

Facharbeit im Fach Physik  
Thema: Temperaturmessung von  
Sternen durch Schwarzkörpernäherung

Lukas Gierster

26.1.07

# Inhaltsverzeichnis

|          |                                                                                          |           |
|----------|------------------------------------------------------------------------------------------|-----------|
| <b>1</b> | <b>Einleitende Worte</b>                                                                 | <b>3</b>  |
| <b>2</b> | <b>Die physikalischen Gesetze für Strahlende Körper: Die Plancksche Strahlungsformel</b> | <b>3</b>  |
| 2.1      | Der Schwarze Körper . . . . .                                                            | 4         |
| 2.2      | Das Plancksche Strahlungsgesetz und die Herleitung Einsteins . . . . .                   | 5         |
| 2.3      | Das Strahlungsspektrum eines Schwarzen Körpers . . . . .                                 | 8         |
| <b>3</b> | <b>Temperaturbestimmung von Sternen</b>                                                  | <b>9</b>  |
| 3.1      | Verwendung der Stefan-Boltzmann-Beziehung: Die Effektivtemperatur der Sterne . . . . .   | 10        |
| 3.2      | Annäherung an die Effektivtemperatur über die Farbtemperatur . . . . .                   | 11        |
| 3.2.1    | Was ist Farbe? . . . . .                                                                 | 11        |
| 3.2.2    | Anwendung des Wienschen Verschiebungsgesetzes . . . . .                                  | 12        |
| 3.2.3    | Temperaturbestimmung über den Farbindex eines Sterns . . . . .                           | 13        |
| 3.3      | Abweichungen vom Schwarzkörperspektrum am Beispiel der Sonne . . . . .                   | 15        |
| 3.4      | Ausblick: Spektrometrische Möglichkeiten der Temperaturbestimmung . . . . .              | 16        |
| <b>4</b> | <b>Die Temperaturbestimmung eines Sternes über dessen Farbe in der Praxis</b>            | <b>18</b> |
| 4.1      | Messung . . . . .                                                                        | 18        |
| 4.1.1    | Messtechnik . . . . .                                                                    | 18        |
| 4.1.2    | Vorgehen bei der Messung . . . . .                                                       | 20        |
| 4.2      | Auswertung einer Messung mittels des Programms Hands On Universe (HOU) . . . . .         | 20        |
| 4.3      | Die Temperaturbestimmung über den Farbindex eines Sterns im Beispiel . . . . .           | 22        |
| 4.3.1    | Bestimmung des Farbindex . . . . .                                                       | 22        |
| 4.3.2    | Bestimmung der Temperatur aus dem Farbindex . . . . .                                    | 23        |
| <b>5</b> | <b>Ergebnis und Schlusswort</b>                                                          | <b>23</b> |
| <b>6</b> | <b>Anhang</b>                                                                            | <b>25</b> |
| 6.1      | Literaturverzeichnis . . . . .                                                           | 25        |
| 6.2      | Bild- und Tabellennachweis . . . . .                                                     | 25        |
| 6.3      | Sonstige Quellen . . . . .                                                               | 25        |

# 1 Einleitende Worte

Es ist eigentlich eine gewagte Behauptung, die Temperatur von Sternen messen zu wollen. Sind doch die gigantischen Größen und Entfernungen erwiesenermaßen ein Hindernis, jemals nach ihnen greifen zu können. Es bleibt uns eben nur das Licht, welches sie uns zusenden, und damit nur ein kleines Abbild dieser Gasgiganten. Und dennoch können Astronomen anhand der Information des Lichtes Erstaunliches über die Sterne sagen.

Die vorliegende Arbeit ist der Versuch, ein Thema präzise zusammenzufassen und anschaulich dazustellen. Es geht um die Bestimmung der Temperatur von Sternen. Die Temperatur ist einer der wichtigsten Parameter bei Sternen. Mit Kenntnis der Temperatur lassen sich Aussagen über Größe, chemische Zusammensetzung und Magnetfeld der Sterne machen. Es ist möglich, auf Grundlage der Annahme, dass Sterne näherungsweise sogenannte „**Schwarze Körper**“ sind, unter Verwendung des Strahlungsgesetzes von Max Planck die mittlere Oberflächentemperatur von Sternen zu bestimmen. Auf diese Möglichkeit soll sich die Facharbeit im Wesentlichen konzentrieren.

Nachdem wir deshalb gleich zu Anfang den Begriff des Schwarzer Körper definiert haben, werden wir auf die Strahlungstheorie von Planck eingehen. Haben wir uns diese Grundlagen erarbeitet, beziehen wir sie auf die Praxis der Temperaturbestimmung. Dabei werden zwei Methoden besondere Aufmerksamkeit geschenkt, die auf Grundlage der Schwarzkörpernäherung beruhen. Zum Einen wird die Möglichkeit beschrieben, die Temperatur mittels der **gesamten Menge an Strahlung** zu bestimmen, die bei uns auf der Erde ankommt. Zum Anderen wird die Möglichkeit erläutert, die Oberflächentemperatur mittels Bestimmung der **Farbe** (des Farbindex) zu berechnen. Da die Schwarzkörpernäherung nur in einem bestimmten Rahmen gilt, werfen wir anschließend noch einen kurzen Blick auf andere Möglichkeiten. Die Temperaturermittlung mittels Farbbestimmung wird in Kapitel 4 dann als Grundsatz für eine exemplarische Auswertung einiger photometrischer Aufnahmen von Sternen genommen.

Diese Facharbeit ist nicht nur an Fachspezialisten gerichtet, sondern, im Gegenteil, an jeden, der sich für die Astronomie interessiert. Um den Zugang zu erleichtern, werden möglichst wenig Formeln verwendet. Auf Basis dieser Arbeit wäre es beispielsweise denkbar, eine Kursanleitung für eine Schulklasse zu konzipieren. Ich hoffe, dass ich Sie, lieber Leser, an das Thema heranzuführen kann, und dass es Ihnen schließlich im Wesentlichen möglich sein wird, die Temperatur eines Sterns zu bestimmen.

## 2 Die physikalischen Gesetze für Strahlende Körper: Die Plancksche Strahlungsformel

Sterne sind strahlende Körper. Ihre immense Energie gewinnen sie durch Kernfusionsprozesse im Innern. Aber erst die Atmosphäre eines Sterns ist lichtdurchlässig, sodass Energie in Form von elektromagnetischer Strahlung nach außen dringen kann. Wenn wir in der Lage sind, diese Strahlung zu empfangen, können wir auf deren Grundlage auf die Energieverhältnisse und damit auf die Temperatur an der Oberfläche eines Sternes zurückschließen. Allerdings müssen wir berücksichtigen, dass eine exakte Temperatur-

bestimmung eines Körpers anhand seines emittierten Spektrums nur möglich ist, wenn der physikalische Zustand des Körpers und die Gesetzmäßigkeit zwischen abgestrahlter Energie und Temperatur bekannt ist.<sup>1</sup> Zwar sind wir oft nicht in der Lage, genauere Angaben über die physikalischen Zustände von Sternen zu machen, aber wir können Sterne näherungsweise als Körper betrachten, die die Eigenschaften eines **Schwarzen Körpers** haben. Die physikalischen Gesetze für die Abstrahlung heißer Körper und speziell Schwarzer Körper sind im Jahre 1900 von Max Planck gefunden worden. Es ist für uns unerlässlich, uns mit diesen Gesetzen zu beschäftigen, wenn wir aus dem Strahlungskontinuum von Sternen ihre Temperatur herauslesen wollen. Im folgenden wird also der Begriff des Schwarzen Körpers definiert und schließlich auf die Strahlungstheorie von Planck eingegangen.

## 2.1 Der Schwarze Körper

Es ist eine allgemeine Beobachtung, dass ein Stück Eisen, wenn man es erhitzt, mit zunehmender Temperatur zunehmend mehr Wärmestrahlung aussendet. Außerdem stellt man fest, dass es ab einer bestimmten Temperatur zudem anfängt, sichtbares Licht auszusenden. Mit steigender Temperatur verschiebt sich die Farbe des glühenden Eisens von dunkelrot über gelb bis ins blau. Aber diese scheinbare Selbstverständlichkeit provoziert eine Menge an Fragen, wenn man sich den eigentlichen Sachverhalt vergegenwärtigt: Materie strahlt, wenn sie heiß ist. Aber warum? Und vor allem wie? Gegen Ende des 19. Jahrhunderts wusste man schon seit einiger Zeit, dass Licht *elektromagnetische Strahlung* ist und dass es außerdem Bereiche dieser Strahlung gibt, deren Wellenlänge größer und auch kleiner als die des sichtbaren Lichts ist (z.B. Wärmestrahlung). Außerdem war bekannt, dass Farbe und Wellenlänge eindeutig miteinander zusammenhängen. Aber es war eine der großen ungelösten Aufgaben der Physik, die Wechselwirkung zwischen Materie und Strahlung genau zu bestimmen.<sup>2</sup>

Um die Beziehung zwischen der Temperatur eines Körpers und seiner emittierten Strahlung näher zu erforschen, versuchte man, einen besonders einfachen Fall von einem strahlenden Körper im Labor zu erzeugen. Naturgemäß absorbiert und emittiert jeder Körper zu einem gewissen Grade Strahlung. Man definierte den einfachsten Fall, einen **idealen Körper** als einen solchen, der alle auf ihn treffende Strahlung absorbiert. Das Spektrum dieses sogenannten **Schwarzen Körpers** wird dann nur von seiner Temperatur bestimmt.

Im Labor erreicht man annäherungsweise einen Schwarzen Strahler, indem man eine sehr kleine Öffnung in einen hohlen Körper bohrt (s. Abbildung 1). Wenn das Innere rußgeschwärzt ist, verliert die Strahlung, die durch die Öffnung tritt, soviel an Energie, dass die austretende Strahlung nur ein Bruchteil der einfallenden ist.<sup>3</sup> Dies entspricht fast einem Absorptionsgrad von 100%. Durch eine Beheizung der Wände von außen kann man die Temperatur des Körpers regulieren. Die Öffnung eines solchen **Hohlraumkörpers**, aus dem dann Strahlung austritt, entspricht in etwa einem idealen Schwarzen Körper.

---

<sup>1</sup>(7) S. 256

<sup>2</sup>(6) S. 56 f.

<sup>3</sup>(5) S. 83

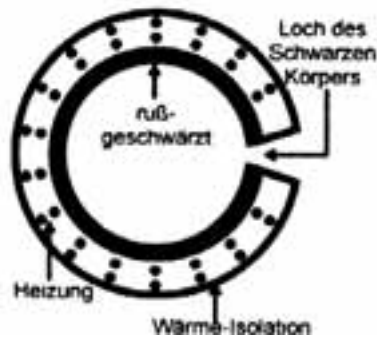


Abbildung 1: Die Öffnung eines Hohlraums wird im Labor als Näherung für einen Schwarzen Strahler benutzt.

