrd. Galaxien. Der typische Abstand zwischen den Galaxien beträgt einige Mio. Lj.!

Ein **Stern** ist ein massereicher, selbst leuchtender kugelförmiger Gaskörper, dessen Strahlungsenergie durch Kernfusion im Inneren erzeugt wird.

Zur Charakterisierung von astronomischen Objekten ist auch deren **Helligkeit** sehr wichtig. Die Helligkeit ist ein Maß für die pro Flächeneinheit empfangene Strahlungsleistung. Die Maßeinheit ist die **Größenklasse** mit dem Einheitenzeichen **m**. Dieses Zeichen wird hinter der Zahlenangabe hochgestellt (Bsp:  $L=5,3^m$ ). **m** steht für Magnitude (lat. Größe) und wird auch als Größenklasse oder Größe bezeichnet.

Bei der Angabe der Helligkeit wird zwischen der scheinbaren und der absoluten Helligkeit unterschieden: die **Scheinbare Helligkeit m** (auch relative Helligkeit genannt) ist ein Maß für die vom Beobachter empfangene Strahlungsleistung. Die **Absolute Helligkeit M** ist gleich der Scheinbaren Helligkeit, die man in 10pc Entfernung von einem Objekt messen würde. Bereits der griechische Astronom Hipparch teilte die sichtbaren Sterne in 6 Klassen ein. Diese Einteilung wurde verfeinert und heute gilt, dass ein Stern der 1.Klasse 100 mal heller ist als ein Stern der 6.Klasse. Ein Größenklassenunterschied von 1m entspricht also dem Faktor  $\sqrt[5]{100} = 2,512$ .

Es gilt:  $M = m + 5 - 5\lg(r)$  mit  $r$  = Abstand in pc

Der hellste Stern (Sirius) hat ca.  $-1,7^m$ . Wega im Sternbild Leier  $0^m$ . Venus ca.  $-4,5^m$ ; Jupiter ca.  $-2,5^m$ ; Vollmond ca.  $-13^m$ ; Sonne ca.  $-27^m$  (aber nur  $+5^m$  absolute Helligkeit!). In der Stadt kann man mit freiem Auge bei klarem Himmel Sterne bis ca.  $3^m$ , am Land bis ca.  $5,5^m$  und im Hochgebirge bis ca.  $7^m$  sehen.

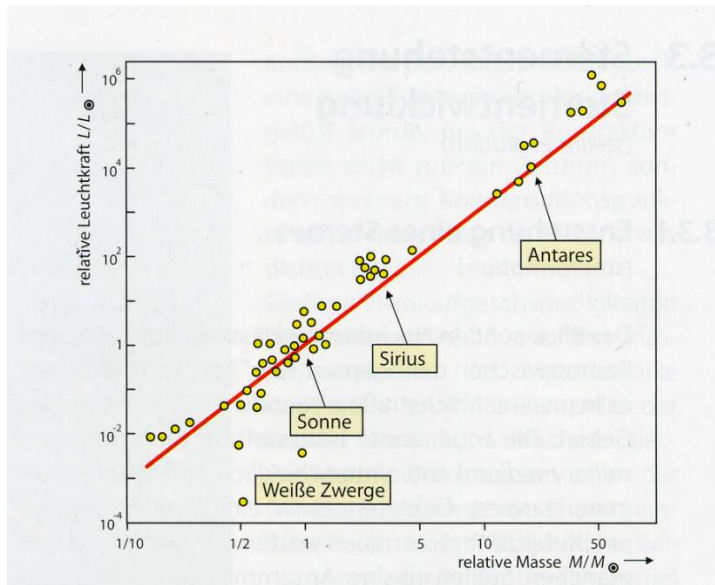
### 6.3. Beobachtungsdaten und Zustandsgrößen von Sternen

Der Zustand eines Gases wird im Allgemeinen durch die drei Größen Druck, Volumen und Temperatur eindeutig beschrieben. Da es sich bei Sternen eigentlich um große Gasbälle handelt, kann man auch diese damit beschreiben. Aus diesen Grundgrößen leiten sich einige wichtige Beobachtungsgrößen ab: Masse, Radius, Oberflächentemperatur, Spektralklasse („Farbe“), chemische Zusammensetzung, Strahlungsleistung (Leuchtkraft), Rotationsgeschwindigkeit, Magnetfeld usw. Daraus werden dann Sternmodelle entwickelt, die Aussagen über den inneren Aufbau und die zeitliche Entwicklung von Sternen machen können.

