

11. Unsere Sonne

11.1 Temperatur und chemische Zusammensetzung der Sonnenoberfläche

"Im Denken der Menschheit hat die Sonne immer eine große Rolle gespielt: als wichtiger Naturgegenstand, als Erzeugerin des Lichtes, des Lebens, der Fruchtbarkeit, als Teilerin der Zeit, als Weiserin der Wege, als Objekt kultischer Handlungen." (Brockhaus) Die Verehrung des Sonnengottes Aton in Ägypten führte zu der ersten monotheistischen Religion. Wegen ihrer Wichtigkeit für das Leben auf unserer Erde, aber auch weil die Physik der Sonne typisch ist für viele Sterne unseres Universums, widmen wir ihr ein eigenes Kapitel.

Will man die Sonne verstehen, muss man die verschiedenen Arten der Strahlung, die von der Sonne ausgesandt werden, z.B. das sichtbare Licht, das Röntgenlicht und die Neutrinos untersuchen. Hierbei ist das sichtbare Licht von ganz besonderer Wichtigkeit. Einmal kann man in diesem Licht mit dem Fernrohr gewisse Prozesse auf

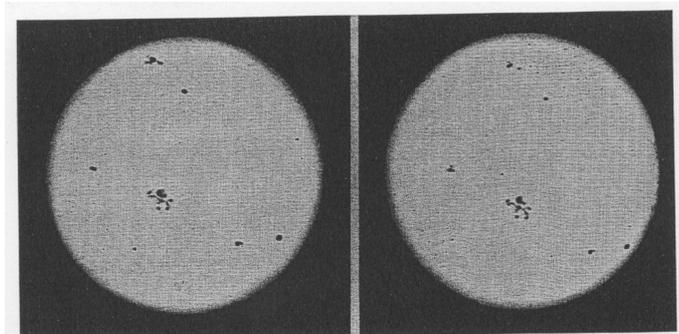


Abb. 11.1: Sonnenoberfläche zu zwei verschiedenen Zeitpunkten; die Sonnenflecken sind nach rechts gewandert.

der Oberfläche der Sonne beobachten wie z.B. die Sonnenflecken, zum anderen kann man aus der spektralen Analyse des Lichtes, d. h. aus seiner Zerlegung nach Wellenlängen bzw. Farben, auf wichtige Eigenschaften der Sonnenoberfläche zurückschließen. Übrigens ist die Sichtbarkeit des Lichtes keine physikalische Eigenschaft, sondern sie ist durch die Physiologie unserer Augen bedingt. Vermutlich haben sich unsere Augen während des Evolutionsprozesses so entwickelt, dass sie in dem Farbbereich, in dem die Intensität des Sonnenlichtes am größten ist, besonders empfindlich sind.

Die Wassertropfen während eines Regens oder ein Prisma im Labor können das weiße Licht der Sonne in seine Farben zerlegen, von Rot über Orange, Gelb, Grün, Blau bis zum Violett. Trägt man nun die Intensität des Lichtes in Abhängigkeit von der Farbe bzw. der Wellenlänge λ auf (siehe Abb. 11.2), so erkennt man, dass die Sonne im gelbgrünen Bereich ($\lambda \approx 500 \text{ nm}$) am stärksten strahlt. Was kann man nun aus der Lage der maximalen Intensität lernen?

Aus dem täglichen Leben kennt man den Zusammenhang zwischen der Farbe einer Herdplatte und ihrer Temperatur. Solange die Temperatur niedrig ist, leuchtet die Platte nicht, dann wird sie mit wachsender Temperatur zuerst dunkel-, dann hellrot.

Versuch 1: Zusammenhang zwischen Temperatur und Farbe bei einem strahlenden Körper

Eine 40 W, 230 V Glühlampe wird mit einem Netzgerät, mit dem man die Spannung zwischen 0 und 230 V verändern kann, betrieben. Stellt man die Spannung nacheinander so ein, dass der Glühfaden zunächst tief dunkelrot, dann hellrot und schließlich gelblich-weiß glüht, so kann man mit der Hand fühlen, wie sich die zugehörige Temperatur verändert.