Viel bessere Schwarze Strahler findet man allerdings in der Natur. Unser Universum ist im Gesamten ein fast perfekter Schwarzer Körper mit einer Temperatur von 2,7 Grad über dem absoluten Nullpunkt. Aber auch Sterne verhalten sich, trotz deutlichen Abweichungen, die in Punkt 3.3 näher erläutert werden, in guter Näherung wie Schwarze Körper.

## 2.2 Das Plancksche Strahlungsgesetz und die Herleitung Einsteins

Bis zum Ende des 19. Jahrhunderts hatte man das, was man an Schwarzen Körpern beobachtete, nicht verstanden. Zwar gab es wohl Formeln, die in einem beschränkten Bereich das beobachtete Spektrum gut beschreiben. Zu dieser Zeit gab es das Strahlungsgesetz von W. Wien (1864-1928), sowie die Strahlungsformel von J. Rayleigh (1842-1919) und J. Jeans (1877-1946). Wiens Gesetz passt in bemerkenswerter Weise zum hochfrequenten (kurzwelligen) Bereich, während das Rayleigh-Jeans-Gesetz für kleine Frequenzen gute Ergebnisse liefert. Die Anwendung der beiden Strahlungsgesetze führt allerdings zur so genannten „Ultraviolett Katastrophe“: Nach der klassischen Wärmelehre würde nämlich die Energiemenge, die ein Schwarzer Körper emittiert, ins Unendliche ansteigen.<sup>4</sup> Dies aber widersprach nicht nur den Beobachtungen in jener Zeit, sondern auch dem Energieerhaltungssatz, der schon damals als universell gültig angesehen wurde. Wie man in Abbildung 2 erkennen kann, fehlte eine universelle Formel, die die beiden miteinander verband.

Es war Max Plancks Verdienst, die Lösung für dieses Rätsel gefunden zu haben, und mehr noch „die Tür zu einer ganz neuen Physik aufgestoßen zu haben, deren Konsequenzen wir bis heute noch nicht ganz erfasst haben.“<sup>5</sup> Planck stellte ein grundsätzliches Prinzip der klassischen Wärmelehre in Frage. Er hatte die Idee, dass die Strahlung in Energiepaketen absorbiert und emittiert wird, in kleinsten Quanten, deren Energie gleich  $E = h\nu$  ist, wobei  $\nu = \frac{c}{\lambda}$  die Frequenz des Lichtes und  $h$  eine Naturkonstante, das soge-

<sup>4</sup>Harald Lesch: Was ist ein Schwarzer Körper (Alpha Centauri Archiv 2003)

<sup>5</sup>(6) S. 56

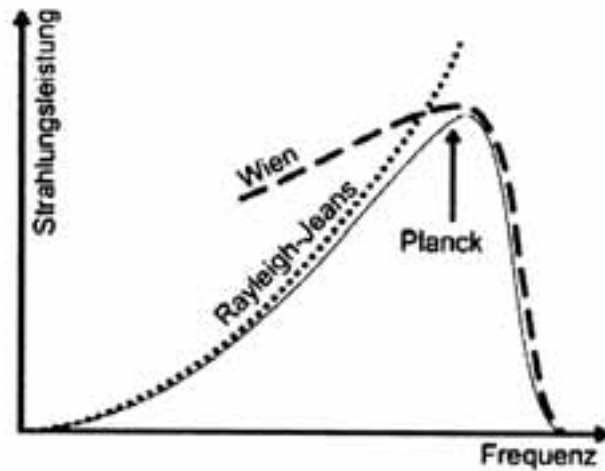


Abbildung 2: Die Strahlungskurve eines Schwarzen Körpers: Um 1900 vorhandene Gesetze

nannte Planksche Wirkungsquantum, ist. Auf Grundlage von dieser Idee erhielt Planck nach langwieriger statistischer Betrachtung der Hohlraumstrahlung eine Strahlungsformel, die das gesamte Spektrum eines Schwarzen Strahlers in sehr guter Übereinstimmung mit dem Experiment beschreibt (s. Abbildung 2).

Ich möchte in dieser Facharbeit die Herleitung von Einstein gebrauchen, da Einstein den Begriff des Lichtquantums ausdrücklich verwendet. Damit ist sie einfacher zu verstehen und veranschaulicht außerdem die physikalischen Zusammenhänge besser. Die Herleitung, sowie das folgende Kapitel sind genauer nachzulesen im Lexikon der Physik von Richard Knerr. (Literaturquelle (3) S. 614 ff.) Die folgenden Abschnitte wurden in Anlehnung an diese Quelle verfasst.

Betrachten wir zunächst unseren Schwarzen Körper im Labor, den Hohlraumstrahler (s. Abbildung 1). Wenn wir unserem Hohlraumstrahler aufheizen, steigt seine Temperatur. Aber was bedeutet Temperatur genau? Nach der Thermodynamik, also der Wärmelehre, ist Temperatur kinetische Energie im Innern. Im Falle eines Festkörpers wie der Wand des Hohlraumstrahlers bedeutet dies, dass die Atome bzw. die Moleküle um einen bestimmten Punkt in einer ungeordneten Weise hin- und herschwingen. Je größer die Temperatur, umso größer wird die Schwingung und umgekehrt. Es ist eine alltägliche Erfahrung, dass ein Ofen, wenn man ihn anheizt, Wärme, also elektromagnetische Strahlung abstrahlt; oder wie im vorigen Abschnitt, dass ein Stück Eisen immer stärker strahlt, je mehr man es erhitzt. Wie aber können Bewegungen von Atomen zu Strahlung führen? Offensichtlich schwingen Ladungen gegeneinander und emittieren dadurch Strahlung, wie man es von einer Sendeantenne kennt.

Wenn Ladungen gegeneinander schwingen bedeutet dies, dass manche Atome angeregt werden, d.h. einen höheren Energiezustand erreichen als die übrigen. Diese Anregung

gen nennt man Temperaturstöße. Da sich unser Körper in völligem thermodynamischen Gleichgewicht befindet, müssen die angeregten Atome irgendwie wieder in den Grundzustand, den Zustand niedrigster Energie, zurückgelangen. Hier kommt nun Plancks Begriff des Quantums ins Spiel: Die Atome bzw. Moleküle nehmen die Energie nur in Portionen, also in Quanten der Energie  $E = h\nu$  auf und strahlen diese Energie in Form von Strahlungsquanten eben derselben Energie wieder ab, um in den Grundzustand zurückgelangen. Es gibt nun zwei Möglichkeiten der Abstrahlung (Emission):

1. Die spontane, zufällige Emission: Nach einer bestimmten Wahrscheinlichkeit emittieren die angeregten Moleküle Strahlungsquanten von selbst und gelangen so in den Grundzustand zurück. Eine ähnliche Spontanität der Teilchen selbst, nämlich den absoluten Zufall, finden wir im radioaktiven Zerfall.

2. Die erzwungene Emission: Wenn ein bereits vorhandenes Strahlungsquant auf ein angeregtes Teilchen trifft, kann das auftreffende Quant verursachen, dass das Teilchen seine Energie in Form eines zweiten Quants gleicher Energie abgibt. Auch dies geschieht nach einer bestimmten Wahrscheinlichkeit. Diese so genannte induzierte oder stimulierte Emission wird technisch zum Beispiel bei der Erzeugung von Laserstrahlen verwendet.

Es kann aber auch passieren, dass ein bereits vorhandenes Strahlungsquant auf ein Atom im Grundzustand trifft. In diesem Fall absorbiert das Atom die Strahlung und wird angeregt.

Da wir ein vollkommenes thermodynamisches Gleichgewicht voraussetzen, muss die Zahl der Atome, die Strahlungsquanten absorbieren, gleich der Zahl der Atome sein, die Strahlungsquanten emittieren (Absorption = Emission). Nach gleichsetzen der Formeln und Berücksichtigung der sog. *Boltzmann-Verteilung*, die den Bruchteil der angeregten Atome im Verhältnis zu den Atomen im Grundzustand statistisch festlegt, kommt man schließlich auf die **Plancksche Strahlungsformel**. Speziell für den Fall des Schwarzen Körpers gilt dann:

$$d\rho(v, T) = \frac{4\pi \cdot h}{c^3} \cdot v^3 \cdot \frac{1}{e^{\frac{h \cdot v}{kT}} - 1}$$

*Bemerkung: Das 'd' in der Formel bedeutet: 'Man kann etwas integrieren'. Da es für das Verständnis nicht wichtig ist, lassen wir es in Gedanken einfach weg.*

Wir müssen diese Formel nicht verstehen! Sie sei hier erwähnt, damit wir wenigstens wissen, was die Schwierigkeit ist, die wir nicht verstehen müssen.

Die Formel beschreibt also die Anzahl der Strahlungsquanten  $\rho(v, T)$  innerhalb eines bestimmten Frequenzintervalls  $dv$ , die sich in der Volumeneinheit befinden. Da  $h$  (Plancksches Wirkungsquantum),  $c$  (Lichtgeschwindigkeit) und  $k$  (Boltzmann-Konstante) Naturkonstanten sind, hängt das Strahlungsspektrum nur von der Temperatur ab.

Plancks Strahlungsgesetz beschreibt die Strahlungsverteilung des Hohlraumstrahlers in sehr guter Übereinstimmung mit dem Experiment. Aus seiner Formel lassen sich leicht die bereits früher von Wien und Rayleigh-Jeans gefundenen Strahlungsformeln (s.o.) herleiten: Wenn die Frequenz sehr hoch bzw. sehr klein wird, fallen bestimmte Teile der Formel, begründet auf den mathematischen Eigenschaften der e-Funktion, weg. Diese Näherungen werden noch heute für die entsprechenden Bereiche verwendet.

## 2.3 Das Strahlungsspektrum eines Schwarzen Körpers

Betrachten wir nun die Kurve des Hohlraumstrahlers genauer. (Abbildung 3)

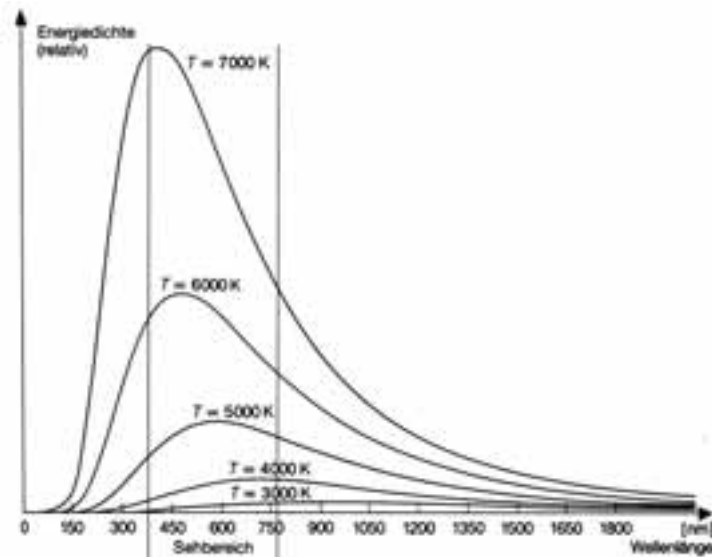


Abbildung 3: Strahlungskurven Schwarzer Körper mit verschiedenen Temperaturen

Als erstes fällt uns auf, dass die Kurven immer größer werden. Die Fläche unter ihnen wächst mit der Temperatur. Schon eine Temperaturerhöhung von 6000 Kelvin auf 7000 Kelvin (Erhöhung um c.a. 17%) ergibt augenscheinlich eine doppelt so hohe Kurve. In Wirklichkeit nimmt die abgestrahlte Energie (in  $W/m^2$ ) eines Körpers proportional zur 4. Potenz der Temperatur zu. Diese Beziehung wurde schon 1879 von J.Stefan (1835-1893) gefunden und von L.Boltzmann (1844-1906) begründet. In Formeln ausgedrückt:  $E = \sigma \cdot T^4$ . Wobei  $\sigma$  die Stefan-Boltzmann-Konstante ist.

Dieses sogenannte **Stefan-Boltzmann-Gesetz** lässt sich ebenfalls aus dem Planckschen Strahlungsgesetz herleiten: Die gesamte Strahlungsleistung ist die Fläche unter der Kurve, und diese lässt sich mathematisch aus dem Integral der zugehörigen Funktion (also dem Planckschen Strahlungsgesetz) berechnen: Man muss die Plancksche Formel über alle Frequenzen ( $0 - \infty$ ) integrieren und dabei berücksichtigen, dass der Hohlraumstrahler in alle Richtungen gleich viel Energie abstrahlt (sogenannter Lambertscher Strahler), was nicht selbstverständlich ist, aber für jeden Schwarzen Strahler in Annäherung gilt. (Analog: Auch jeder Stern sieht gleich hell aus, egal von welchem Blickpunkt aus man ihn betrachtet.)

Darüber hinaus bemerken wir, dass sich die Maxima der Kurven mit zunehmender Temperatur auf die kürzeren Wellenlängen(bzw. höheren Frequenzen verschieben): Befindet sich das Maximum der Abstrahlung eines Schwarzen Körpers mit 3000 Kelvin noch im Infrarotbereich, geht es ab 7000 Kelvin schon fast in den UV-Bereich. Dies entspricht



der Beobachtung, dass ein glühendes Stück Eisen mit steigender Temperatur die Farbe verändert. Wie wir in Abschnitt 3.2.1 sehen werden, hängt die empfundene Farbe eng mit der Verschiebung der Wellenlängen in höherfrequentige Bereiche zusammen. Auch diese Beziehung lässt sich durch das Plancksche Gesetz herleiten: Es sind die Extrema, die Nullstellen der ersten Ableitung des Planckschen Strahlungsgesetzes. Die Beziehung zwischen Temperatur und Wellenlänge (bzw. Frequenz) trägt den Namen **Wiensches Verschiebungsgesetz**, da W.Wien es schon 1893 auf empirischer Grundlage entdeckte. In Worten lautet es: Die emittierte Strahlung wird umso energiereicher (bzw. hochfrequent), je größer die Temperatur wird. Die am meisten ausgesandte Wellenlänge, das Maximum der Kurve, ist  $\lambda_{max} = 2,898 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot K \cdot T^{-1}$ .

### 3 Temperaturbestimmung von Sternen

Da wir nun einigermaßen vertraut sind mit der Art der Strahlung, die ein Schwarzer Körper emittiert, können wir unser Wissen auf die Strahlungsspektren der Sterne übertragen. Doch was ist eigentlich die Oberflächentemperatur bei Sternen? Eigentlich kann man nicht von *der* Temperatur eines Sternes sprechen. Im Prinzip gestattet die Physik nämlich die Definition einer Temperatur nur dann, wenn in dem betrachteten Objekt ein sogenanntes thermodynamisches Gleichgewicht besteht. Also können wir auch die Frage nach der Temperatur in einem Zimmer eigentlich nicht beantworten, denn nahe des Heizkörpers werden wir einen anderen Wert messen als am Fenster. Ähnlich ist es bei den Sternen. Deren tiefere Atmosphärenschichten, die wir sehen, sind heißer als die weiter außen, die wir ebenfalls sehen. Insofern hat die Atmosphäre keine einheitliche Temperatur. Da „ein Temperaturbegriff aber für die Beschreibung von Phänomenen nützlich ist, **definiert** man sich im Nicht-Gleichgewichtsfall eine Temperatur“<sup>6</sup>. Bei den Sternen definiert man sich die Oberflächentemperatur als eine geeignet gemittelte Temperatur der Atmosphärenschichten. In der Astronomie geht man, weil die Sterne sich im Realfall eben nicht im vollkommenen thermodynamischen Gleichgewicht befinden, von einer Näherung aus, wenn man die Sterne als Schwarzen Körper bezeichnet. In Abschnitt 3.3 werden wir sehen, an welchen Stellen diese Näherung an Richtigkeit verliert. Jedoch können wir nun erst einmal das Plancksche Strahlungsgesetz in die Praxis der Temperaturbestimmung einsetzen, das bei thermodynamischen Gleichgewicht wie im Falle des Schwarzen Körpers streng gilt.

Wir werden hier auf zwei Möglichkeiten eingehen, wie man auf die Oberflächentemperatur von Sternen schließen kann. Die eine Möglichkeit ist, über **relative Menge der gesamten abgestrahlte Energie** Rückschlüsse zu ziehen. Eine andere, oft geeignetere Methode besteht darin, über die **qualitative Verteilung der Energie** über das Spektrum, der **Farbe des Spektrums**, Aussagen über die Oberflächentemperatur zu machen.

---

<sup>6</sup>nach einer Email von Professor Dr. Pfau vom Astrophysikalischen Institut Jena (Kopie im Anhang)

### 3.1 Verwendung der Stefan-Boltzmann-Beziehung: Die Effektivtemperatur der Sterne

Wir erinnern uns an das Stefan-Boltzmann-Gesetz für Schwarze Körper, das wir aus dem universellen Planckschen Gesetz hergeleitet haben:  $E(\text{abgestrahlt}) = \sigma \cdot T^4$ . Wie man einfach erkennen kann, hängt die Menge der emittierten Energie pro Zeit und Fläche, also die Dichte des Strahlungsstroms, nur von der Temperatur des Körpers ab. Da die Energie in Form von elektromagnetischer Strahlung abgegeben wird, ist die gesamte abgestrahlte Energie in  $W/m^2$  gleich der Flächenhelligkeit eines Sterns. Um die Oberflächentemperatur über die Flächenhelligkeit bestimmen zu können, müssen wir zuerst den Begriff von Helligkeit definieren.

Viele Sterne, darunter die Sonne, geben einen Großteil ihrer Energie in Form von sichtbarem Licht ab. Aber wie wir wissen, gibt es auch elektromagnetische Strahlung, deren Wellenlänge entweder größer oder kleiner als die des sichtbaren Lichtes ist. Schwarze Körper wie Sterne strahlen über einen großen Bereich von Wellenlängen ab. Es gibt kühlere Sterne mit circa 3000 Kelvin, die einiges an Strahlung im infraroten Bereich emittieren. Je heißer der Körper, umso mehr verschiebt sich das Maximum der Austrahlung in den UV-Bereich (s. Abbildung 2). Da unser Auge nur sichtbares Licht empfangen kann, kann es sein, dass manche Sterne, die unglaubliche Riesen sind, aber einen Großteil im infraroten Bereich abstrahlen, sehr viel schwächer erscheinen als Sterne, die nur wenig Strahlung entsenden, aber dafür im sichtbaren Bereich strahlen. Es kann vorkommen, dass die visuelle Helligkeit bei manchen Sternen nur 2,5% der Gesamtleuchtkraft erfasst.<sup>7</sup> Astronomen verwenden deshalb den Begriff *bolometrische Helligkeit* als Maß für die gesamte Strahlung eines Sterns. Im Gegensatz zur visuellen Helligkeit umfasst die bolometrische Helligkeit alle Wellenlängen des elektromagnetischen Spektrums.

Wie oben erwähnt benötigen wir die Flächenhelligkeit eines Sternes zur Temperaturbestimmung seiner Oberfläche mittels des Stefan-Boltzmann-Gesetzes. Wir können die Flächenhelligkeit wie folgt ermitteln: Zuerst messen wir die Bestrahlungstärke des Sternes auf der Erde, d.h. die Menge der Strahlung, die auf der Erde auf einem wohldefinierten Flächenstück in einer bestimmten Zeiteinheit ankommt. Zumeist wird die Menge an Strahlung in Watt pro Quadratmeter angegeben. Wir erhalten dabei natürlich nur einen Teil der gesamten Strahlung, denn wir müssen berücksichtigen, dass der Stern in alle Richtungen abstrahlt: Die Strahlung eines Sternes wie der Sonne trifft nicht gebündelt auf die Erde, sondern sie wird auf eine imaginäre Kugel um den Stern herum gestreut, deren Radius der Entfernung zwischen Erde und Stern entspricht. Um auf die Menge der gesamten Strahlung zu schließen, müssen wir die Menge der gemessenen Strahlung auf einem Quadratmeter mit der Oberfläche dieser Kugel multiplizieren. Somit erhalten wir die *Gesamtleuchtkraft*  $L$  eines Sternes. Diese geht jedoch nicht von einem Punkt aus, sondern von der Oberfläche des Sternes, die der Oberfläche einer Kugel mit dem Radius des Sternes entspricht. Die Helligkeit dieser Oberfläche ist die besagte Flächenhelligkeit. Damit kommen wir durch Einsetzen in die Formel  $F = \sigma \cdot T^4$  auf eine andere Form des Stefan-Boltzmann-Gesetzes mit der Leuchtkraft statt der Flächenhelligkeit: Leuchtkraft  $L = 4\pi R_{\text{Stern}}^2 \cdot \sigma \cdot T^4$ . Die Temperatur lässt sich also aus der vierten Wurzel aus  $\frac{L}{4\pi\sigma R^2}$

---

<sup>7</sup>(1) S.120

kalibrieren.

Die so ermittelte Temperatur heißt **Effektivtemperatur** des Sterns. Da sich die Außenschichten eines Sterns aber wie gesagt nicht im thermischen Gleichgewicht befinden, ist sie eigentlich nur eine formale Annahme der Astronomen. Sie ist die Temperatur, die ein Schwarzer Körper hätte, der die gleiche Energiemenge bei gleichem Radius aussendet.<sup>8</sup> Je nach Genauigkeit der Daten kann sie auf diesem Weg relativ genau bestimmt werden. Für die Sonne zum Beispiel messen wir eine Energiemenge von 1360 Watt pro Quadratmeter (Solarkonstante). Durch multiplizieren einer Kugel mit dem Radius Entfernung Erde-Sonne erhalten wir so ihre Gesamtleuchtkraft von  $3,82 \cdot 10^{26} \text{ W}$ ! Die so ermittelte Oberflächentemperatur ist nach Vermessung und Einsetzen des Sonnenradius **5780 K**. Für eine Vielzahl von Sternen ist diese Methode allerdings nicht praktikabel, denn in den meisten Fällen lassen sich leider nicht so einfach Sternradius und Entfernung von der Erde bestimmen wie bei der Sonne. Wie wir allerdings gleich sehen werden, gibt es auch andere und oftmals bessere Wege, um die Oberflächentemperatur eines Sterns zu erschließen.

## 3.2 Annäherung an die Effektivtemperatur über die Farbtemperatur

Schon ein etwas intensiverer Blick zum Nachthimmel lässt den Beobachter feststellen, dass die hellsten Sterne verschiedene Farben besitzen. Diese reichen von rot über orange, gelblich und weiß bis zu bläulichen Tönen. Die Farbe der Strahlung eines Schwarzen Körpers hängt eng mit seiner Oberflächentemperatur zusammen. Doch was ist eigentlich Farbe und warum fehlt das grün in der Farbpalette der Sterne?

### 3.2.1 Was ist Farbe?

Farbe ist zuerst einmal eine rein physiologische Sinneswahrnehmung und damit etwas subjektives. Eine bestimmte *Verteilung* der Menge an Strahlung über den sichtbaren Bereich wird vom Gehirn als Farbe interpretiert. Es ist erstaunlich aber wahr: Für uns Menschen ist die Farbe eines Objektes eine andere als zum Beispiel für einen Vogel. Vögel sehen Farbvielfalten, von denen wir nur träumen können. Das liegt daran, dass das menschliche Auge nur für bestimmte Wellenlängenbereiche Sinneszellen hat, eben für den Bereich des sichtbaren Lichts, der etwa 400-800 nm umfasst. Ein Vogel hat vier verschiedene Sinneszellen, während aufgrund der evolutorischen Entwicklung sich bei uns nur drei Arten von Zapfen auf der Netzhaut angesiedelt haben, die ihre maximale Empfindlichkeit im blauen, roten und gelben Bereich des sichtbaren Spektrums haben. Licht bestimmter Wellenlängen, vor allem im gelben Bereich, erzeugt besonders starke Reize, da dort zwei Sinneszellen eng beieinander liegen, wogegen im grünen Bereich eine deutliche Unempfindlichkeit bemerkbar ist. Unser Farbempfinden ist also nicht linear. Trotzdem sehen wir viele Sachen in grün. Dazu kommt es, wenn ein Gegenstand einen besonders starken Grünstich hat. Oder aber, wenn die Intensitätsverhältnisse bei zwei Sinneszellen dem eines grünen Reizes entsprechen.<sup>9</sup>

---

<sup>8</sup>(7) S. 256

<sup>9</sup>Spektrum der Wissenschaft - Januar 2007 S. 96 ff.

Warum also sehen wir keine grünen Sterne? Der Grund liegt darin, dass wir bei Sternen eben fast die gleiche Intensitätsverteilung beobachten, wie bei Schwarzen Körpern. Die gleiche, oder zumindest ähnliche Form der Strahlungskurven lässt die Schwarzkörpernäherung ja erst zu. Auf welche Temperatur man einen Schwarzen Körper auch erhitzt, die *Form* seiner Strahlungskurve bleibt immer dieselbe (s. Abbildung 2 in Abschnitt 2.3). Wenn ein Stern sein Maximum im grünen Bereich hat, heißt das, dass gleichzeitig auch die Sinneszellen im gelben und blauen Bereich gereizt werden. Dort ist das Auge viel empfindlicher, und somit entsteht keine grüne, sondern eine weiße Farbempfindung. Und da die Kurve immer die gleiche bleibt, kommen nie genau die Intensitätsverhältnisse zustande, die nötig wären, um einen grünen Farbeindruck auch ohne eindeutiges Maximum im grünen Bereich zu erzeugen.<sup>10</sup>

In der Physik wird die „Farbe“ eines Objekts wie folgt definiert: Sie ist ganz einfach die qualitative Verteilung des Lichtes über das elektromagnetische Spektrum. Dabei ist die vom Menschen empfundene Farbe aus oben genannten Gründen der Nichtlinearität des Auges nicht dieselbe wie die physikalische Intensitätsverteilung über das Spektrum. In der Physik haben auch die Objekte eine „Farbe“, die zum Beispiel nur im infraroten Bereich abstrahlen.

Wenn die Farbe im physikalischen Sinne also nichts anderes bedeutet als die qualitative Verteilung der Strahlung über das Spektrum, können wir nun auch nachvollziehen, wie man auf die Temperatur der Sterne über ihre Farbe schließen kann. Dazu gibt es zwei Möglichkeiten.

### 3.2.2 Anwendung des Wienschen Verschiebungsgesetzes

Generell gilt: Wenn wir die qualitative Verteilung der Strahlung eines Sterns über sein Spektrum kennen, und wir ihn als Schwarzen Körper betrachten, können wir seine Temperatur bestimmen. Es ist die Temperatur, die ein Schwarzer Körper hätte, der dieselbe Strahlungskurve aufweist. Diese so ermittelte Temperatur heißt **Farbtemperatur**. Sie wird näherungsweise der Effektivtemperatur aus Abschnitt 3.1 gleichgesetzt. Den Zusammenhang zwischen Farbe und Temperatur liefert mathematisch das Wiensche Verschiebungsgesetz, das wir im Abschnitt 2.3 besprochen haben. Es sagt aus, dass sich das Maximum der Abstrahlung mit steigender Temperatur in Bereiche mit immer kleinerer Wellenlänge verschiebt. Die Oberflächentemperatur der Sterne bestimmt also, welche Wellenlänge am intensivsten abgestrahlt wird.

Wenn wir das Maximum der Austrahlung irgendwie direkt ermitteln können, erhalten wir über das Wiensche Verschiebungsgesetz durch Auflösen nach  $T$  direkt die Temperatur des Sterns:  $T = \frac{2,898 \cdot 10^{-3} \text{ m} \cdot \text{K}}{\lambda_{\text{max}}}$ . Andersherum kann man, wenn man die Effektivtemperatur eines Sterns kennt, auf das Maximum der Austrahlung zurückschließen. Wenn wir diese Beziehung für die Sonne anwenden, finden wir, dass sie ein Strahlungsmaximum bei etwa 500nm hat.<sup>11</sup> Das heißt, die Sonne wäre tatsächlich ein grüner Stern, wenn wir es sehen könnten! Aber aus den im letzten Abschnitt erwähnten Gründen erscheint sie

<sup>10</sup>nach einem Gespräch mit Dr. Karl Glöggler, Geschäftsführer des Zentralinstituts für Lehrerbildung und Lehrerfortbildung Technische Universität München

<sup>11</sup>[http://de.wikipedia.org/wiki/Sonne#Beobachtungen\\_mit\\_Teleskopen](http://de.wikipedia.org/wiki/Sonne#Beobachtungen_mit_Teleskopen)

uns trotzdem weiß.

Die Ermittlung eines eindeutigen Maximums im Spektrum eines Sterns ist in der Praxis nicht immer möglich, da reelle Sternspektren - wie wir in Abschnitt 3.3 sehen werden - viele Unregelmäßigkeiten aufweisen, die die Bestimmung eines eindeutigen Maximums oft unmöglich machen.

### 3.2.3 Temperaturbestimmung über den Farbindex eines Sterns

Für die Ermittlung der qualitativen Strahlungsverteilung reicht es aber schon aus, den Verlauf der Kurve auf einem bestimmten Stück zu kennen. In der astronomischen Praxis misst man deshalb die Helligkeit desselben Sterns in zwei verschiedenen und meist unmittelbar benachbarten wohldefinierten Wellenlängenbereichen. Das geschieht, indem man dem Teleskop Filter vorsetzt, die nur Strahlung eines bestimmten Wellenlängenfensters passieren lassen.

Es gibt eine ganze Reihe von Filtersystemen. Das in der heutigen Zeit gebräuchlichste System ist das UBV - System (nach Johnson und Morgan 1951), das drei Wellenlängenbänder verwendet: U (für 'ultraviolett',  $\lambda_{eff} = 365nm$ ), B (für 'blau',  $\lambda_{eff} = 440nm$ ) und V (für 'visuell', also gelb,  $\lambda_{eff} = 548nm$ ). Obwohl es sich um Wellenlängenbänder handelt, kann man sagen, dass  $\lambda_{eff}$  jeweils der mittlere Wert des Durchlassvermögens ist. Die Differenz der Helligkeiten dieser beiden Bereiche wird als **Farbindex** oder einfach als Farbe des Sterns bezeichnet. Sie heißen in diesem Filtersystem einfach U-B oder B-V Indizes. Letzterer wird in der Astronomie mit Abstand am häufigsten verwendet.<sup>12</sup>

Die Helligkeitsangabe erfolgt in *Größenklassen*, was einiges an Komplikationen mit sich bringt. Die Größenklassenskala ist eine Helligkeitsskala, die logarithmisch verläuft, was historisch dadurch begründet wurde, dass auch fast jede Sinnesempfindung des Menschen dem Logarithmus des Reizes proportional ist.<sup>13</sup> Wie wir in Kapitel 4 bei der eigenen Auswertung von Messungen sehen werden, verkompliziert der Logarithmus die Rechnung sehr. Trotzdem wird er heute weiterhin verwendet. Wichtig für jetzt ist jedoch, zu wissen, dass die Größenklasse (Magnitude) eines Sternes *kleiner* wird, je *heller* er ist! Die Sonne hat gar eine *scheinbare* Helligkeit von -26,8 mag.

Die Werte des B-V- Farbindex liegen zwischen -0,4 mag (blau) und +2,0 mag (tiefrot).<sup>14</sup> Je heißer ein Stern, umso kurzwelliger wird seine Strahlung und umso negativer werden die Werte ihrer Farbindizes und umgekehrt. In Abbildung 4 ist diese Entwicklung nachzuvollziehen. Die schraffierten Flächen zeigen die Wellenlängenbänder, in denen die UBV-Helligkeiten gemessen werden. Der kühleren Körper zum Beispiel ist im V-Bereich relativ heller (die Helligkeit in Größenklassenausgedrückt also kleiner) als in B, wodurch für B-V ein positiver Wert entsteht.