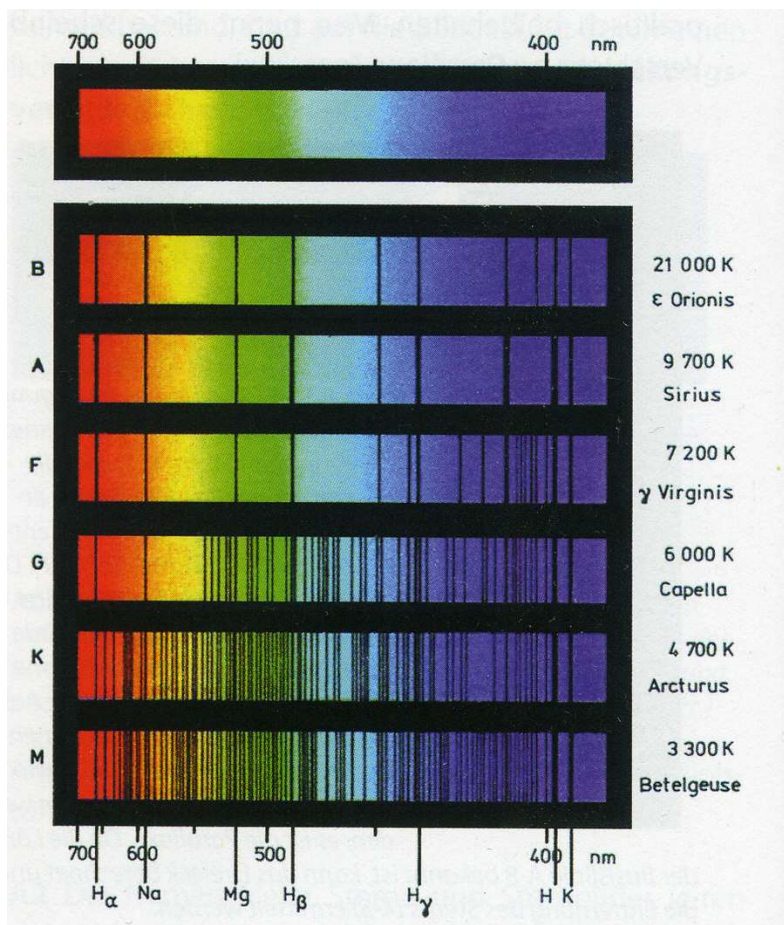
Neben den bereits erwähnten Helligkeitswerten spielt die Leuchtkraft eine große Rolle. Diese ist definiert als die gesamte von einem Himmelskörper angegebene Strahlungsleistung. Sterne können in guter Näherung als Schwarze Körper betrachtet werden. Daher kann man das Stefan-Boltzmann-Gesetz für die Strahlung anwenden. Für die Sonne gilt daher:

$$R=6,96 \cdot 10^5 \text{ km}; T=58800\text{K} \rightarrow L=A \cdot \sigma \cdot T^4 = 3,8 \cdot 10^{24} \text{ W}$$

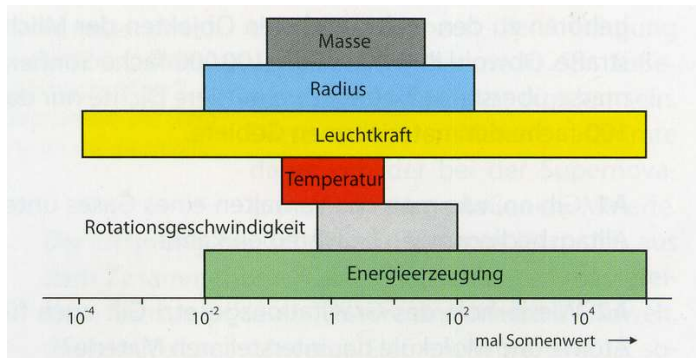
Zwischen der Masse eines Sterns und seiner Leuchtkraft besteht eine enge Korrelation („Masse-Leuchtkraft-Beziehung“):



Durch die Spektralanalyse (Zerlegung des Lichts in seine „Farben“) erhält man vielfältige Informationen über astronomische Objekte. Je nachdem, in welchem spektralen Bereich die maximale Emission (=Korrelation mit der Oberflächen-Temperatur) stattfindet, werden Sterne in bestimmte Klassen eingeteilt („Spektralklassen“). Diese reichen von „O“ (Blau, hohe Temperatur ca. 20000K) bis „M“ (Rot, geringe Temperatur ca. 3000K).

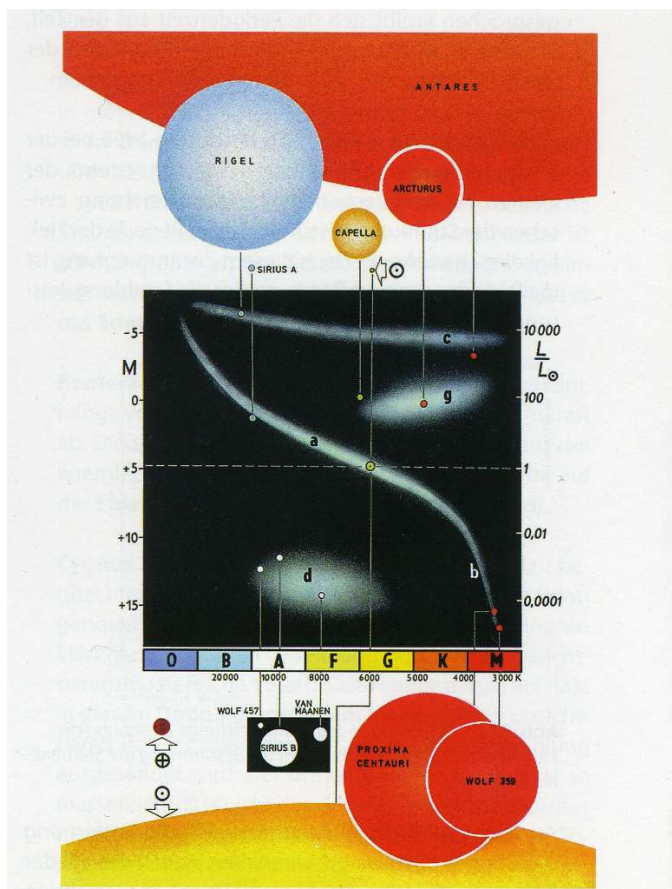


Es existiert eine Vielfalt an Sternen mit verschiedensten Massen, Größen, Helligkeiten, Temperatur: Weiße Zwerge, Braune Zwerge, Gelbe Zwerge, Rote Riesen, Überriesen, Hauptreihensterne, Veränderliche Sterne (Pulsare, Cepheiden):



### 6.3. Hertzsprung-Russell-Diagramm

Trägt man die Spektralklasse bzw. Oberflächen-Temperatur einerseits und die relative Leuchtkraft bzw. absolute Helligkeit andererseits in ein Diagramm auf, so erhält man das Hertzsprung-Russell-Diagramm (HRD).



