



Präsentationen der Professoren

[Eigenschaften, Sternentstehung](#) 

[Sternarten und Sternentwicklung](#) 

[Licht](#) 

Weitere interessante Infos

[Astrokramkiste](#) 

[Sternengeschichten](#) 

[Sterngucker](#) 

Inhalt

Überblick.....	2
Strahlungsleistung	2
Temperatur.....	5
Leuchtkraft/Helligkeit	6
Energie	9
Kräfte.....	13
Vergleichsmaße	14
Diagramme.....	14
Aufbau	18

Überblick

In diesem Skriptum geht es um die Gesamtheit der Eigenschaften aller Sterne. Es wird hier vor allem erläutert, wie man diese Eigenschaften definiert und wie die Eigenschaften miteinander zusammenhängen bzw. im Gleichgewicht bleiben (Stabilität). Die Zusammenhänge von zwei unterschiedlichen Größen werden üblicherweise dargestellt, indem man beide Größen in einem Diagramm auf zwei Achsen aufträgt und die Sterne einzeichnet. Die wichtigsten derartigen Diagramme werden ebenfalls hier erläutert.

Die Zuordnung der Eigenschaften zu den einzelnen Sternarten wird im Skriptum über Sternarten und Sternentwicklung erklärt.

Strahlungsleistung

Die Strahlungsleistung ist die Energie, die pro Sekunde von einer elektromagnetischen Welle transportiert wird. Sie hängt linear

$$P = \sigma T_{\text{eff}}^4$$

mit der Effektivtemperatur zusammen, also je heißer ein Stern ist, desto mehr Energie gibt er ab. Ein Stern kann nicht mehr Energie abstrahlen, als er erzeugt hat und weniger abgeben kann er auch nicht, weil, wo soll die Energie sonst hin? Mit der Entfernung nimmt die Strahlungsleistung ab, weil die elektromagnetischen Wellen mit der Zeit immer mehr Energie abgeben. Außerdem hängt die Strahlungsleistung von der Frequenz der elektromagnetischen Welle ab. Diesen Zusammenhang beschreibt das Planck'sche Strahlungsgesetz:

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{h\nu}{kT}} - 1}$$

In dieser Formel ist ν die Frequenz, T die Temperatur und B die Strahlungsleistung. Alles andere sind Konstanten.

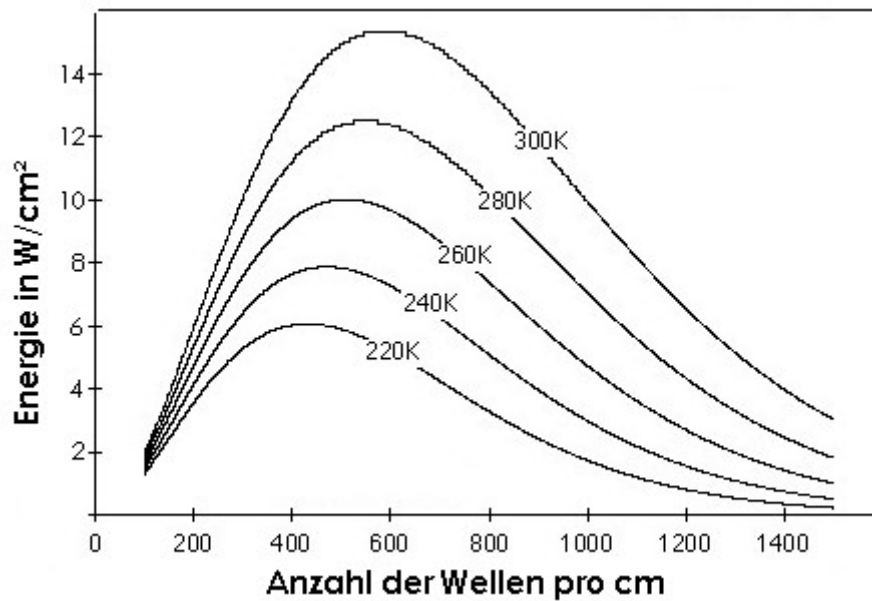


Abb.7.1.: Das Planck'sche Strahlungsgesetz in einem Diagramm

In diesem Diagramm erkennt man, dass je höher die Temperatur ist, desto kürzer ist die Wellenlänge, bei der die meiste Energie abgegeben wird. Das ist vor allem deswegen interessant, weil man den Stern in dieser Wellenlänge besonders gut beobachten kann. Einen sehr kalten Stern beobachtet man also am besten mit Radioteleskopen, einen heißen am besten mit Gammateleskopen (der Effekt der Rotverschiebung ist dabei noch nicht mit berücksichtigt). Diese Erfahrungen kennen wir auch aus dem Alltag. Wenn etwas heiß ist, leuchtet es rot (zum Beispiel ein Feuer). Es gibt auch Energie in anderen Wellenlängen ab, das ist jedoch für uns nicht sichtbar, weil alle anderen Strahlungen von der roten überstrahlt werden. Wenn etwas ganz besonders heiß ist, glüht es bläulich (zum Beispiel Gas). Bei Zimmertemperatur leuchten wir Menschen Infrarot, was wir mit den Augen nicht sehen. Die Strahlung wird jedoch beispielsweise von einer Wärmebildkamera angezeigt. Um die ideale Wellenlänge zur Beobachtung zu kennen, benötigen wir das Wien'sche Verschiebungsgesetz.

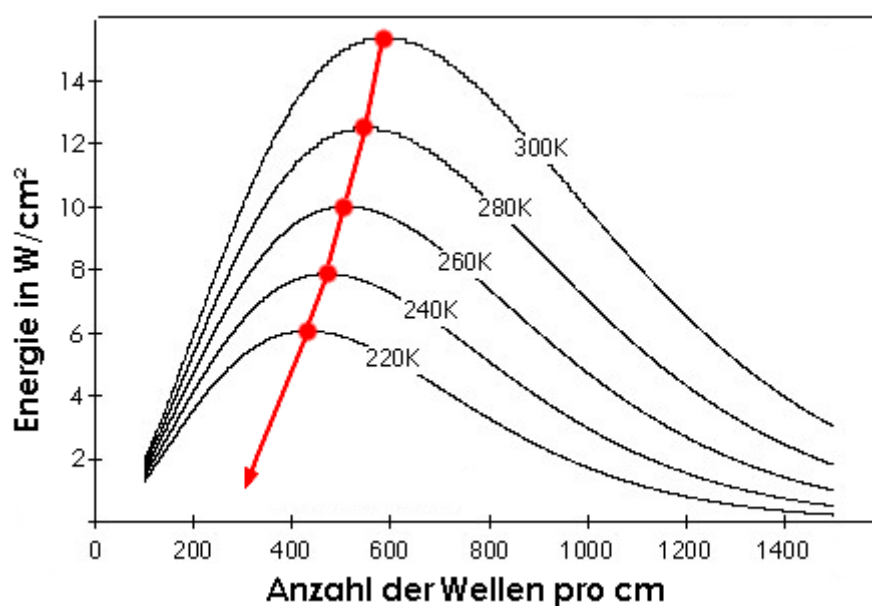


Abb. 7.2.: Das Wien'sche Verschiebungsgesetz im Verhältnis zum Planck'schen Strahlungsgesetz

Das Wien'sche Verschiebungsgesetz beschreibt, den Zusammenhang zwischen der Wellenlänge der maximalen Strahlung und der Temperatur.

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} e^{-\frac{h\nu}{kT}}$$

Also befindet sich die Kurve des Wien'schen Verschiebungsgesetzes genau dort, wo die Temperaturkurven des Planck'schen Strahlungsgesetzes ihr Maximum erreichen.

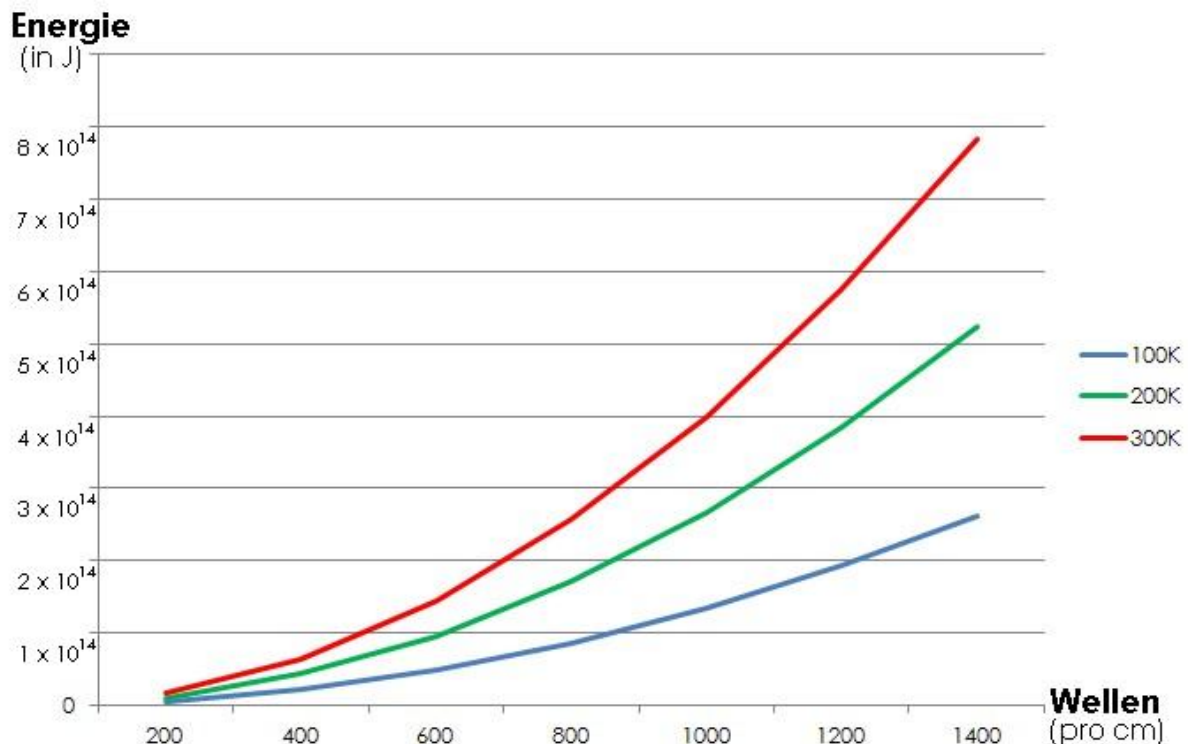


Abb.7.3.: Rayleigh-Jeans-Gesetz

Das Planck'sche Strahlungsgesetz gibt die Energieabgabe pro Wellenlänge an. Wenn man die gesamte Energieabgabe ermitteln möchte, muss man nach der Wellenlänge integrieren. Dieses Integral nennt sich Rayleigh-Jeans-Gesetz:

$$B_{\nu}(T) = \frac{2\nu^2}{c^2} kT$$

[Erklärung der Integration im Rechenmethodenskript ab Seite 81](#)

Strahlungsfeld

Um ein Feld zu definieren, wird üblicherweise dem Ort ein anderes Merkmal zugewiesen, z.B. bei einer Wetterkarte die Temperatur. Ein Strahlungsfeld ist etwas komplexer: Hier hängt die Zahl (welche die Strahlungsleistung angibt) nicht nur vom Ort, sondern auch von der Zeit, von der Blickrichtung und von der Frequenz ab:

Ort: In der Nähe eines Sterns ist die Strahlungsleistung stärker, als weiter vom Stern entfernt. Schließlich verteilen sich die elektromagnetischen Wellen in größerer Entfernung stärker und haben schon mehr Energie abgegeben und sind dadurch schwächer.

Zeit: Ein Stern muss nicht immer gleich stark strahlen. Ein Pulsar ändert seine Strahlungsleistung alle 0,01 bis 8 Sekunden, aber auch bei den anderen Sternen ändert sich die Strahlungsleistung langfristig. Spätestens, wenn ein Fusionsprozess abgeschlossen wurde, hat sich die Strahlungsleistung sehr stark geändert.

[Erklärung der zeitlichen Strahlungsänderung im Skriptum über die Sternentwicklung ①](#)

Blickrichtung: Die Strahlungsleistung ist abhängig von der Blickrichtung: Sie ist stärker, wenn sich in dieser Richtung ein naher Stern befindet. Deshalb werden Solaranlagen zur Sonne ausgerichtet.

Frequenz: Die Abhängigkeit der Strahlungsleistung von der Frequenz wird – wie bereits oben erläutert – durch das Planck'sche Strahlungsgesetz beschrieben.

Temperatur

Ein Stern hat keine einheitliche Temperatur, sondern er ist innen viel heißer als außen. Auch die Temperatur der einzelnen Schichten ist aus der Entfernung schwer zu erkennen. Es ist üblich, zu jedem Stern eine einheitliche Temperatur zu definieren. Die nennt man Effektivtemperatur.

Um die Effektivtemperatur zu verstehen, muss man wissen, was ein Schwarzkörper ist. Grundsätzlich reflektiert jeder Körper Licht: Rote Körper reflektieren rotes Licht und blaue Körper reflektieren blaues Licht. Den Rest des Lichtes nehmen sie auf, es sei denn, sie sind durchsichtig. Schwarze Körper reflektieren kein für uns sichtbares Licht, das heißt aber noch lange nicht, dass sie gar kein Licht reflektieren. Sie reflektieren vielleicht Infrarot- oder UV-Strahlung oder auch prinzipiell sichtbare Wellenlängen, nur halt so wenige, dass wir sie trotzdem nicht sehen können. In Wirklichkeit gibt es keinen Körper, der das gesamte Licht aufnimmt. Trotzdem hat man sich so einen Körper (=Schwarzkörper) ausgedacht, weil man anhand dessen die Effektivtemperatur definieren kann.

Die Effektivtemperatur ist die Temperatur, die ein Schwarzkörper haben müsste, um so hell wie ein Stern zu strahlen. Man verwendet für diese Definition einen Schwarzkörper, weil jeder andere Körper schon allein deswegen leuchten würde, weil er das Licht von anderen Sternen reflektiert. Das ist auch der Grund, warum der Mond und die Planeten vom Nachthimmel leuchten, obwohl sie überhaupt nicht heiß sind (sie reflektieren das Licht der Sonne). Man kann aus der Leuchtkraft die Effektivtemperatur bestimmen. Meistens stimmt sie ungefähr mit der Temperatur der äußersten Schale (also der, die wir sehen) überein, weil ein Stern kaum Licht reflektiert. Die Effektivtemperatur ist immer höher als die tatsächliche Temperatur der äußersten Schicht, weil durch die Reflexionen immer mehr Licht als in einem Schwarzkörper erzeugt wird.

Spektralklassen

Die Sterne werden nach ihrer Temperatur in 7 Spektralklassen eingeteilt. Von der kältesten zur heißesten Klasse geordnet heißen sie O, B, A, F, G, K und M. Diese Reihenfolge kann man sich mit dem Spruch „Offenbar benutzen Astronomen furchtbar gerne komische Merksätze“ merken, wobei die Anfangsbuchstaben für die jeweilige Spektralklasse stehen. Die Klassen werden nochmals in 10 kleinere Teile zerlegt, so ist zum Beispiel die Spektralklasse F7 das 7. Zehntel der Spektralklasse F. Aus den Spektralklassen kann man auch auf das Alter der Sterne schließen. Je geringer die Temperatur, desto jünger ist der Stern. Deshalb heißen auch Sterne

mit den Spektralklassen O, B oder A frühe Typen, die Sterne der Spektralklasse F oder G mittlere Typen und die Sterne mit den Spektralklassen K oder M späte Typen. Wenn man die Spektralklassen mit den vorkommenden Elementen vergleicht, kann man erkennen, dass mit zunehmender Temperatur die Elemente weiter hinten im Periodensystem zu finden sind.

Spektralklasse	Dominantes Element	Weitere Elemente
O	Helium	Stickstoff, Sauerstoff, Silizium
B	Wasserstoff	Helium
A	Wasserstoff	Eisen, Kalzium
F	Kalzium	Metalle
G	Kalzium	Metalle
K	Metalle	Ca, CN, CH
M	Titanoxid	keine

Leuchtkraft/Helligkeit

Die Ausdrücke Helligkeit und Leuchtkraft werden in der Astronomie als Synonyme verwendet. Man bezeichnet damit die Helligkeit eines Objekts unabhängig davon, ob es diese Helligkeit selbst erzeugt oder nur von einem anderen Stern reflektiert wird.

Scheinbare Helligkeit

Die scheinbare Helligkeit ist die Helligkeit, in der uns ein Stern am Himmel erscheint. Sie wurde bereits im alten Griechenland von Hipparchos festgelegt. Er teilte alle sichtbaren Sterne in 6 Größenklassen ein, wobei 1 die leuchtkräftigste und 6 die am wenigsten leuchtkräftigste war. Damals wurden sie nur grob nach ihrem optischen Erscheinungsbild geordnet, Sonne und Mond hat man nicht zu den Sternen gezählt.

Inzwischen hat sich einiges geändert, die grundsätzliche Definition ist aber gleich geblieben. Man hat etliche Sterne entdeckt, die man mit damaligen Methoden noch nicht sehen konnte. Sie haben daher Leuchtkraftklasse größer als 6. Die schwächsten messbaren Objekte haben sogar eine Leuchtkraftklasse von 30. Da auch Sonne und Mond eine Helligkeit haben, kann man auch dafür eine Leuchtkraft angeben. Da sie (wegen der Nähe) heller als die hellsten Sterne (damals Größenklasse 1) sind, haben sie eine negative Leuchtkraft. Die Einheit für die Leuchtkraft nennt man Magnitude und kürzt sie mag ab.

Es wurde eine Formel aufgestellt, mit der man die scheinbare Helligkeit jedes Sterns ausrechnen kann:

$$m_{\text{St}} = -2,5 \log \left(\frac{S_{\text{St}}}{S_{\text{V}}} \right)$$

In dieser Formel ist m_{St} die Helligkeit des Sterns, S_{St} die Strahlungsleistung des Sterns und S_{V} die Strahlungsleistung von Vega. (Vega ist der Referenzstern) Diese Formel ist deshalb so kompliziert, weil man versucht hat, die bisherigen Leuchtkraftklassen ungefähr beizubehalten. Physikalisch gesehen ist die Leuchtkraft (über alle Wellenlängen betrachtet), die Energie, die pro Zeiteinheit abgegeben wird. Unsere Augen nehmen diese Energie (sofern sie die ausreichende Helligkeit und sichtbare Wellenlänge hat) als Licht wahr.

Filtersystem

Im alten Griechenland haben sich die Leuchtkraftklassen nur auf das sichtbare Licht bezogen. Es kann aber sein, dass ein Stern, der mit unserem Auge nur schwach zu sehen ist, auf Infrarotaufnahmen deutlich zu erkennen ist, weil er hauptsächlich infrarotes Licht emittiert. Den Leuchtkraftunterschied zwischen unterschiedlichen Wellenlängen bezeichnet man als Farbfilter. Man kann die Leuchtkraft in jedem beliebigen Wellenlängenintervall angeben und man erhält für die unterschiedlichen Bereiche andere Ergebnisse: (Beispiel U-B=3,7 bedeutet, dass der Stern bei einer Wellenlänge zwischen 365 und 440nm eine Leuchtkraft von 3,7mag hat). Eine Ausnahme ist der Stern Vega, weil man den in jeder Wellenlänge als Nullpunkt definiert hat. Man misst also immer die Leuchtkraft im Vergleich zum Stern Vega. (Deshalb kommt auch der Strahlungsfluss von Vega in der Formel vor).

Um die Helligkeit nur in einem bestimmten Bereich anzugeben, verwendet man meistens UBV-Filter. Je nachdem welchen Filter (linke Spalte) man gerade eingestellt hat, werden alle Wellenlängen außer denen in der rechten Spalte herausgefiltert.

Name des Filters	Wellenlänge
U	365nm
B	440nm
V	548nm
R	700nm
I	900nm

Diese Wellenlängen hat man deshalb ausgesucht, weil die meisten Sterne gerade in den Wellenlängen besonders interessante Eigenschaften haben. Damit das Skriptum nicht zu umfassend wird, werden sie hier nicht beschrieben.

Absolute Helligkeit

Wir wissen heute, dass die Leuchtkraft hauptsächlich von der Entfernung abhängt: Je weiter man sich von einer Lichtquelle wegbewegt, desto dunkler erscheint sie uns. Deshalb erscheinen uns weit entfernte Himmelskörper leuchtschwächer als nahe Himmelskörper, auch wenn sie in Wirklichkeit viel leuchtkräftiger sind. Ein besonders drastisches Beispiel ist der Mond: Er hat aufgrund seiner Nähe zur Erde die zweitgrößte scheinbare Leuchtkraft. In absoluten Zahlen ist er jedoch sehr dunkel – viel dunkler als jedes andere Objekt, das wir am Nachthimmel sehen. Die absolute Leuchtkraft wird errechnet, als ob der Beobachter sich in 10pc Entfernung (=Standardentfernung) vom Stern befinden würde. Die Einheit ist Mag (diesmal mit einem großen M). Um sich die tatsächliche Leuchtkraft auszurechnen, rechnet man die Abnahme der Helligkeit bis zur Erde weg. Das macht man mit folgender Formel:

$$m - M = 5 \log \left(\frac{r}{10} \right)$$

In dieser Formel steht m für die scheinbare Helligkeit auf der Erde M für die absolute Helligkeit und r für die Distanz zur Erde in Parsec.

Bei Sternhaufen ist die Distanz zwischen den Sternen vernachlässigbar klein im Vergleich zu den 10pc, weshalb man immer mit der gleichen Entfernung des Sterns von der Erde aus rechnen kann.

Bolometrische Helligkeit

Die scheinbare Leuchtkraft auf der Erde ist nicht immer gleich. Wenn zum Beispiel starke Wolken am Himmel stehen, ist die scheinbare Leuchtkraft jedes Sterns 0. Auch Gamma-teleskope werden innerhalb der Erdatmosphäre immer die Helligkeit 0 messen, weil keine Gammastrahlen durch die Erdatmosphäre durchkommen. Im sichtbaren Spektrum kommt nie das ganze Licht durch, weshalb die Sterne auf der ISS immer eine höhere scheinbare Helligkeit, als auf der Erde haben. Selbst im Weltall befindet sich interstellares Medium, das die Leuchtkraft der Sterne abschwächt.

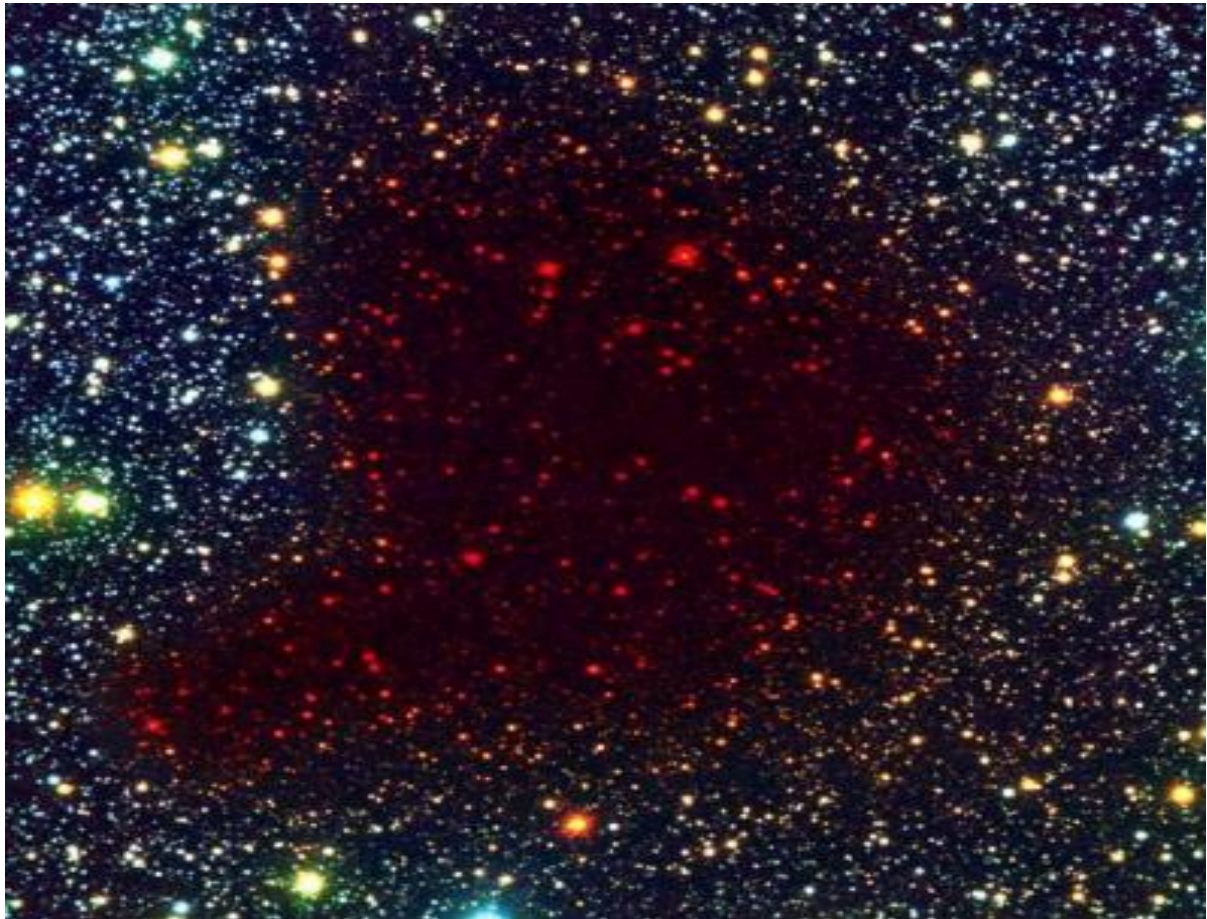


Abb.7.4.: Verdunklung durch eine Dunkelwolke

Wolken aus interstellarem Medium können das Licht von Sternen an bestimmten Orten und in bestimmten Wellenlängen blockieren. Bei dieser Abbildung kann man vermuten, dass sich in der Mitte eine Wolke aus ISM befindet, die nur von rotem Licht durchdrungen wird. Wenn man die anderen Sterne auch durch einen Filter (siehe Kapitel Filtersystem) betrachtet, durch den nur rotes Licht durchgeht, kann man sie mit den Strahlen hinter der ISM-Wolke vergleichen und die Sterne, die im roten Bereich ähnlich strahlen, strahlen vermutlich auch im gelben, grünen und blauen Bereich ähnlich. Diese Vermutung bezeichnet man als Farbindex.

Die scheinbare Helligkeit des Sterns, wenn es kein interstellares Medium gäbe, nennt man bolometrische Helligkeit. Die bolometrische Korrektur ist die Verdunklung des Sterns durch die Wolke, also die scheinbare Helligkeit weniger der bolometrischen Helligkeit.

[Über das interstellare Medium existiert ein eigenes Skriptum ^{\(i\)}](#)

Flächenhelligkeit

Die Flächenhelligkeit ist als die Leuchtkraft pro Fläche definiert. Folglich berechnet man sie, als Quotient der absoluten Helligkeit und der Fläche des Sterns:

$$F = \frac{L}{A} = \frac{L}{4r^2\pi}$$

Leuchtkraftklassen

Die Leuchtkraftklassen sind die Einteilung der Sterne nach ihrer Leuchtkraft (y-Achse des HRD). Dabei werden die Sterne mit der größten Leuchtkraft mit einem römischen 1er (I) und die Sterne mit der geringsten Leuchtkraft mit einem römischen 6er (VI) bezeichnet.

I – IV – Riesen: Die Spektralklassen 1 – 4 beschäftigen sich alle mit der Einteilung von Riesen, also den Sternen, die Helium zu Eisen fusionieren und deshalb um einiges leuchtkräftiger als unsere Sonne sind.

V – Zwerge: Die Sterne, die sich in der Hauptreihe befinden sind eher leuchtschwach. Deshalb werden sie auch als Zwerge bezeichnet. Auch unsere Sonne ist so ein Zwerg.

VI – Unterzwerge: Zu dieser Leuchtkraftklasse gehören zum Beispiel Weiße Zwerge, Braune Zwerge und Schwarze Zwerge.

Den Leuchtkraftklassen wird kein eindeutiges Leuchtkraftintervall zugeordnet, sondern es wird auch danach unterschieden, in welcher Spektralklasse sie sich befinden.

Abhängigkeit von Radius und Effektivtemperatur

Die Leuchtkraft eines Sterns hängt nur von seinem Radius und seiner Effektivtemperatur ab. Die Formel zur Berechnung der Leuchtkraft lautet

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

Energie

Energiebilanz

Damit ein Stern stabil bleibt, muss er immer genauso viel Energie erzeugen, wie er abgibt.

Wenn er mehr Energie abgeben würde, als er erzeugt, wäre seine Energie bald aufgebraucht und wenn er mehr Energie produzieren würde, als er abgibt, wäre irgendwann so viel Energie im Stern, dass er explodiert. Diesen Ausgleich nennt man Energiebilanz.

Energieabgabe: Unsere gesamte Energie kommt von der Sonne. Dass die Sonne Energie abgibt, merken wir jeden Tag durch Wärme und Licht. Die Austauschteilchen, die die Energie zu uns bringen, heißen Photonen.

Wenn sich Teile der Sonnenoberfläche von der Sonne abspalten, nennt man das Sonnenwind. Dadurch wird von der Sonne viel mehr Energie abgegeben als sonst.

Auch die Neutrinos besitzen Energie des Sterns, von dem sie stammen. Davon merken wir aber nichts, weil sie nicht wechselwirken, sondern stattdessen jeden Stoff - ohne zu reagieren - durchdringen.

Energieproduktion: Die bekannteste (weil wichtigste) Art der Sterne Energie zu produzieren, ist die Kernfusion. Dieser Vorgang ist aus gleich zwei Gründen von besonderer Bedeutung, einerseits gäbe es ohne die Kernfusion keine Elemente (abgesehen vom Wasserstoff) und andererseits ist die Kernfusion für alle Phasen der Sternentwicklung verantwortlich. Ohne Kernfusion gäbe es nur braune Zwerge.

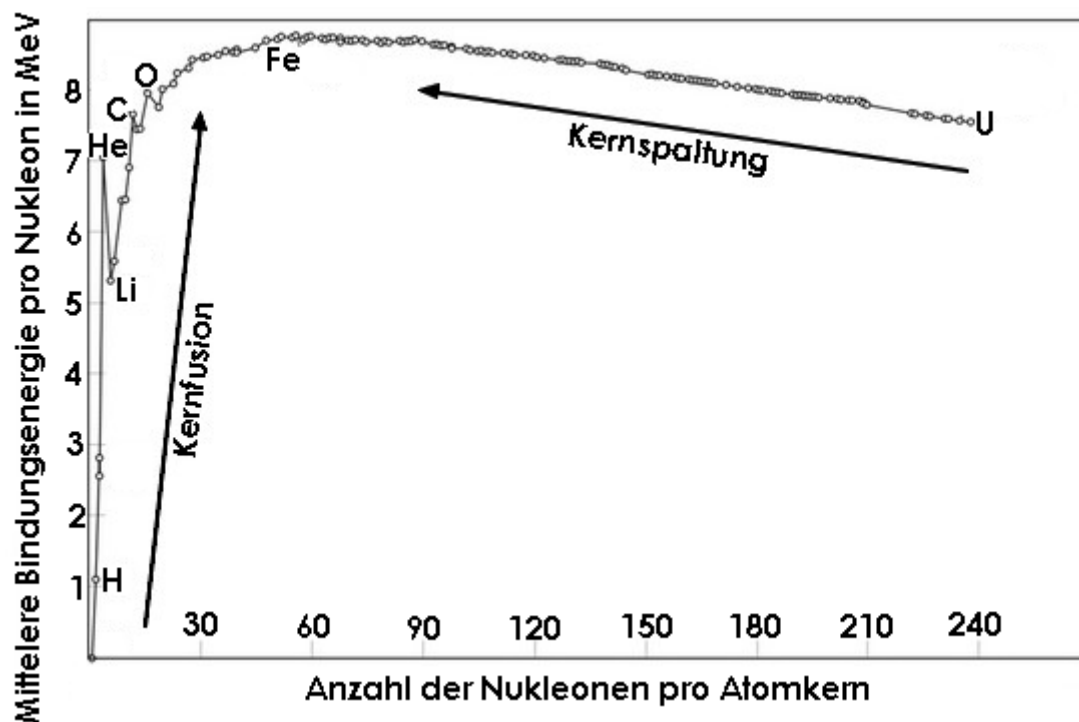


Abb. 7.5.: Energiegewinnung durch Kernfusion

Bei der Kernfusion werden zwei leichte Elemente zu einem Element fusioniert, das zwar schwerer, aber nicht doppelt so schwer, wie das vorige Element ist (Hinter Eisen sind die nachfolgenden Elemente mehr als doppelt so schwer. Deshalb kann man dort nicht mehr aus Kernfusion, dafür aber aus Kernspaltung Energie gewinnen). Die restliche Masse wandelt ein Stern in Energie um. Die Umrechnungsformel lautet:

$$E = mc^2$$

[Die Auswirkung von Kernfusion auf die Sternentwicklung: siehe Skriptum über Sternentwicklung](#)

[i](#)

Energieniveaus

Jedes Element ist nur bei bestimmten Energiemengen stabil. Die Energiemenge, bei der ein Element stabil ist, heißt Energieniveau. Jedes Element hat eine endliche Anzahl von Energieniveaus, wie viele das sind und bei wie viel Joule sie sich befinden, hängt vom Element ab.

Ein Gegenstand, der aus nur einem Material besteht, besitzt immer eine Summe der Energieniveaus von diesem Material. Wenn beispielsweise ein Stoff 2 Energieniveaus bei 5 Einheiten und bei 3 Einheiten hat, kann die Energie 8 Einheiten betragen, weil $5 + 3 = 8$. Es gehen sich

auch 10 Einheiten ($5 + 5$) oder 11 Einheiten ($5 + 3 + 3$) aus. Wenn die Energie jedoch 7 Einheiten beträgt, weiß man, dass der Gegenstand nicht nur aus diesem Stoff bestehen kann, denn 7 lässt sich nicht aus 5 und 3 aufsummieren. Normalerweise handelt es sich um irrationale Zahlen und die Energieniveaus sind um einiges kleiner als die Gesamtenergie, aber hier wurden schöne Zahlen gewählt, um das Rechnen zu erleichtern.

Wenn man die Energie eines Gegenstandes sehr genau (weil die Energieniveaus sehr klein sind) kennt, kann man sich per Computer ausrechnen, welche Energieniveaus man aufsummieren muss, damit die Gesamtenergie herauskommt. Da es sich ausschließlich um irrationale Zahlen handelt, gibt es immer eine eindeutige Lösung.

Dadurch kann man aus der Energie eines Sterns auf seine Bestandteile schließen. Ähnlich, wie bei der Spektralanalyse, kann man aus den Eigenschaften der Stoffe auf Eigenschaften des Sterns schließen.

Wasserstoffbrennen (ppl-Kette)

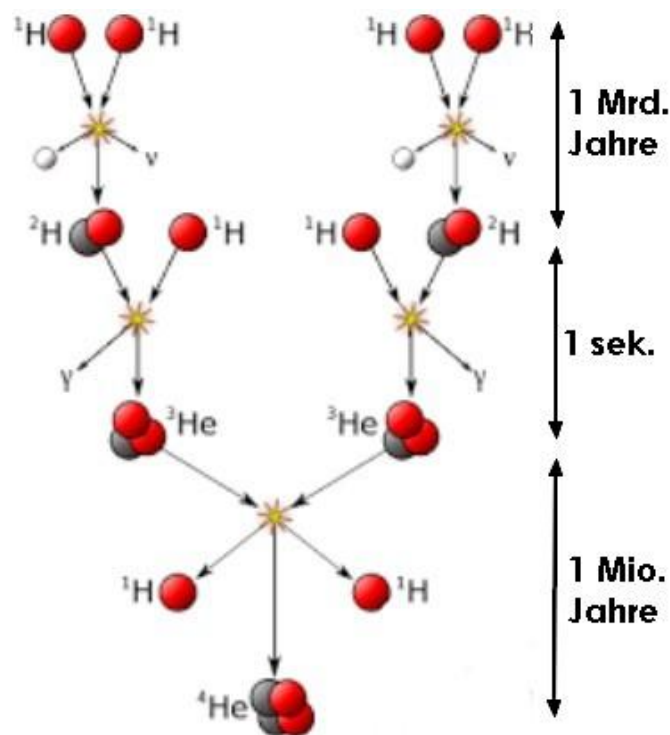


Abb. 7.6.: Wasserstoffbrennen

Eine Kernfusion wird immer nach dem Stoff benannt, bei dem sie anfängt: Wasserstoffbrennen ist die Kernfusion von Wasserstoff zu Helium. Die Kernfusion, die beispielsweise beim Helium anfängt, nennt man Heliumbrennen.

Das Wasserstoffbrennen findet in allen Hauptreihensternen statt, so zum Beispiel auch in unserer Sonne. Beim Wasserstoffbrennen werden 4 Wasserstoffatome zu einem Heliumatom verschmolzen. Die fehlende Masse wird in Energie umgewandelt. Wie der Vorgang genau vor sich geht, wissen wir noch nicht. Deshalb haben wir es auch noch nicht geschafft, Energie durch Kernfusion zu erzeugen. In einer Sekunde wandelt die Sonne 600-Millionen Tonnen Wasserstoff in Helium um. Trotzdem hat sie in ihrem bisherigen Leben erst 30% des Wasserstoffs verbraucht, 70% kann sie noch fusionieren, bevor sie sich zu einem roten Riesen aufbläht.

CNO-Zyklus

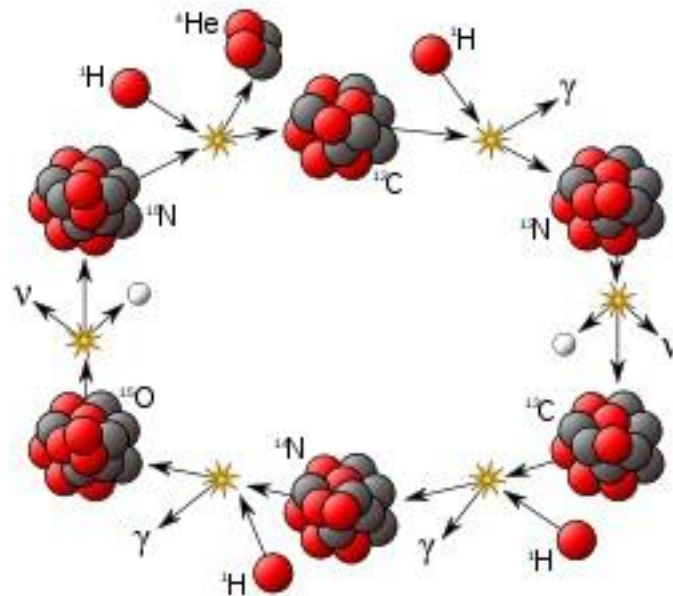


Abb.7.7.: CNO-Zyklus

Beim CNO-Zyklus werden 4 Wasserstoffatome zu einem Heliumatom fusioniert. Der Unterschied ist, dass auch Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff für diesen Zyklus benötigt werden. Diese Stoffe verändern sich nicht, sondern sind nur Katalysatoren. Das funktioniert nur, wenn diese Katalysatoren ausreichend vorhanden sind und wenn der Stern mindestens 1,5 Sonnenmassen schwer ist und eine Mindesttemperatur von 20 Millionen Kelvin hat.

Heliumbrennen

Die Kernfusionen zwischen Helium und Eisen finden nur in roten Riesen statt. Dabei wird nicht so viel Energie wie bei der Fusion von Wasserstoff zu Helium erzeugt, aber immer noch eine sehr große Menge.

s-, r- und p-Prozess

Beim s-, r- und p-Prozess werden die natürlichen Elemente erzeugt, die schwerer als Eisen sind. Diese Stoffe sind für Leben wie wir es kennen unbedingt lebensnotwendig. Im Gegensatz zur Energiefusion bis Eisen wird nach Eisen bei der Kernfusion keine Energie mehr gewonnen, sondern verbraucht. Die Energie, die verbraucht wird, ist immer noch weniger als die gewonnene Energie bei der Kernfusion bis Eisen.

S-Prozess: Der Name s-Prozess steht für slow-neutron capture. Bei diesem Prozess geht die Kernfusion langsam voran. Beim s-Prozess fängt ein Kern ein Neutron ein - die Massenzahl des Atomkerns erhöht sich um eine Einheit. Der nachfolgende Betazerfall wandelt das Neutron in ein Proton um und erhöht die Kernladungszahl um eine Einheit. Er beginnt schon bei Kohlenstoff und fängt daher auch schon innerhalb von roten Riesen an. Der Prozess setzt sich nach Eisen in der Supernova fort. Dort liefert er die Hälfte der schweren Elemente jenseits von Eisen.

R-Prozess: Im Gegensatz dazu ist die Kernfusion beim r-Prozess (rapid-neutron capture) sehr schnell. Beim r-Prozess nehmen vorhandene Kerne mehrere Neutronen gleichzeitig auf und zerfallen dann rasch zu stabilen neutronenreichen Kernen oder zu instabilen langlebigen

Isotopen von Uran und Plutonium. Der r-Prozess kann nur bei Supernovae oder beim Verschmelzen zweier Neutronensterne ablaufen.

P-Prozess: Weil man einige Kerne mit sehr geringer Isotopenhäufigkeit identifizierte, die weder durch den s-Prozess, noch durch r-Prozess entstanden sein können, nimmt man an, dass p-Kerne nicht durch Neutronen-, sondern durch Protoneneinfang entstehen (p-Prozess). Auch dieser Prozess findet nur in Supernovae statt.

Die Untersuchung dieser Prozesse ist sehr interessant, weil man dadurch die Dichte, die Temperatur und das Alter einzelner Elemente herausfinden kann. Außerdem entstehen so Elemente, die mit immer gleicher Geschwindigkeit radioaktiv zerfallen. Man kann messen, wie stark ein Element schon zerfallen ist (Halbwertszeit) und damit auf sein Alter schließen.

Energietransport

Energie in Form von Wärme wird auf folgende Arten transportiert:

Strahlung: Die einzige Möglichkeit, wie die Energie durch das Vakuum zur Erde kommt, ist die elektromagnetische Strahlung. Dies funktioniert, weil ein elektrisches Feld ein magnetisches Feld und umgekehrt erzeugt. Durch ständige Wiederholung dieses Vorgangs kann sich die Strahlung durch jedes Material (also auch im Vakuum) ausbreiten. Im Bereich von Objekten / Atmosphären sind weitere Möglichkeiten gegeben:

Wärmeleitung: Energie ist nichts anderes als die Bewegung von Teilchen. Ein Teilchen stößt das andere an. Dadurch wird das langsamere Teilchen schneller und das schnellere Teilchen langsamer. Diesen Effekt erleben wir zum Beispiel, wenn wir eine warme Teetasse auf den Tisch stellen. In der Nähe der Teetasse erwärmt sich die Luft, weil die Teemoleküle an den Luftmolekülen angestoßen haben. Wenn man die Tasse eine Zeit lang stehen lässt, hat sich die Temperatur gleichmäßig im ganzen Raum verteilt und der Tee ist kalt. Die Veränderung der Lufttemperatur ist erst merkbar, wenn man eine größere Wärmequelle, wie zum Beispiel einen Heizkörper, verwendet. Dieser Vorgang funktioniert nur, wenn auch Teilchen da sind, die angestoßen werden können. Im Vakuum wird die Teetasse demnach (ohne Strahlung) warm bleiben.

Konvektion: Warme Stoffe dehnen sich aus, weil schnellere Teilchen mehr Platz benötigen. Das wird offensichtlich, wenn man sich vorstellt, dass die Teilchen Autos auf einer stark befahrenen Straße sind. Damit die Autos schneller fahren können, benötigen sie mehr Fahrspuren, also mehr Platz. Wenn sich weniger Teilchen an einem Ort befinden, hat der Stoff weniger Masse und wird von schwereren Stoffen, die weiter oben sind, wegen der Gravitation nach oben hin verdrängt. Dadurch entstehen auch Winde und Meeresströmungen. Konvektion funktioniert nicht in Festkörpern, weil sich dort die Teilchen nicht austauschen können und auch nicht im Vakuum, weil dort gar keine Teilchen sind.

Kräfte

Stellare Bilanz

Damit ein Stern stabil ist, muss seine Stellare Bilanz ausgeglichen sein, das heißt, dass genauso viel Kraft nach innen, wie nach außen wirken muss. Nach innen wirkt nur die Gravitation, nach außen wirken die Kernfusion und die Eigenschaft, dass Material beim Zusammenpressen Widerstand leistet. Diese Eigenschaft wird in der Physik Druck genannt. Auch hier ist die physikalische Bedeutung anders, als die alltägliche: Wenn man etwas zusammendrückt, arbeitet

man eigentlich gegen den Druck. Man verwendet nicht Druck sondern Muskelkraft. Kommen wir wieder zurück zur stellaren Bilanz: Wenn mehr Kraft nach innen, als nach außen wirkt, fällt der Stern in sich zusammen (er „kollabiert“), wenn mehr Kraft nach außen, als nach innen wirkt, bläht er sich auf. Das macht ein Stern auch im Laufe seiner Entwicklung durch Änderungen der Kernfusion durch. Wenn die Kernfusion aufhört, lässt die nach außen wirkende Kraft nach, während die nach innen wirkende Kraft gleich bleibt. Der Stern kollabiert, je nach Masse, zu einem weißen Zwerg, einem Neutronenstern oder einem schwarzen Loch. Das Gegenteil passiert, wenn die Kernfusion stärker wird, weil der Stern statt Wasserstoff zu Helium, Helium zu Eisen fusioniert. Dann wird die nach außen wirkende Kraft stärker, während die nach innen wirkenden Kräfte gleich bleiben und der Stern bläht sich zu einem roten Riesen auf. Wenn ein Stern eine Masse hat, die so groß ist, dass selbst die stärkstmögliche Kernfusion (die von Helium zu Eisen) nicht stark genug ist, um den Stern aufzublähen, sagt man der Stern hat die Jeansmasse überschritten.

[Mehr über die Kraftänderungen während der Sternentwicklung im Skriptum über Sternentwicklung](#) 

Vergleichsmaße

Oft werden Eigenschaften mit der Sonne verglichen und daher gibt es Einheiten wie Sonnenmasse, Sonnenradius oder Sonnenleuchtkraft. In diesem Fall schreibt man das Kürzel für die Größe und dahinter einen Kreis mit Punkt darin \odot . Wenn man es mit der Erde vergleicht, schreibt man einen Kreis ohne Punkt \circ darin.

Radius: Der kleinste Stern hat nur ein Tausendstel des Sonnenradius, das ist nur zehnmal so groß wie der Erdradius. Der Jupiter ist sogar größer. Der größte bekannte Stern misst hingegen 1500 Sonnenradien. Wenn sich dieser Riesenstern in unserem Sonnensystem befände, würde er bis zur Erdbahn reichen. Wenn der Erdradius 1 Meter groß wäre, würde der Radius dieses Sterns von der Sternwarte bis zur Straßenbahnhalttestelle Martinstraße reichen. Unsere Sonne wäre bereits innerhalb des Sternwarteparks zu Ende.

Masse: Der kleinste Stern hat nur ein Zehntel der Sonnenmasse, der größte bekannte Stern hat die 150-fache Sonnenmasse. Wenn die Sonne so schwer wäre, wie ein Mensch, wäre der kleinste Stern nur so schwer wie eine Katze, der größte wäre so schwer wie 6 Elefanten

Absolute Leuchtkraft: Objekte die gar nicht leuchten, wie schwarze Zwerge oder schwarze Löcher sind laut Definition keine Sterne. Auch Objekte, die Licht reflektieren (z.B. unser Mond) oder nur wenig eigenes Licht erzeugen (z.B. der Jupiter) sind keine Sterne. Die Grenze, wie stark ein Objekt strahlen muss, um ein Stern zu sein, ist fließend und nicht klar definiert. Die hellsten Sterne leuchten eine Million Mal heller als die Sonne. Wenn unsere Sonne so hell wäre, würden wir sofort erblinden.

Effektivtemperatur: Die niedrigste Effektivtemperatur beträgt nur 2000K und ist damit weniger als halb so warm wie unsere Sonne. Die höchste Effektivtemperatur ist 150000K, das ist 30 Mal so heiß wie unsere Sonne.

Diagramme

Die Eigenschaften von Sternen hängen oft sehr stark voneinander ab. Inwiefern diese Eigenschaften zusammenhängen, erkennt man am besten, wenn man eine Eigenschaft auf die eine Achse und die andere Eigenschaft auf die andere Achse aufträgt und in dieses

Diagramm alle Sterne von denen wir beide Eigenschaften kennen, einträgt. Wenn man diese Zusammenhänge kennt, kann man von der Masse, auf alle anderen Eigenschaften schließen.

Beim Lernen der Diagramme ist zu bedenken, dass ihr nicht nur die Anordnung der Sterne in den Diagrammen wissen müsst, sondern auch die Skala (bei welchem Wert sich welcher Stern befindet). Beispielsweise könnt ihr die Skala beim HRD nur einzeichnen, wenn ihr wisst, bei wie vielen Kelvin die Hauptreihe wegführt.

Hertzsprung-Russel-Diagramm (HRD)

Wenn man die Temperatur im Vergleich zur Leuchtkraft von Sternen aufträgt, wird man feststellen, dass sich die Sterne in 3 Bereichen befinden:

Hauptreihe: Die meisten Sterne befinden sich, so wie unsere Sonne, in der sogenannten Hauptreihe. Bei Hauptreihensternen ist die Leuchtkraft umso größer, je größer die Temperatur ist. Am Anfang sind Leuchtkraft und Temperatur klein, dann nehmen sie immer stärker zu. Die Sterne wandern also im Laufe ihrer Entwicklung die Hauptreihe hinauf. Die Hauptreihensterne fusionieren Wasserstoff zu Helium.

Rote Riesen: Die roten Riesen haben trotz geringer Temperatur eine sehr hohe Leuchtkraft. Schließlich fusionieren sie Helium zu Eisen und das erzeugt sehr viel Licht. Oft hört man, dass uns die Sonne wenn sie zu einem roten Riesen wird, wegen der hohen Temperatur gefährlich wird. Tatsächlich wird zwar die Temperatur auf der Erde höher, weil uns der rote Riese viel näher ist, der Stern selber ist aber weniger warm. Da sich der Radius der Sonne vergrößert, wird es schon nach 900 Millionen Jahren ungemütlich heiß. Nach 10^{10} Jahren wird die Erde von der Sonne verschluckt werden.

Weißer Zwerge: Weiße Zwerge haben trotz hoher Temperatur nur eine sehr geringe Leuchtkraft. Schließlich findet in ihnen keine Kernfusion mehr statt. Der einzige Grund, warum sie überhaupt leuchten, ist, dass sie früher einmal Kernfusion betrieben haben und von damals noch nachleuchten.

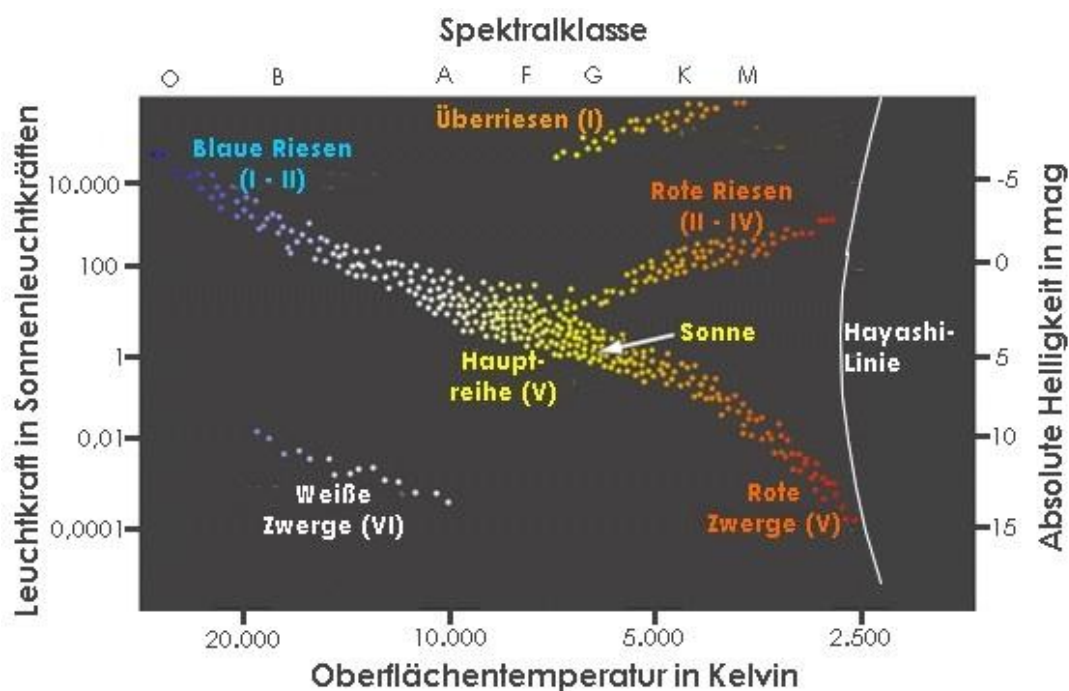


Abb.7.11.: Hertzsprung-Russel-Diagramm

Man kann bei weitem nicht alle Sterntypen in das Hertzsprung-Russel-Diagramm einzeichnen. Sterne, die ihre Temperatur oder Leuchtkraft ändern (z.B. Protonsterne, T-Tauri-Sterne) können nicht eingezeichnet werden, weil sie ständig im Hertzsprung-Russel-Diagramm hin- und herwandern. Himmelskörper, die überhaupt nicht leuchten (z.B. schwarze Zwerge, Planeten) wären alle ganz rechts unten, weil sie 0 Strahlung und auch nur eine geringe Oberflächentemperatur haben.

Hayashi-Linie: Hinter der Hayashi-Linie befinden sich überhaupt keine Sterne. Das liegt daran, dass Sterne mit dieser Masse nicht stabil wären und deshalb gleich wieder implodieren würden. In den anderen Bereichen befinden sich schon Sterne, aber nur ganz wenige, weil das der durchschnittlichen Sternentwicklung widerspricht.

Farben-Helligkeits-Diagramm (FHD)

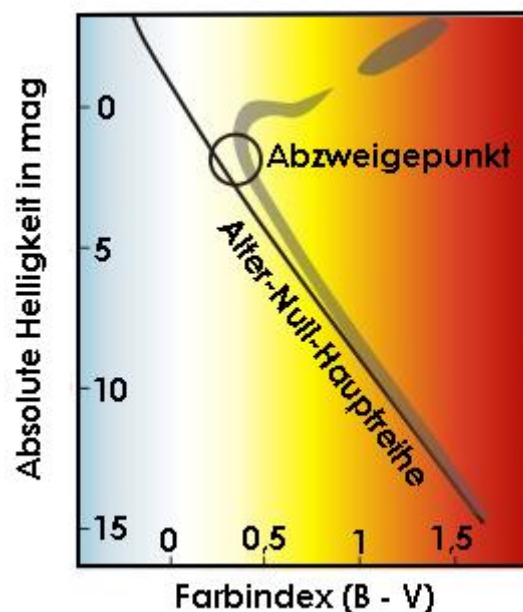


Abb.7.12.: Farben-Helligkeits-Diagramm

Wenn man die Farbe im Vergleich zur Helligkeit aufträgt, sieht das dem Hertzsprung-Russel-Diagramm sehr ähnlich. Die Hauptreihensterne befinden sich in der Alter-Null-Reihe und auch der rote Riesenast ist auf diesem Diagramm deutlich zu erkennen. Die Alter-Null-Reihe heißt so, weil die Sterne, die sich darin befinden, schon seit ihrer Geburt dort waren. Aus dem Abzweigepunkt eines Sternhaufens von der Alter-Null-Reihe kann man erkennen, wie alt der Sternhaufen ist. Wenn der Abzweigepunkt der unterschiedlichen Sterne des Sternhaufens unterschiedlich ist, erkennt man daraus, dass der Sternhaufen über einen längeren Zeitraum (vom Abzweigepunkt des ersten Sterns bis zum Abzweigepunkt des letzten Sterns) entstanden ist.

Zwei-Farben-Diagramm (ZFD)

Bei einem Zwei-Farben-Diagramm (siehe unten) wird die scheinbare Leuchtkraft im U-B-Filter im Vergleich zur scheinbaren Leuchtkraft im B-V-Filter aufgetragen. Auch hier kann man die Hauptreihe erkennen, diesmal allerdings als Kurve. Die Minima sind dort, wo der Wasserstoff die meiste Farbe des Sterns verschluckt. Die Minima des Sternenspektrums sehen wir als schwarze Linie, weil bei uns nur so wenig Farbe ankommt, dass wir sie nicht mehr sehen

können. Wir nennen diese Linie Balmerlinie. Die Balmerlinien sind sowohl für die Berechnung der Rotverschiebung, als auch für eine Spektralanalyse sehr wichtig.

[Beschreibung und Berechnung der Rotverschiebung im Maßeinheitenskriptum ①](#)

[Beschreibung der Spektralanalyse im Instrumenteskriptum ①](#)

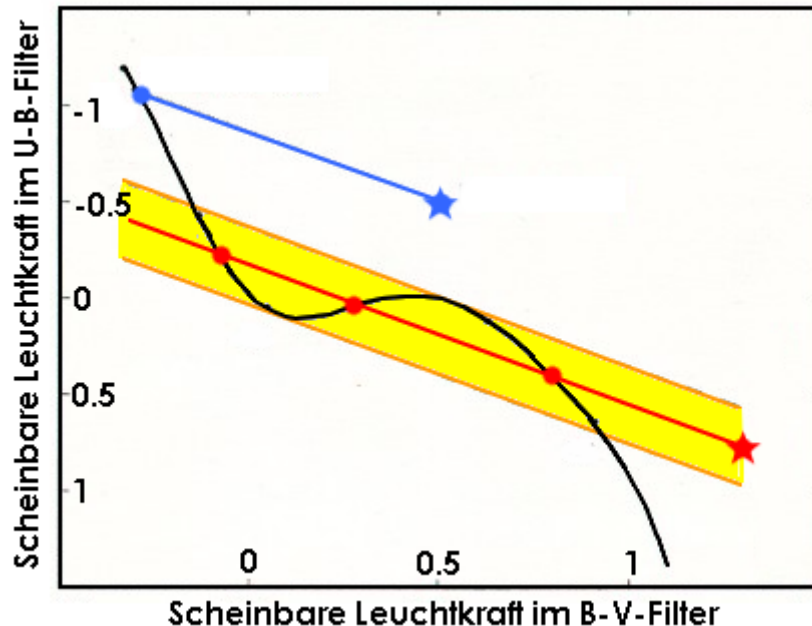


Abb.7.13.: Verfärbung im Farben-Helligkeits-Diagramm

Wenn ein Stern durch das interstellare Medium verfärbt ist, erkennt man das daran, dass er parallel zu den orangenen Linien in der Grafik verschoben ist. Wenn man also einen Stern betrachtet, der nicht auf der Linie ist (sondern zum Beispiel beim blauen Stern) und die bolometrische Helligkeit wissen möchte, zieht man zu den orangenen Linien einen parallelen Strich bis zur Kurve. Am Schnittpunkt des Striches mit der Kurve befindet sich der Stern ohne Einfluss des ISM. (In unserem Beispiel im blauen Punkt). Wenn sich der Stern im gelben Bereich befindet, gibt es mehrere Schnittpunkte (rote Linie) und man kann den tatsächlichen Ort des Sterns im Zwei-Farben-Diagramm nicht exakt bestimmen, sondern in nur auf drei Punkte eingrenzen (rote Punkte in der Grafik)

Masse-Leuchtkraft-Diagramm

Wenn man Masse und Leuchtkraft von Hauptreihensternen vergleicht, kann man feststellen, dass die Leuchtkraft eines Sterns proportional zur Masse hoch 3,5 ist

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

Der Grund dafür ist, dass massereichere Sterne aufgrund der höheren Gravitation auch mehr Druck besitzen. Durch diesen Druck schreitet die Kernfusion schneller voran und erzeugt mehr Helligkeit. Das funktioniert nur bei Hauptreihensternen, weil das die einzigen Sterne sind, in denen Wasserstoff zu Helium fusioniert wird.

Radius-Masse-Diagramm

Der Radius eines Hauptreihensterns ist proportional zur Masse hoch 0,6

$$r \sim M^{0,6}$$

Dieser Zusammenhang hat mit dem Sternaufbau zu tun. Da die Sterne eine ähnliche Dichte haben, gibt es einen Zusammenhang zwischen Volumen und Masse und weil die Sterne eher kugelförmig sind, gibt es auch einen Zusammenhang zwischen Radius und Masse.

Periodendauer-Leuchtkraft-Diagramm

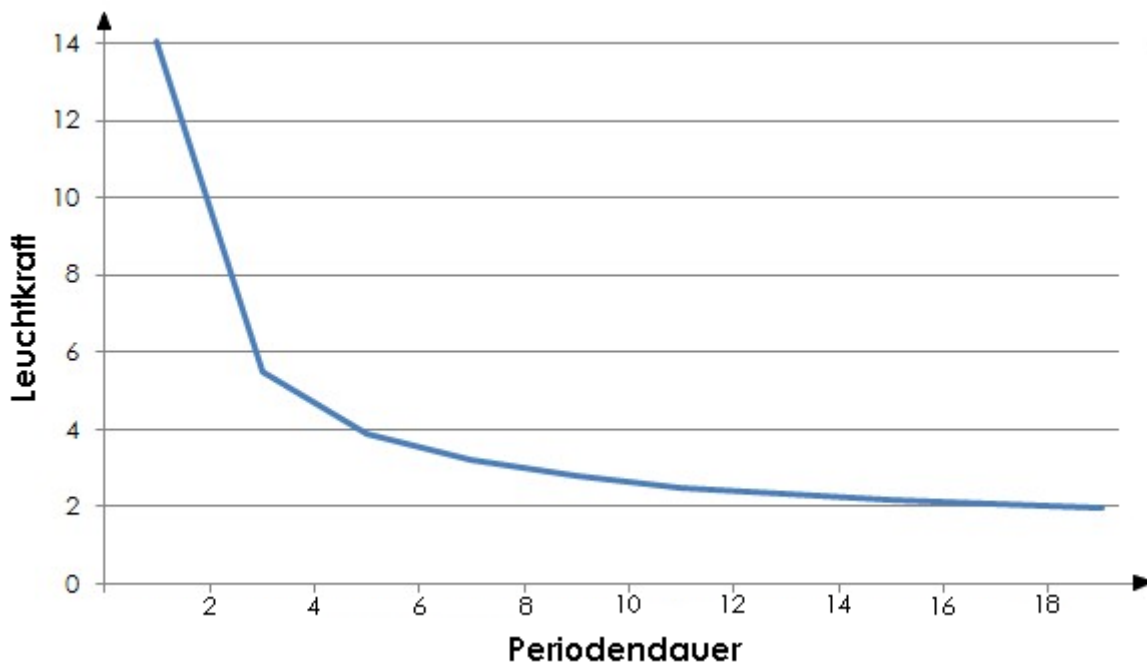


Abb.7.14.: Periodendauer-Leuchtkraft-Diagramm

Der Zusammenhang zwischen Periodendauer und Leuchtkraft ist nur bei Cepheiden gegeben. Es gilt

$$M = 2,78 \log P^{-1,35}$$

wobei M die Masse in kg und P die Periodendauer in Tagen ist. Dieser Zusammenhang ist vor allem für die Entfernungsbestimmung (Standardkerzen) wichtig.

[Entfernungsbestimmung durch Cepheiden im Maßeinheitenskriptum](#) ⁽ⁱ⁾

Aufbau

Grundsätzlich hängt der Aufbau eines Sterns sehr stark von der Art und dem Alter des Sterns ab. Im Skriptum über die Sternentwicklung ist deshalb der Aufbau der einzelnen Sternarten in den einzelnen Entwicklungsschritten beschrieben und im Skriptum über die Sonne speziell der

Aufbau unserer Sonne. Manche Strukturen kommen bei den meisten Sternen vor und die sind in diesem Skriptum zusammengefasst.

[Das Skriptum über die Sternentwicklung ⓘ](#)

[Das Skriptum über die Sonne ⓘ](#)

Plasma

Neben fest, flüssig und gasförmig gibt es noch einige weitere Aggregatzustände. Für dieses Skriptum ist dabei Plasma besonders wichtig, weil die Sterne alle aus Plasma bestehen. Grundsätzlich kann jeder Stoff plastisch werden, wenn er nur stark genug erhitzt wird. Auf der Erde kennen wir den Aggregatzustand des Feuers und verwenden ihn vor allem für leuchtende Technologien, wie zum Beispiel Plasmabildschirme. Das Charakteristikum vom Plasma ist, dass die Elektronen nicht mehr an einen Atomkern gebunden sind, sondern frei umherschweben.

Atmosphäre

Ähnlich wie bei einem Planeten, nennt man auch bei einem Stern seine äußerste Schicht Atmosphäre. Sonst haben diese Schichten aber nicht viel miteinander gemein. Das beginnt schon mit der Abgrenzung: Bei den Planeten endet die Atmosphäre dort, wo der gasförmige Teil aufhört. Bei Sternen ist das nicht möglich, weil sie zur Gänze aus Plasma bestehen. Stattdessen definiert man als Atmosphäre den Teil des Sterns, aus dem Licht herausdringen kann. Das gesamte Sternenlicht stammt von der Atmosphäre. Damit das Licht durchkommen kann, muss die Atmosphäre durchsichtig sein. Diese Durchsichtigkeit nennt man auch Opazität (κ_v).

Sie hängt von mehreren Faktoren ab:

Dichte: Je dichter ein Stern ist, desto weniger Licht kann aus seinem Inneren herausdringen. Schließlich versperren bei hoher Dichte zu viele andere Teilchen den Weg.

Temperatur: Mit zunehmender Temperatur nimmt die Leuchtkraft eines Sterns zu. Je höher die Leuchtkraft ist, desto wahrscheinlicher ist es, dass das Licht durch den Stern durchdringen kann.

Chemische Zusammensetzung: Schon bei der Spektralanalyse und bei der atmosphärischen Durchsicht ist beschrieben, dass jeder Stoff bestimmte Wellenlängen blockiert. Wenn die Stoffe im Stern gerade jene Wellenlängen blockieren, in denen der Stern am stärksten strahlt, ist die Opazität nur schwach.

Frequenz: Je nach Temperatur strahlt ein Stern bei unterschiedlichen Wellenlängen stärker bzw. schwächer. Das wurde schon im Kapitel über die Strahlungsleistung beschrieben.

Sternentwicklung: Dadurch, dass sich Dichte, Temperatur, Frequenz und chemische Zusammensetzung im Lauf der Sternentwicklung ändern, ändert sich auch die Opazität im Lauf der Sternentwicklung.

Die Einheit, in der man die Opazität angibt, ist die optische Tiefe (τ_v)

Bei geringer Durchsichtigkeit ist die optische Tiefe viel größer als 1. Wenn man fast alles durchsehen kann, ist die optische Tiefe viel kleiner als 1. Die Lichtstrahlen, die nicht durchgelassen werden, werden entweder reflektiert (zurückgeworfen) oder emittiert (aufgenommen). Die Eigenschaft, viele Strahlen zu emittieren, wird als Emissivität (ϵ_v) bezeichnet. Wenn sowohl die Emissivität, als auch die Opazität klein sind, bleiben viele Photonen im Stern gefangen. Wenn Opazität und Emissivität groß sind, sind die Lichtteilchen hingegen gleich wieder weg. Dadurch verändern Emissivität und Opazität den Aufbau eines Sterns.

All die vorher beschriebenen Einheiten sind keinesfalls auf dem gesamten Stern gleich (auch wenn die meisten Teleskope diesbezüglich gemittelte Werte für einen Stern angeben). Von unserer Sonne wissen wir beispielsweise, dass es Sonnenflecken gibt, die fast überhaupt kein Licht durchlassen. Außerdem breiten sich in den Sternatmosphären Turbulenzen in Form von nicht-linearen Wellen aus, die zusätzlich für Helligkeitsschwankungen sorgen. Um etwas über die Magnetfelder, die Rotation oder die Pulsation eines Sterns herauszufinden, ist es notwendig, dass man auch solche Unregelmäßigkeiten bestimmt.

Weil die Lichtteilchen die einzigen Teilchen sind, die Energie transportieren, kommt die gesamte Energie, die wir von einem Stern bekommen (und jede Energie kommt indirekt aus einem Stern) aus seiner Atmosphäre. Die beim Stern verbleibende Energie ist dafür verantwortlich, dass der Stern nicht durch seine Eigengravitation in sich zusammenfällt.