

Wolf-Rayet-Sterne

Was wir aus ihrem Licht lernen

Erstes Kapitel der Diplomarbeit

von
Ute Rühling

eingereicht am
Institut für Physik und Astronomie
der
Mathematisch-Naturwissenschaftlichen Fakultät
Universität Potsdam

Inhaltsverzeichnis

1	Wolf-Rayet Sterne	4
2	Licht	5
3	Spektrum	6
4	Wärmestrahlung	8
5	Strahlungsverdünnung	9
6	Rötung	10
7	Linienübergänge	11
8	Emission	13
9	Ionisationsgrad und Klassifikation	14
10	Kernfusion	14
11	Lichtverschiebung: Doppler-Effekt	16
12	Linienverbreiterung	16
13	P-Cygni Profile	18
14	Sternwinde	19
15	PoWR Modelle	20
16	Wolf-Rayet-Sterne und Sternentwicklung	22
17	Sternentstehung	23
18	Hinweise für Astro-Interessierte	23

1 Wolf-Rayet Sterne

Als *Wolf-Rayet-Sterne* bezeichnet man die letzte Lebensphase der massereichsten Sterne. Bei ihrer Entstehung waren sie etwa fünf- bis hundertmal massereicher als die Sonne – die massereichsten Sterne, die uns bekannt sind. Unter 100 Milliarden Sternen in unserer Galaxie, der Milchstraße, gibt es nur etwa zweihundert Wolf-Rayet-Sterne. Doch ihr Einfluss auf die Entwicklung der Galaxie ist viel größer als es ihre geringe Anzahl vermuten lässt: Zunächst gehören sie zu den hellsten Sternen und versorgen ihre Umgebung mit reichlich Strahlungsenergie. Sie schleudern in dieser Phase ihre äußeren Hüllen mit über 1000 Kilometern pro Sekunde in die Umgebung. So verlieren sie in einer Million Jahren etwa dreimal soviel Materie wie die gesamte Sonnenmasse – die Sonne hätte sich bei einem solchen *Sternwind* in Bruchteilen ihres jetzigen Alters von 5 Milliarden Jahren komplett aufgelöst. Das von den Wolf-Rayet-Sternen ausgeworfene Material bildet manchmal spektakuläre Gasblasen um den Stern, so wie es in Abbildung 1 zu sehen ist. Die Atome wurden in den Sternen jedoch verändert: sie haben Kernfusionsprozesse durchlaufen. Wolf-Rayet-Sterne mischen in der Umgebung, in der wieder neue Sterne entstehen können, zum vorhandenen Wasserstoff und dem Helium auch noch schwerere Elemente wie Kohlenstoff und Sauerstoff – wichtige Bestandteile des Lebens auf der Erde! Wenn die Sterne schließlich keine Kernfusion mehr durchführen können, enden sie in einer Supernova, einer gewaltigen Explosion. Dabei reichern sie das interstellare Medium noch einmal an, diesmal auch mit Eisen. Übrig bleibt von ihnen dann nur ein Neutronenstern oder ein schwarzes Loch.



Abbildung 1: Gasblase um den Wolf-Rayet-Stern SMC AB 7¹

¹Aus dem Bildarchiv der ESO, <http://www.eso.org/esopia/images/html/phot-09a-03.html>. Eingesehen am 16.06.2008

Die namensgebenden Astronomen Wolf und Rayet haben die Wolf-Rayet-Sterne 1867 entdeckt. Wie konnten sie diese von anderen Sternen unterscheiden, wenn alle Sterne selbst mit den größten Teleskopen nur wie winzige Lichtpunkte aussehen? Denn außer der Sonne kann nur ein einziger anderer Stern, nämlich Beteigeuze, räumlich aufgelöst werden, das heißt, man kann mit einem sehr guten Teleskop seine Struktur ganz grob erkennen.

Für alle anderen Sterne muss man die Informationen in einen einzigen Lichtpunkt hineininterpretieren. Dazu braucht man ein sehr detailliertes Verständnis von verschiedenen physikalischen Prinzipien, die hier kurz und sehr vereinfacht erklärt werden sollen: Die Entstehung des Sternlichtes so wie die verschiedenen Arten, auf die das Sternlicht auf dem Weg zu uns verändert wird.

2 Licht

Licht kann man sowohl als *elektromagnetische Welle* als auch als Teilchen beschreiben. Für diese Erkenntnis, den sogenannten *Welle-Teilchen-Dualismus* erhielt Einstein seinen Nobelpreis.

Wenn man Licht als Teilchen beschreibt, sieht man es als kleine Energiepakete mit einem *Impuls* beziehungsweise Schwung, die von der Lichtquelle aus durch den Raum fliegen. Diese Pakete heißen *Photonen*.

Als *elektromagnetische Welle* kann man sich Licht so vorstellen: Jedes geladene Teilchen, zum Beispiel ein *Elektron*, erzeugt ein *elektromagnetisches Kraftfeld*, das auf andere geladene Teilchen wirkt (auf andere *negativ geladene* Teilchen abstoßend, auf *positive* anziehend). Schwingt das Teilchen an seinem Ort hin und her, breitet sich sein Feld aus wie eine Welle und bringt andere Ladungsträger ebenfalls zum Schwingen. Dieses Schwingen von geladenen Rezeptoren in unserem Auge, das durch Lichtwellen erzeugt wird, signalisiert dann unserem Gehirn eine Lichtwahrnehmung. Dasselbe gilt für Detektoren an einem Teleskop.

Photonen beziehungsweise elektromagnetische Wellen können mehrere Eigenschaften haben: eine bestimmte *Energie* (das entspricht der *Wellenlänge*, also dem Abstand zwischen zwei Wellenbergen) und eine *Polarisation* (das entspricht der Schwingungsrichtung bei Wellen, also zum Beispiel links-rechts oder oben-unten). Die Polarisation kann man zur Interpretation von asymmetrischen Objekten heranziehen (zum Beispiel scheibenartigen) oder auch von Magnetfeldern. Beides spielt für einfache Modelle von Wolf-Rayet-Sternen keine Rolle, dort schwingen die Elektronen in alle Richtungen statistisch gleichmäßig verteilt und die Polarisation kann vernachlässigt werden.

Bei der Interpretation des Lichts von Wolf-Rayet-Sternen unterscheiden wir die gemessenen Photonen also nur nach ihrer Energie.

In Abbildung 2 sind die verschiedenen Wellenlängenbereiche elektromagnetischer Strahlung eingezeichnet. Am linken Rand des Bildes sind die kleinsten Wellenlängen eingetragen, also die energiereichste Strahlung, am rechten die größten Wellenlängen. Der Bereich des sichtbaren Lichts, der nur ein kleiner Ausschnitt aus dem gesamten Spektrum ist, ist oben nochmals vergrößert dargestellt. Die Skala ist unten beschriftet mit der

Wellenlänge, die man auch in die Frequenz umrechnen kann. Eine weitere Möglichkeit wäre, die Energie aufzutragen.

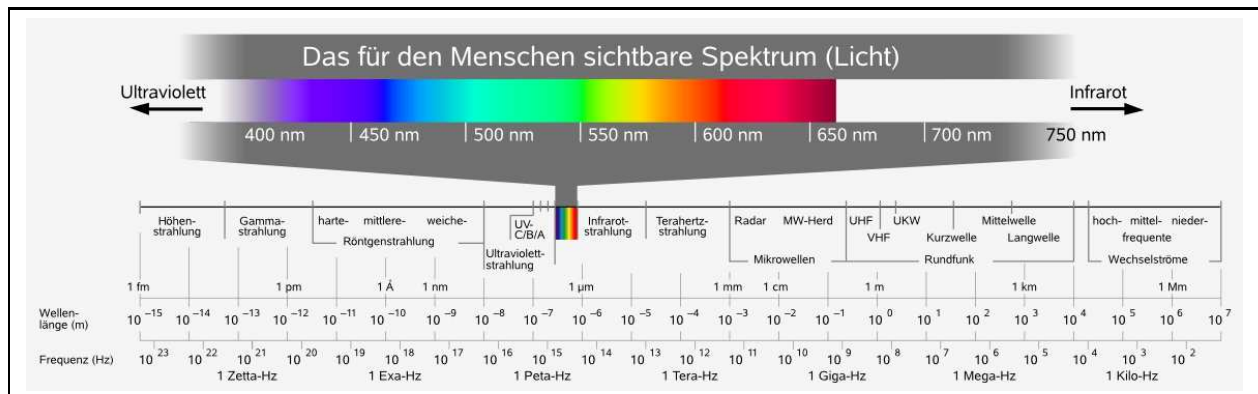


Abbildung 2: Die Wellenlängenbereiche im Elektromagnetischen Spektrum.²

UV-Strahlung hat Wellenlängen, die etwas kleiner sind als die des sichtbaren Lichts. Sichtbares Licht, das heißt elektromagnetische Strahlung oder Photonen, die von unserem Auge wahrgenommen werden können, unterscheidet sich durch nichts von Röntgen- und UV-Strahlung als durch die Wellenlänge. Die Farben sind dann einfach verschiedene Wellenlängen innerhalb des Bereiches, den das Auge wahrnehmen kann.

Je kleiner die Wellenlänge, desto größer ist die Energie der Strahlung. Röntgenstrahlung hat genug Energie, um zum Beispiel Zellen zu zerstören, Radiowellen, die noch rechts außerhalb der Abbildung liegen würden, dagegen gar nicht.