Daraus ist ersichtlich, dass sich die Sterne in bestimmten Bereichen des Diagramms häufen. Die meisten Sterne liegen auf der sog. Hauptreihe. Neben dieser Hauptreihe gibt es noch zwei weitere wichtige Gruppen von Sternen: rechts oben befinden sich sehr große Sterne mit niedrigen Oberflächentemperaturen, hoher Strahlungsleistung, aber geringer Dichte (=„Rote Riesen“). Links unten im Diagramm befinden sich die „Weißen Zwerge“, die bei einer hohen Oberflächentemperatur eine relative geringe Strahlungsleistung aufweisen.

Die Leistung des HRD liegt nicht allein in der Katalogisierung der Sterne, sondern vielmehr in der Möglichkeit die zeitliche Entwicklung eines Sterns nachzuvollziehen bzw. vorherzusagen. Je nachdem welche Masse ein Stern bei seiner „Geburt“ erhält, ist sein Weg im HRD und damit auch seine Lebensdauer vorgegeben. Grob gesagt leben massereiche Sterne kürzer und massearme Sterne länger.

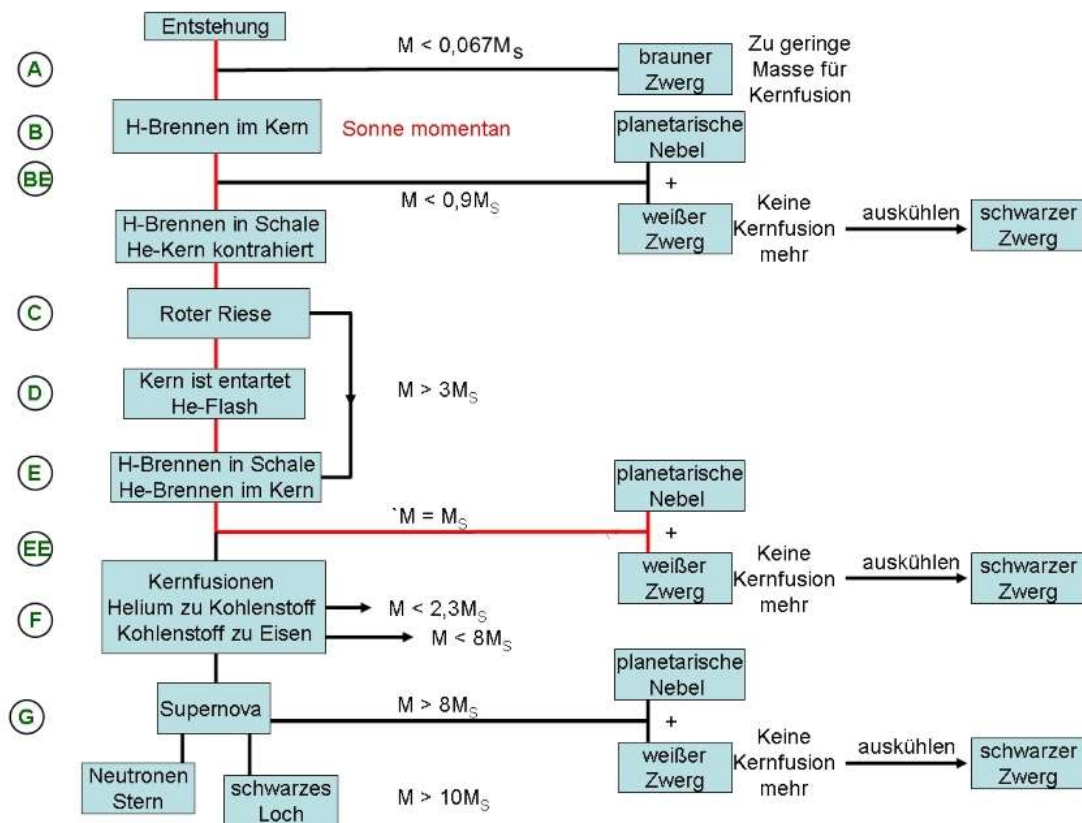
#### **6.4. Sternentstehung**

In einer Galaxie ist der Raum zwischen den Sternen nicht vollkommen leer. Es befindet sich dort interstellare Materie geringer - aber stark unterschiedlicher – Dichte: während in materieärmeren Gebieten oftmals nur ein Atom pro Kubikzentimeter anzutreffen ist, gibt es riesige Ansammlungen von Staub- und Gasmassen, die das 100000-fache der Sonnenmasse übersteigen, obwohl ihre Dichte nur 100mal höher ist als in den materiearmen Gebieten.

Durch Unregelmäßigkeiten in der Masseverteilung der Wolke oder durch Stoßwellen von benachbarten Sternexplosionen kann dieses dünne interstellare Gas bzw. der Staub beginnen zu kontrahieren, weil dadurch lokal die Gravitation ansteigt, und es bilden sich unterschiedlich große Kondensationskeime aus, die man Protosterne nennt. Aufgrund des immer vorhandenen Drehimpulses findet von Anfang an eine Rotation dieser Gebilde statt.

Mit zunehmender Verdichtung der Materie steigen Druck und Temperatur im Inneren des Protosterns wegen der freiwerdenden Gravitationsenergie (=Potentielle Energie) gewaltig an und schließlich beginnen im Inneren Kernreaktionen, wobei Wasserstoff zu Helium fusioniert werden. Dabei entsteht ein enormer Strahlungsdruck, der der gravitativen Kontraktion entgegenwirkt und es stellt sich ein Gleichgewicht Gasdruck-Gravitationsdruck ein und ein stabiler Stern ist geboren!