Abb. 11.2:
Spektren strahlender Körper für 3 verschiedene Temperaturen. Die Kurve für 6000 K entspricht recht genau dem Sonnenspektrum

Der Zusammenhang zwischen der dominierenden Farbe bzw. der Wellenlänge λ_m an der Stelle der größten Intensität und der Temperatur T einer Lichtquelle ist von dem deutschen Physiker Wilhelm Wien in den Jahren 1893/94 systematisch untersucht und in dem Wienschen Verschiebungsgesetz

$$\lambda_m \cdot T = \text{const} \approx 3000 \mu\text{m K}$$

zusammengefasst worden. Für seine Arbeiten zu den Strahlungsgesetzen erhielt Wien 1911 den Nobelpreis für Physik.

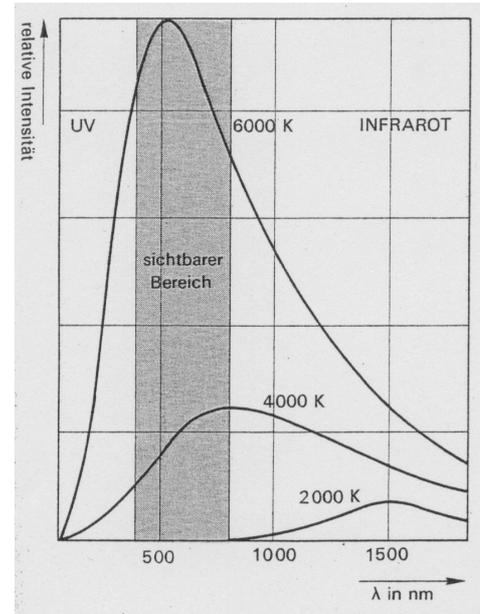
Anschaulich besagt das Verschiebungsgesetz: Je höher die Temperatur einer Quelle, desto kürzer die Wellenlänge des Lichtes im Maximum, d.h. desto blauer die Strahlung. Dieser Sachverhalt soll mit einem weiteren einfachen Experiment qualitativ demonstriert werden

Versuch 2: Zusammenhang zwischen Temperatur und Farbe bei einem strahlenden Körper

Die Auflagefläche des Overheadprojektors wird mit einem Karton abgedeckt, in den 2 quadratische Öffnungen der Größe 4,5 cm x 4,5 cm geschnitten sind. Legt man auf diese Öffnungen rote und blaue Farbfilter und fährt die Spannung am Projektor langsam hoch, so sieht man zunächst das rote und erst bei einer höheren Spannung das blaue Quadrat. Beim Erniedrigen der Spannung verschwindet zunächst das blaue und erst danach das rote Feld.

Zurück zur Sonne: Dass die Sonne nicht rot scheint, sondern dominant gelbgrün, besagt, dass die Temperatur auf der Sonnenoberfläche höher sein muss als die einer Herdplatte. Wendet man das Wiensche Gesetz auf das Sonnenlicht an, so ergibt sich:

Die Temperatur auf der Sonnenoberfläche beträgt etwa 6000 K \approx 5700°C



Diese Temperatur ist sicherlich hoch verglichen mit der Temperatur von ca. 20° C auf der Erdoberfläche. Daraus folgt, dass die Materie auf der Sonnenoberfläche weder im festen, noch im flüssigen Zustand vorliegen kann, sondern gasförmig ist. Die Temperatur ist sogar so groß, dass auch Moleküle nicht mehr existieren können. Allerdings ist sie nicht hoch genug, um den dort hauptsächlich vorhandenen Wasserstoff zu ionisieren; der allergrößte Teil des Wasserstoffs an der Sonnenoberfläche liegt atomar vor.

Welche weiteren Elemente sind nun in der Oberfläche der Sonne enthalten? Und wie hat man sie entdeckt? Das ist eine spannende Geschichte, die etwa um 1860 in Heidelberg in der Hauptstraße begonnen hat. Der Chemiker Robert Wilhelm Bunsen und der Physiker Gustav Robert Kirchhoff wirkten damals im Haus zum Riesen, gegenüber der heutigen Bunsenstatue. Sie hatten gerade die Spektralanalyse entdeckt.

Versuch 3: Charakteristische Flammenfärbungen

Bringt man in die farblose Flamme eines Gasbrenners z. B. ein Natriumsalz, so leuchtet die Flamme gelb, bei Strontium rot und bei Barium grün.

Wenn man dieses Licht mit dem Prisma analysiert, findet man nicht ein breites Band, wie beim Regenbogen, sondern eine, oder eine Reihe von Linien, die charakteristisch für das bestimmte Element sind. Bunsen benutzte diese Methode sofort als neues Analyseverfahren. Er brachte eine Substanz, deren Zusammensetzung er wissen wollte, in die Flamme eines Bunsenbrenners, zerlegte das Licht mit einem Prisma und erkannte aus den charakteristischen Linien die Anwesenheit der zugehörigen Elemente in der Substanz. Bei einer Schlossbeleuchtung - so erzählt eine Anekdote - soll Bunsen mit seinem Prisma auf dem Dach seines Labors das Licht, das vom Schloss herkam, analysiert und die Elemente Barium und Strontium, deren Salze man für das "bengalische grüne bzw. rote Feuer" benutzte, identifiziert haben. Er soll daraufhin zu Kirchhoff gesagt haben: Warum schauen wir nicht einmal nach, ob wir nicht auch aus dem Licht der Sonne lernen können, aus welchen Elementen sie besteht. Dieser Moment war der Beginn der "Chemie des Weltalls", wie auf der Gedenkplatte am Haus zum Riesen zu lesen ist.



Abb. 11.3: Linienspektren verschiedener Elemente

Kirchhoff und Bunsen fanden im Sonnenspektrum die Linien des Wasserstoffs. Und in der Tat besteht die Sonne in der Hauptsache aus Wasserstoffgas. Astronomen, die wenig später bei einer totalen Sonnenfinsternis das Licht der Sonnenkorona analysierten, fanden neben den Linien des Wasserstoffs andere Linien, die sie keinem bekanntem Element zuordnen konnten. Sie hatten ein neues chemisches Element gefunden und

nannten es Helium (griech.: helios – Sonne). Erst 27 Jahre später wies Ramsey dieses Element auch auf der Erde nach.

Quantitative Analysen der Linienintensitäten ergaben für das Massenverhältnis der Elemente auf der Sonnenoberfläche:

Wasserstoff: 76%, Helium: 22%, schwere Elemente : 2%

Wasserstoff und Helium sind die zwei leichtesten Elemente des Periodensystems. Das auf der Sonne gefundene Massenverhältnis der beiden Gase wird auch an anderen Stellen im Weltraum, z.B. im intergalaktischen Gas beobachtet. Und das deutet darauf hin, dass diese beiden Gase sehr früh, d.h. kurz nach der Geburt unseres Universums - man nimmt heute an, in der ersten Viertelstunde - entstanden sind. Im Innern der Sonne sind die Verhältnisse allerdings ganz anders.

11.2 Energieproduktion durch Kernfusion im Sonneninnern.

Die Sonne ist ein gigantischer Ofen, der die von der Oberfläche abgestrahlte Energie immer wieder nachliefert. Obwohl die Erde weit von der Sonne entfernt ist, kommt immer noch sehr viel Energie bei uns an. Hierzu zwei Beispiele. Die Solarkonstante gibt die Sonnenenergie an, die pro Sekunde und m² auf der Erde ankommt: 1,4 kW/(s·m²), oder anschaulicher: An einem Sonnentag kommt durch ein normal großes Fenster pro Sekunde soviel Energie in ein Zimmer, wie ein Bügeleisen oder ein großer Tauchsieder benötigt. Ein zweites Beispiel: Die gesamte von der Sonne auf der Erde ankommende Strahlungsleistung ist etwa 3000 mal größer als der derzeitige Weltbedarf. Wie wird nun dauernd diese riesige Energie in der Sonne produziert?

Aus der Verbrennung von Kohle kann sie nicht stammen. Denn wie wir gesehen haben, gibt es auf der Sonne gar keine Kohle, wenigstens nicht auf der Oberfläche. Aber selbst wenn das ganze Innere aus Kohle bestünde, wäre der Vorrat schon nach wenigen Millionen Jahren aufgebraucht. Aber wir wissen aus anderen Quellen, dass die Sonne schon seit 4,5 Mrd. Jahre scheint. Erst im 20. Jahrhundert, als man sich intensiv mit der Physik der Atomkerne beschäftigte, fand man einen Prozess, der für die Energieproduktion in der Sonne in Frage kam: die Kernfusion. Der viele Wasserstoff auf der Sonne legt nahe, dass es sich dabei hauptsächlich um das Wasserstoffbrennen handelt, das insgesamt nach folgender Reaktionsgleichung abläuft:

4 Wasserstoffkerne + 2 Elektronen → 1 Heliumkern + 2 Neutrinos + Energie

in Kurzschrift: $4 p^+ + 2 e^- \rightarrow {}^4\text{He} + 2 \nu + \text{Energie}$

Dieser Prozess läuft in mehreren Stufen ab, worauf wir hier im Einzelnen nicht eingehen wollen. Allerdings braucht man zum "Zünden" der Reaktion eine sehr hohe Temperatur von etwa 15 Millionen Grad Celsius. Das ist ein Wert, der viel höher ist als der an der Oberfläche gemessene. Aber diesen Effekt kennen wir schon von dem Ofen zu Hause. Im Innern eines Ofens ist es immer viel heißer als an der Ofenwand. In der Tat zeigen Berechnungen, dass ganz im Innern, d.h. in einer Kugel mit einem Radius $R \approx \frac{1}{4} R_{\text{Sonne}}$, die Materie der Sonne hoch komprimiert ist und die Temperatur den genannten Wert besitzt, so dass die oben angegebene Reaktion zünden kann. (siehe Abb. 11.4). Übrigens braucht die dort produzierte Energie etwa 10 Mio. Jahre, bis sie an die Oberfläche der Sonne gelangt ist und abgestrahlt werden kann.

Woher wissen wir nun, dass die Energie auf der Sonne auf diese Weise produziert wird? Lange war man nur auf die Konsistenz der Berechnungen angewiesen. Erst in den letzten Jahrzehnten hat man begonnen, die Neutrinos die bei der Kernfusion freigesetzt werden sollten, zu messen, z.B. in dem GALLEX-Experiment unter der Führung des Heidelberger MPI für Kernphysik, über das wir bereits in der 8. Vorlesung berichtet haben. Im Prinzip sollte das ganz einfach sein. Da man die Energie kennt, die bei der Kernfusion frei wird, und da man die Energie, die von der Sonne auf die Erde gestrahlt wird, gemessen hat, kann man berechnen, wie viele Neutrinos pro Sekunde und m² auf der Erde ankommen müssen: das sind $6 \cdot 10^{14}$ Neutrinos/(s·m²). Das Problem bei dem Experiment ist, dass die Neutrinos sehr schwer nachzuweisen sind, doch inzwischen haben die Neutrinoexperimente das Sonnenmodell bestätigt.

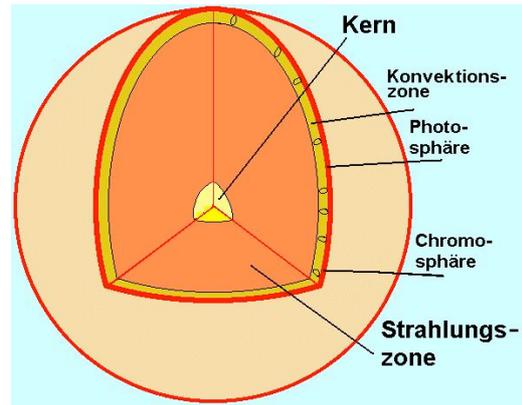


Abb. 11.4: Schematischer Aufbau des Sonneninneren

Übrigens: Die obige Reaktion des Wasserstoffbrennens liefert viel mehr Energie als das Verbrennen von Kohle. Die Reaktion



kurz:



liefert pro Kilogramm Kohle eine Energie, die um einen Faktor 20 Mio. kleiner ist, als die aus einem Kilogramm Wasserstoff, der in einer Kernfusion verbrennt. Aus dem gleichen Grund produziert eine Wasserstoffbombe, in der die Energie aus der Kernfusion stammt, soviel mehr Zerstörung, als die "gewöhnliche" Bombe, die auf chemischen Prozessen beruht, ähnlich denen der Kohleverbrennung. Man kann diesen Faktor von 20 Millionen, um den die Kernfusion mehr Energie liefert als die chemische Reaktion der Kohleverbrennung, vielleicht in der folgenden Weise verstehen. Sei k^2/r die allgemeine Formel für die potentielle Energie zweier Körper, die sich im Abstand r von einander befinden und sich mit der Stärke k^2 anziehen. Dann gilt für eine chemische Reaktion $k^2 \approx 1/100$, da es sich um elektrische Kräfte handelt, und $r = 10^{-10}$ m für den Abstand der Atome. Für die Anziehung von Kernbausteinen gilt $k^2 \approx 1$ (starke Wechselwirkung) und für den Abstand $R = 10^{-15}$ m. Damit erhalten wir einen Faktor von 10 Mio. für das Verhältnis der beiden Energien.

11.3 Die Zukunft unserer Sonne (Hertzsprung-Russell-Diagramm)

Auch wenn die Energie der Sonne unerschöpflich scheint, wird sie irgendwann zur Neige gehen. Nachdem die Sonne bis heute 4,5 Milliarden Jahre geschienen hat, ist etwa die Hälfte des Wasserstoffs in der Brennkammer in ihrem Innern in Helium verwandelt worden. Für die nächsten 5 bis 10 Milliarden Jahre können wir also beruhigt sein, aber dann wird der Wasserstoffvorrat erschöpft, d.h. in Helium umgewandelt sein. Auch danach wird die Sonne weiter leuchten, allerdings wird sich ihre Größe ändern, und ein

neuer Prozess, das Helium-Brennen, wird beginnen. Das folgt aus theoretischen Überlegungen, aber auch auf Grund von Beobachtungen. Doch wie kann man die Zukunft der Sonne beobachten?

Menschen können am Schicksal älterer Mitmenschen ablesen, was aus ihnen selbst einmal werden wird. Aus Beobachtungen wissen wir, dass unsere Sonne kein außergewöhnlicher Stern ist, sondern dass es Abermilliarden ähnlicher Sonnen bzw. Sterne in unserer Milchstraße und im übrigen Universum gibt. Sie gleichen unserer Sonne, auch wenn sie teils schwerer oder leichter als diese sind. Neben unserer Sonne, die relativ jung ist, können wir auch viele ältere sonnenähnliche Sterne beobachten und aus deren Schicksal etwas über die Zukunft unserer

Sonne lernen. Die beiden Astronomen E. Hertzsprung und N. Russell haben die Leuchtkräfte und Temperaturen vieler Sterne verglichen und in einem Diagramm dargestellt. Dabei ergab sich eine interessante Systematik: das sogenannte Hertzsprung-Russell-Diagramm. Die Achsen sind so gewählt, dass unsere Sonne etwa in der Mitte liegt. Sie gehört zu einem Band, das sich von rechts unten nach links oben zieht, und das man die "Hauptreihe" nennt. In den Ecken rechts oben liegen die "Riesen", und links unten die "weißen Zwerge".

Rechnungen zeigen nun, dass alle Sterne, deren Masse etwa der unserer Sonne entsprechen, sich von der Hauptreihe lösen, wenn ihr Brennstoff weitgehend aufgebraucht ist. Danach entwickeln sie sich zunächst zu Riesen, d.h. sie blähen sich ungemein auf und werden etwa 10 000 mal heller. Dieses Aufblähen zum Roten Riesen geschieht explosionsartig, weil ein neuer Prozess einsetzt, das sogenannte Heliumbrennen:

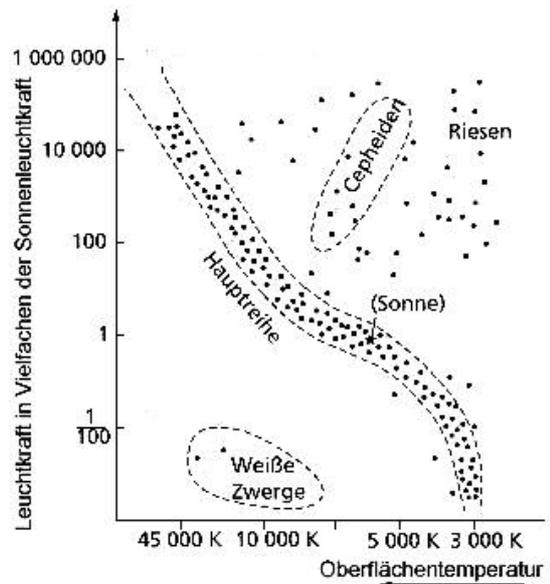


Abb.11.5: Hertzsprung-Russell-Diagramm

$3 \text{ Heliumkerne} \rightarrow 1 \text{ Kohlenstoffkern}$

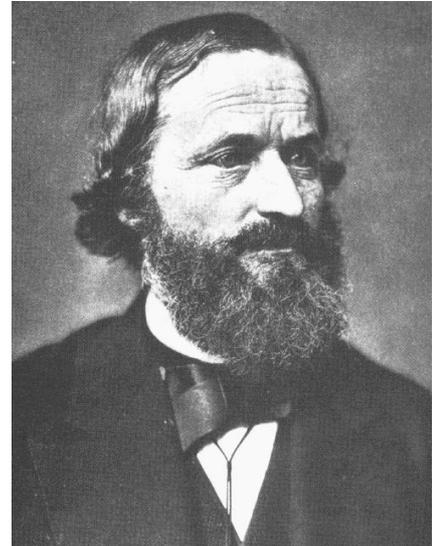
kurz: $3 \text{ } ^4\text{He} \rightarrow \text{ } ^{12}\text{C}$.

In einem weiteren Schritt entsteht aus dem Kohlenstoff später noch Sauerstoff. Im Gegensatz zum Wasserstoffbrennen, während dessen die Sonne auf der Hauptreihe verharrt, ist sie während des Heliumbrennens instabil. Sie brennt nun explosionsartig, wirft dabei etwa 40% ihrer Masse, die zu einem Nebel werden, ab und endet schließlich als kleiner kalter Stern, als sogenannter weißer Zwerg, in dem keine Energieproduktion mehr abläuft.

Während der Phase als Roter Riese wird die Sonne alles Leben auf der Erde verbrennen, weil die pro Zeiteinheit auf der Erde eingestrahlte Energie etwa um einen Faktor 1000 oder mehr ansteigen wird. Außerdem ist Sonne dann ein so großer Feuerball geworden, dass die Erde höchstwahrscheinlich in die Sonnenatmosphäre eintauchen wird. Bis dahin wird es zwar noch einige Milliarden Jahre dauern, aber dieses Schicksal scheint unausweichlich. Später als weißer Zwerg wird sie dagegen kaum noch etwas erwärmen können.

11.4 Biographie: Gustav Robert Kirchhoff (1824 - 1887)

Kirchhoffs Vater war preußischer Justizrat in Königsberg, wo auch sein Sohn Gustav geboren wurde. Kirchhoff studierte Mathematik und Physik an der Albertus Universität in Königsberg und hatte in Jakobi und besonders in Franz Neumann zwei hervorragende Lehrer. Schon mit 21 Jahren publizierte Kirchhoff seine ersten Arbeiten, die sog. Kirchhoffschen Gesetze, die das Ohmsche Gesetz auf kompliziertere Situationen verallgemeinerte. Er wurde dann Privatdozent in Berlin und Breslau, wo er auf den Chemiker Robert Wilhelm Bunsen traf, mit dem er sich anfreundete. Als Bunsen dann 1852 eine Professur in Heidelberg erhielt, holte er Kirchhoff nach. Zwischen beiden entwickelte sich eine sehr fruchtbare Zusammenarbeit, während der sie u.a. die Spektrallinien entdeckten und damit, wie es



auf der Plakette am Haus zum Riesen in der Hauptstrasse heißt, "die Chemie des Weltalls begründeten". Als Kirchhoffs Gesundheit nachließ und er nicht mehr richtig experimentieren konnte, akzeptierte er 1875 ein Angebot aus Berlin auf einen Lehrstuhl für mathematische Physik. Sein Nachfolger in Berlin wurde Max Planck, der u.a. auch Kirchhoffs Arbeiten zur Strahlung fortführte und damit die Quantentheorie begründete.

Literatur:

1. <http://www-groups.dcs.st-and.ac.uk/~history/Mathematicians/Kirchhoff.html>