3 Spektrum

Schließlich besitzt das Sternlicht noch die Eigenschaft der Intensität, das bedeutet die Anzahl der Photonen, die man in einem Zeitraum auf einer Messfläche und bei einer bestimmten Wellenlänge misst (beziehungsweise im Wellen-Vokabular die *Amplitude*, das ist die Höhe der Wellenberge).

Kombiniert man die beiden Eigenschaften *Wellenlänge* und *Intensität*, kann man ein *Spektrum* erstellen. Das heißt, man misst, welche Wellenlänge mit welcher Intensität von dem Stern abgestrahlt wird. Dazu kann man zum Beispiel einen roten Filter in den Strahlengang des Fernrohrs oder Teleskops legen und dann messen, wieviel rotes Licht von dem Stern im Teleskop ankommt. Danach macht man das gleiche mit einem blauen Filter. Daran, ob Sterne eher intensiv im Roten oder im Blauen leuchten, kann man sie schon einmal grob unterscheiden.

Genauer funktioniert das gleiche mit einem sogenannten *Gitter*, das das Licht wie ein *Prisma* in seine Wellenlängen *aufspaltet* (wie die Regentropfen das Sonnenlicht zu einem Regenbogen aufspalten). In Abbildung 3 wird schematisch gezeigt, wie die meisten astronomischen Aufnahmen entstehen. Ein Teleskop sammelt möglichst viel Licht

²Grafik von Horst Frank, Jailbird and Phrood, http://de.wikipedia.org/wiki/Bild:Electromagnetic_spectrum_c.svg.
Eingesehen am 16.06.2008

von einem Stern. Das Teleskop erzeugt ein scharfes Bild des beobachteten Himmelsausschnittes auf einer Platte. Der Stern, den man analysieren möchte, wird genau auf einem Spalt in der Platte abgebildet (Bruchteile von einem Millimeter breit).

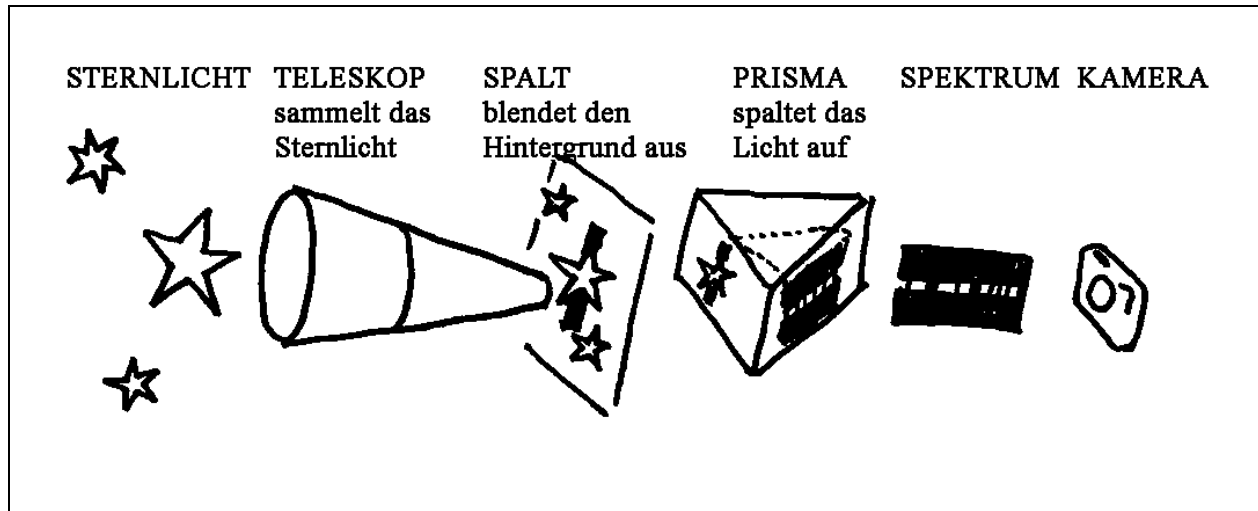


Abbildung 3: Der Weg des Sternlichts zum Spektrum

So kommt nur das Licht des Sterns in den dahinter liegenden *Spektrographen* – und nicht das Hintergrundlicht oder andere Sterne. Das Sternlicht wird dann von einem Gitter zu einem Spektrum aufgespalten. Jetzt liegen UV, Blau, Grün und Rot und Infrarot nebeneinander (wie in Abbildung 2) – die realen Spektrographen sind jedoch immer nur für einen Ausschnitt aus dem Spektrum ausgelegt. Mit Digitalkameras kann man von diesem aufgespaltenen Sternlicht Aufnahmen machen, die bei den verschiedenen Wellenlängen die Intensität registrieren. Die Aufnahmen können ruhig in Schwarz-Weiß sein, denn jetzt entspricht ja jeder Farbe eine Position im Spektrum.

Eine solche Schwarz-Weiß Aufnahme von einem Sternspektrum, hier von dem Wolf-Rayet-Stern BAT99 130, ist Abbildung 4. Der Spalt in dem Foto in Abbildung 4 lag senkrecht, von links nach rechts sind die verschiedenen Wellenlängen zu sehen. Man sieht in der Mitte einen hellen Streifen, das ist das aufgespaltene Sternlicht. Die hellen Punkte in dem Streifen sind jetzt Merkmale bei verschiedenen Wellenlängen, unsere Hauptinformationsquelle von dem Stern.

Als Nächstes liest man mit einem Computerprogramm an jeder Stelle in dem hellen Streifen die Intensität aus. Das Ergebnis trägt man in ein Koordinatensystem ein. Die Intensitäten aus diesem Foto sind in dem Koordinatensystem in Abbildung 4 zu sehen. Jetzt fängt die eigentliche Arbeit an: aus Kurven und Linien in dem Diagramm einen individuellen Stern zu interpretieren.

Wenn man ein Spektrum benutzt, um Informationen über ein Objekt zu erhalten, heißt die Methode *Spektralanalyse*. Sie kann bei allen astronomischen Objekten angewandt werden – nicht nur bei Wolf-Rayet-Sternen. Man benutzt diese Technik aber auch in der Festkörperphysik oder in der Chemie, um Informationen über sehr kleine Strukturen zu bekommen. Mit verschiedenen Instrumenten wertet man ganz verschiedene Bereiche

des Spektrums aus – von Radio- bis Röntgenstrahlung. In diesem Text soll es nur um die Interpretation von Infrarot-, sichtbarem und UV-Licht von Wolf-Rayet-Sternen gehen.

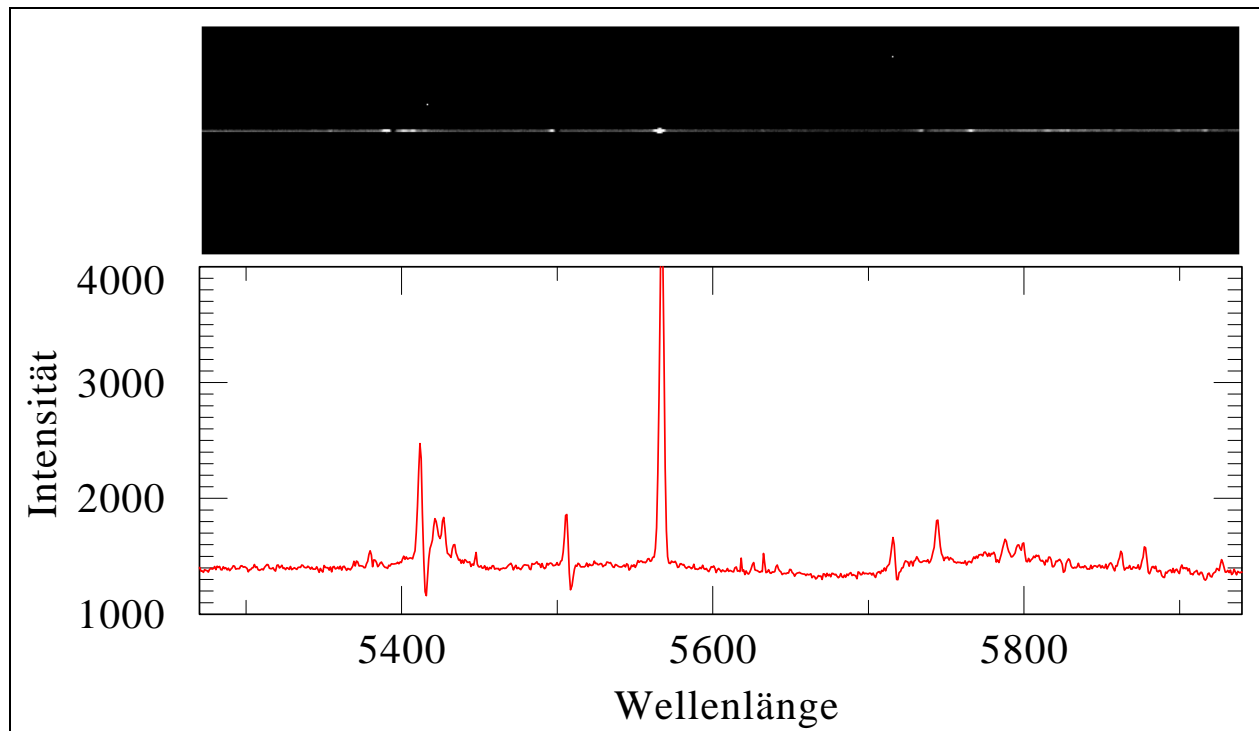


Abbildung 4: Spektrum des Sterns BAT99 130, aufgenommen am AAO³

4 Wärmestrahlung

Ein warmer oder heißer Gegenstand strahlt Licht entsprechend der Planck-Funktion ab, das heißt wenig bei sehr kleinen Wellenlängen, ansteigend bis zu einer Wellenlänge, bei der das Maximum der Intensität abgestrahlt wird, und dann wieder abfallend. Das nennt man auch *Schwarzkörperstrahlung*. Bei welcher Wellenlänge das Maximum ist, hängt von der Temperatur des Körpers ab. Eine “kalte” Glühbirne leuchtet viel röter als die viel heißere Sonne und erzeugt im Gegensatz zu ihr kaum UV-Strahlung, die uns bräunt. Ein Stück Eisen, das man erhitzt, glüht erst ziemlich rot, erhitzt man es noch mehr, glüht es weiß.