Je nach Anfangsmasse variiert die Lebensdauer eines Sterns von einigen Mio. bis zu vielen Mrd. Jahren. Das Ende eines Sterns wird eingeleitet, wenn so viel Wasserstoff verbraucht ist, dass der Gleichgewichtszustand zwischen Strahlungsdruck durch die Kernfusion und der Gravitation nicht mehr aufrechterhalten werden kann. Es bildet sich ein Kern aus Helium und die Zone der Wasserstoff-Fusion wandert nach außen. Dabei bläht sich der Stern auf und kann mehr als hundert Mal größer als zu Beginn werden. In den Außenbereichen kühlt der Stern ab (ca. 3000K), innen jedoch steigen Druck und Temperatur (ca.  $10^8$ K) weiter an und es kommt zur Fusion von Helium zu Kohlenstoff. Sterne von der Größe unserer Sonne werden nach ca.  $10^9$  Jahren diesen Zustand erreichen, der jedoch nur ca.  $10^6$  Jahre andauert. Diese weitere Entwicklung ist durch die Masse eines Sterns bestimmt: für die massereichsten Sterne laufen diese Vorgänge wesentlich schneller ab.



#### A: Braune Zwerge

Die kleinste Masse zur Bildung eines Sterns liegt bei ca. 0,07 Sonnenmassen. Unterhalb dieser Grenze reicht die Schwerkraft der sich zusammenballenden Massen nicht aus, um die Materie auf eine Temperatur aufzuheizen, bei der die Verschmelzung von Wasserstoff zu Helium einsetzen kann. Es entsteht ein brauner Zwerg. Sie werden so bezeichnet, da sie wegen der mangelnden Kernfusion auskühlen und somit im sichtbaren Spektralbereich nicht zusehen sind.

#### B: Stabile Sterne

Das Wasserstoffbrennen im Kern läuft stabil ab. Das Wasserstoffbrennen im Kern des Sterns kann so lange aufrechterhalten werden, bis der Wasserstoff zu 15% verbraucht ist. Während sich die Sonne für einen Zeitraum von etwa 10 Milliarden Jahren in diesem Stadium befindet (von der etwa die Hälfte der Zeit abgelaufen ist), bringt es ein zehnmal schwererer Stern nur noch auf 10 Millionen Jahre. Ursache ist, dass schwere Sterne viel mehr Energie erzeugen müssen, um ihr gravitatives Gleichgewicht zu halten. Ein Stern mit 10 Sonnenmassen muss etwa 10 000 mal mehr Energie produzieren als ein Stern mit 1 Sonnenmasse. Da er aber nur 10 mal mehr Masse hat, verbraucht er seine Energie 1000 mal schneller als die Sonne.

#### BE: Endstadium planetarische Nebel und Weiße Zwerge

Bei Sternen mit einer Masse von 0,08 bis 0,9 Sonnenmasse ist nach dem Verbrauch des Wasserstoffs im Innern das Endstadium erreicht. Es kommt zu Instabilitäten, worauf der Stern seine äußeren Schichten vom Kern abstößt. Diese bilden eine expandierende Gasschale, woraus schließlich ein sog. Planetarischer Nebel entsteht, dessen Bestandteile sich mit der Zeit immer mehr ins All verflüchtigen. Zudem verlieren wohl die meisten der Sterne erheblich an Masse, da während ihrer späten Entwicklungsstadien ein kräftiger Sternwind einsetzt. Die übrige Materie verdichtet sich zu einem



Weißer Zwerg. Weiße Zwerge werden nicht durch thermischen Gegendruck zur Gravitation stabilisiert, sondern durch quantenmechanische Effekte. Die Materie kontrahiert so weit bis das Pauli-Prinzip zur Wirkung kommt, welches besagt, dass zwei Fermionen (z. B., Elektronen) nicht gleichzeitig am gleichen Ort einen identischen Quantenzustand annehmen können. Daher müssen sie sich in ihrem Impuls (Masse mal Geschwindigkeit) unterscheiden. Da die Masse gegeben ist, müssen die Geschwindigkeiten unterschiedlich sein und es entsteht ein Gegendruck. Das Pauli-Prinzip wirkt im gesamten Bereich, indem die kritische Dichte überschritten ist, also im gesamten Kern. Die Anzahl der betroffenen Elektronen ist deshalb riesig und der erforderliche Geschwindigkeitsunterschied bewirkt, dass die Mehrzahl der Elektronen Geschwindigkeiten nahe der Lichtgeschwindigkeit haben. Der damit verbundene hohe Impuls bringt den notwendigen Gegendruck auf. Da dieser größer ist als der Druck der Masse durch thermische Energie, spricht man vom entarteten Zustand des Kerns.

Die Masse für einen Weißen Zwerg überschreitet die Chandrasekhar-Grenze von 1,44 Sonnenmassen nicht, da dieser entartete Zustand des Elektronengases nicht größere Massen stabilisieren kann. Sterne mit einer höheren Masse als 1,44 Sonnenmassen kollabieren zu weiteren Zuständen (Abschnitt G). Die Weißen Zwerge haben entsprechend kleine Durchmesser (typischerweise 10 000 km) und anfangs sehr hohe Temperaturen von etwa 100 000 Grad. Durch ihre etwa 10 000 mal kleinere Oberfläche, strahlen sie eine relativ kleine Energiemenge ab und daher dauert der Abkühlungsprozess zum Schwarzen Zwerg viele Milliarden Jahre.

Sterne ab einer Masse größer als 0,9 Sonnenmassen gehen nach dem Erreichen des Wasserstoff-Minimalanteils in eine weitere Entwicklungsstufe über.