Im Verlaufe der Zeit wurde das beschriebene UBV-System zunächst durch einen roten und infraroten Spektralbereich zum UBVRI-System, später durch Bänder für noch größere Wellenlängen ergänzt. Der Grund lag einfach darin, dass es am Himmel viele kühle Objekte gibt, die fast nur Infrarotstrahlung und kaum sichtbares Licht aussenden. Somit

---

<sup>12</sup>(1) S. 40

<sup>13</sup>(4) S. 143

<sup>14</sup>(1) S. 40

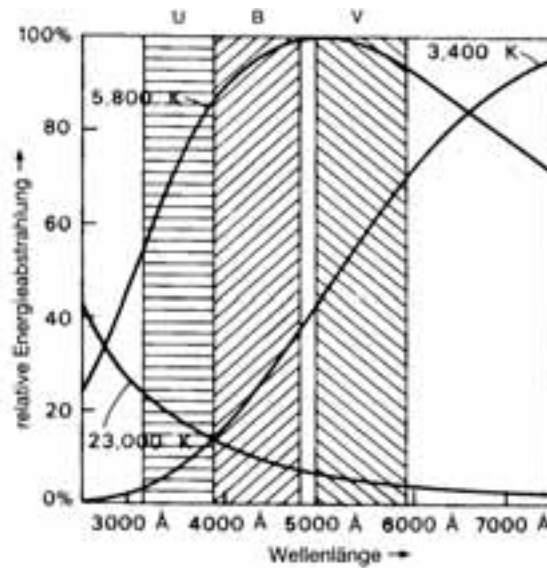


Abbildung 4: Planck-Kurven Schwarzer Körper mit großer Temperaturdifferenz, deren Maxima auf die gleiche Höhe normiert wurden ( $1 \text{ \AA} = 10 \text{ nm}$ ).

kann man auch diese richtiger erfassen. Die Farbindices U-B und B-V sind definitionsgemäß für bestimmte Sterne (Spektralklasse A0) gleich Null. ( $U=V=B=0$ )<sup>15</sup>

Die Rückfolgerung auf die Temperatur aus solchen Farbindizes erfolgt mit der Wienschen Näherung des Planckschen Strahlungsgesetzes, allerdings gibt es für die Einheitsfilter Tabellen - zwecks häufiger Verwendung und weniger Aufwand, auf deren Grundlage man die Temperatur kalibrieren kann. So ermittelte Oberflächentemperaturen liegen zwischen 2500 und 50000 Kelvin. Bekannte Hauptreihensterne sind der Stern Spica (Blau, B-V = -0,31 mag, Temperatur = 21000 K), Barnards Stern (Rot, B-V = 1,61 mag, Temperatur = 2600 K) und natürlich unsere Sonne, die einen Gelb - Orangen Farbton aufweist und einen B-V Index von 0,57 mag. Ihre so ermittelte Temperatur ist 6000 K.

Trickreich bei der Verwendung von Farbindizes ist, dass der Helligkeitsunterschied der gleiche bleibt, egal ob man die *absolute Helligkeit* oder die *scheinbare Helligkeit* auf der Erde nimmt. Die scheinbare Helligkeit ist immer messbar, denn sie bezeichnet ganz einfach die Menge an Strahlung, die auf der Erde ankommt. Dagegen ist die absolute Helligkeit (hypothetische Helligkeit bei 10 Parsec ( $\approx 32,6$  Lichtjahre)) nur bestimmbar, wenn man die Entfernung kennt. Für die Bestimmung der Farbtemperatur muss in Folge dessen nicht wie für die Bestimmung der Effektivtemperatur durch des Stefan-Boltzmann-Gesetzes die Entfernung des Sternes und auch nicht sein Radius bekannt sein. Ist allerdings eine der beiden Größen zusätzlich bekannt, ist es möglich, interessante Aussagen über die Sterne zu machen. Beide Methoden, sowie Bestimmung der Farbtemperatur, als auch Bestimmung der Effektivtemperatur lassen allerdings nur eine begrenzte Genauigkeit zu.

<sup>15</sup><http://www.astro.uni-jena.de/Users/pfau/STERNPHYSIK/node2.html>

### 3.3 Abweichungen vom Schwarzkörperspektrum am Beispiel der Sonne

In der Realität weicht die spektrale Verteilung im Strahlungsspektrum eines Sterns teilweise von der des Schwarzkörpers ab. Dies liegt zum einen an der Erdatmosphäre - vor allem Wolken, die nur bestimmte Frequenzen des Lichtes durchlässt und diese auch noch unterschiedlich stark. Aber auch wenn es gelingt, ein Sternspektrum in Weltraum photometrisch aufzunehmen, findet man Abweichungen. Es gibt Materie wie Gas oder Staub im interstellaren Raum, die zum Beispiel aus Sternexplosionen entstanden sind. Diese absorbieren und streuen Teile der Strahlung eines Sternes. Diese so genannte *Extinktion* ist wellenlängenabhängig. Es entsteht somit eine Verfärbung, genauer, eine Rötung des Sternlichts.<sup>16</sup> Diese gewinnt aber erst ab 100 Parsec ( $\approx 390$  Lichtjahre) Entfernung von der Sonne an Bedeutung. Außerdem kann auch der sog. *Dopplereffekt* eine Verfärbung verursachen: Da Sterne eine Eigenbewegung haben, kommt es vor, dass Sterne sich von uns weg oder zu uns her bewegen. Ähnlich wie bei Schallwellen (Martinshorn) verschiebt sich durch diese Bewegung die Frequenz des Lichts in höhere oder niedrigere Bereiche. Dadurch kommt es zu einer Rot- oder Blauverschiebung des Strahlungsspektrums. Allerdings ist diese Verschiebung bei den allermeisten beobachtbaren Sternen zu vernachlässigen.

Heftigere Auswirkungen haben das Magnetfeld des Sterne (Sonnenflecken) und vor allem das Verhalten der Atome an der Sternatmosphäre. In Abbildung 4 ist die spektrale Verteilung der Sonne außerhalb der Erdatmosphäre auf fotoelektrischem Wege ermittelt worden. Dies ist möglich, indem man das Negativ des aufgenommenen Fotos mit Licht durchleuchtet und unter Zuhilfenahme einer Fotodiode bei allen Frequenzen den Fotostrom misst.<sup>17</sup>

Wir können erkennen, dass das gesamte Strahlungskontinuum von Lücken durchsetzt ist. Diese sind Absorptionslinien. Absorptionslinien entstehen durch die Eigenschaften der Sternatmosphäre. Weil bei den Sternen vor der Strahlungsquelle, dem heißen, undurchsichtigen Gas im Sterninnern, eine kühleres Gas, mit geringerer Dichte (Atmosphäre) liegt, blockiert dieses teilweise die Kontinuumsstrahlung, weil die Elektronen der Atome der kühleren Atmosphäre Energie aus dem Kontinuum aufnehmen und dadurch angeregt werden. Danach strahlen sie die Energie in Form von Strahlung wieder ab, aber in alle Richtungen, so dass in der Ursprungsrichtung der Großteil der Strahlung fehlt.<sup>18</sup> Das Licht, das emittiert wird, wenn durch Absorption angeregte Atome in den Grundzustand zurückkehren, äußert sich bei genaueren Aufnahmen in kleinen Emissionsunregelmäßigkeiten. Oft kann man deshalb ein eindeutiges Maximum nicht ausmachen, das nötig wäre, um durch das Wiensche Verschiebungsgesetz die Temperatur des Sterns zu bestimmen(s. Abschnitt 3.2.2).

Durch die Absorptionen bzw. Extinktionen weicht die spektrale Energieverteilung der Sonne von der eines Schwarzen Körpers mit 6000 K (Farbtemperatur der Sonne) ab. Es kann also nur mit begrenzter Genauigkeit mittels Schwarzkörpernäherung die Oberflächentemperatur bestimmt werden. Dies betrifft zuallererst die Temperaturbestimmung

<sup>16</sup>[http://de.wikipedia.org/wiki/Extinktion\\_%28Astronomie%29](http://de.wikipedia.org/wiki/Extinktion_%28Astronomie%29)

<sup>17</sup>(4) S. 110

<sup>18</sup>(2) S. 103 f.

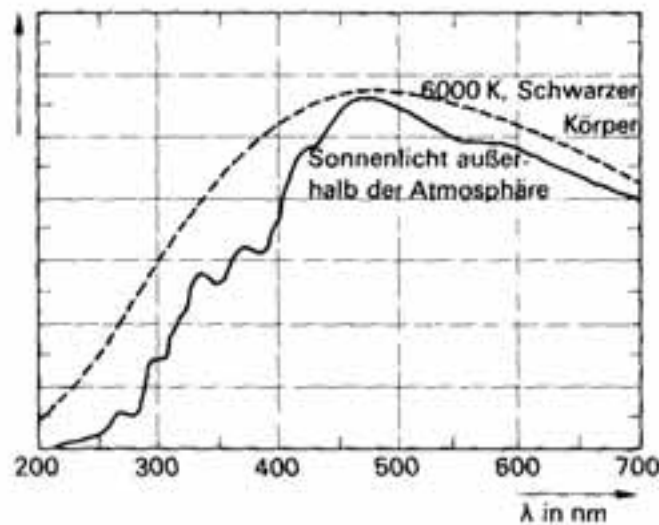


Abbildung 5: Die spektrale Verteilung des Sonnenlichts bei Messung außerhalb der Erdatmosphäre.

mittels der Farbe: Hier können große Abweichungen auftreten, die nur zum Teil durch Verwendung einer größeren Zahl von Filtern kompensiert werden können. Über die Ungenauigkeit von Farbtemperaturen hinaus kann auch die mittels Stefan-Boltzmann-Beziehung ermittelte Effektivtemperatur nicht exakt sein, wenn Teile der Strahlung einfach einfach nicht im Messgerät ankommen, und realistisch gesehen ein Messgerät nicht in der Lage ist, alle Frequenzen ( $0-\infty$ ) der Strahlung zu erfassen. Man spricht deshalb auch von der **Strahlungstemperatur** eines Sternes, wenn man nur begrenzte Spektralbereiche betrachtet. Sie ist dann die Temperatur, die ein Schwarzer Körper hätte, bei der dieser im betrachteten Spektralbereich pro Flächen- und Zeiteinheit die gleiche Strahlungsenergiemenge wie der Stern abgibt.<sup>19</sup>

In einem gewissen Rahmen liefern derartige Methoden aber brauchbare Ergebnisse für eine Vielzahl von Sternen. Genauer gesagt funktioniert vor allem die Messung der Farbtemperatur für heiße Sterne mit wenigen Spektrallinien (Absorptionslinien) sehr gut, bei kühlen jedoch nicht.<sup>20</sup>

### 3.4 Ausblick: Spektrometrische Möglichkeiten der Temperaturbestimmung

Es ist überdies auch möglich, die Temperatur eines Sterns über die Absorptionslinien in seinem kontinuierlichen Spektrum zu bestimmen. Spaltet man das Licht eines Sterns über ein Prisma, oder besser, über ein Gitter auf, erhält man die in Abbildung 6 und 7

<sup>19</sup><http://www.wissenschaft-schulen.de/sixcms/media.php/767/spektroskopie.pdf>

<sup>20</sup>(1) S. 119



ersichtliche Darstellung eines Sternspektrums (Unterschied zu Abbildung 5). Dargestellt sind Beteigeuze und Rigel im Sternbild Orion, welches im Winter sehr gut zu sehen ist. Wir sehen hier sehr schön, dass das Spektrum von Rigel, der ein blauer Überriese mit einer Oberflächentemperatur von 11.000 K ist, im optischen Spektralbereich von einer sehr viel geringeren Anzahl an Absorptionslinien durchsetzt ist als das von Beteigeuze, der ein roter Superriese mit einer Oberflächentemperatur von 3600 K ist.<sup>21</sup> Dadurch lässt sich auch erklären, warum die Bestimmung der Temperatur durch den Farbindex bei kühleren Sternen (Beteigeuze) mit sehr viel mehr Fehlern als bei heißen (Rigel) behaftet ist: Viele Lücken im optischen Spektrum von Beteigeuze machen eine genaue Bestimmung der Form der Strahlungskurve durch Filter, deren Durchlassvermögen sich ebenfalls im sichtbaren Bereich des Lichts befindet, schwierig.



Abbildung 6: Das Spektrum von Rigel ist von auffallend wenig Spektrallinien durchsetzt.



Abbildung 7: Im Kontrast: Beteigeuze. Komplexe Molekülbanden durchsetzen das Spektrum.

Im Gegensatz zur vorherigen Methode wird bei der Temperaturbestimmung durch die Analyse dieser Spektren nicht auf die Helligkeiten der Sterne zurückgegriffen (Fotometrie), sondern auf die *Struktur*. Dem liegt zu Grunde, dass die Temperatur an der Sternatmosphäre bestimmt, ob Atome den geeigneten Anregungs- oder Ionisierungszustand besitzen, um Strahlungsquanten aufzunehmen und wieder abzugeben und so Absorptionslinien zu erzeugen. Man beobachtet, dass die Absorptionslinien in unterschiedlicher Häufigkeit und Komplexität vorkommen. Die Spektren weißer und damit heißer Sterne wie Wega und Rigel werden nur von einigen wenigen Absorptionslinien beherrscht, wogegen kühlere wie Beteigeuze komplizierte Spektralbanden zeigen. Bestimmte chemische Elemente benötigen bestimmte thermische Bedingungen, um Strahlungsquanten aufnehmen zu können. Die Sterne bestehen zu 90% aus Wasserstoff, doch kommt es vor, daß im Spektrum eines Sterns keine charakteristischen Wasserstoff-Absorptionslinien erkennbar sind, da die Temperaturstöße im relativ kühlen Gas der Atmosphäre nicht wirkungsvoll genug sind, um die Elektronen im Wasserstoff-Atom auf eine höhere Bahn zu heben.<sup>22</sup> Man kann die Temperatur an der Atmosphäre ermitteln, wenn man für physikalisch-mathematische Sternatmosphärenmodelle rein theoretisch die Stärke von bestimmten

<sup>21</sup><http://www.astro.uiuc.edu/~kaler/sow/betelgeuse.html>

<sup>22</sup>(2) S. 106

Absorptionslinien berechnet und sich für das beobachtete Sternspektrum das passendste Modell aussucht. Die Berechnung von exakten theoretischen Sternmodellen ist allerdings sehr aufwendig.<sup>23</sup> Es gibt über diese Methode hinaus auch noch weitere Möglichkeiten, über theoretische Sternatmosphärenmodelle auf die Temperatur zurückzuschließen.

Man greift heute für die helleren Sterne am Himmel meist auf spektrometrische Methoden zur Bestimmung der Temperatur zurück, aber es gibt auch eine Menge an Sternen, von denen nicht genug Strahlung für eine spektrometrische Analyse bei uns ankommt. Hier gewinnen die Farbindizes wieder an neuer Bedeutung. Denn Farbindizes können auch für sehr leuchtschwache Sterne mit hinreichender Genauigkeit bestimmt werden. Sie eignen sich somit für große Katalogisierungen und Vergleiche und werden im *Hertzprung - Russell - Diagramm* oft an Stelle der *Spektralklassifikation* verwendet. Das eben erwähnte Diagramm würde ein eigenes Kapitel ausfüllen. Es sei hier nur erwähnt, dass das HR-Diagramm von fundamentaler Wichtigkeit für das Verständnis des Kosmos ist. In speziellen HR-Diagrammen, so genannten Farb-Farb-Diagrammen (FFD) und Farb-Helligkeits-Diagrammen (FHD), kann man Farbindizes verschiedener Filterpaare gegeneinander auftragen. Diese verwendet man zum Beispiel zur Bestimmung der interstellaren Extinktion (s. Abschnitt 3.3) oder auch zur Altersbestimmung von Sternhaufen und mehr.<sup>24</sup>

Wir wollen uns aber nun noch einmal genauer auf die Farbtemperaturbestimmung einiger Sterne einlassen. Sie bedeutet für uns vor allem die Temperaturbestimmung, die mit den wenigen Mitteln, die uns Hobby-Astronomen und Laien gegeben sind, am besten zu verwirklichen sind.

## 4 Die Temperaturbestimmung eines Sternes über dessen Farbe in der Praxis

Es erfordert nicht viel Aufwand, die Farbe eines Sternes mit eigenen Mitteln zu vermessen und daraus seine Temperatur schlusszufolgern. Über mögliche Messtechniken werden im Folgenden Vorschläge gemacht. Schließlich werden einige Aufnahmen mit Hilfe der Computersoftware Hands On Universe (HOU) ausgewertet. Die Auswertung, sowie Teile des Kapitels, sind angelehnt an ein Arbeitsblatt für HOU.<sup>25</sup>

### 4.1 Messung

#### 4.1.1 Messtechnik

Jedem aufmerksamen Leser sollte es aufgefallen sein, dass das Auge unser angeborenes Messinstrument für die Temperatur von Sternen ist, besonders wenn man dazu noch ein Fernglas oder Teleskop verwendet. Sie können inzwischen in etwa anhand des Farbtons eines Sterns abschätzen, wie heiß er ist. Leider ist das Auge aber für wissenschaftliche

---

<sup>23</sup>(1) S. 119

<sup>24</sup><http://www.astro.physik.uni-goettingen.de/academics/f-praktikum/sternhaufen/anleitung-sternhaufen.pdf>

<sup>25</sup>[http://www.lb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU\\_Farbe\\_Short\\_DE.html](http://www.lb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU_Farbe_Short_DE.html)

Messungen eher ungeeignet, da es, wie wir aus Abschnitt 3.2.1 wissen, Helligkeiten nicht linear registriert. Außerdem ist das Wellenlängenfenster des sichtbaren Lichts auf einen sehr kleinen Teil des elektromagnetischen Spektrums beschränkt. Allerdings stellt auch in verschiedenen anderen Messgeräten die Überempfindlichkeit auf bestimmte Wellenlängenbereiche ein Problem dar.

Man kann Sternhelligkeiten entweder fotografisch oder elektronisch messen. Bildet man ein Stück Nachthimmel auf eine *Fotoplatte*, wird man vor das Problem gestellt, dass mit zunehmender Helligkeit der Sterne auch der Durchmesser ihrer Abbildungen auf der Fotoplatte wächst. Zwar ist es möglich, die Bilddurchmesser in Helligkeiten umzurechnen. Aber es ist sehr kompliziert und lässt nur eine begrenzte Genauigkeit zu. Besser ist es, einen *fotoelektrischen Fotometer* zu benutzen. Licht wird hierbei durch ein spezielles lichtempfindliches Material in elektrischen Strom umgewandelt, der dann mit Hilfe von elektronischen Schaltkreise verstärkt und gemessen werden kann. Je stärker das Licht, desto stärker der Strom. Durch diese direkte Proportionalität wird die Messung viel genauer als bei der Fotoplatte. In der heutigen Zeit verwendet man allerdings praktisch nur noch *CCD-Kameras*, mit denen es möglich ist, breite Himmelsareale elektronisch aufzunehmen. Dank ihre hohen Empfindlichkeit können auch sehr lichtschwache Objekte erfasst werden.<sup>26</sup> CCD-Kameras besitzen Bildsensoren mit integrierten ladungsgekoppelten Bauteilen (Charge-coupled Devices CCD). Diese laden sich proportional zur einfallenden Lichtmenge durch den inneren photoelektrischen Effekt auf. Das elektronische Abbild, dass ein CCD aufnimmt, besteht aus einem Gitter seiner einzelnen Zellen (Pixel) in dem die Anzahl an Photonen („Counts“) registriert werden, die während der Belichtungszeit auftreten. Man kann die Aufnahmen mit Hilfe eines Computers auf einem Bildschirm darstellen, so dass sie aussehen wie fotografische Aufnahmen. Die digitale Verarbeitung liegt hat große Vorteile für die Helligkeitsmessung von Sternen. CCD-Kameras werden seit c.a. 1983 in der Astronomie verwendet und haben die Fotoplatten eigentlich vollständig verdrängt.<sup>27</sup>

Wenn wir uns an Kapitel 3.2 erinnern, müssen wir, um die Farbe eines Sterns zu bestimmen, seine Helligkeit in mindestens zwei verschiedenen Wellenlängenbereichen messen. Das geschieht, wie gesagt, indem wir Filter vor das Teleskop setzen. Die verwendeten Filter sind Glasfilter, die nur für genau definierte Fenster von Wellenlängen durchsichtig sind. Das UBV-Filtersystem, das von Johnson und Morgan 1951 begründet und von M. Bessel zum UBVRI-System weiterentwickelt wurde, ist eines der am häufigsten verwendeten. Ein weiteres ist zum Beispiel das Strömgren-System, das aus vier Bändern (uvby) besteht. Große Teleskope wie das Teleskop mit 2,5 m Hauptspiegeldurchmesser am Apache Point Observatory vom Himmelsvermessungs-Projekt SDSS (Sloan Digital Sky Survey) definieren sich gar ein ganz eigenes Filtersystem. Jedes System wird durch bestimmte Sterne festgelegt. Zum Beispiel wird das SDSS-Filtersystem durch 158 Sterne definiert.<sup>28</sup> Gehen wir einmal davon aus, dass wir eine CCD-Kamera und passende UBV-Filter zur Verfügung haben. Was müssen wir für exakte Ergebnisse noch beachten?

---

<sup>26</sup>(1) S. 38

<sup>27</sup>[http://de.wikipedia.org/wiki/Charge-coupled\\_Device](http://de.wikipedia.org/wiki/Charge-coupled_Device)

<sup>28</sup>Smith et al. 2002, AJ, 123, 2121

#### 4.1.2 Vorgehen bei der Messung

Es ist für uns von hoher Bedeutung, dass die Helligkeiten des aufgenommenen Bildes mit denen der Sterne übereinstimmen. Deshalb versuchen wir möglichst alle Störfaktoren zu beseitigen, die das Ergebnis beeinträchtigen könnten. Bei der CCD-Kamera können Helligkeitsunterschiede im Bild zum Beispiel auf Grund von Verunreinigungen (Staub) auf dem CCD-Chip, auftreten. Außerdem gibt es einen Photostrom auch im Dunkeln, der zu einem Bildrauschen führt. Um diesen zu beseitigen, schießen wir ein *Dunkelbild*, d.h. eine Aufnahme bei abgedeckter Linse und subtrahieren den somit gemessenen Dunkelstrom von dem eigentlichen Bild. Auch die anderen Unregelmäßigkeiten wie Verschmutzung einzelner Pixel können wir leicht herauskalibrieren, in dem wir das Bild des Objekts (und das Dunkelbild) durch ein *Weißbild* dividieren. Ein Weißbild ist eine photographische Aufnahme einer gleichmäßig erhellten Fläche, z.B. einem Blatt Papier. Durch das dividieren wird das Foto des Objektes auf den durchschnittlichen Pixelwert des Weißbildes normiert (Weißbild-Korrektur oder auch Flat-Field-Korrektur), wodurch sich Verunreinigungen praktisch „wegkürzen“.<sup>29</sup>

Jedes Beobachtungsinstrument zeigt außerdem eine für sich spezifische Empfindlichkeit auf bestimmte Farben. Dies liegt an Gründen der verwendeten Optik, die hier nicht weiter angeführt werden. Zudem müssen die Beobachtungsbedingungen in der jeweiligen Nacht beachtet werden. Auch wenn die Aufnahmen in einer mondlosen, klaren Nacht weit entfernt von der nächsten Stadt gemacht werden, kann man Luftzirkulationen, und damit Beeinträchtigungen des Sternlichts, nicht ausschließen. Auf jeden Fall sollte das Zielobjekt gut sichtbar sein und möglichst im Zenit (nicht am Horizont) stehen. Um beides, sowohl die Empfindlichkeit der Instrumente, als auch die Bedingungen in der Nacht aus den Aufnahmen herauskalibrieren zu können, nehmen wir in der Beobachtungsnacht sogenannte *Standardsterne* mit genau bekannten Helligkeiten auf, die wir zum Eichen der eigenen Messungen benutzen. Eine Liste möglicher Standardsterne gibt es im Internet. Auf jeden Fall sollten die ausgewählten Exemplare einen großen Farb- und Helligkeitsbereich überdecken, damit sie als Vergleichsobjekte dienlich sind.<sup>30</sup>

Desweiteren ist dringend darauf zu achten, dass für die jeweiligen Objekte die richtigen Belichtungszeiten und Fokussierungen verwendet werden. Es gibt dazu Geräte, die diese berechnen. Die Belichtungszeiten müssen für die Auswertung genau protokolliert werden! Haben wir nun Bilder mit den verschiedenen Filtern aufgenommen, können wir sie digital auswerten. Dies kann zum Beispiel mit Hilfe des Programmes HOU geschehen, wie es im folgenden auch mit einigen Beispielaufnahmen geschehen ist.

#### 4.2 Auswertung einer Messung mittels des Programms Hands On Universe (HOU)

HOU ist ein weltweites Projekt mit dem Vorhaben, Schülern die Wissenschaft durch Umgang mit wissenschaftlichen Messdaten näher zu bringen. Dazu stehen Aufnahmen eines

<sup>29</sup>[http://de.wikipedia.org/wiki/Charge-coupled\\_Device](http://de.wikipedia.org/wiki/Charge-coupled_Device)

<sup>30</sup><http://www.astro.physik.uni-goettingen.de/academics/f-praktikum/sternhaufen/anleitung-sternhaufen.pdf>

breiten Netzes von Teleskopen zur Verfügung. Diese wurden zumeist von Schülern unter Beaufsichtigung von Lehrern gefertigt. Da das Programm sehr leicht zu bedienen ist, eignet es sich sehr gut für die Veranschaulichung der wesentlichen Aspekte der Fotometrie gewonnener Bilddaten. *SalsaJ* ist eine kostenlose Version des Programms, die man im Internet herunterladen kann.<sup>31</sup>

Aus einer Serie von Aufnahmen, die mit dem 30 inch (=76cm) Leuschner Teleskop in einer Nacht gemacht wurden, möchte ich exemplarisch zeigen, wie die Farbindexbestimmung funktioniert. Wer möchte, kann die Kalibrierung der Daten gerne selbst nachvollziehen. Die dazu benötigten Aufnahmen findet er ebenfalls im Internet.<sup>32</sup>

Es soll versucht werden, die Temperatur von vier Zielsternen anhand ihres B-V Index zu berechnen. Die Zielsterne sind deshalb jeweils mit einem Johnson B-Filter und einem Johnson V-Filter aufgenommen. Die Dateien heißen entsprechend Vtarg1 bis Vtarg4 und Btarg1 bis Btarg4. Um B-V-Index in Größenklassen zu berechnen, müssen wir zuerst die Helligkeit der Objekte in den verschiedenen Filteraufnahmen berechnen. Dazu benötigen wir, wie oben erwähnt, zusätzlich Aufnahmen von „Standardsternen“, um die wirklichen scheinbaren Helligkeiten der Zielobjekte bei den jeweiligen Filtern kalibrieren zu können. Diese sind mit Vstan1 bis Vstan4 und Bstan1 bis Bstan4 bezeichnet. Ihre scheinbaren Helligkeiten sind genau bekannt (s. Tabelle 1).

| Standardstern | scheinbare Magnitude |
|---------------|----------------------|
| Bstan1        | 8.0                  |
| Vstan1        | 7.0                  |
| Bstan2        | 9.2                  |
| Vstan2        | 7.2                  |
| Bstan3        | 7.8                  |
| Vstan3        | 7.5                  |
| Bstan4        | 7.0                  |
| Vstan4        | 7.0                  |

Tabelle 1: Die scheinbaren Helligkeiten der Standardsterne in Größenklassen

Die scheinbaren Magnituden der Zielsterne sind natürlich unbekannt. Aber wir können sagen, dass das Verhältnis der gemessenen Counts  $C_s$  (Anzahl an Photonen) zur wirklichen scheinbaren Helligkeit  $H_s$  des Standardsterns gleich dem Verhältnis der gemessenen Counts  $C_t$  des Zielsterns zu seiner wirklichen scheinbaren Helligkeit  $H_t$  ist. Dies gilt nur, wenn die Belichtungszeit  $t$  der Bilder die gleiche ist. Andernfalls müssen wir ergänzend sagen:  $\frac{C_s}{H_s \cdot t_s} = \frac{C_t}{H_t \cdot t_t}$ . In jedem Fall ist die Kenntnis der Belichtungszeit vonnöten. Wir finden diese für unsere Aufnahmen unter der Funktion *Show Image Info*. Sie ist als **exp time** bezeichnet. Mit Kenntnis der Belichtungszeit müssen also nur die Counts der jeweiligen Bilder mit HOU messen. Dazu benutzen wir die Funktion *Auto Aperture*, wodurch automatisch die Counts des Sterns gemessen werden. Das klingt alles recht einfach. Doch nun

<sup>31</sup>Download unter [http://www.euhou.net/index.php?option=com\\_content&task=view&id=8&Itemid=10](http://www.euhou.net/index.php?option=com_content&task=view&id=8&Itemid=10)

<sup>32</sup>Download unter [http://hou.lbl.gov/cgi/listimages?none+uncompressed\\_unit+none](http://hou.lbl.gov/cgi/listimages?none+uncompressed_unit+none)

Achtung mit der Einheit, in der die scheinbare Helligkeit angegeben wird! Im Endeffekt benötigen wir für den B-V Index die Angabe in Größenklassen. Doch für die Verarbeitung der Dateien ist die Verwendung der Größenklasse als Helligkeitsmaß nicht einfach. Die Größenklasse ist eine sehr unglücklich gewählte Einheit, die sich eigentlich nur aus historischen Gründen vertreten lässt. Um den Logarithmus in unseren Gleichungen zu vermeiden, müssen wir deshalb die Magnitude in eine physikalisch sinnvolle Einheit umrechnen.<sup>33</sup> Für die Ermittlung der physikalischen Strahlungsstärke in  $W/m^2$  anstatt der Magnitude verwenden wir eine geeignete Tabelle, wie sie im Anhang der Facharbeit und auch im Internet zu finden ist.<sup>34</sup>

Wir gehen nun wie folgt vor: Zuerst ermitteln wir die physikalisch verwendbare Einheit des Vergleichssterne. Dann berechnen wir über die gemessenen Counts die wirkliche scheinbare Helligkeit des Zielobjekts im jeweiligen Filter und rechnen diese zurück in die Größenklassenskala. Wie wir dann schließlich auf die Temperatur des Sterns kommen, erfahren wir in Abschnitt 4.3.2.

### 4.3 Die Temperaturbestimmung über den Farbindex eines Sterns im Beispiel

#### 4.3.1 Bestimmung des Farbindex

Jetzt jedoch erst einmal ein Beispiel zur Helligkeitsbestimmung. Für eine Photometrie eines Zielobjekts  $V_{targ}$  oder  $B_{targ}$  nehmen wir jeweils den Standardstern  $V_{stan}$  und  $B_{stan}$  als Vergleichsobjekt zur Hand. Ihre Spektren befinden sich in etwa im selben Farbbereich wie die der Zielsterne. Somit eignen sie sich für eine exakte Kalibrierung. Im folgenden soll exemplarisch die Helligkeiten der Zielsterne Target 1 und 2 bei den jeweiligen Filtern und deren Farbindex B-V bestimmt werden.

Für  $B_{targ1}$  ziehen wir  $B_{stan1}$  als Vergleichssterne heran.  $B_{stan1}$  hat nach Tabelle 1 eine scheinbare Magnitude von 8,0. Seine scheinbare Helligkeit ist damit  $5,83 \cdot 10^{-12} \frac{Watt}{m^2}$ . Für  $B_{stan1}$  messen wir mit Auto Aperture 45205,5 Counts, für  $B_{targ1}$  ergibt sich der Wert 115136,13. Die Belichtungszeit ist für  $B_{targ1}$  und  $B_{stan1}$  dieselbe, sodass gilt:  $\frac{C_t}{H_t} = \frac{C_s}{H_s}$ . Nach dem Auflösen der Formel ergibt sich für  $B_{targ1}$  eine Helligkeit von  $1,485 \cdot 10^{-11} \frac{Watt}{m^2}$ . Dies entspricht einer scheinbaren Magnitude von 7,0 mag.

Aus dem äquivalenten Vorgehen für  $V_{targ1}$  und  $V_{stan1}$  folgt für die Helligkeit von  $V_{targ1}$  der Wert  $6,205 \cdot 10^{-12} \frac{Watt}{m^2}$ , was umgerechnet in Größenklassen 6,9 mag ergibt. Der Farbindex des Zielsterns 1 ist die Differenz der Helligkeiten der beiden Filteraufnahmen:  $(B - V)_{targ1} = 7,0mag - 6,9mag = 0,1mag$ .

Bei Target 2 gehen wir nach dem selben Prinzip vor, jedoch stellen wir bei  $B_{stan2}$  und  $B_{targ2}$  durch das *Image Info Tool* unterschiedliche Belichtungszeiten (36 sec und 12 sec) fest. Für  $B_{stan2}$  und  $B_{targ2}$  gilt deshalb:  $\frac{C_{B_{targ2}}}{H_{B_{targ2}} \cdot 12sec} = \frac{C_{B_{stan2}}}{H_{B_{stan2}} \cdot 36sec}$ . Nachdem wir dies beachtet haben, steht auch hier der Berechnung der Helligkeit nichts mehr im Wege. Somit erhalten wir für die Helligkeit von  $B_{targ}$  den Wert 6,9 mag und für die Helligkeit

<sup>33</sup>nach einer Email von Professor Dr. Pfau vom Astrophysikalischen Institut Jena (Kopie im Anhang)

<sup>34</sup>siehe: [http://www.lb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU\\_Farbe\\_Short\\_DE.html](http://www.lb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU_Farbe_Short_DE.html)

von  $V_{\text{targ}}$  den Wert 5,4 mag. Der B-V Farbindex des Zielsterns 2 ist folglich:  $(B - V)_{\text{targ2}} = 6,9 \text{ mag} - 5,4 \text{ mag} = 1,5 \text{ mag}$ .

#### 4.3.2 Bestimmung der Temperatur aus dem Farbindex

Wunderbar! Jetzt haben wir den Farbindex und damit liegt es nur noch an der theoretischen Weiterverarbeitung, daraus die Temperatur zumindest bis zu einem gewissen Grad an Genauigkeit zu bestimmen. Da die Berechnung ziemlich kompliziert ist (Verwenden der Wienschen Näherung et cetera), wollen wir versuchen, die Temperatur aus Tabellen abzuschätzen, die aus den Berechnungen resultieren. Für eine grobe Abschätzung reicht die Abbildung 8 zu erkennende Tabelle aus.

| B-V Index | Surface Temperature (K) | Color        | Familiar Examples |
|-----------|-------------------------|--------------|-------------------|
| -0.31     | 21,000                  | Blue         | Spica             |
| -0.17     | 13,500                  | White-Blue   | Regulus           |
| 0.00      | 10,000                  | White        | Sirius, Vega      |
| 0.16      | 8,100                   | Yellow-White | Altair            |
| 0.45      | 6,500                   | Yellow       | Procyon           |
| 0.57      | 6,000                   | Orange       | Sun               |
| 1.24      | 3,300                   | Red-Orange   | Kapteyn's Star    |
| 1.61      | 2,600                   | Red          | Barnard's Star    |

Abbildung 8: Einige Beispielsterne zum Abschätzen der Oberflächentemperatur Zielsterne 1 und 2

Aus dem B-V Index von 0,1 mag folgt, dass Zielstern 1 irgendwo zwischen Wega und Altair einzuordnen ist. Er dürfte eine Oberflächentemperatur von ungefähr 9000 Kelvin haben und für unser Auge einen weißlichen Farbton aufweisen. Zielstern 2 ist dagegen ein sehr viel kühlerer Stern. Mit einem B-V Index von 1,5 mag dürfte er ein roter Überriese ähnlich wie Beteigeuze sein. Seine Temperatur hat einen Wert von etwa 3000 Kelvin.

## 5 Ergebnis und Schlusswort

Auch wenn uns nicht die Möglichkeiten der großen Observatorien zur Verfügung stehen, können wir doch im Kleinen Ähnliches erreichen. Es ist nun an der Motivation des Lesers, hier anzusetzen und die restlichen Zielsterne zu analysieren und am besten eigene Messungen zu machen. Weiterführende Literatur zu Begriffen, die nur kurz oder gar nicht weiter erwähnt wurden, wie Spektralklasse und Hertzsprung-Russel-Diagramm sind sehr

zu empfehlen. Es steht nicht im Möglichkeitsbereich einer Schülerfacharbeit, ein derartiges umfangreiches Wissen über dieses Gebiet der Sternenphysik zu vermitteln. Aber ich hoffe, dass mitunter ein kurzer Einblick gewährt werden konnte, sowie eine zuvor nicht vorhandene, übersichtliche und interessante Zusammenschau des Themas „Temperaturmessung von Sternen“ gemacht wurde.

Am Ende dieser Arbeit möchte ich meinen herzlichen Dank an Professor Dr. Werner Pfau und Dr. Karl Glöggler, die mir mit freundlichen Verbesserungsvorschlägen und Erklärungen zur Seite standen. Außerdem danke ich Dr. Andreas Kratzer für sein Engagement mit Schülern, für den Vorschlag des Themas und die Hilfe zur Konzipierung der Facharbeit. Es war eine der besten Erfahrungen, die ich als Schüler gemacht habe, dass Menschen, die mich überhaupt nicht kannten, begeisternd Unterstützung leisteten und sich für mein Thema interessierten.

Wir stehen also nun am Ende eines kleinen Exkurses in die theoretische und praktische Astronomie. Über einen Kurzeinblick in die Anfänge der Quantentheorie, zu der Max Planck mit seiner Strahlungsformel wesentliches beitrug, haben wir Zugang erhalten zu den immer noch gängigen Anwendungen dieser Formel in der Astronomie. Indem man Sterne als Schwarze Körper betrachtet, liefern die Plancksche Formel und die daraus gefolgerten Beziehungen gute Möglichkeiten, die Temperatur der Sterne zu messen. Auch wenn zur Anwendung in der Praxis einige kostenintensive Geräte wie CCD-Kamera und Filterpaare vonnöten sind, ist es doch für jeden, der die Zeit und Mittel hat, möglich, die Temperatur der Sterne durch den Farbindex zu bestimmen. Ich denke, dass diese Arbeit einige Anhaltspunkte dafür liefert und hoffe, dass sie ein Stück dazu beiträgt, die Wissenschaft und speziell die Astrophysik ein wenig greifbarer zu machen.

Ich für meinen Teil halte es für eine der großen Aufgaben, das Wissen, das die Physiker ansammeln, der Allgemeinheit zugänglich zu machen. Denn Wissen muss einen Sinn haben, den jeder begreifen kann. Es geht auch und vor Allem in der Physik nicht um die Anhäufung von Wissen um des Wissens willen. Sondern es geht darum, zu versuchen, mittels Wissen die Welt und unser Dasein zu verstehen.

Zwar ist mit dieser Facharbeit noch nicht das Verständnis des Universums erobert. Aber immerhin hat der aufmerksame Leser nun ein Wissen über etwas, das vielen Menschen erst einmal verwundert aufblicken lässt. Wir können die Temperatur von Sternen durch ihre Farbe messen. Und zwar gleich nächste Nacht mit eigenen Augen. Vielleicht gelingt es ja, dieses Detailwissen in einen größeren Rahmen einzugliedern, und eine Begeisterung weiterzutragen für den Wunsch nach der Erkenntnis, dass der Kosmos zwar unfassbar ist, aber es doch die Möglichkeit gibt, kleine Teile näher zu betrachten und zu verstehen.



## 6 Anhang

### 6.1 Literaturverzeichnis

- (1) James B. Kaler: Sterne und ihre Spektren - Astronomische Signale aus Licht, Spektrum Akademischer Verlag 1994
- (2) James B. Kaler: Sterne - Die physikalische Welt der kosmischen Sonnen, Spektrum Akademischer Verlag 1993
- (3) Richard Knerr: Lexikon der Physik - Vom Atom zum Universum, Bassermann Verlag 2000
- (4) Reinhardt Lerner: Grundkurs Astronomie, Bayerischer Schulbuch-Verlag München 1989
- (5) Matt Young: Optik, Laser, Wellenleiter, Springer - Verlag 1997
- (6) M. Treichel: Teilchenphysik und Kosmologie, Springer - Verlag 2000
- (7) Wolfram Winnenburger: Einführung in die Astronomie, B.I. Wissenschaftsverlag 1990

### 6.2 Bild- und Tabellennachweis

Abbildung 1: <http://rosw.cs.tu-berlin.de/voelz/PDF/quantentheorie2.pdf>

Abbildung 2: Ebenda

Abbildung 3: (3) S. 619

Abbildung 4: (1) S. 43

Abbildung 5: (4) S. 110

Abbildung 6 und 7: <http://www.epsilon-lyrae.de/Spektroskopie/Sternspektren/SternspektrenGalerie.html>

Abbildung 8: [http://wwwlb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU\\_Farbe\\_Short\\_DE.html](http://wwwlb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU_Farbe_Short_DE.html)

Tabelle 1: [http://wwwlb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU\\_Farbe\\_Short\\_DE.html](http://wwwlb.ph.tum.de/downloads/de/kurzform/Pages/HOU_Farbe_Short_DE.html)

### 6.3 Sonstige Quellen

Ausdrucke diverser verwendeter Internetseiten, sowie einer Email von Professor Pfau sind beigelegt.

Harald Leschs Alpha Centauri-Sendung „Was ist ein Schwarzer Körper?“ finden Sie unter <http://www.br-online.de/alpha/centauri/archiv.shtml>

Eine Kopie des Artikels „Vögel sehen die Welt bunter“ im Spektrum der Wissenschaft liegt ebenfalls anbei.

Ein Ausdruck der HOU-Anleitung für die Farbmessung in astronomischen Bildern ist beigelegt.

**Ich erkläre hiermit, dass ich die Facharbeit ohne fremde Hilfe angefertigt und nur die im Literaturverzeichnis angeführten Quellen und Hilfsmittel benützt habe.**

München, den 26.1.07