In Abbildung 5 sieht man die Ausstrahlung der Sonne, die eine Oberflächentemperatur von knapp 5777 K (Kelvin), also etwa 5504 °C (Grad Celsius) hat, als gelbe Linie. Das Maximum liegt im Bereich des sichtbaren Lichts, hier in allen Farben wie ein Regenbogen eingezeichnet – kein Wunder, dass unsere Augen vor allem auf diesen Wellenlängenbereich ausgerichtet sind. Das Maximum eines Sterns mit 10.000 K ist links noch eingezeichnet, das Maximum eines Sterns mit 100.000 K läge noch ein ganzes Stück weiter links im fernen UV.

³Anglo-Australian Observatory. Quelle: <http://archive.ast.cam.ac.uk/aat/>.

Die Erde mit einer Temperatur von 300 K \sim 27 °C strahlt vor allem im Infraroten (rote Kurve in Abbildung 5). Das erklärt zum Beispiel den Treibhauseffekt: CO₂ in der Erdatmosphäre lässt die Wellenlängen sichtbaren Lichts der Sonne auf die Erde, reflektiert jedoch die Infrarotstrahlung der Erde selbst. Je mehr CO₂ in der Erdatmosphäre ist, desto mehr heizt sich die Erde wie ein Gewächshaus auf.

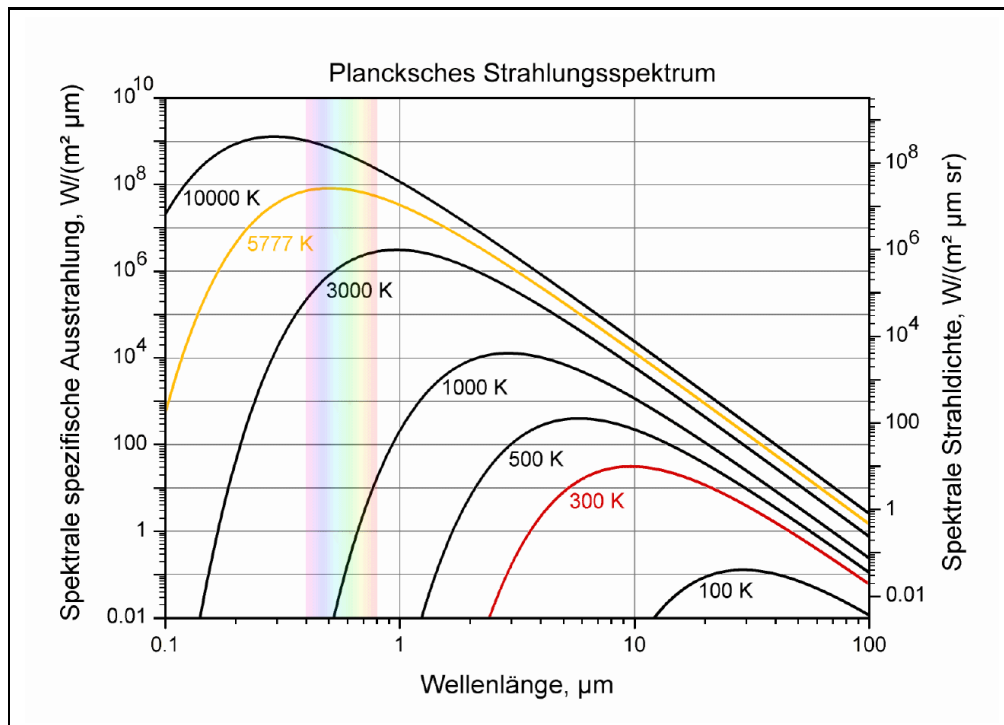


Abbildung 5: Schwarzkörperstrahlung für verschiedene Temperaturen.⁴

Aus der *spektralen Energieverteilung* kann man schon die erste Information über Wolf-Rayet-Sterne entnehmen: Ihr Emissionsmaximum liegt weit im UV, das heißt Wolf-Rayet-Sterne sind besonders heiß, viel heißer als die meisten anderen Sterne. Wie oben gezeigt hat die Sonne eine Oberflächentemperatur von etwa 6.000 K, die Oberflächentemperatur von Wolf-Rayet-Sternen liegt dagegen zwischen 20.000 K und 200.000 K! Sie gehören zu den heißesten bekannten Sternen. Zur genauen Bestimmung der Temperatur kann man die Planck-Kurve jedoch nicht ohne Weiteres nutzen, da das Spektrum vor dem Eintreffen bei einem Teleskop noch verändert wird.

5 Strahlungsverdünnung

Dasselbe Sternlicht, das bei einem großen Abstand vom Stern in allen Raumrichtungen zu sehen ist, muss auch bei einem geringeren Abstand da gewesen sein. Dazwischen kann – zumindest wenn man sich einen leeren Raum vorstellt – nichts verloren gegangen

⁴Bild von http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/0/0e/BlackbodySpectrum_loglog_150dpi_de.png, eingesehen am 17.06.2008

oder dazu gekommen sein. Dieses Prinzip entspricht in der Physik einer *Kontinuitätsgleichung*.

Wenn man sich bei dem Abstand 1 vom Stern und bei dem Abstand 2 vom Stern jeweils eine Kugelschale vorstellt (siehe Abbildung 6), dann fließt durch beide gleich viel Licht. Durch ein Flächenelement aber, zum Beispiel die Öffnung eines Teleskops, fließt beim Abstand 1 mehr Licht als beim Abstand 2, da sich dort dasselbe Licht auf eine insgesamt viel größere Fläche verteilen muss. Was dann pro Flächenelement übrig bleibt, ist viel weniger. Das gilt natürlich genauso für eine kleine Fläche wie die Iris eines Auges.

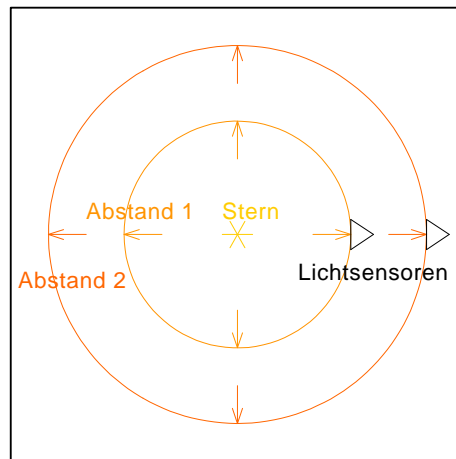


Abbildung 6: Strahlungsverdünnung des Sternlichts

Die Konsequenz ist das, was wir aus unseren Alltagserfahrungen kennen: Eine Lichtquelle, die weiter von uns entfernt ist, scheint dunkler als eine gleichhelle Lichtquelle, die näher ist.

Es ist eine der großen Herausforderungen in der Astronomie zu unterscheiden, ob ein Stern (oder auch ein anderes Objekt, zum Beispiel eine Galaxie) nicht so hell und näher, oder sehr hell und dafür weiter weg ist. In vielen Fällen ist das einfach nicht entscheidbar. Von wenigen Wolf-Rayet-Sternen sind die Entfernungen genau bekannt. Wenn sie bekannt sind, gehören die Sterne oft zu Sternhaufen oder benachbarten Galaxien, für die es bessere Methoden zur Entfernungsbestimmung gibt.

6 Rötung

Im All herrscht ein Vakuum – fast. Aber der Weg des Lichts von einem Stern bis zum Teleskop auf der Erde ist lang, und ganz leer ist der Raum dazwischen nicht: dort befinden sich *Gas*, das vor allem aus einzelnen Atomen, manchmal aber auch Molekülen (wenigen gebundenen Atomen) besteht, und *Staub* (Hunderte Atome). Das Gas absorbiert einen Teil des Lichts – das wird im nächsten Abschnitt erklärt. Der Staub dagegen streut das Licht, und zwar das blaue Licht (kurze Wellenlängen) mehr als das rote (längere Wellenlängen). Das liegt daran, dass der meiste Staub, der sich im All befindet, sehr klein ist, etwa so groß wie die Wellenlänge von blauem Licht. In diesem Fall ist

die Streuung am effektivsten. So kommt weniger von dem blauen Licht, aber noch das meiste des roten Lichts bei uns an: der Stern erscheint jetzt rötler, als er eigentlich ist, er ist *gerötet*.

In Abbildung 7 sieht man die spektrale Energieverteilung vom Wolf-Rayet-Stern WR 158 mit starker Rötung. In Blau sind tatsächlich beobachtete Intensitäten eingezeichnet, mit dem markanten Knick im UV-Bereich, der durch Rötung entsteht. In Rot ist ein Modell desselben Sterns ohne Rötung eingezeichnet, man sieht das rechte Ende der Wärmestrahlungskurve. Im Infrarotbereich ist der Fluss des Sterns, eingezeichnet durch so genannte Photometriemarken als blaue Kästchen, noch sehr ähnlich wie der des Modells.