#### C: Roter Riese

Beim Verbrauch von 15% des Wasserstoffvorrats wird die Kernfusion schnell instabil, dann kommt es zu drastischen Umstrukturierungen im Stern. Der durch die absterbende Kernfusion einhergehende Druckverlust hat zur Folge, dass der Kern des Sterns rasch zu kontrahieren beginnt. Durch die Kontraktion wird Gravitationsenergie freigesetzt, die die umhüllende Wasserstoffschale so weit aufheizt, dass die Wasserstoff-Fusion erneut einsetzen kann - allerdings spielt sich die Fusion diesmal nur in einer Kugelschale um den Kern ab. Da die Kugelschale, in der die Wasserstofffusion brennt, volumenmäßig größer ist als der Kern im stabilen Zustand, steigt die Energieproduktion und damit die Leuchtkraft. Der Stern findet ein neues Gleichgewicht indem er sich ausdehnt (Sonne etwa bis zur Erdbahn) und seine Oberflächentemperatur absenkt auf etwa 3000 bis 4000 Grad. In diesem Stadium werden die Sterne als Rote Riesen bezeichnet und können Phasen der Instabilität der Leuchtkraft durchlaufen. Sie ändern ihre Helligkeiten in Perioden von 1 bis 1000 Tagen um Faktor bis zu 5. Diese veränderlichen Sterne gehören zu den Typen delta Cephei oder W-Virginis und damit zur Gruppe der sog. Pulsationsveränderlichen.

#### D: Helium-Flash

Im weiteren Verlauf der Sternentwicklung zieht sich der Wasserstoffkern weiter zusammen. Ist die Masse des Sternes groß genug, nämlich über 3 Sonnenmassen, so reicht die Gravitationsenergie aus, um genug Druck und Temperatur im Kern des Sternes bei der Kontraktion zu erzeugen, damit das Heliumbrennen einsetzen kann. Bei Sternen unter 3 Sonnenmassen kann das Heliumbrennen nicht direkt einsetzen, sondern nur über den so genannten Helium-Flash. In diesem Falle reicht die durch die Kontraktion entstehende Hitze zunächst nicht aus, um das Heliumbrennen zu zünden. Deswegen kontrahiert der Stern weiter, bis der Kern eine so hohe Dichte erreicht hat, dass die Materie im Kern entartet (das heißt, Dichte und Druck hängen nicht mehr von der Temperatur ab (siehe Weißer Zwerg)).

Wenn schließlich doch die nötige Temperatur erreicht wird, zündet das Heliumbrennen explosionsartig: die Temperatur steigt stark an, während Dichte und Druck aufgrund der Entartung unverändert bleiben, das heißt, der Kern expandiert nicht. Der Temperaturanstieg bewirkt, dass die Energieerzeugung durch Heliumbrennen noch effizienter wird, was wiederum die Temperatur erhöht. Das Ergebnis ist eine lokale und kurzzeitige Energieerzeugungsrate, die 100 Milliarden Sonnenleuchtkräften entspricht. Diese Energie wird allerdings vollständig von der Hülle absorbiert, die den Kern umgibt. Daher ist eine direkte Beobachtung des Phänomens, welches Helium-Flash genannt wird, nicht möglich. Nach kurzer Zeit ist die Temperatur hoch genug und die Entartung wird aufgehoben, das heißt, der Kern dehnt sich aus und kühlt ab. In ihm findet nun Heliumbrennen mit stabilen Reaktionsraten statt.

#### E: Heliumbrennen

Nun fusioniert Helium im Kern und Wasserstoff in einer Schale.

#### EE: Sonnenende

Ein Stern mit der Masse unserer Sonne hat nach dem Verbrauch des Heliums im Kern sein Ende erreicht. Der Kern stürzt nach dem Erlöschen der Kernfusion zusammen, stößt die äußere Hülle ab, übrig bleiben ein planetarischer Nebel und ein Weißer Zwerg.

#### F: schwere Elemente

Hat der Stern eine größere Masse als die der Sonne, geht die Entwicklung als Roter Riese weiter, der im Laufe seiner Entwicklung Leuchtkraft, Radius und Temperatur ändert, um den nächst höheren Kernprozess zu starten. Der weitere Entwicklungsweg des Sternes hängt von seiner Masse ab: Für einen Stern unter 2,3 Sonnenmassen ist nach dem Heliumbrennen das Ende erreicht und er wird ein Weißer Zwerg. In einem Stern über 2,3 Sonnenmassen findet zunächst im Kern Heliumbrennen statt und in der Hülle läuft das Wasserstoffbrennen weiter. Im weiteren Verlauf werden im Kern neue Fusionsreaktionen auf Grund der neu erbrüteten Elemente gestartet wie das Kohlenstoff- Sauerstoff- und Siliziumbrennen. Es bilden sich Zwiebelschalen von Fusionsgebieten aus. Sterne unter 8 Sonnenmassen, bei denen die Kernfusion nur bis zum Kohlenstoffbrennen geht, stoßen jetzt einen planetarischen Nebel ab und schrumpfen zum Weißen Zwerg. Die Sterne mit mehr als 8 Sonnenmassen haben nun einen Eisenkern. Eisen ist in gewissem Sinne die Sternenasche, da aus Eisen durch Kernfusion keine Energie gewonnen werden kann. Während der Kern von Schalen umgeben ist, in denen gleichzeitig Silizium, Sauerstoff und Kohlenstoff verbrennen.

#### G: Supernova

In Sternen über 8 Sonnenmassen hat sich, wie oben beschrieben, ein Eisenkern von mindestens einer Sonnenmasse gebildet und es kann dann eine völlig neue Reaktionskette einsetzen. In diesem Entwicklungsstadium kann der Kern plötzlich so weit in sich zusammenfallen, dass es zu einer Implosion mit katastrophalen Auswirkungen kommt: dem Ausbruch einer Supernova (Typ II). Übrig bleibt vom Stern lediglich der extrem verdichtete Kern, aus dem sich bis zu einer Kernmasse von 2 Sonnenmassen ein Neutronenstern bildet. Die Materie entartet, nur wird hier der Druck nicht von den Elektronen, wie beim Weißen Zwerg aufgebracht, sondern von Neutronen (Neutronengas). Diese erzeugen auf Grund ihrer höheren Masse (das Neutron ist 1000 mal schwerer, als das Elektron) einen größeren Druck und können so eine größere Sternmasse stabilisieren.



Bei Sternen über etwa 10 Sonnenmassen ist der übrig geblieben Kern nach der Supernovaexplosion so groß, dass selbst das entartet Neutronengas dem Gravitationsdruck nicht entgegenwirken kann. Er kollabiert zum Schwarzen Loch.

Die Sterne haben so im Laufe Ihrer Entwicklung schwere Elemente bis zum Eisen erzeugt. Die noch schweren Elemente können nur unter Zuführung von Energie entstehen, wie bei Supernovaexplosionen. Die schweren Elemente, die ein Stern erbrütet hat, gibt er wieder in den Weltraum ab. Aus diesen Gasnebeln bildet sich die nächste Sterngeneration, die den Anteil an schweren Elementen erhöht. Erst dadurch sind genügend schwere Elemente vorhanden, um Planeten zu bilden und letztendlich Leben zu ermöglichen. Im Laufe ihres Lebens erhöhen die Sterne ihre Metallizität, vorausgesetzt sie haben genug Masse. "Metallizität" ist in der Astrophysik eine gebräuchliche Bezeichnung für die Häufigkeit der schweren Elemente (Metalle) in Sternen. Dabei sind für den Astrophysiker alle Elemente schwerer als Lithium Metalle.

### **6.5. Planetensystem**

Nahezu gleichzeitig mit der Entstehung eines Sterns kann es auch zur Bildung eines Planetensystems kommen, da es nicht nur im Zentrum, sondern auch in den Außenbereichen der Gaswolke zur Kondensation von Materie kommen kann aus denen dann die Planeten entstehen. Die schwereren Elemente sammeln sich eher in diesen Außenbereichen, daher können sowohl Gesteins- als auch Gasplaneten entstehen. Die schwereren Elemente als Eisen, können nur aus Supernova-Explosionen stammen. D.h. Planeten wie unsere Erde können nur dort entstehen, wo in früheren Zeitaltern schon Sterne „gestorben“ sind. Daher bestehen wir sprichwörtlich auch aus „Sternenstaub“...

## 6.6. Entstehung und Entwicklung des Universums

Bei der Untersuchung von entfernten Galaxien durch E.P. Hubble stellte sich zu Beginn des 20. Jhdt. heraus, dass sich alle Galaxien von uns entfernen. Und zwar umso schneller, je weiter diese von uns entfernt sind.

$$v = H_0 \cdot r$$

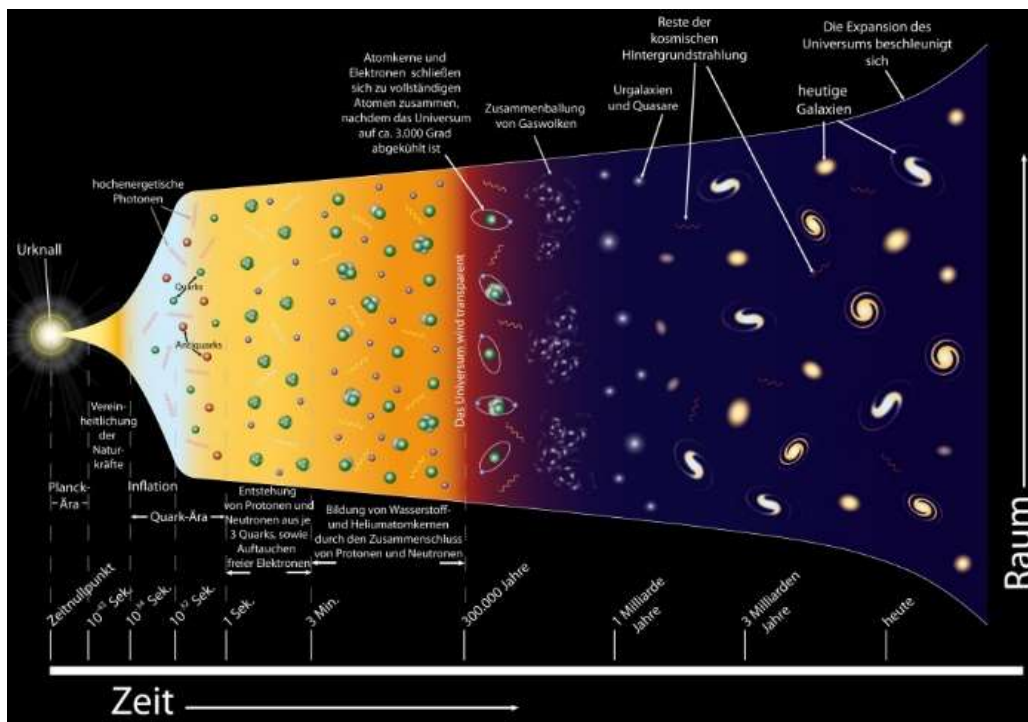
Mit:

$v$ ...Geschwindigkeit der Galaxie relativ zur Erde; [ $v$ ]=km/s

$H_0$ ...Hubble-Konstante; [ $H_0$ ]=km/s.Mpc

$r$ ...Entfernung von der Erde; [ $r$ ]=Mpc

Diese Entdeckung hat zum Modell des expandierenden Universums und letztlich auch zum Urknallmodell geführt, denn wenn man die Galaxien-Bewegung zurückrechnet, erkennt man, dass vor ca. 14 Mrd. Jahren das Universum in einem sehr kleinen Raumbereich konzentriert war und eine dramatische Expansion (keine „Explosion“!) stattgefunden haben muss.