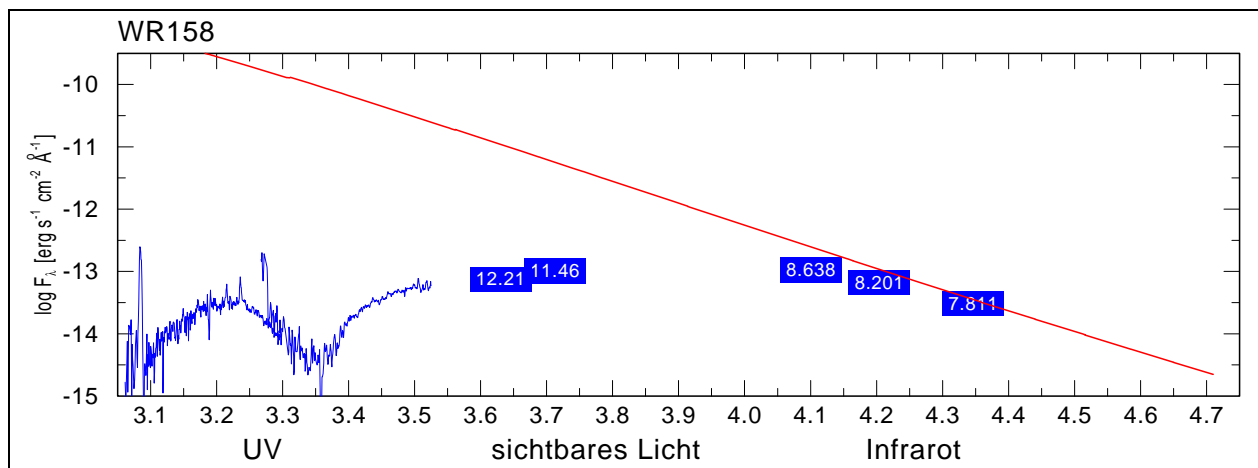


Abbildung 7: Die spektrale Energieverteilung von WR158 mit Rötung.

Der meiste Staub stört die Sicht, wenn man tief in unsere Galaxie, die Milchstraße hineinguckt. Im galaktischen Zentrum kann man die Sterne nicht mehr durch ihr sichtbares, sondern am besten durch ihr infrarotes Licht sehen. Wenn man nahe Sterne betrachtet oder andere, die außerhalb der Milchstraße, zum Beispiel in den benachbarten Galaxien Große und Kleine Magellansche Wolke liegen, dann ist die Rötung viel geringer.

7 Linienübergänge

Nach einem einfachen Atommodell von Niels Bohr gibt es einen Atomkern, in dem die positiv geladenen *Protonen* sind, und die *Elektronen* fliegen auf ihren Bahnen um den Kern herum, dargestellt in Abbildung 8 (Neutronen im Kern wurden hier weggelassen). Die Elektronen sind negativ geladen, sie werden vom Atomkern also angezogen. Wenn sie auf eine Bahn wollen, die weiter vom Atomkern entfernt ist, brauchen sie dafür Energie – genauso, wie wir Energie investieren müssen, um einen Ball nach oben zu werfen, der ja auch von der Erde nach unten angezogen wird (hier aber durch Gravitation/Erddanziehung und nicht durch elektromagnetische Kräfte). Um einen Ball von einem Turm herunter fallen zu lassen, müssen wir keine Energie hineinstecken, im Gegenteil, es wird noch welche frei, die der Ball benutzen kann, um am Fuß des Turms Blumen

umzuknicken oder Glasscheiben zu zerbrechen. Genauso wird Energie frei, wenn ein Elektron wieder in Richtung des Kerns “herunterfällt”.

Die Quantenphysik sagt nun, dass die Elektronen nicht irgendwo um den Kern fliegen können, sondern nur auf ganz bestimmten *Schalen*. Die Energie, die sie beim Klettern zwischen Schalen aufnehmen oder beim Fallen abgeben können, entspricht nach dem Bohrschen Atommodell dem Abstand dieser Schalen. Das heißt, sie können nicht irgendeine Energie aufnehmen, sondern nur bestimmte *gequantelte* Portionen. Wo diese Schalen genau liegen und wie groß die Energieabstände der *Übergänge* sind, ist charakteristisch für jede Atomsorte, jedes *Element*: zum Beispiel für Wasserstoff anders als für Helium, Kohlenstoff oder auch für Sauerstoff.

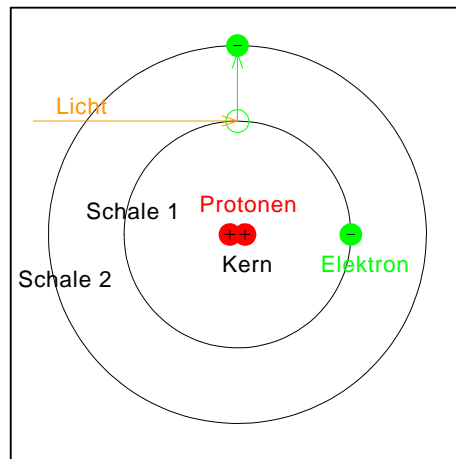


Abbildung 8: Einfaches Atommodell mit Lichteinstrahlung

Im neutralen Zustand hat ein Atom genau so viele positive Protonen im Kern wie negative Elektronen auf den Außenbahnen, die Ladungen gleichen sich aus und das Atom ist von außen betrachtet nicht geladen. Bekommt ein Elektron genügend Energie, um auf die äußerste Schale zu kommen, und noch mehr, dann kann es sich ganz aus dem Atom lösen. Dann ist das Atom positiv geladen, es ist *ionisiert*.

Diese Energie, die Elektronen brauchen, um auf eine höhere Bahn zu gehen oder sich ganz aus dem Atom zu befreien, können sie zum Beispiel durch *Stöße* mit anderen Atomen bekommen. Oben wurde erklärt, dass auch Photonen Energieportionen sind, jede Photonensorte hat eine bestimmte Energie bzw. Wellenlänge. Die Elektronen eines Elementes können dann bestimmte Photonen als Energie aufnehmen, um auf eine höhere Schale zu klettern, und Photonen von charakteristischen Wellenlängen ausstrahlen, wenn sie wieder hinunterfallen.

Wenn man vom Licht der Schwarzkörperstrahlung einen Ausschnitt in einem kleinen Wellenlängenbereich betrachtet, verläuft die Intensität wie eine wenig gekrümmte Linie. Dieses Licht bezeichnet man dann als *Kontinuum*. Im Kontinuum entstehen dann bei den Wellenlängen, die bestimmten Schalenübergängen im Atom entsprechen, *Absorptions-* und *Emissionslinien*:

Wenn das Licht an Atomen vorbei muss, die bei einer bestimmten Wellenlänge die Energie des Lichts aufnehmen – die Elektronen damit auf eine höhere Bahn springen

– dann werden aus dem Kontinuumslicht Photonen bestimmter Wellenlänge *absorbiert* und die Intensität nimmt an dieser Stelle des Spektrums ab. Die Elektronen, die Licht absorbiert haben und auf eine höhere Schale geklettert sind, fallen später auch wieder zurück auf niedrigere Bahnen und geben wieder ein Photon ab. Diesmal entsenden sie das Photon aber in eine zufällige Richtung und wahrscheinlich nicht wieder genau in die alte Richtung, aus der es absorbiert wurde. Aus der ursprünglichen Richtung betrachtet wurde die Intensität bei dieser Wellenlänge geschwächt.

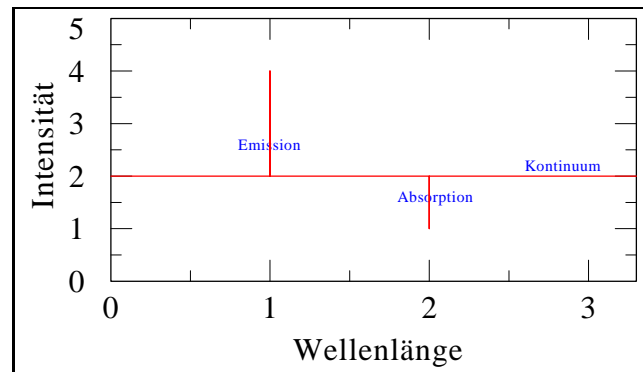


Abbildung 9: Schematische Darstellung von Absorptions- und Emissionslinien.

8 Emission

Emissionslinien, also eine effektive Erhöhung der Strahlungsintensität, sieht man dann, wenn bei einer Wellenlänge mehr emittiert als absorbiert wird. Die Elektronen fallen von einer Schale auf die nächste herunter. Sie müssen jedoch durch einen anderen Mechanismus als Absorption auf diese Schale gekommen sein, denn sonst überwiegt die Gesamtabsorption immer die Wiederemission in dieselbe Beobachtungsrichtung und man kann keine effektive Emission feststellen. Ein solcher Mechanismus ist die *Rekombination*. Bei heißem Gas sind die Atome ionisiert. Wenn es zudem dicht genug ist, treffen freie Elektronen und ionisierte Atome aufeinander und rekombinieren. Das Elektron fällt stufenweise auf die unterste freie Schale herunter und gibt für jede Stufe die Energie als Photon ab. Diesen Vorgang nennt man *Rekombinationskaskade*.

Ob man eine Linie in Absorption oder in Emission sieht, hängt an der Art des entsprechenden Atomübergangs: die meiste Zeit sind die Atome im Grundzustand, das heißt, die Elektronen befinden sich auf den tiefsten Bahnen, die frei sind. Sie können also nur Energien aufnehmen, die Übergängen von diesen Bahnen aus entsprechen. Übergänge von einer höheren Schale a auf eine noch höhere b sieht man dann nicht in Absorption, aber durchaus in Emission, wenn das Elektron nach der Rekombination stufenweise über b nach a herunterfällt.

In der geröteten Planck-Kurve findet man also bei allen Sternen charakteristische Absorptions- und Emissionslinien, an denen wir erkennen können, welche Elemente sich in der *Sternatmosphäre* befinden. Emissionslinien bei Sternen sind jedoch sehr selten, aber genau diese Emissionslinien sind das Hauptmerkmal der Wolf-Rayet-Sterne! Wolf

und Rayet haben vor etwa 150 Jahren Spektrenspektren mit Prismen erzeugt und dabei entdeckt, dass es in den Spektren der meisten Sterne dunkle Bereiche, also Absorptionslinien gibt, und nur bei wenigen starke helle Bereiche, also Emission (so wie in dem Schwarz-Weiß Foto in Abbildung 4). Diese Sterne klassifiziert man als Wolf-Rayet-Sterne. Wolf-Rayet-Sterne sind also umgeben von sehr viel dichtem, heißem Gas.

9 Ionisationsgrad und Klassifikation

Ein ionisiertes Atom, also eines, dem schon ein oder mehrere Elektronen fehlen, hat andere typische Linienübergänge als ein neutrales Atom. Man kann also an den Linien auch erkennen, ob die Atome in der Sternatmosphäre ionisiert sind oder nicht. Atome werden bei hohen Temperaturen ionisiert, die genaue Temperatur ist für jedes Element anders. So kann man bei den meisten Sternen am *Ionisationsgrad*, das bedeutet daran, wie vielen Atomen ein Elektron und wie vielen sogar mehr als eines fehlt, die Temperatur erkennen! Man überprüft einfach, wie stark die entsprechenden Spektrallinien der Ionen gegenüber den Linien der neutralen Atome sind und rechnet die Temperatur mit der einfachen *Saha-Gleichung* aus.

Wolf-Rayet-Sterne werden auch danach in Unterklassen unterteilt. Vereinfacht bedeutet das, die Stärke einer Linie von neutralem Helium (das heißt in der Astronomie He I) mit der Stärke einer Linie von einfach ionisiertem Helium (ein Elektron fehlt, He II) zu vergleichen und das Verhältnis zwischen beiden zu bilden (tatsächlich werden natürlich noch mehr Linien betrachtet). Die verschiedenen *Linienverhältnisse*, die man findet, unterteilt man in zehn Bereiche und ordnet sie dann den Klassen 1 bis 10 zu.

Bei Wolf-Rayet-Sternen, die von sehr viel, sehr dichtem, heißem Gas umgeben sind, das zudem noch weit ausgedehnt ist, kann man die Temperatur nicht einfach aus den Ionisationsverhältnissen und den *Spektralklassen* ableiten. Das liegt daran, dass in verschiedenen Bereichen der Sternatmosphäre ganz verschiedene Temperaturen und damit auch Ionisationsverhältnisse herrschen – eine Linie entsteht vielleicht nah beim Stern, wo es sehr heiß ist, die nächste weiter außen und eine dritte sehr weit weg vom Stern, wo es schon kühler aber immer noch dicht genug für eine messbare Linie ist. Diese Linien sieht man dann nur alle aufsummiert im Sternspektrum. Daraus die Sterntemperatur abzuleiten ist nicht trivial. Die Linienstärke hängt hier auch von der Dichte ab: desto dichter die Atmosphäre ist, desto stärker sind die Linien und desto mehr Gas ist vorhanden, das auch in großen Entfernungen vom Stern noch relevante Linienbeiträge erzeugt.

10 Kernfusion

Man beobachtet, dass fast alle Objekte im Universum aus Wasserstoff bestehen (etwa 80%), außerdem aus etwas Helium (etwa 19%). Alle anderen Elemente zusammen machen nur ein Prozent der Materie im Universum aus. Diese Information hat man ebenfalls durch Spektralanalyse bekommen – von Sternen, Galaxien, Gaswolken und der Sonne. Welche Linienstärke welcher *Wasserstoffhäufigkeit*, also welchem Wasserstoffanteil genau entspricht, ist abhängig von der Interpretation und der angenommenen Modelle.

Aber dass bei fast allen astronomischen Objekten Wasserstoff das mit Abstand häufigste Element ist, ist unbestritten. Planeten bilden da eine seltene Ausnahme, und eine weitere Ausnahme sind die Wolf-Rayet-Sterne: Die meisten Wolf-Rayet-Sterne zeigen gar keine *Wasserstofflinien*, einige wenige zeigen nur leichte Wasserstofflinien, alle scheinen fast vollständig aus Helium zu bestehen! Ein Teil der Wolf-Rayet-Sterne zeigt zusätzlich Linien von Stickstoff (das Zeichen für dieses Element ist N), andere zeigen starke Linien von Kohlenstoff (C). Man unterteilt die Wolf-Rayet-Sterne also in zwei Gruppen, die *WN-Sterne* und die *WC-Sterne*. Wie kann es kommen, dass Wolf-Rayet-Sterne aus Helium bestehen, wenn alle anderen Sterne hauptsächlich aus Wasserstoff sind?

Atomkerne bestehen aus *Neutronen* und Protonen. Die verschiedenen Elemente unterscheiden sich durch die Anzahl der Protonen in ihrem Kern. Wasserstoff zum Beispiel hat ein Proton im Kern, Helium zwei, Kohlenstoff sechs, Stickstoff sieben, Sauerstoff acht, Eisen schon 26 und Uran sogar 92. Jede Anzahl entspricht einem Element. Trägt man alle Elemente der Anzahl nach in eine Tabelle, erhält man das Periodensystem. Atome können jedoch ineinander umgewandelt werden, bei *Kernfusion* werden mehrere Protonen zu einem Kern zusammengebracht, bei *Kernspaltung* werden große Atomkerne aus vielen Protonen in zwei separate Kerne aufgespalten. Um zwei Protonen zu einem Heliumkern zu fusionieren, muss zunächst sehr viel Energie aufgewandt werden, da die positiv geladenen Protonen sich elektrisch abstoßen. Erst wenn sie sehr dicht beieinander sind, packen sie die *Kernkräfte*, die nur sehr kurze *Reichweiten* haben, und lassen sie zusammenfallen. Dabei wird Energie frei. So werden immer größere Kerne gebaut bis hin zu Eisen. Eisen hat den energetisch optimalen Zustand, wächst der Kern noch weiter an, wird die elektrische Abstoßung wieder relevant und der Atomkern energetisch ungünstiger.

Es hat eine Weile gedauert, bis Kernfusion gut genug verstanden war, um zu erkennen, dass die Bedingungen im Kern der Sonne, der Druck und die Temperatur dort, ausreichen für die Fusion von Wasserstoff zu Helium, und dass diese Fusion, das sogenannte *Wasserstoffbrennen* die Energiequelle der Sonne ist. Irgendwann wird der Kern der Sonne also nur noch aus Helium bestehen. Die Energie, die pro Kernfusion frei wird, ist gering im Vergleich zur Strahlungsenergie der Sonne, aber die riesigen Vorräte an Wasserstoffatomen im Zentrum der Sonne versorgen sie über etwa 8 Milliarden Jahre ziemlich konstant mit Energie.

Wenn wir beobachten, dass Wolf-Rayet-Sterne aus Helium bestehen, dann können wir schließen, dass sie sich in einem späten Entwicklungsstadium befinden, in dem schon sehr viel Wasserstoff zu Helium umgewandelt wurde. Kohlenstoff ist ein Produkt von *Heliumbrennen*, das bedeutet, die WC-Sterne, die schon etwas mehr Kohlenstoff zeigen, entsprechen wahrscheinlich einer noch späteren Entwicklungsphase als die WN-Sterne. Die Fusionsprozesse finden jedoch im Sternzentrum statt, nicht außen, in der sichtbaren *Hülle* des Sterns. Es muss also im Leben des Sterns etwas mit der Hülle passiert sein, während er im Kern den Wasserstoff zu Helium verbrannt hat. Die Sterne müssen vor diesem Stadium instabile Phasen durchlaufen haben, in denen sie ihre Hüllen abgestoßen haben.

11 Lichtverschiebung: Doppler-Effekt

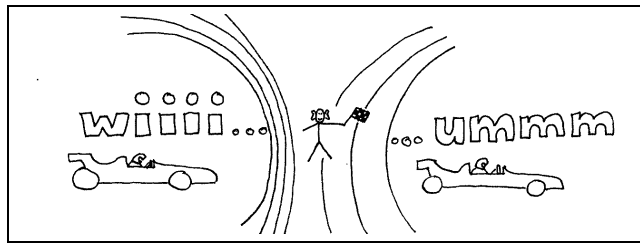


Abbildung 10: Der Doppler-Effekt bei einem vorbeifahrenden Auto

Der Doppler-Effekt ist der “wiiii-ummm”-Effekt von einem vorbeifahrenden Auto bei einem Autorennen. Der Motor macht immer das gleiche Geräusch. Wenn er sich jedoch auf den Beobachter zubewegt, verkürzt sich durch die Bewegung die Wellenlänge (der Ton wird höher), wenn das Auto vorbeigefahren ist und sich vom Beobachter fortbewegt, wird die Wellenlänge größer und der Ton wird tiefer (siehe Abbildung 10).

Das gleiche passiert mit der Wellenlänge vom Licht der Sterne. Bewegt sich der Stern vom Beobachter weg, wird das Licht *rotverschoben*, die Wellenlänge wird größer. Bewegt sich der Stern auf den Beobachter zu, werden alle Spektrallinien *blauverschoben*. Um wieviel die Linien (oder der Ton beim Autorennen) verschoben sind, hängt von der Geschwindigkeit ab.

Wenn man von Laborexperimenten weiß, wo eine Linie eigentlich sein müsste, dann kann man an der Lage der Linien also erkennen, ob sich der Stern auf uns zu oder von uns weg bewegt.

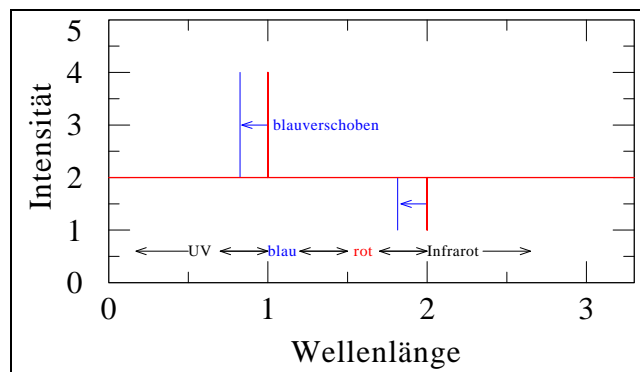


Abbildung 11: Schematische Darstellung der Blauverschiebung von den Absorptions- und Emissionslinien aus Abbildung 9.

12 Linienverbreiterung

Die Linien sind jedoch in der Praxis nie so scharf und schmal wie in den Abbildungen 9 und 11. Der Hauptgrund dafür ist, dass die Atome in der Sternatmosphäre nie stillstehen, sondern sich in alle Richtungen durcheinander bewegen. je heißer ein Gas ist, desto

schneller bewegen sich die Atome darin. *Temperatur* ist nichts anderes als ein Maß für die *mittlere Geschwindigkeit* der Atome (oder Moleküle). So ist die mittlere Geschwindigkeit der Atome in einem Gas wie in einer Sternatmosphäre durch die Temperatur festgelegt, aber einige Atome fliegen viel schneller, einige viel langsamer, und alle in verschiedene Richtungen.

Die Atome sehen also den Stern durch ihre eigene Bewegung *dopplerverschoben*. Wenn sie die für ihre Übergänge möglichen Energien absorbieren, liegen diese nicht bei den Laborwellenlängen, sondern verschoben. Durch die ungeordnete Bewegung der Gasatome ist die Absorption manchmal rot- und manchmal blauverschoben. Was wir beobachten ist dann die Summe aus vielen blau- und rotverschobenen Linien: Eine verbreiterte Linie.

In Abbildung 12 sieht man einen kleinen Ausschnitt aus dem Sonnenspektrum, wie es im Rahmen des Astropraktikums von Studierenden am Einsteinurm in Potsdam aufgenommen wurde. Dass das Licht hier die ganze Höhe des Spektralstreifens ausfüllt im Gegensatz zum Sternspektrum in Abbildung 4, liegt daran, dass man die Sonne flächig beobachten kann und das Sonnenlicht den ganzen Spalt ausfüllt, während die Sternbilder immer nur ein Pünktchen sind.

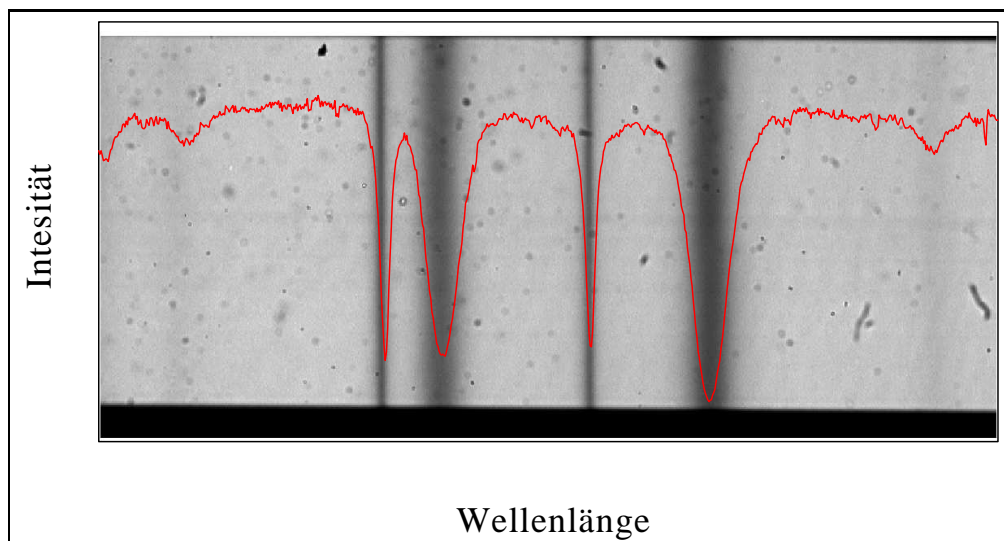


Abbildung 12: Kleiner Ausschnitt aus dem Sonnenspektrum.

Im Kontinuumslicht der Sonne erkennt man vier verbreiterte Linien. Zwei davon, die breiteren, sind Eisenlinien. Eisen gibt es nicht in der Erdatmosphäre, aber in der Sonnenatmosphäre. Die schmaleren Linien sind vom molekularen Sauerstoff O_2 , den es nicht in der Sonnenatmosphäre geben kann, da die Moleküle bei den Sonnentemperaturen aufgelöst werden: Die Linien stammen aus der Erdatmosphäre. Das Sonnenlicht muss auf dem Weg zum Einsteinurm durch beide Atmosphären, die jeweils ihre Absorptionslinien erzeugen. Da die Sonnenatmosphäre viel heißer ist als die der Erde, ist dort die mittlere Geschwindigkeit der Teilchen auch viel größer. Dort gibt es Beiträge zur gesamten Linie, die stärker rot- oder blauverschoben sind als in der Erdatmosphäre. Deswegen sind die Linien breiter!

Dass die Temperatur der Bewegung der Teilchen entspricht, gilt übrigens auch für einen Festkörper wie ein Stück Metall oder einen Stein: Dort können die Atome nicht wild durcheinander fliegen, sondern nur an ihrem festen Platz schwingen, je schneller, desto heißer. Wie oben erklärt wurde, erzeugt gerade dieses Schwingen elektromagnetische Wellen, also Licht! Ein warmer oder heißer Körper glüht oder leuchtet!

Die Linien in Sternspektren sind also *temperaturverbreitert*. An der Breite der Linien können wir unterscheiden, welche Absorptionslinien im Gas der Sternatmosphäre entstehen, denn diese ist heiß und die Linien also breit, und welche Absorptionslinien durch das *Interstellare Medium* erzeugt werden, also durch Atome oder Gaswolken, die irgendwo im Raum zwischen dem Stern und dem Beobachter auf der Erde sind. Viele dieser Linien sind sehr fein, und man braucht sehr hochaufgelöste Spektren, um sie überhaupt zu sehen.

Schließlich gibt es noch die Linien der Erdatmosphäre. Sie sind meist bekannt, wie zum Beispiel die oben gezeigten Linien von Sauerstoffmolekülen O_2 . Wenn man jedoch Spektren ohne den Einfluss der Erdatmosphäre haben möchte, muss man sie von Satelliten aus dem All (so wie dem Hubble Space Telescope) aufnehmen.

13 P-Cygni Profile

Die Linienbreite funktioniert jedoch leider auch nicht als guter Temperaturindikator für Sternatmosphären: Alle anderen Bewegungen, die keine einheitliche Richtung haben, verbreitern die Linien ebenfalls. So sind die Linien der Sonne doppelt so breit, als man ausgehend von der Temperatur der Ionisationsverhältnissen annehmen würde. Wenn sich nicht nur einzelne Atome durcheinander bewegen (Temperatur), sondern auch ganze Gaspakete, bezeichnet man dies als *Mikroturbulenz*.

Die Emissionslinien der Wolf-Rayet-Sterne sind noch wesentlich breiter als die der Sonne. Dazu kommt, dass nicht alle Linien der Wolf-Rayet-Sterne die normalen verbreiterten Formen zeigen. Manche Linien, die man sonst in Absorption sehen würde, haben sehr auffällige *Linienprofile: P-Cygni Profile*, benannt nach dem Stern P-Cygni, bei dem man sie zuerst gefunden hat. Beide Profile werden in Abbildung 13 gezeigt.

Man interpretiert sie so: Etwas, das sich sehr schnell auf uns zu bewegt, absorbiert einen Teil des Sternlichtes (blauverschobene Absorptionslinie), und etwas, das sich sehr schnell von uns weg bewegt, emittiert selbst Licht (rotverschobene Emissionslinie). Die Sternatmosphäre zwischen dem Stern und uns erzeugt eine ganz normale Absorptionslinie, mit der Besonderheit, dass sich diese Sternatmosphäre mit über 1000 Metern pro Sekunde auf uns zu bewegt und die Absorptionslinie also blauverschoben ist. Natürlich absorbiert die Sternatmosphäre, die nicht zwischen dem Stern und uns, sondern über, unter und hinter dem Stern liegt, auch, aber nur Licht, das ohnehin nie bei uns angekommen wäre. Dann emittiert sie das Licht wieder, aber diesmal einen Teil davon in unsere, also in Beobachtungsrichtung. Die Atmosphäre, die von uns aus gesehen hinter dem Stern ist, bewegt sich aber von uns weg, wie man an der Rotverschiebung der Emissionslinie sieht. Die blauverschobene Absorption und die rotverschobene Emission ergeben zusammen das P-Cygni Profil.

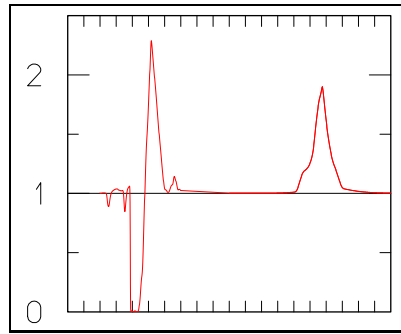


Abbildung 13: Ein P-Cygni Profil und eine Emissionslinie mit P-Cygni Ansatz

Wenn sich die Atmosphäre vor dem Stern auf uns zubewegt und die hinter dem Stern sich von uns wegbewegt, dann hat der Stern einen *Sternwind*, das heißt, er verliert seine eigene Hülle mit 1000 bis 2000 km/s in alle Richtungen ins All. Die Geschwindigkeit des Sternwindes erkennt man an der Breite der Linien. Die Bewegung des Sternwindes ist nicht durcheinander wie die der Temperatur oder der Mikroturbulenz, sie ist geordnet.

14 Sternwinde

Der Sternwind von Wolf-Rayet-Sternen ist so dicht, und ihr *Massenverlust* dadurch so stark, dass man nicht mehr genau sagen kann, wo ein Stern aufhört und wo der Wind anfängt. Man muss die Grenze bei einer bestimmten Dichte definieren.

Auch andere Sterne, vor allem die großen, *massereichen*, haben Sternwinde – mit nur einem Bruchteil des Massenverlustes von Wolf-Rayet-Sternen. Die Sonne hat ebenfalls einen Wind, den *Sonnenwind*. Sie verliert etwa eine Million Tonnen Masse pro Sekunde – sehr wenig im Vergleich zu Wolf-Rayet-Sternen! Der Sonnenwind könnte trotzdem gefährlich für das Leben auf der Erde sein, aber das Magnetfeld der Erde schützt uns vor ihm und lenkt die Teilchen um die Erde herum.

Sternwinde werden angetrieben durch Kräfte, die von dem Stern weg gerichtet sind. Dazu gehört, dass im Sterninneren wesentlich größerer Druck herrscht als außerhalb. Die Kraft in Richtung niedrigerer Drücke nennt man den *Druckgradienten*. Zu den antreibenden Kräften gehört auch die Zentrifugalkraft durch Rotation. Die wesentliche Kraft ist jedoch der *Strahlungsdruck*: Wenn Photonen Teilchen sind, dann haben sie auch einen *Impuls* beziehungsweise Schwung und können diesen beim Zusammentreffen mit Atomen in der Sternatmosphäre auch übertragen. Das tun sie auch! Doch der Impuls eines Photons ist so gering, dass wir ihn in unserem Alltag nicht erfahren. Nur bei ungeheuer leuchtstarken, heißen Sternen, wo die Atome von Photonen entweder sehr oft getroffen werden oder die Photonen sehr energiereich sind, werden die Atome weiter und weiter beschleunigt, bis sie einen starken Sternwind bilden. Ob der Strahlungsdruck auch ausreicht, um einen so starken Wind wie den von Wolf-Rayet-Sternen anzutreiben, war lange unklar.

15 PoWR Modelle

Um die Wolf-Rayet-Sterne analysieren zu können und um Parameter wie die Temperatur zu bestimmen, muss man die Temperaturschichtung des Sternwindes mit dem entsprechenden Verlauf der Ionisationsgrade, den Geschwindigkeitsverlauf und den Massenverlust des Sterns mit dem entsprechenden Dichteverlauf berücksichtigen.

Der Strahlungstransport vom Stern zum Beobachter wird dann sehr komplex, da das Licht gestreut oder auch absorbiert und bei anderen Wellenlängen emittiert werden kann. Die Wellenlängen entsprechen Hunderten verschiedenen möglichen Übergängen in den Atomen, die alle unterschiedlich wahrscheinlich sind und dazu von der Temperatur und dem Ionisationsgrad abhängen. Zudem sind die Wellenlängen an jedem Ort im Sternwind anders dopplerverschoben.

Es gibt nur zwei Computerprogramme auf der Welt, die dieses Problem mit vielen Übergängen bei verschiedenen Geschwindigkeiten berechnen können. Das eine wurde in Pittsburgh, USA, entwickelt, das andere ist der PoWR-Code. Die Potsdamer Wolf-Rayet-Sternatmosphären-Modelle (PoWR) wurden über Jahre hinweg in der Arbeitsgruppe um Wolf-Rainer Hamann entwickelt. Für die Modellrechnung nimmt man einen Stern an, für den man den Radius und die Temperatur vorgibt. Der Stern emittiert dann Licht entsprechend der Planckfunktion. Für den Sternwind gibt man ein Geschwindigkeitsfeld vor: direkt beim Stern hat der Wind noch 0 km/s, weit entfernt vielleicht 1500 km/s, dazwischen überlegt man sich einen Beschleunigungsverlauf.

Man muss außerdem festlegen, welche Atome mit welchen Häufigkeiten in dem Wind vorhanden sind und welche Linienübergänge für welche Atome möglich sind. Hier werden die Eingabe-Dateien schon sehr groß: Für Helium sind 40 mögliche Energieniveaus berücksichtigt, für Stickstoff 94, für Kohlenstoff 65. Die Energieniveaus weiterer Atome sind noch zusammengefasst eingebaut. Zwischen allen diesen Niveaus sind Übergänge mit verschiedenen Wahrscheinlichkeiten möglich, die per Hand eingegeben werden müssen.

Das Programm berechnet dann den *Strahlungstransport* entlang eines Lichtstrahls durch den Sternwind. Für jeden Punkt auf dem Strahl muss es berechnen, in welchem Ionisationszustand die Atome bei der gegebenen Temperatur sind, welche Übergänge welche Energie aus dem Kontinuum absorbieren und welche emittieren. Dabei muss es die Bewegung der Atome an der Stelle berücksichtigen, denn das Sternlicht ist aus der Sicht des Atoms blauverschoben.

Wenn der Strahlungstransport einmal berechnet ist, ermittelt ein anderer Programmteil die Temperaturschichtung. Das berechnete Strahlungsfeld an den verschiedenen Punkten im Sternwind hat natürlich Einfluss auf die Temperatur des Sternwindes. Damit an jedem Ort im Wind ein *Strahlungsgleichgewicht* gilt, also keine Strahlungsenergie aus dem Nichts erzeugt oder vernichtet wird, also höchstens von einer Form in eine andere umgewandelt wird, muss die Temperatur korrigiert werden.

Mit dieser neuen Temperaturschichtung muss dann aber auch der Strahlungstransport neu berechnet werden. So geht es hin und her, bis sich die Ergebnisse nicht mehr stark ändern. Dann nimmt man an, dass auch weitere Rechenschritte keine relevante Änderung bringen, man bricht ab und erklärt das Modell als *konvergiert*. Erst dann wird die Strahlung von vielen solcher Linien, die in alle Richtungen vom Stern aus zeigen, aufaddiert

zu dem Spektrum, das wir von der Erde aus beobachten.

Ein Modell kann im besten Fall in wenigen Stunden konvergieren, es kann aber auch einige Tage lang die Computer belegen. Man berechnet WC- und WN-Modelle und bei letzteren nochmal solche mit und ohne Wasserstoff. Für die Nachbargalaxien, in denen es andere Stickstoffvorkommen gibt, braucht man wieder eigene Modelle. Um die Analyse von großen Datenmengen zu erleichtern, erstellen wir gleich innerhalb von einem sinnvollen Bereich der Temperatur und der Winddichte eine ganze Reihe an Modellen, die dann zur Verfügung stehen.

Dann betrachtet man die beobachteten Spektren von Wolf-Rayet-Sternen und sucht so lange unter den verfügbaren Modellen, bis man eines findet, dass die Beobachtung optimal wiedergibt. Gegebenenfalls muss man noch einige Parameter ändern und ein Spezialmodell berechnen. Aus dem Modell kann man im Umkehrschluss die Parameter (Temperatur, Größe des Sterns, Massenverlust, Geschwindigkeit des Windes...) für den Stern ermitteln.

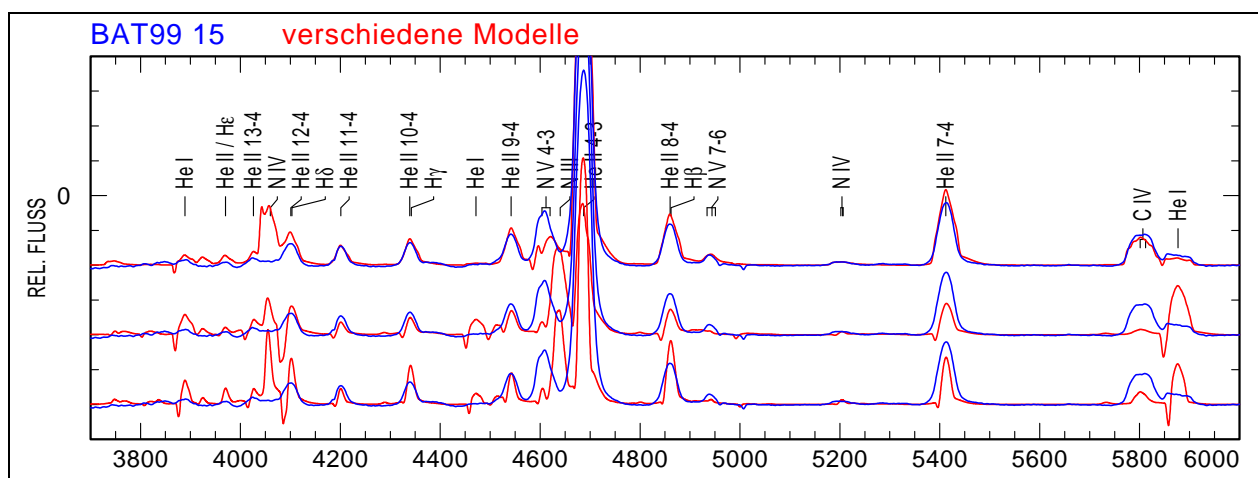


Abbildung 14: Der Weg zum richtigen Modell für BAT99 15

In Abbildung 14 sieht man dreimal dasselbe Sternspektrum von BAT99 15 in Blau, und dazu verschiedene Modelle in Rot. Oben stehen in Schwarz die Elemente, die die jeweiligen Linien erzeugen: H ist Wasserstoff, He Helium, N Stickstoff und C Kohlenstoff. Die römischen Ziffern bedeuten den Ionisationszustand: I neutral, II einfach ionisiert... Die arabischen Ziffern entsprechen dem Übergang. Beim untersten Modell sind offensichtlich alle Linien zu schwach. Das heißt, die Dichte im Sternwind und damit auch der Massenverlust sind in diesem Modell noch nicht stark genug. Bei $\sim 4350 \text{ \AA}$ (\AA steht für Ångström, eine Einheit für die Wellenlänge) und bei $\sim 4850 \text{ \AA}$ sind die Linien etwas zu stark: hier wurde im Modell Wasserstoff angenommen, den der Stern nicht hat. Die Linien sind alle zu schmal, die Endgeschwindigkeit des Windes ist in dem Modell noch unterschätzt. Im zweiten Modell stimmt die Temperatur noch nicht: Die He I-Linie bei $\sim 5900 \text{ \AA}$ ist zu stark, die He II-Linie bei $\sim 5400 \text{ \AA}$ ist zu schwach. Der Stern ist in Wirklichkeit heißer. Das oberste Modell ist sehr gut, nur der Stickstoff stimmt noch nicht. Der Stern liegt in der Nachbargalaxie Große Magellansche Wolke, in der es weniger Stickstoff gibt als hier im Modell angenommen wird.

Dieser Stern ist etwa 100.000 K heiß und 300.000 mal leuchtkräftiger als die Sonne. Sein Wind wird etwa 1600 km/s schnell.

16 Wolf-Rayet-Sterne und Sternentwicklung

Zusammenfassend kann man sagen: Wolf-Rayet-Sterne sind sehr heiße Sterne (hoch ionisiert), sie haben sehr dichte, heiße Atmosphären (Emissionslinien), genauer gesagt dichte, heiße Sternwinde (P-Cygni Profile). Sie befinden sich in einem späten Stadium ihrer Entwicklung (kein Wasserstoff). Das Fehlen ihrer Hüllen passt jetzt sehr gut zusammen mit den starken Sternwinden. Man geht jedoch davon aus, dass die Wolf-Rayet-Sterne ihre Hüllen schon zum großen Teil in früheren, besonders instabilen Phasen verloren haben.

Da die Entwicklung der Sterne zu langsam verläuft, als dass wir sie beobachten könnten, ist man darauf angewiesen, sich die Entwicklungswege aus den verschiedenen beobachteten Sterntypen zusammen zu puzzeln.

Man muss also andere Sterne suchen, die sich in möglichen Vorgängerphasen befinden: sie müssen noch etwas mehr Masse und mehr Wasserstoff haben als Wolf-Rayet-Sterne und ihre Hüllen müssen instabil sein. Die massereichsten Sterne, deren Hüllen noch aus dem gleichen Gas bestehen, aus dem sie auch entstanden sind, sind so genannte O- oder B-Sterne, je nach ihrer Masse. Sie sind noch relativ stabil. *LBVs*, Luminous Blue Variables, die Leuchtkräftigen Blauen Veränderlichen, pulsieren stark und stoßen dabei ihre Hüllen ab. *RSGs*, Red Supergiants, die Roten Überriesen, sind etwas masseärmer und auch kühler als die *LBVs*, sie sind extrem ausgedehnt und verlieren ebenfalls ihre Hüllen. Man nimmt also an, dass Wolf-Rayet-Sterne, je nach Masse, zunächst O- oder B-Sterne waren, in der *LBV*- beziehungsweise in der *RSG*-Phase ihre Hüllen verloren haben und sich jetzt in ihrem letzten Entwicklungsstadium befinden. Zu der These, dass Wolf-Rayet-Sterne ihre Hüllen bereits abgestoßen haben, passt, dass man um die Sterne herum oft riesige Gasblasen findet, so wie bei *SMC AB 7* in Abbildung 1.

Wenn die Wolf-Rayet-Sterne außen schon aus Helium bestehen, dann ist das im Kern erst recht der Fall. Dort befinden sie sich im *Heliumbrennen*, und die *WC*-Sterne zeigen schon erste Produkte davon. Das Heliumbrennen ergibt nicht mehr so viel Energie wie das Wasserstoffbrennen, und alle weiteren Brennphasen bis hin zum Eisen noch weniger. Die Wolf-Rayet-Sterne werden sich also nicht mehr lange mit Energie versorgen können und dann – innerhalb von einigen hunderttausend Jahren – als Supernova explodieren. Bei der Explosion schleudern sie nochmal einiges der kernprozessierten Materie ins All. Der Kern des Sterns wird zum kompakten Neutronenstern oder zum schwarzen Loch.

Dieses Schicksal einer Supernova haben nur die massereichen Sterne, also Sterne, die bei ihrer Entstehung schon mehr als achtmal massereicher sind als die Sonne. Schon für das Wasserstoffbrennen muss es sehr heiß sein im Sterninneren; damit das Heliumbrennen *zündet*, muss es heißer sein und wiederum noch heißer für jede weitere Brennphase. Um diese Temperaturen zu erzeugen, muss sich der Stern zusammenziehen und durch das Gewicht der äußeren Schichten genug Druck dafür entstehen lassen. Die Temperatur im Kern hängt also mit der Masse des Sterns zusammen.

Um leuchtstark genug zu werden für einen Wolf-Rayet-Sternwind, brauchen die Ster-

ne *Anfangsmassen* von mindestens 25 *Sonnenmassen*. Manche bestehen zu Beginn sogar aus über 100 Sonnenmassen. Die massereichsten bekannten Sterne von 100 bis 150 Sonnenmassen sind schon am Anfang in der Wasserstoffbrennphase leuchtstark genug für einen Wolf-Rayet-Sternwind.

17 Sternentstehung

Von diesen massereichen Sternen gibt es nur sehr wenige. Sterne entstehen, wenn sich innerhalb einer riesigen Molekülwolke ein Gebiet herausbildet, das dichter ist als die Umgebung. Dann hat es mehr Massenanziehungskraft, *Gravitation*, als die Umgebung und zieht weiteres Gas an, während es sich selbst zusammenzieht. Als Stern definiert man einen Gasball, in dessen Inneren es heiß genug wird, um das Wasserstoffbrennen zu zünden. Ist er nicht massereich und heiß genug, entstehen zum Beispiel Braune Zwerge.

Je größer die Sterne sind, desto weniger gibt es von ihnen. Dass sich hundert Sonnenmassen zusammenfinden, ist unwahrscheinlicher als für den Fall von 10 Sonnenmassen, was wiederum unwahrscheinlicher ist als bei einer Sonnenmasse oder einer halben. 90% der Sterne sind kleiner als die Sonne und für jeden Stern mit 30 Sonnenmassen bilden sich statistisch gesehen gleichzeitig etwa 3000 sonnenartige Sterne. Dazu kommt, dass die Wolf-Rayet-Phase nur eine sehr kurze Phase im Leben des Sterns ist, das heißt, dass sich unter den massereichen Sternen nur wenige gerade in dieser Phase befinden. Wolf-Rayet-Sterne sind selten, weil sie kurzlebig sind und somit schwierig zu beobachten.

18 Hinweise für Astro-Interessierte

Filme: Online-Archiv der Sendung *alpha centauri* des Bayrischen Rundfunks mit vielen kurzen Filmen zu Themen der Astronomie. Es gibt auch einen Film zu Wolf-Rayet-Sternen.

www.br-online.de/wissen-bildung/spacenight/sterngucker/index.html

Bilder: Jeden Tag ein neues Bild (von Sternen, Nebeln, Galaxien, Teleskopen...), hochaufgelöst, ein Service der NASA, mit einem riesigen Archiv zum Durchsuchen:

antwrp.gsfc.nasa.gov/apod/

Buch zum Thema Sterne: Aus der Beck'schen Reihe Wissen: Leben und Sterben der Sterne von Norbert Langer (1995), schön geschrieben, leider nur noch gebraucht erhältlich.

Forschungsartikel: Paul Crowther, Physical Properties of Wolf-Rayet Stars. Sehr ausführlicher Text zum Stand der Forschung über Wolf-Rayet-Sterne, frei im Internet erhältlich, auf Englisch.

<http://arxiv.org/abs/astro-ph/0610356>