Am Anfang der Zeit – vor 13,82 Mrd. Jahren war „alles“ (Materie und Energie), aber auch der Raum an sich in einer Singularität vereint. Nach neuesten Erkenntnissen geht man davon aus, dass es „vor“ dem Urknall nur Quantenfluktuationen gab, die sich gegenseitig aufhoben. Es existierte aber die (geringe) Wahrscheinlichkeit eines Zustandes, dessen Energie von Null verschieden war. Dies könnte der Beginn von Raum und Zeit gewesen sein. Es gab jedoch noch keine verschiedenen Naturkräfte, sondern nur eine „Superkraft“ und Raum, Zeit und Energie sind nicht unterscheidbar. Als kürzeste Zeitspanne gilt die Planck-Zeit mit  $5,4 \cdot 10^{-44}$  s. Als erstes spaltete sich die Gravitation ab und es blieb die GUT (Grand Unified Theory) übrig, die die Starke und Schwache Wechselwirkung sowie die Elektromagnetische Wechselwirkung beinhaltet.

In dieser kurzen Zeit ( $10^{-35}$ s) nach dem Urknall fand eine extreme Expansion, die sog. „Inflation“ statt: dabei dehnte sich der Raum mit Überlichtgeschwindigkeit aus! Was aber keine Verletzung der Relativitätstheorie darstellt, da ja keine Masse tatsächlich bewegt wurde.

Danach (ca.  $10^{-30}$ s) spaltete sich die Starke Kernkraft (Starke WW) ab und es bildeten sich die Fundamentarteilchen (Quarks, Leptonen, Elektronen, Neutrinos) mit Hilfe des Higgs-Bosons. Nach ca.  $10^{-10}$  s trennten sich auch die Schwache und die Elektromagnetische Wechselwirkung. In den ersten paar Sekunden bildeten sich die ersten Elemente: Wasserstoff und Helium, jedoch in ionisierter Form. D.h. es lag nur Plasma vor und nur freie Elektronen, welche jede Strahlung absorbierten. D.h. das Universum war undurchsichtig! Erst nach 380000 Jahren war die Temperatur des Plasmas so weit abgekühlt, dass sich neutrale Atome bilden konnten und das Universum wurde durchsichtig („...und es ward Licht!“).

## **Primordiale Nukleosynthese**

### Einleitung

Als primordiale Nukleosynthese bezeichnet man in der Kosmologie den Vorgang der Bildung der ersten zusammengesetzten Atomkerne kurz nach dem Urknall. Der Theorie zufolge entstehen zunächst Deuterium, Helium sowie Spuren von Lithium. Die heute zu beobachtenden schwereren Elemente stammen aus Fusions- und anderen Kernreaktionen in Sternen und damit aus viel späterer Zeit.

Die innerhalb der ersten drei Minuten nach dem Urknall entstehenden Elemente verteilen sich zu ca. 75 % auf Wasserstoff  $1\text{H}$  und ca. 25 % Helium  $4\text{He}$ , die geringen Anteile von  $\text{D}=2\text{H}$ ,  $3\text{He}$ ,  $3\text{H}$  und freien Neutronen (jeweils  $10^{-4}$  bis  $10^{-7}$ ), sowie deutlich seltenere Beryllium- und Lithiumisotope fallen dabei nicht ins Gewicht. Später fielen Temperatur und Dichte des Universums unter die kritischen Werte, die für die Kernfusion nötig sind. Die kurze Zeitdauer erklärt zum einen, warum sich schwerere Elemente nicht schon beim Urknall gebildet haben, und zum anderen, warum reaktive leichte Elemente wie Deuterium übrigbleiben konnten. Die primordiale Nukleosynthese fand lokal, aber gleichzeitig überall im gesamten Universum statt.

### Entstehung der Theorie

Die Idee zur primordialen Nukleosynthese geht auf Arbeiten des amerikanischen Physikers George Gamow im Jahre 1946 zurück. 1950 beschrieb der Japaner Chushiro Hayashi die Neutron-Proton-Gleichgewichtsprozesse zur Erzeugung der leichten Elemente, und 1966 erstellte Ralph Alpher ein Modell der  $4\text{He}$ -Synthese. In der Folge kam es zu weiteren Verfeinerungen des Modells aufgrund immer besserer Kenntnis der Kernreaktionsraten der beteiligten Nukleonen.

### Zeitlicher Ablauf

Nach der heute akzeptierten Theorie konnten die Prozesse zur Bildung der ersten Atomkerne etwa eine Hundertstelsekunde nach dem Urknall beginnen. Das Universum hatte sich nun so weit abgekühlt,

dass die bisher als Plasma vorliegenden Quarks zu Protonen und Neutronen im Verhältnis 1:1 kondensierten. Die Temperatur betrug zu diesem Zeitpunkt noch ca. 10 Mrd. Kelvin, das entspricht einer mittleren kinetischen Energie von etwa 1,3 MeV. Ein wichtiger Parameter der Theorie ist das Verhältnis von baryonischer Materie zu Photonen, welches in der Größenordnung von  $10^{-10}$  angenommen wird. Von diesem Parameter wird der Zeitpunkt des Beginns der Deuterium-Synthese bestimmt. Im weiteren Verlauf verschob die abnehmende Temperatur das Neutron-Proton-Gleichgewicht immer mehr zugunsten der Protonen.

Etwa 1 Sekunde nach dem Urknall entkoppelten die Neutrinos von der Materie. Elektronen und Positronen zerstrahlten. Das Verhältnis von Neutronen zu Protonen war auf etwa 1:6 abgesunken. Die Temperatur betrug zu diesem Zeitpunkt ca. 600 Mio. K, mittlere kinetische Energie 0,8 MeV. Nun können sich erstmals Protonen und Neutronen zu Deuteronen (= Deuteriumkernen) verbinden. Allerdings wird dieses durch hochenergetische Photonen sofort wieder aufgespalten.

Erst eine Minute nach dem Urknall hatte sich das Universum so weit abgekühlt (60 Mio. K oder 80 keV), dass effektiv Deuterium gebildet wurde. Da in diesem Zeitraum weitere Neutronen zerfielen (das freie Neutron hat eine Halbwertszeit von 10 Minuten), beträgt das Verhältnis von Neutronen zu Protonen jetzt nur noch 1:7.

Die verbleibenden Neutronen werden nun zu 99,99 % in  $4\text{He}$  gebunden. Aufgrund der hohen Bindungsenergie des  $4\text{He}$ -Kerns und weil kein stabiler Kern mit Massenzahl 5 bzw. 8 existiert, wird  $4\text{He}$  kaum abgebaut. Nur das Element Lithium in Form des Isotops  $7\text{Li}$  wird noch in geringem Ausmaß bei Kernreaktionen gebildet.

Die Theorie sagt ein Massenverhältnis von 75 % Wasserstoff (Protonen) zu 25 % Helium voraus. Dieser Wert stimmt äußerst gut mit den Beobachtungen der ältesten Sterne überein, was ein Grund für die breite Akzeptanz dieser Theorie ist. Gerade für  $4\text{He}$  wurden Messungen auch außerhalb unserer Milchstraße gemacht, die das Ergebnis bestätigen. Auch die relativen Häufigkeiten von Deuterium,  $3\text{He}$  und Lithium werden von der Theorie sehr gut erklärt.

5 Minuten nach dem Urknall ist die Teilchendichte des Universums so weit gesunken, dass die primordiale Nukleosynthese im Wesentlichen beendet ist. Spuren von Deuterium und Tritium sowie  $3\text{He}$  sind noch übrig. Außerdem alle diejenigen Protonen, die keine Neutronen als Reaktionspartner gefunden haben. Die noch übriggebliebenen freien Neutronen zerfallen im Verlauf der nächsten Minuten.

#### Verbindung zu anderen kosmologischen Modellen

Die primordiale Nukleosynthese ist heute eines der wichtigsten Standbeine des Standardmodells der Kosmologie. In ihrem Rahmen wurde erstmals auch die kosmische Hintergrundstrahlung vorhergesagt. Die primordiale Nukleosynthese wird ferner als wichtiges Indiz für die Existenz nicht-baryonischer dunkler Materie gewertet: zum einen limitiert sie die Menge der Baryonen im Universum durch ihr Verhältnis zu den Photonen; zum anderen macht es die gleichmäßige Verteilung der Baryonen während der primordialen Nukleosynthese wahrscheinlich, dass die heute beobachtete körnige Struktur des Universums nicht durch die Baryonen, sondern durch die Dichteschwankungen eines nur schwach wechselwirkenden - und damit nicht baryonischen - schweren Elementarteilchens ausgeprägt werden konnte.

### Wie ging es weiter?

In den ersten Sekundenbruchteilen seiner Existenz war die Materie im Kosmos so heiß, dass sie als Plasma vorlag, die Elektronen waren also von den Atomkernen getrennt. Ein energetisch angeregtes Plasma ist elektrisch leitfähig und sendet Licht aus, fängt aber auch Lichtteilchen (Photonen) wieder ein. Die im glühenden Gas umher flitzenden Photonen wurden somit unmittelbar nach ihrer Entstehung absorbiert. Das All war deshalb undurchsichtig. Erst als sich das All 380 000 Jahre nach dem Urknall auf etwa 3000 Kelvin abgekühlt hatte, konnten sich Elektronen und Atomkerne zu vollständigen Atomen verbinden. Jetzt wurde das Licht nicht mehr absorbiert, sondern konnte die nunmehr elektrisch neutrale Materie ungehindert durchfliegen – der Kosmos wurde durchsichtig.

Dieses Gas hüllte das junge Universum in einen dichten Nebel, und es verschluckte das ultraviolette Licht, das die ersten Sterne ausstrahlten. Deswegen nennen Astronomen diese Epoche das "Dunkle Zeitalter". Nur langsam konnte das ultraviolette Licht die Wasserstoffatome wieder in Elektronen und Protonen aufspalten und das Weltall durchsichtig machen. Diese "Reionisationsära" fand etwa 150 Millionen bis eine Milliarde Jahre nach dem Urknall statt, so die bisherige Annahme.

Durch Expansion des Alls wurde das damals freigesetzte Licht allmählich in den Mikrowellenbereich des Spektrums verschoben und schwächte sich stark ab. Heute beträgt seine Strahlungstemperatur noch 2,7 Kelvin (der absolute Nullpunkt liegt bei null Kelvin = minus 273 Grad Celsius). Doch dieser Strahlung wurden Informationen von Prozessen aufgeprägt, die sich in jener frühen Phase im Universum abspielten. So formte sich die unsichtbare Dunkle Materie unter dem Einfluss der Schwerkraft zu großen Wolken. Diese zogen die normale, sichtbare Materie an. Diese Materieanhäufungen waren die Keimzellen der heutigen Galaxien.

### 6.7. Strukturen im Kosmos

Trägt man die Größe über der Masse aller im Universum vorhandenen Objekte, beginnend bei den Atomen bis hin zu den Galaxien-Haufen, so erkennt man einen überraschenden Zusammenhang:

