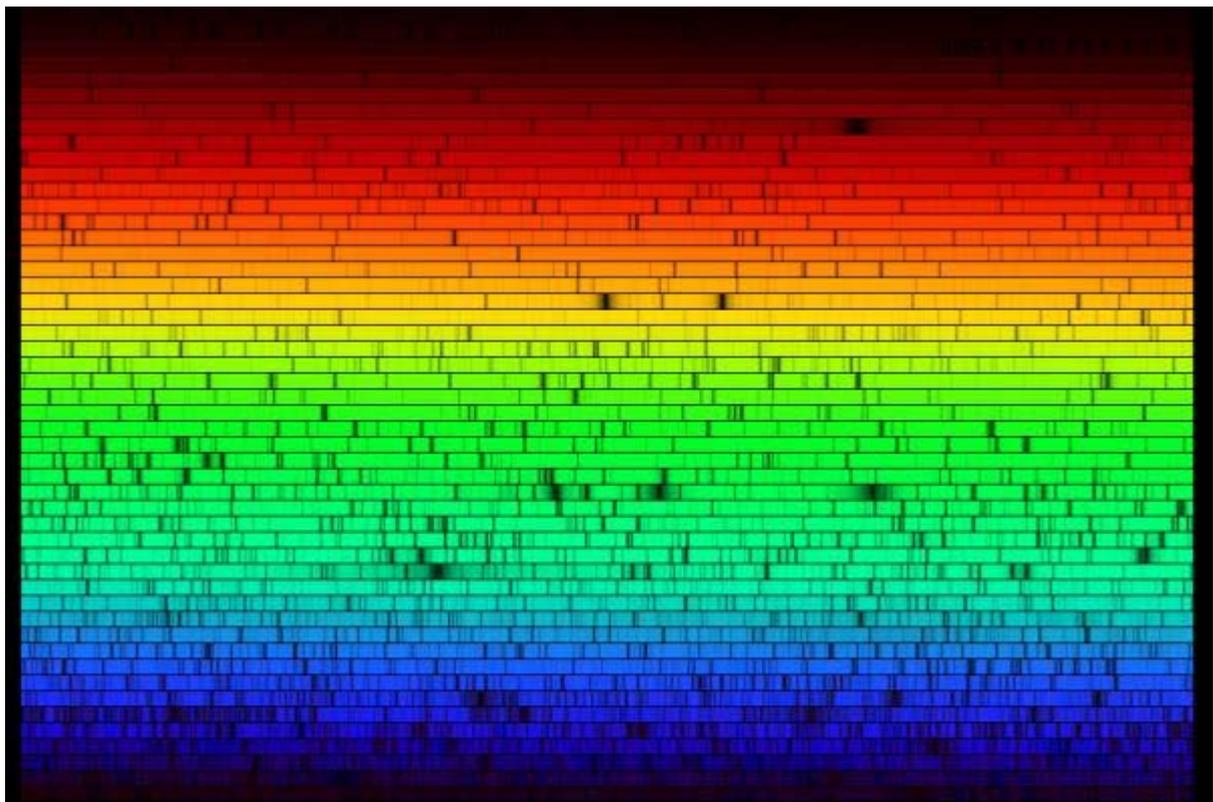


Stellar Spektrografie – Die Farben der Sterne

von
Dipl.-Ing. Christina Hacker



Sonnenspektrum optischer Bereich

Inhalt**Über mich****Hintergrund**

Was uns Spektren über die Natur der fernen Sonnen erzählen
Der Himmel ist strukturiert

Einleitung und Motivation

Das Spektrum unserer Sonne im Vergleich
Wir und unsere Sonne

Grundlagen der Stellaren Spektrografie

Spektrografen

Die Arten der Spektren

Kontinuierlich

Absorptionsspektren

Emissionsspektren

Mischformen

Größen

Helligkeit

Farbe

Fraunhoferlinien

Interpretation der spektralen Frequenz

Die Klassifizierung der Sterne

Spektral und Leuchtkraftklassen

Das Hertzsprung Russel Diagramm

Die Spektralklassen im Detail

Typ M

Typ K

Typ G

Typ F

Typ A

Typ B

Typ O

Untertypen

Wolf-Rayet Sterne

T-Tauri Sterne

weitere Typen

N, C und S Sterne

L und T

Spektralsequenz

Was Spektren noch verraten

Chemische Zusammensetzung

Alter

Entfernungen

Magnetfelder

Doppelsterne

Zusammenfassung**Quellennachweis/Literaturempfehlungen**

Über mich

Während meines Studiums der Elektrotechnik an der TU Ilmenau habe ich mich im Studiengang Medientechnik viel mit Lichttechnik und insbesondere mit Farbe & Farbmeterik beschäftigt. So trug meine Diplomarbeit auch den Titel: Farbdarstellung an Monitoren.

Nach meinem Studium war ich in München bei der Firma ARRI beschäftigt und habe dort an der Entwicklung eines Farbmanagementsystems für die Film-Postproduktion mitgearbeitet.

Seit 2003 arbeite ich als freiberuflicher Farbingenieur u. a. für die Firmen ARRI, Gretag Macbeth und ColorSolutions. Mein Aufgabengebiet umfasst: Farbmessung, Analyse von Spektraldaten zur Qualitätssicherung von Farbmessgeräten und technische Dokumentation. Daher lag es nahe Beruf und mein Hobby Astronomie zu verbinden und einmal über die Farbe der Sterne zu sprechen.

Hintergrund

Der Himmel ist strukturiert

Sehen wir zum nächtlichen Himmel hinauf, sehen wir eine Unzahl kleiner Lichtpunkte. Nicht alle davon sind Sterne. Einige davon scheinen ruhig, viele jedoch flimmern. Die Wenigen die ruhig am Himmel stehen, sind meist Planeten unseres Sonnensystems, die vielen flackernden Lichter aber sind ferne Sterne, deren Parallaxe so klein ist, das thermische Störungen in der Erdatmosphäre uns ein Flackern und Flimmern vorgaukeln. Aber es gibt auch Nebel, ferne Galaxien und dunkle Molekülwolken die den Nachthimmel bevölkern. Das scheinbare Chaos jedoch ist strukturiert. Sterne sowie Nebel, als auch Galaxien lassen sich klassifizieren. Spektrum heißt das Zauberwort und besonders auf die Spektren der fernen Sonnen will ich in den folgenden Kapiteln näher eingehen.

Was uns Spektren über die Natur der fernen Sonnen verraten

Viele die sich zum ersten Mal mit stellarer Spektrografie beschäftigen, sind überrascht und beeindruckt, welche Informationen sich aus einem einfachen Sternenspektrum herausinterpretieren lassen. Chemische Zusammensetzung, Temperatur, Alter und Größe sind nur die offensichtlichsten. Aber mittels Spektren lassen sich auch das Vorhandensein und die Stärke von Magnetfeldern bestimmen, Doppelsterne identifizieren, Entfernungen messen und auf das Alter des Universums schließen. Dabei eröffnet sich eine Vielfalt und Struktur, die den Laien als auch den Forscher immer wieder in Erstaunen und Ehrfurcht versetzt.

Ich beschäftige mich schon seit einigen Jahren mit dem Thema, wenn auch nur im amateurhaften Sinne. Obwohl es ein sehr komplexes Hobby ist, bin ich immer wieder erstaunt und fasziniert, was sich hinter den kleinen Lichtpunkten am Himmel alles verbirgt. Und hin und wieder beschleicht mich das ehrfürchtige Gefühl, dass das alles viel zu komplex ist, um ein Zufall zu sein. In dem Sinne: Lassen Sie sich anstecken!

Einleitung und Motivation

Das Spektrum unserer Sonne im Vergleich



Bild 1.1: Das Linien-Spektrum der Sonne im sichtbaren Spektralbereich (gekürzte Form).

Der Stern über den wir am besten Bescheid wissen, ist unsere Sonne. Sie ist ein eher mittelmäßiger Typ. Auch ihr Spektrum wirkt eher unspektakulär wie man im Bild 1.1 erkennen kann. Sie gehört zum Spektraltyp G2V. (Was das im einzelnen bedeutet, wird in späteren Kapiteln erläutert.) Und doch birgt dieses Spektrum eine enorme Komplexität in sich. Besonders sichtbar wird dies, wenn man den gesamten Verlauf des elektromagnetischen Spektrums der Sonne betrachtet und sieht wie viele Informationen darin verborgen sind.

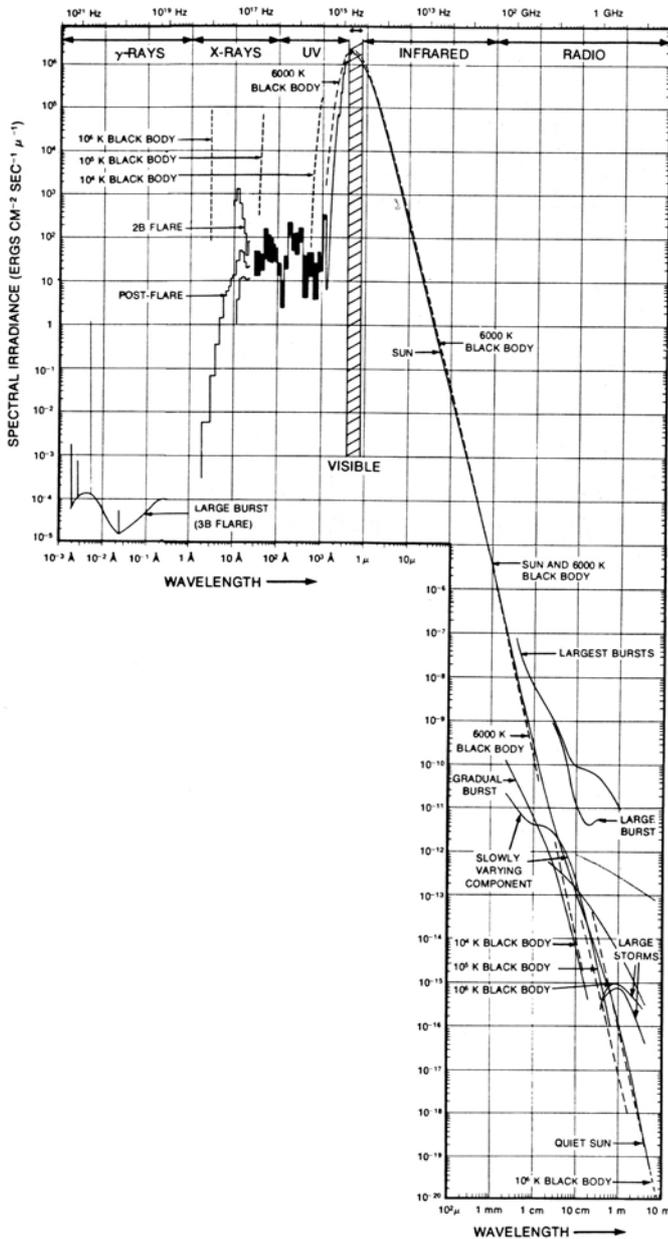


Bild 1.2: Vollständiges elektromagnetisches Spektrum der Sonne (Quelle: Aktive Sterne).

Eines wissen wir ganz sicher, unsere Sonne ist ein eher unscheinbarer Zwerg in der Vielfalt des Kosmos. Völlig durchschnittlich was Umfang, Masse und Strahlungsverhalten betrifft. Stellt man es den Spektren anderer Sterne gegenüber, so sehen wir, wie sich die Sonne in die große Vielfalt der Sterne einordnet (Bild 1.3).

Das bemerkenswerte an der Sonne jedoch ist, dass sie intelligentes Leben hervorgebracht hat. Vielleicht ist ihre Durchschnittlichkeit ein entscheidender Faktor dafür, warum auf der Erde das Leben so entstehen konnte, wie wir es kennen...

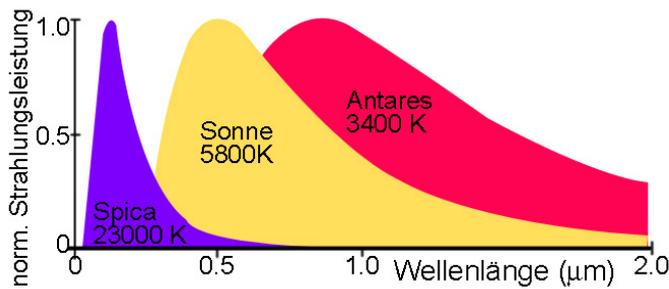


Bild 1.3 Spektrenvergleich

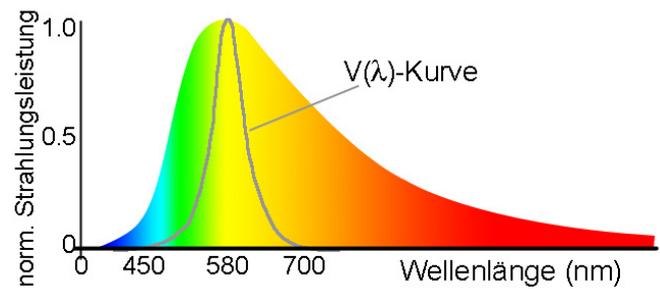


Bild 1.4: $V(\lambda)$ -Kurve

Jeder, der sich im weitestgehenden Sinne schon einmal mit Licht und Farbe beschäftigt hat, dem ist der Begriff D65 bekannt. Als Lichtart D65 bezeichnet man gemeinhin das genormte Tageslicht. Genormt, weil man es überall zur Beurteilung von Farben heranzieht, da das Sonnenlicht auf der Erde genaugenommen nicht überall gleich ist. Wie verhält es sich aber zum echten Sonnenlicht?

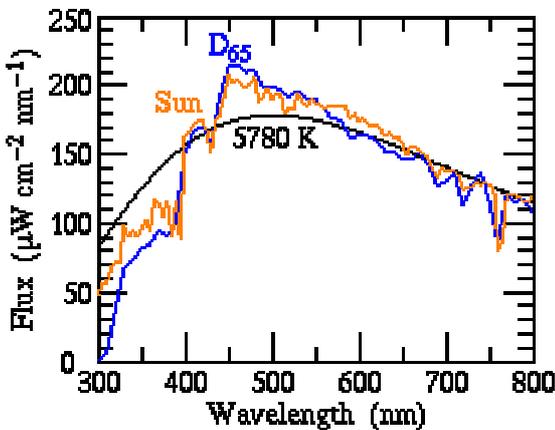


Bild 1.5: Spektrum des Sonnenlichts zu D65 (Quelle: Solar Flux Atlas von 296 bis 1300 nm)

1963 von der CIE als Tageslicht Standard eingeführt, repräsentiert D65 die Farbtemperatur die bei sich bei einem schwarzen Strahler bei 6500°K ergibt.

Die Sonne hat eine effektive Oberflächentemperatur von 5780°K, aber die Sonne ist kein idealer schwarzer Körper. Das Diagramm zeigt das Spektrum der Sonne wie man es oberhalb der Atmosphäre beobachten kann, zusammen mit dem idealen Spektrum eines Schwarzen Körpers und dem CIE D65 Spektrum auf 560nm normalisiert. Wie man sieht gibt es kleine Unterschiede gibt.

Wir und unsere Sonne

Unsere Detailkenntnis von der Sonne ist so groß, dass sich daraus Probleme ergeben. Einige der Daten die im Laufe von Jahrzehnten angesammelt wurden, verstehen wir bisher nicht genau und viele Forscher rund um den Globus sind Jahr für Jahr bestrebt, die Geheimnisse die uns die Sonne stellt, zu lösen.

Wie verbunden unsere Entwicklung mit der Sonne ist, zeigt sich wiederum am Spektrum der Sonne, so wie es sich in Bild 1.4 darstellt. Betrachtet man nur den sichtbaren Bereich und legt darüber die $V(\lambda)$ -Kurve des menschlichen Auges, stellt man überraschend fest, das beide Kurven ihr Maximum an fast der gleichen Stelle haben. Das macht deutlich, das wir Menschen eindeutig Kinder der Sonne sind und somit alles Leben auf der Erde in diesem Sonnensystem entstand. Es zeigt uns aber auch wie abhängig wir vom Licht der Sonne sind.

Grundlagen der Stellaren Spektrografie

Man unterscheidet Spektroskopie und Spektrografie. Während ersteres nur auf die Auswertung mit dem menschlichen Auge am Teleskop begrenzt ist, wird bei der Spektrografie ein Bildspeicherndes Element hinter einem Beugungsgitter angebracht. Entweder ein Film oder ein CCD-Chip. Da ich in diesem Vortrag auf aufgezeichnete Spektren zurückgreife, konzentriere ich mich im folgenden hauptsächlich auf die Spektrografie.

Spektrografen

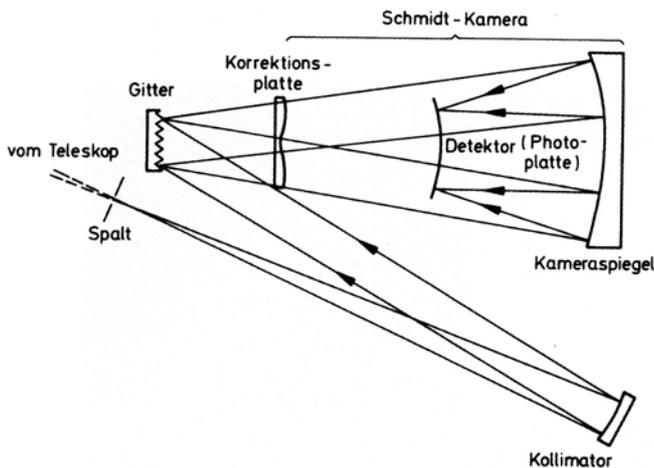


Bild 2.1: Schematischer Aufbau eines Spektrografen (Quelle: Der neue Kosmos)

Die Zerlegung des Lichts nach Wellenlängen erfolgt durch ein Prisma oder ein Gitter. Ein Teleskop dient dabei dazu, die Strahlung einer kosmischen Lichtquelle durch einen Spalt in das Innere des Spektrografen zu werfen. Ein Kollimator erzeugt zunächst parallele Lichtstrahlen und wirft sie auf das Gitter. Wichtig ist, dass man die Brennweite des Kollimators so groß wählt, dass das Gitter voll ausgeleuchtet ist. Das spektral zerlegte Licht gelangt dann weiter zur Abbildung in die Spektrografenkamera. Früher wurden als Detektoren Fotoplatten verwendet. Im digitalen Zeitalter wurden sie aber durch CCD-Sensoren ersetzt. Seit man Beugungsgitter mit beliebiger Strichzahl anfertigen kann, verwendet man fast nur noch Gitterspektrografen. Beugungseffekte sind in der astronomischen Spektrografie meist zu vernachlässigen, da $\Delta\lambda$ durch die räumliche Auflösung des Detektors, z. B. durch das Bildelement des CCD bestimmt wird. Man sollte sich aber vor Augen führen, dass die Belichtungszeiten die Dispersion (bzw. Strichzahl des Gitters) bestimmen. Denn Licht, das von Sternen zu uns kommt, ist meist so schwach, dass es Stunden braucht, um ein brauchbares Bild auf dem Detektor zu hinterlassen. Belichtungszeiten von >5 h sind in der Praxis meist zu aufwendig.

Bei hochauflösenden Spektrografen, wie dem des Hubbleteleskops, reicht die spektrale Empfindlichkeit vom Ultraviolett bis ins nahe Infrarot (115nm - 1 mm).

Früher verwendete man für die Spektraldurchmusterung ganzer Sternfelder Objektivprismen oder Objektivgitter. Man setzte dabei vor das Teleskop ein Prisma (Gitter) in das Minimum der Auslenkung und erhielt so in der Brennebene von jedem Stern ein Spektrum. So wurde zum Beispiel am Harvard Observatory der Henry-Draper-Katalog erstellt, der neben Position und fotografischer Helligkeit den Spektraltyp von rund einer viertel Millionen Sternen enthält. Heute nimmt man mit einem Teleskop den Bereich des Himmels auf, den man spektrografisch erfassen will und erstellt eine Karte von den gewünschten Objekten. Diese Karte überträgt man auf eine Metallplatte, so dass sie später in den Brennpunkt des Teleskops eingesetzt werden kann und bohrt an den Stellen mit den Objekten kleine Löcher in die Platte, in die man Lichtwellenleiter einsteckt, die an einen Detektor angeschlossen werden. Und richtet nun das Teleskop mit der Platte wieder exakt auf den gewünschten Bereich des Himmels aus. So erhält

man nur von einzelnen Objekten die Spektren, ohne das sie sich mit den andere Objekte überlagern. Dieses Verfahren setzt man heute vorwiegend beim Bestimmen von Galaxienspektren ein.

Die Arten der Spektren

Spektroskopie ist die Wissenschaft vom Verhältnis zwischen Strahlung und Materie. Atome und Moleküle erzeugen und verschlucken Licht und andere elektromagnetische Strahlung mittels ihrer Elektronen. Entsprechend ihrer Temperatur bewegen sich Atome im gasförmigen Zustand mit großen Geschwindigkeiten und stoßen miteinander zusammen. Bei jedem Stoß können Elektronen von einem niedrigen Energiezustand in einen höhern Wechselln. Auch Lichtphotonen können, wenn sie auf ein Atom treffen, dieses auf einen höheres Energieniveau heben. Auf grund der unterschiedlichen erlaubten Energieniveaus in den Atomen sind dazu Photonen unterschiedlicher Wellenlänge notwendig. Nicht alle Lichtphotonen werden also ein Atom anregen. Das bedeutet auch, dass man zum Anregen eines Wasserstoffatoms Photonen anderer Wellenlänge benötigt als eines Heliumatoms. Die Entstehung von Spektren ist in Bild 2.2 dargestellt.

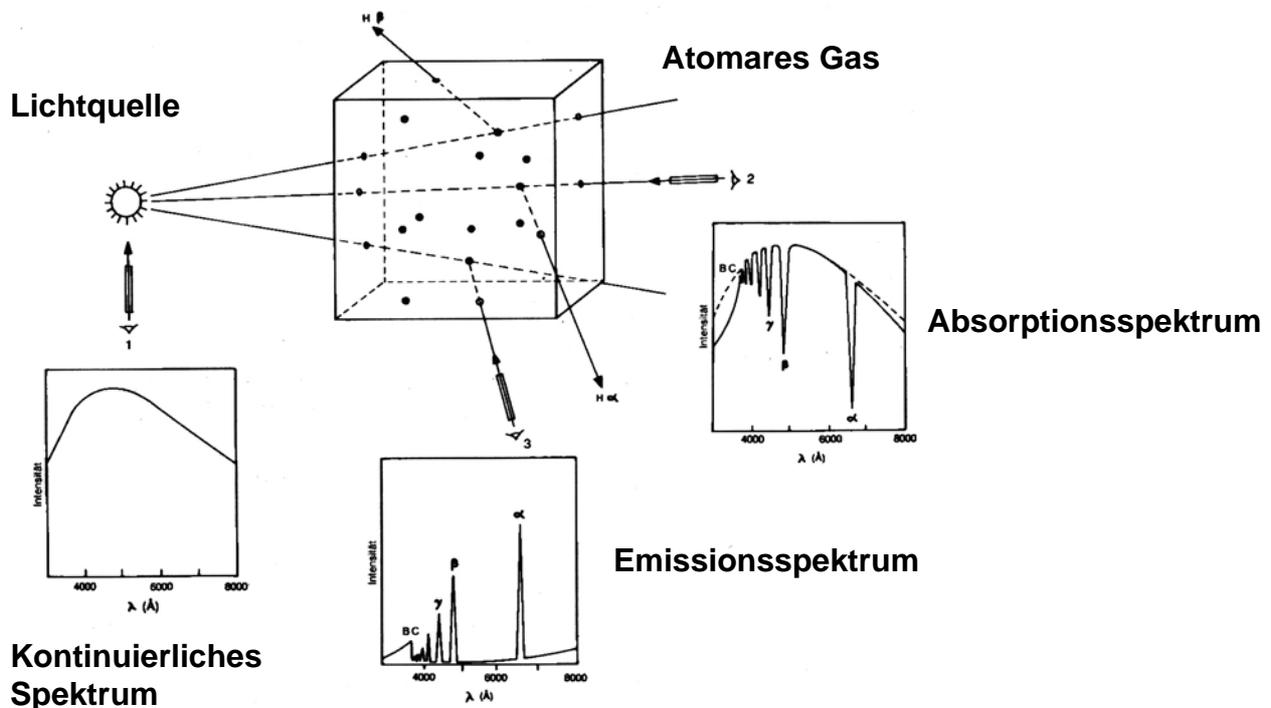


Bild 2.2: Entstehung von Spektren (Quelle: Sterne und ihre Spektren)

Man unterscheidet zwischen Kontinuierlichen Spektren, Absorptionsspektren, Emissionsspektren und ihren Mischformen.

Kontinuierlich



Bild 2.3 (Quelle: Spectral Sequence of Stars).

Kontinuierlich nennt man Spektren ohne Spektrallinien, wie z. B. das einer Glühlampe (Bild 2.3). Es entsteht in den tiefen mit dichtem und undurchsichtigen Gas gefüllten Schichten der Sonnen. Astronomen bezeichnen es auch als Kontinuum.

Absorptionsspektrum



Bild 2.4: (Quelle: Spectral Sequence of Stars)

Fällt ein kontinuierliches Spektrum, in dem Photonen aller Wellenlängen verfügbar sind, in einen Kasten mit gasförmigen atomaren Wasserstoff, tritt aus der anderen Seite des Kastens Licht aus, in dessen Spektrum Photonen fehlen. Hier war die Energie der Photonen gleich der Energiedifferenz zweier erlaubter Zustände des Wasserstoffatoms (Balmer Serie). Das so erzeugte Spektrum bezeichnet man als Absorptionsspektrum (Bild 2.4), da Photonen des Lichts durch die Wasserstoffatome absorbiert wurden. In den äußeren Schichten der Sterne entstehen solche Absorptionsspektren in dem Atome in ihrer Gashülle dem Kontinuum ihre Linien aufprägen. Benannt nach ihrem Entdecker Joseph von Fraunhofer.

Emissionsspektrum

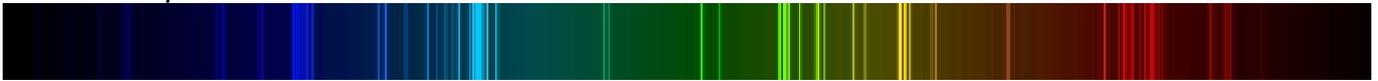


Bild 2.5 (Quelle: Spectra of Gas Discharges)

Wenn nun die durch die Absorptionsprozesse in höhere Niveaus gehobenen Elektronen wieder in ihren Grundzustand zurückfallen, was zwangsläufig passiert, geben sie die Energie wieder als Photonen ab. Diese Photonen mit einem Spektroskop eingefangen, erzeugen ein reines Emissionsspektrum (Bild 2.5). Emissionsspektren erhalten Astronomen vorwiegend von planetaren Nebeln (Reste von Supernovas). Sie sind aber auch in der Sonne vorhanden, lassen sich jedoch nur schwer beobachten (nur bei Sonnenfinsternis)

Mischformen

Am Sternenhimmel jedoch überwiegen meist die Mischformen. Viele Sterne sind von Gaswolken umgeben oder das Licht des Sterns durchquert auf seiner langen Reise zur Erde Molekülwolken. Selbst das Licht der Sonne muss auf seinem Weg von der Oberfläche der Photosphäre noch mehrere Schichten atomaren Gas durchqueren. Die Kunst der Astronomen besteht darin die falschen Linien herausfiltern

Größen

Astronomen verwenden nicht „nm“ sondern Ångström als Bezeichnung der Wellenlänge. 1 nm entsprechen 10 Å. Dies dient zur genaueren Identifizierung der vielen Linien in den Spektren.

Helligkeit

Neben der Wellenlänge gibt es noch die Größen der Helligkeit. Man unterscheidet absolute, visuelle und bolometrische Helligkeit. Letztere entspricht der gesamten Strahlung eines Sterns, also dem Integral seiner Strahlung über alle Wellenlängen. Die absolute Helligkeit ist definiert als die scheinbare Helligkeit die ein Stern in der willkürlich festgelegten Standardentfernung von 10 Parsec (32,6 Lj) haben würde. Die visuelle scheinbare Helligkeit dagegen lehnt sich an die Farben der Sterne an, d. h. ihren Spektralverlauf.

Farbe

Die Farben der Sterne sind eng mit den Spektraltypen und den Oberflächentemperaturen verknüpft. Dies begründet sich daraus, dass man einen Stern als einen idealen Strahler, also einen schwarzen Körper bezeichnen kann. Der Helligkeitsverlauf im Spektrum eines solchen Körpers ist charakteristisch: Von hohen Wellenlängen zu niedrigen steigt die Energie stetig bis zu einem Maximum an und fällt dann auf Null ab. Bei steigender Temperatur behält die

Strahlungskurve ihre Gestalt, sie wird nur höher und weitet sich zu niedrigen Wellenlängen hin aus.

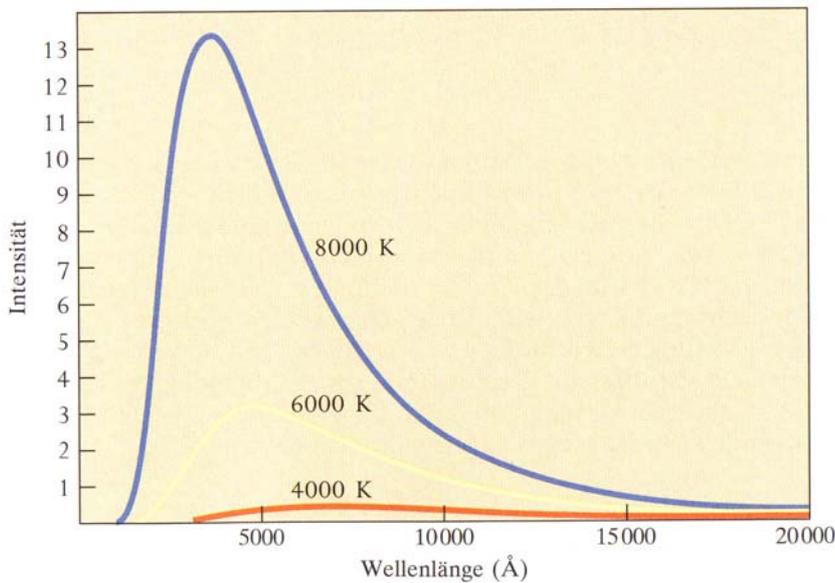


Bild 2.6: Spektren schwarzer Körper (Quelle: Sterne)

Die Messung der Sternfarbe ist aber unabhängig von diesem physikalischen Hintergrund. Da wir Farbe als Sinneseindruck eines visuellen Beobachters kennen, ist es weitaus schwieriger die Farbe der Sterne genau zu identifizieren.

Die wahrgenommene Helligkeit eines Sterns ist abhängig von der Menge der sichtbaren Strahlung, die in unser Auge fällt. Die empfundene Farbe ist Ausdruck von deren Verteilung über das sichtbare Spektrum. Normales Sternenlicht ist stets eine Mischung aus allen Spektralfarben (siehe Kontinuum), abgesehen von Sternen die extrem kühl sind oder hinter dicken Staubwolken stehen. Der Farbton eines Sterns entsteht durch das Überwiegen der ein oder anderen Spektralfarbe in der von ihm emittierten Strahlung.

Wie wir wissen ist das menschliche Auge für gelbes Licht am empfindlichsten (genau bei 5480 Å), darum erzeugt Licht einer anderen Wellenlänge (z.B. blau) einen schwächeren Sinneseindruck - bei gleicher Energiemenge. Auf diesem Zusammenhang zwischen Farbe und Helligkeitsempfindung beruht die messtechnischen Definition der Sternfarben: Eine Helligkeitsmessung desgleichen Objekts in zwei wohldefinierten Wellenlängenbereichen. Dieses Maß für die Farbe bezeichnet man üblicherweise als Farbenindex. Es ist der Helligkeitsunterschied ausgedrückt in Größenklassen. Die verwendeten Wellenlängenbänder heißen V (5480 Å) für visuell, B (4500 Å) für blau und U (3500 Å) für ultraviolett. Die gemessenen Helligkeiten werden ebenso benannt. Die daraus abgeleiteten Farbenindizes heißen U-B und B-V, wobei letztere in der Astronomie am häufigsten verwendet wird, mit Werten zwischen -0,4 mag (Magnitude) Blau und +2,0 mag Tiefrot. So ist der Farbindes weißer Sterne fast Null.

Außerdem gibt es noch weitere Farbindizes im roten und infraroten Bereich auf die ich hier nicht weiter eingehen werde.

Im Bild 2.7 sind schwarze Körper verschiedener Temperaturen auf gleiche Höhen normiert. Der heißeste (23000°K) ist in B heller als in V, der kühlste (3400°K) ist heller in V. Da die Größenklasse kleiner wird, wenn die Helligkeit steigt, muss der Farbenindex B – V für den heißen Körper negativ und für den kühlen positiv sein. Für die Sonne mit rund 5800°K ist er nur leicht positiv.

Spektral- und Leuchtkraftklassen

Das Ergebnis der Klassifizierung war eine Spektralsequenz mit 7 Grundtypen von Sternen. O B A F G K M von Blauweiß bis Rot. Diese Unterteilung stellte sich aber nach Verbesserung der Beobachtungsmethoden, als zu grob heraus, nach Verbesserung der Beobachtungsmethoden und es wurde eine zusätzliche Nummerierung hinzugefügt. So dass die A-Sterne von A0 am heißeren Ende bis A9 am kühleren laufen, gefolgt von F0 usw. So wurden bis 1920 bis zu 225000 Sterne klassifiziert bis 1940 waren es dann sogar schon 359000.

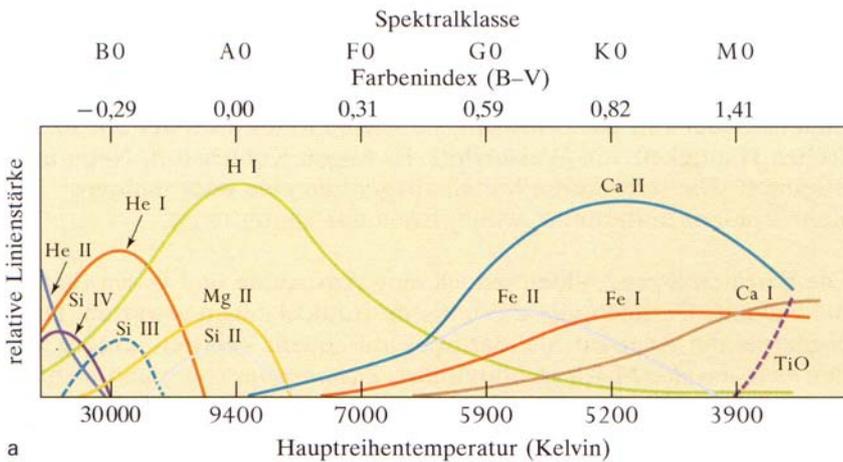


Bild 3.1: Unterschiedliche Atome, Ionen und Moleküle erzeugen ihre Spektren bei unterschiedlichen Temperaturen. (Quelle: Sterne).

Es gibt jedoch noch eine weitere Kategorie in die Sterne unterteilt werden, abgeleitet von der Sterngröße. Sie wird als Leuchtkraftklasse bezeichnet und an die Spektralklasse angehängt. Am Beispiel der Sonne: Spektraltyp G2; Leuchtkraftklasse V (Hauptreihenstern). In Tabelle 1 sind alle Leuchtkraftklassen abgebildet.

Klasse	Sternotyp	Beispiele
0	Extrem leuchtkräftige Überriesen; Hyperriesen	ρ Cas ¹ ; S Dor
Ia	Leuchtkräftige Überriesen	Beteigeuze, Deneb
Ib	Weniger leuchtkräftige Überriesen	Antares, Canopus
II	Helle Riesen	Polaris, θ Lyrae
III	Riesen	Aldebaran, Arktur, Capella
IV	Unterriesen	Procyon
V	Hauptreihensterne (Zwerge)	Sonne, α Cen, Sirius; Wega, 61 Cyg
sd	Unterzwerg	... ²
D	Weißer Zwerge	Sirius B, Procyon B, 40 Eri B

¹ 0-Ia

² alle sehr schwach

Tabelle 1: Leuchtkraftklassen

Das Hertzsprung Russel Diagramm

Da die Leuchtkraft eines Sterns so stark von seiner Temperatur abhängt, gibt es eine deutliche Korrelation zwischen absoluter Helligkeit und der Spektralklasse. Erste Untersuchungen dazu führten anfangs des 20. Jahrhunderts unabhängig voneinander der Däne Enjar Hertzsprung und Henry Russell durch. Sie trugen die absolute visuelle Helligkeit von Sternen mit bekannter Entfernung gegen ihre Spektralklasse auf. Man bezeichnet es auch als Hertzsprung Russell-Diagramm in Anlehnung an ihre Entdecker. Die entstehende Kurve zeigt, dass die meisten Sterne auf einem breiten Streifen liegen, der von rechts unten nach links oben verläuft und als Hauptreihe bezeichnet wird.

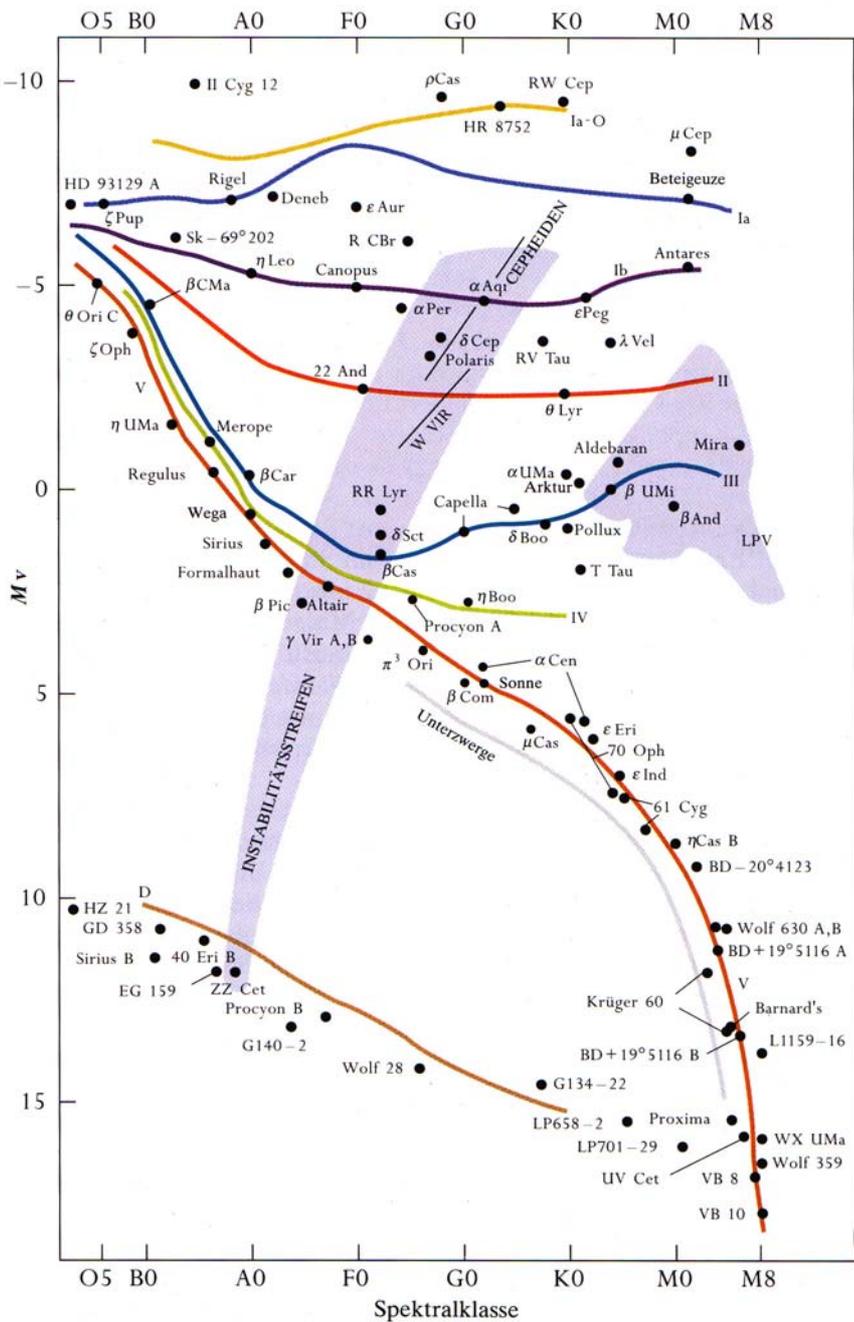


Bild 3.2 Das HR-Diagramm (Quelle: Sterne).

Aber es gibt einen weiteren Streifen, der nach rechts oben verläuft. Das bedeutet, dass die Helligkeit mit sinkender Temperatur steigt. Dies ist aber nur möglich, wenn die Sterne größer werden. So benannte man diese Kurve als "Riesenast". Während man die Sterne der

Hauptreihe als Zwerge bezeichnet. Das diese Bezeichnungen sind gar nicht mal so weit hergeholt sind, verdeutlicht folgendes Beispiel. Mira ein kühler M7-Stern ist 300 mal größer als die Sonne und würde ungefähr bis zur Marsbahn reichen. Doch es gibt noch weitaus größere Sterne. Hertzsprung entdeckte sie, in dem er die Wasserstofflinien in ihrem Spektrum miteinander verglich. Sterne mit schmalen Linien wiesen weitaus weniger Eigenbewegung auf, als Sterne mit breiten Linien, was bedeutet, dass sie sehr viel weiter entfernt und heller waren. Es stellte sich heraus, dass diese Sterne noch 10- bis 100-mal leuchtkräftiger und bis zu 10-mal größer als die Riesensterne waren. Im HR-Diagramm befinden sie sich am oberen Rand. Ein Vertreter dieser Sternengruppe ist μ Cephei der "Granatstern" (So benannt nach seiner Farbe.) Er hat einen unvorstellbaren Radius von 11,8 AE (dies entspricht in etwa der Strecke von der Sonne bis zur Umlaufbahn des Saturn) und sein Volumen würde eine Milliarde Sonnen fassen. Das HR-Diagramm aber zeigt noch mehr. Könnte man die Entwicklung der Sonne im Zeitraffer beobachten, würde man sehen, wie sie die Hauptreihe hinaufwandert und dann nach rechts auf den Riesenast einbiegt, um am Ende auf der Reihe der weißen Zwerge (links unten) zu enden. Sie würde zwar nie die Größe eines Überriesen erreichen, sich aber dennoch voraussichtlich einmal bis zur Erdbahn als Riese aufblähen und in einer gewaltigen Detonation explodieren und ihren kleinen kompakten weiß strahlenden Kern zurücklassen. Woher wir das wissen? Aus den Spektren der vielen Sterne um uns herum. Einige davon werde ich im folgenden näher vorstellen und die Besonderheiten ihrer Spektren hervorheben.

Die Spektralklassen im Detail

Wie bereits erläutert, regen Photonen bestimmter Wellenlängen Elektronen bestimmter Energieniveaus an und werden absorbiert. Auf die in Tabelle 2 abgebildeten Absorptionslinien und ihre Elemente, wird im folgenden mehrfach zurückgegriffen.

Wellenlänge Å	Ursprung
6563	Wasserstoff (H)
5893	Neutrales Natrium (Na I)
5876	Neutrales Helium (He I); heiße Sterne
5270	Neutrales Eisen (Fe I)
5167, 5173, 5184	Neutrales Magnesium (Mg I)
4655	Titanoxid (TiO); kühle Sterne
4861	Wasserstoff (H)
4686	Ionisiertes Helium (He II); sehr heiße Sterne
4384	Fe I
4300	CH-Molekül
4340	Wasserstoff (H)
4227	Neutrales Calcium (Ca I)
4101	Wasserstoff (H δ)
3968	Ionisiertes Calcium (Ca II)
3934	Ionisiertes Calcium (Ca II)

Tabelle 2: Einige bekannte Spektrallinien

Typ M

Bild 3.3: M0V



Bild 3.4: M5V

Merkmale: Molekülbanden und Titaniumoxid dominieren. Keine Wasserstofflinien.

Der Spektraltyp M versinnbildlicht wie kein anderer die ungeheure Unterschiedlichkeit von Sternen: Die hellsten M-Sterne sind mehr als 50 Milliarden mal so hell wie die lichtschwächsten. Alle mit bloßem Auge sichtbaren M-Sterne sind Riesen oder Überriesen. Diese Sterne haben Durchmesser in der Größenordnung von ganzen Sonnensystemen. Doch sie sind äußerst selten und eine, astronomisch gesehen, nur sehr flüchtige Erscheinung, da sie aus viel heißeren Hauptreihensternen hervorgegangen sind. Sie werden sehr schnell ihre Masse verlieren und nach ein paar dutzend Millionen Jahren in einer gewaltigen Explosion verlöschen. Im Gegensatz dazu sind M-Zwerg klein und erstaunlich langlebig. Manche haben nur die Größe von Jupiter und ein M-Zwerg der so alt ist wie die Milchstrasse (ca. 13 Milliarden Jahre) hat sich über die Zeit kaum verändert und wird noch viele weitere Jahrtausende still vor sich hinleuchten.

Die kühlestern besitzen die kompliziertesten Spektren. Zerschnitten von tausenden von Absorptionslinien. Viele dieser Linien sind stark und tief, die meisten sind jedoch nur bei hoher spektraler Auflösung zu erkennen. In einigen Spektralbereichen sind die Linien so dicht, das vom dazwischenliegenden Kontinuum nichts mehr zu erkennen ist. Molekülbanden charakterisieren das Erscheinungsbild der M-Spektren. Moleküle sind leicht durch Stöße mit anderen Gasteilchen zu zerstören, ein Grund dafür, dass sie nur bei Sternen mit niedrigen Temperaturen vorkommen. Der Dominator im Spektrum ist Titanoxid. Dieses Molekül ist bis zur Spektralklasse K5 sichtbar. Bei späten M-Sternen sind große Bereiche des optischen Spektrums von molekularen Absorptionen quasi verschluckt. Abbildung 3.3 und 3.4 zeigen die Spektren zweier M-Sterne, deutlich sichtbar die Zunahme der Absorption.

Zur Leuchtkraftklassifikation dienen bei verschiedenen Spektraltypen unterschiedliche Linien. Bei den M-Sternen eignet sich die Linie des neutralen Kalziums bei 4227 Å sehr gut. Sie ändert sich nur wenig mit der Temperatur, aber sehr stark mit dem Gasdruck. Das bezeichnet man auch als negativen Leuchtkrafteffekt, d. h. ihre Stärke nimmt mit zunehmender Sternhelligkeit ab. Bei Überriesen ist sie sehr schwach, wegen der geringen Gasdichte in deren Atmosphären. Wasserstofflinien verhalten sich genau umgekehrt, sie besitzen einen positiven Leuchtkrafteffekt. Bei Spektren von frühen M-Riesen sind sie gerade noch erkennbar verschwinden aber zur Hauptreihe hin vollständig. Darüber hinaus können verschiedene Linienverhältnisse des neutralen Eisens zur Leuchtkraftklassifikation herangezogen werden.

Typ K

Bild 3.5: K0V



Bild 3.6: K5V

Merkmale: Starke Metalllinien und CH- und CN Molekülbanden

K-Sterne sind meist an ihrer charakteristischen orangen Färbung gut am Himmel zu erkennen. Bekanntester Vertreter ist Arkturus ein Riese vom Spektraltyp K1 III.

Die Atmosphären der K-Sterne sind wesentlich wärmer als die der M-Sterne. Wenn man die Unterklassen von den späten zu den frühen Typen durchwandert, verschwinden die TiO-Banden bei K5 und die Wasserstofflinien erscheinen in allen Leuchtkraftklassen. Die mächtige Linie des neutralen Kalziums wird stetig schwächer, weil die Atome allmählich in den ionisierten Zustand übergehen. Entsprechend erscheinen die Linien des Ca II im schnell heller werdenden violetten Teil der Spektren. Auch die sehr starken Linien des Na I verhalten sich wie ihr Kalzium Gegenstück. Neben diesen werden noch weitere Metalllinien bzw. ihre Verhältnisse untereinander zur Klassifizierung genutzt. Die hohen Temperaturen führen zum Aufbrechen der meisten Moleküle nur die Banden des CH-Moleküls können noch widerstehen. Bei K-Riesen finden sich auch noch starke optische Banden von CN und infrarote von CO.

Typ G



Bild 3.7: G0V



Bild 3.8: G4V

Merkmale: Starke Ca⁺ Linien; Fe⁺ und andere Metalle dominieren. Wasserstofflinien werden stärker über die Gruppe.

Mit den G-Sternen erreichen wir nun den Bereich der mittleren Temperaturen in der Sternenwelt. Die Linien der neutralen Metalle werden allmählich schwächer, die prominentesten Na I, Ca I und Fe I bleiben jedoch tief und breit. Die Fraunhoferschen Linien des Ca II erreichen ihr Maximum schon an der Grenze der Spektralklassen K und G und dominieren den violetten Spektralbereich bis in die frühen G Sterne hinein. Die hohen Temperaturen bringen immer mehr Wasserstoffatome in den zweiten Energiezustand, so dass die Wasserstofflinien im optischen an Stärke zunehmen. Das Verhältnis von H δ zur Fe I Linie bei 4144Å ist ein wichtiges Kriterium zur Festlegung der Unterklassen innerhalb des Typ G. Der positive Leuchtkrafteffekt der Wasserstofflinien in den Klassen K und M verschwindet bei G praktisch vollständig.

In der Klasse G begegnen uns letztmals Molekülbanden in merklicher Stärke, da bei 5000°–6000°K nur noch die widerstandsfähigsten Verbindungen gegen die mit steigender Temperatur immer härteren Stöße der Gasatome und Elektronen bestehen.

Die am besten verstanden und erforschte Klasse ist die der G-Zwerge. Gleichzeitig ist sie die Klasse, die uns am meisten Rätsel aufgibt, aufgrund der Menge an Daten die uns unsere Sonne jeden Tag liefert und wir ein Teil davon nicht verstehen. Auch die hellste Komponente unserer nächsten Nachbarn im Weltall α Centauri A ist ein G2-Zwerg.

Typ F

Bild 3.9: F0V



Bild 3.10: F5V

Merkmale: Wasserstofflinien werden stärker, ebenso wie die Ca^+ Linien, die Häufigkeit der Metalllinien nimmt ab.

Wenn man die Spektralklasse F mit der von G vergleicht stellt man schnell fest, dass die Spektren einfacher und linienärmer werden, je weiter man sich von F9 zu F0 bewegt. Linien einfach ionisierter Metalle verschwinden allmählich und werden durch Linien zweifach ionisierter Atome ersetzt, die allerdings alle im UV-Bereich liegen. Die Wasserstofflinien werden stärker und dominieren zusammen mit den schwächer werdenden Ca II Linien das gesamte optische Spektrum. Das Band des CH-Moleküls nimmt bei steigender Temperatur rasch ab und ist bei F3 völlig verschwunden. Die spektrale Unterklasse kann man am leichtesten aus dem Stärkeverhältnis der Ca I Linie (4227 Å) zu H δ (4102 Å) bestimmen.

Die F-Sterne stellen den Übergang von den kühlen Sternen zu den heißen Sternen der folgenden Spektralklassen dar. Die Rotationsgeschwindigkeit auf der Hauptreihe wird plötzlich viel größer und andere Kernreaktionen übernehmen die Energieerzeugung. Auch die Spektralklasse F besitzt ein ihr eigenes Charakteristikum: Sie ist die Domäne der Cepheiden, jener pulsierender Sterne, die für unser Verständnis der Sternentwicklung und der kosmischen Entfernung so entscheidend sind. Der leuchtkräftigste bekannte F-Cepheide ist ρ Cassiopeiae, er ist um mehr als 2 Größenklassen veränderlich. Bei seiner Maximalhelligkeit besitzt er den Spektraltyp F8 Ia, seine scheinbare Helligkeit beträgt dann 4 mag, seine absolute Helligkeit dagegen enorme -10 mag. Im Minimum besitzt er dagegen den Spektraltyp K.

Berühmtester Vertreter der Spektralklasse F ist der Polarstern, ein F8 Überriese, der zufällig am Himmelsnordpol steht.

Typ A

Bild 3.11: A1V



Bild 3.12: A5V

Merkmale: Beste Ausprägung der Wasserstofflinien aller Spektraltypen. Linien des neutralen Kalziums.

Sirius der hellste Stern am Himmel ist ein A-Hauptreihenstern des Spektraltyps A1. Seine Leuchtkraft ist zwar 50 mal so groß wie die der Sonne, aber nur seine unmittelbare Nähe von 8,7 Lichtjahren, lässt ihn für uns so hell erstrahlen.

Wie bei den vorangegangenen Spektralklassen haben sich die Wasserstofflinien so nach und nach in den Vordergrund geschoben und erlangen in nun bei den A-Sternen ihre Dominanz über das Spektrum. Keine andere Spektralklasse lässt sich so leicht auch mit den dürtigsten Spektren und bei geringer Auflösung noch identifizieren. Hier treten auch die sonst so mächtigen Ca II Linien in den Hintergrund und Ca I ist völlig unsichtbar geworden. Da die Ca II Linien zu heißern Sternen rasch abnimmt, eignet sie sich gut für die Festlegung der Spektralen Unterklasse. Der große Wagen enthält eine bemerkenswerte Gruppe von A-Hauptreihensternen die alle etwa 25 Parsec von der Sonne entfernt sind.

Der Spektraltyp A ist auch die klassische Region der weißen Zwerge, daher auch der Name. Es gibt zwar auch Zwergsterne in allen anderen Spektralklassen, aber die bekanntesten und zuerst entdeckten sind tatsächlich weiß.

Typ B



Bild 3.13: B0V



Bild 3.14: B5V

Merkmale: Charakteristisch die Linien des neutralen Helium. Bei Temperaturen über 9500K nehmen die Balmerlinien des Wasserstoffs stark ab, von B9 zu B0, wo sie kaum noch sichtbar sind.

Keiner der 100 sonnennächsten Sterne ist ein B-Stern, aber ein Drittel der hundert hellsten Sterne sind B-Sterne. Keine andere Spektralklasse stellt so viele Glanzlichter am Himmel. B-Sterne hängen astronomisch eng mit den O-Sternen zusammen und haben viele gemeinsame Eigenschaften. Beide sind heiß und blau, beide produzieren eine Menge UV-Strahlung, bei beiden nimmt die Stärke der Wasserstofflinien mit zunehmender Temperatur ab und beide besitzen Helium-Linien im sichtbaren Bereich. Aufgrund dessen werden beide Klassen auch sprachlich zusammengefasst und als OB-Sterne bezeichnet. Sie liegen alle innerhalb von hundert Parsec um die Mittelebene der Milchstrasse während sich die M-Sterne über die ganze Galaxie und den sie umgebenden Halo erstrecken. Das liegt vor allem daran, dass die leuchtstarken OB-Sterne ihren Energievorrat schnell aufbrauchen und sich daher im Laufe ihres Lebens nicht weit von ihrem Geburtsort, den Dunkelwolken in der galaktischen Scheibe, entfernen. Schönstes Beispiel für B-Sterne sind die Plejaden, auch Siebengestirn genannt.

Typ O



Bild 3.15: O5V

Merkmale: Starke He⁺ Linien und das fast nicht Vorhandensein von Wasserstoff. Emissionslinien erzeugt durch extreme Sonnenwinde und starkes Ultraviolette Kontinuum. Je nach Alter des Stern kommen Elemente hinzu, die sich nach der Phase des Wasserstoffbrennens bilden, wie Kohlenstoff und Silizium.

Sterne vom Typ O sind extrem selten und ihre Spektralklasse reicht bis Unterklasse O3, das entspricht einer ungefähren Oberflächentemperatur von 50 000 Kelvin. Sterne mit Unterklasse O1 oder O2 wurden noch nicht entdeckt, was jedoch nicht heißt, dass sie nicht existieren. Möglicherweise sind solche Sterne noch in den Nebeln ihrer Geburtsstätten verborgen.

O-Sterne sind meist sehr jung, massereich und heiß. Die meisten bekannten O-Sterne sind deswegen Über- und Hyperriesen. Ein Umstand der ihnen ein nur sehr kurzes Leben beschert. Massereiche Sterne sterben früher als Sterne mit geringerer Masse, aufgrund des großen Strahlungsdrucks auf der Oberfläche (erkennbar an den starken Emissionslinien im Spektrum). Das macht die O-Sterne für die Struktur und Entwicklung der Galaxien sehr wichtig. Am Ende ihres kurzen Lebens (immerhin nur 10 Millionen Jahre bei einer Masse von 20 Sonnenmassen, die Sonne dagegen strahlt mehr als 10 Milliarden Jahre) enden sie in einer spektakulären Supernovaexplosion. Ihre Masse ist aber zu groß, um als weißer Zwerg zu verkümmern. Ihr Kern kollabiert innerhalb kürzester Zeit direkt zu einem Neutronenstern und wenn die Masse noch größer ist, zu einem schwarzen Loch. In der letzten Phase dieser Sterne werden jede Menge Elemente gebildet die dann in einer gewaltigen Explosion in den stellaren Raum hinausgeschleudert werden. Man kann sagen, dass alle Elemente die wir kennen, außer Wasserstoff, Helium und ein wenig Lithium, durch Supernovae entstanden sind. Wir sind also Kinder der Sterne im wahrsten Sinn des Wortes.

Untertypen

Wolf-Rayet Sterne (W)

Wolf-Rayet Sterne sind ähnlich zu Sternen des O-Typs, aber sie zeigen breite Emissionslinien, dabei jedoch keine Spur des häufigsten aller Elemente, Wasserstoff, wohl aber reichlich Helium. Der Ionisationsgrad ist bei diesen Sternen sehr hoch, so dass Linien des He^{+3} , C^{+3} und N^{+3} vorherrschen, die dazu nötigen Temperaturen verknüpfen sie deshalb eng mit der Spektralklasse O. Der Masseverlust dieser Sterne scheint so stark zu sein, dass diese Sterne ihre gesamte Wasserstoffhülle verloren haben. Sie treten in zwei sehr unterschiedlichen Formen auf: kohlenstoffreich und stickstoffreich. Man nimmt an, dass Wolf-Rayet Sterne meist Mitglieder eines sehr engen Doppelsystems sind, bei dem der Begleitstern die äußeren Schichten des Wolf-Rayet-Sterns abgesogen hat.

T-Tauri Sterne (T)

T-Tauri-Sterne sind sehr junge Sterne, die sich typischerweise in den hellen oder dunklen interstellaren Wolken verbergen, aus denen sie entstanden sind. Ihr Spektrum enthält dadurch meist helle Emissionslinien und eine Anzahl von "verbotenen Linien" (so benannt, weil sie unter Laborbedingungen nicht zu beobachten sind), das deutet auf extrem niedrige Dichten hin. Die Spektrallinien zeigen auch Dopplerverschiebungen, was auf abströmendes Gas hinweist. T-Tauri-Sterne gehören meist den Spektralklassen G und K an, weisen aber eine beträchtliche Instabilität auf, so dass sie nicht genau zugeordnet werden können. Da diese Sterne sehr jung sein müssen, darauf deutet auch die Lithiumhäufigkeit in den Spektren hin. Lithium wird bereits von Kernreaktionen zerstört, die bei Temperaturen unterhalb der eigentlichen Fusionsprozesse ablaufen. So findet man im Spektrum unsere Sonne nur noch sehr schwache Lithiumlinien.

weitere Typen

N-, C- und S-Sterne

Die Unterklassen von N-, C- und S-Sternen laufen in der Temperaturskala parallel zu denen von M-Sternen. Die Unterschiede liegen in der chemischen Zusammensetzung und in der Tatsache, dass alle N- und S-Sterne Riesen sind. Die bei den M-Sternen charakteristischen TiO-Banden sind bei den N- und C-Sternen durch die von Kohlenstoff ersetzt. S-Sterne zeigen dagegen auffällige ZrO-Banden (Zirkoniumoxid).

L und T Sterne

In den letzten Jahren wurden in stetig wachsender Zahl so genannte ultrakühle Zwergsterne entdeckt. Dabei handelt es sich um sehr massearme Sterne, Braune Zwerge und Riesenplaneten. Durch ihre extrem niedrige Oberflächentemperaturen haben sie Spektren, die sich von denen anderer Sterne deutlich unterscheiden. Um diese Spektren zu beschreiben und zu klassifizieren wurden die beiden neuen Spektralklassen L und T eingeführt, welche die traditionelle Reihe OBAFGKM über M hinaus fortsetzen.

L-Sterne zeichnen sich durch Liniensysteme von Metallhydriden (z. B. CrH and FeH) und von neutralen Alkaliatomen (Na, K, Rb, Cs) im roten und nahen Infrarotbereich Spektralbereich (0.6 mm bis 1.0 mm) aus. Die noch kühleren T-Zwerge zeigen hingegen starke Banden von Wasser (H₂O) und vor allem Methan (CH₄) im Infraroten zwischen 1.0 mm und 2.5 mm Wellenlänge. Also weit außerhalb des sichtbaren Spektrums.

Spektralsequenz

In der zusammengesetzten Spektralsequenz kann man gut beobachten, wie die Wasserstofflinien der Balmerreihe zwischen den Spektralklassen auftauchen und wieder verschwinden. Tabelle 3 fasst die Informationen der einzelnen Spektralklassen noch einmal zusammen. Und gibt auch den Farbindex mit an.

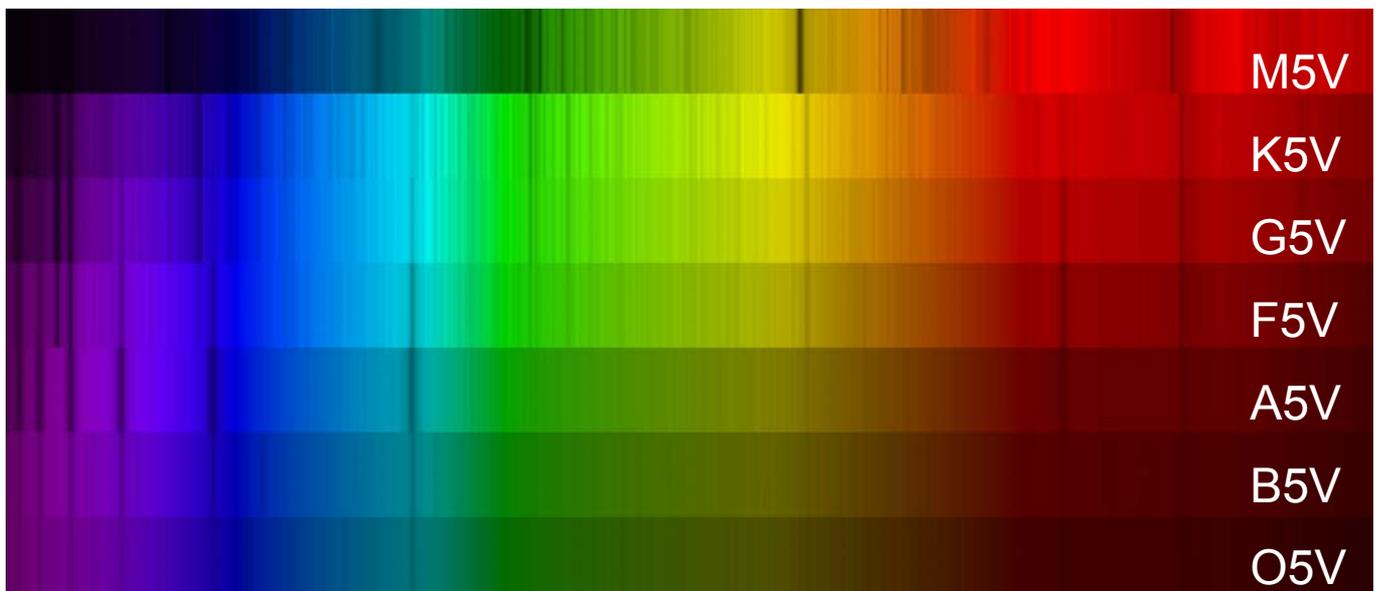


Bild 3.16 Spektralsequenz

Klasse	Charakteristische Spektren	Farbe	Farben-index	Effektivtemperatur (K)	Beispiele
O	He II; He I	blau	-0,3	28000-50000	χPer; εOri
B	HeI; H	blau-weiß	-0,2	9900-28000	Rigel, Spica
A	H	weiß	0,0	7400-9900	Wega, Sirius
F	Metalle; H	gelb-weiß	0,3	6000-7400	Procyon
G	Ca II; Metalle	gelb	0,7	4900-6000	Sonne, αCen A
K	Ca II; Ca I; andere Moleküle	Orange	1,2	3500-4900	Arktur
M	TiO; andere Moleküle; Ca I	Orange-rot	1,4	2000-3500	Beteigeuze

L	Metallhydriden	rot		1900-2000	...
T	H ₂ O; CH ₄	braun		>1900	...
R ¹	CN; C ₂	Orange-rot	1,7	3500-5400
S ²	ZrO; andere Moleküle	Orange-rot	1,7	2000-3500	R Cyg
N ¹	C ₂	rot	>2	1900-3500	R Lep

¹ Kohlenstoffsterne

² Sterne mit etwas geringerer Kohlenstoffhäufigkeit als bei R- und N-Sternen; dafür treten Zirkoniumoxid-Molekülbanden auf.

Tabelle 3: Spektralklassen

Was Spektren noch verraten

Wie aus dem vorangegangenen Kapitel hervorgeht, gibt es eine Vielzahl unterschiedlicher Sterntypen die sich auf Grund ihrer Spektren wunderbar klassifizieren lassen. Aber das ist nicht das einzige, was uns Spektren über die Sterne erzählen. Es lauern noch viele weitere Erkenntnisse.

Chemische Zusammensetzung

Das offensichtlichste, was wir den Spektren entnehmen können, ist die chemische Zusammensetzung der Sterne. Die Elementhäufigkeiten verraten sehr viel über die ablaufenden Fusionsprozesse und bestätigen damit die Theorien über die Sternentstehung. Im Laufe seines Ablebens reichert der Stern mehr und mehr schwerer Elemente an. Bei den großen OB-Riesen bildet sich durch die verschiedenen Fusionsprozesse eine Zwiebelstruktur dessen Endprodukt Eisen ist. Schwerer Elemente können nicht durch Fusion entstehen, ohne das Energie zugeführt wird.

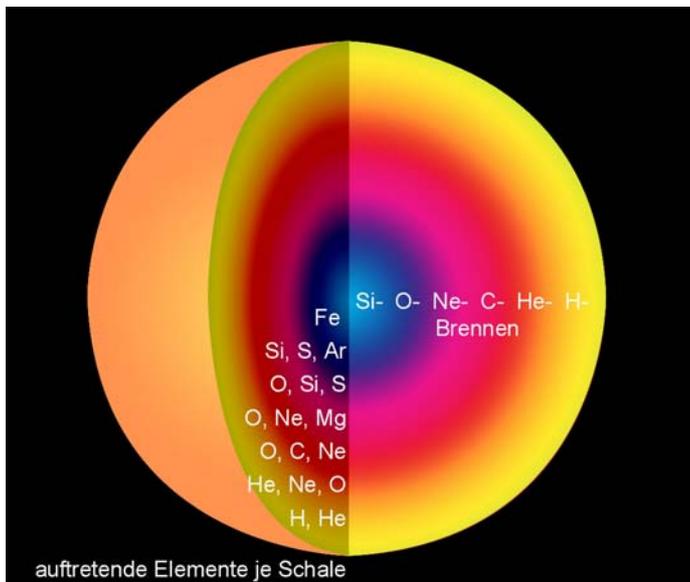


Bild 4.1 Zwiebelstruktur eines O-Sterns; von rechts nach links die Fusionen von H bis Si; von unten nach oben die in der jeweiligen Schale vorhandenen Elemente.

Alter

Wie im vorangegangenen Kapitel beschrieben, machen Sterne eine Entwicklung durch. Sie werden als Hauptreihensterne geboren, leuchten dort lange Zeit, schwellen im letzten Abschnitt

ihres Lebens zu Riesen an und ihr Kern wird nachdem er von den Resten seiner Wasserstoffhülle in einer großen Explosion entledigt wurde, zu einem weißen Zwerg, der langsam verlischt.

Allein aus den Elementhäufigkeiten lässt sich nicht immer auf das Alter schließen, da es unterschiedliche Populationen von Sternen im Universum gibt. Sterne die kurz nach dem Urknall entstanden, bestanden nur aus den Elementen Wasserstoff und Helium. Sie werden gemeinhin als Population-III-Sterne bezeichnet. Es ist aber bisher kein solcher Stern ohne Metallgehalt entdeckt worden. Da diese Sterne sehr alt sind, sind die meisten wahrscheinlich schon in den Tiefen des Universums verloschen oder zumindest so weit abgekühlt, dass wir ihr schwaches Licht nicht mehr beobachten können. Das es sie aber gegeben haben muss, beweist die nächste Generation die schon einen geringen Anteil schwerer Elemente in sich trägt. Die OB-Sterne dieser Generation sind auch schon längst verschwunden, übriggeblieben sind kleine rote Sterne die noch in den Kugelhaufen und im Halo unserer Galaxie zu beobachten sind. Diese Population-II-Sterne sind die ältesten uns bekannten Sterne mit einem Metallgehalt 10^{-4} mal weniger als der der Sonne. Als Population-I-Sterne bezeichnet man schließlich die blau-weißen OB-Stern Assoziationen in der Ebene der Spiralgalaxien. Diese neu entstandene und noch entstehende Generation von Sternen hat einen deutlich höheren Metallgehalt. Astronomen bezeichnen im übrigen alle Elemente deren Atomgewicht schwerer als das von Helium ist, als Metalle.

Mit den Einteilungen in die Spektralklassen und dem Wissen über ihren Zustand, Riese oder Zwerg, kann man ungefähr das Alter der Sterne abschätzen. Bei unserer Sonne wissen wir es fast genau: Nämlich 4,5 Milliarden Jahre. Da die Planeten zusammen mit ihr entstanden sind und wir in etwa sagen können, wie alt die Erde ist.

Entfernungen

Zur Bestimmung der Entfernung bei weit entfernten Objekten nimmt man den Dopplereffekt zu Hilfe. Der Umstand das die Frequenz einer sich vom Beobachter fortbewegenden Schall- oder Lichtquelle zu längeren Frequenzen hin verschoben erscheint, hilft zu deuten wie weit das Objekt entfernt ist. Bei einem aufeinander zu bewegen, kommt es zu einer Verschiebung zu kürzeren Frequenzen. Das bedeutet das eine Quelle, die stark Rotverschoben ist, sich von uns weg bewegt. Ist sie Blauverschoben bewegt sie sich auf uns zu. Da sich im Universum Objekte die weit von uns entfernt sind, umso schneller von uns fortbewegen, sind stark rotverschobene Objekte auch meist sehr weit von uns entfernt. Diese sogenannte Fluchtgeschwindigkeit hängt eindeutig mit dem Abstand (zu uns) zusammen. Diese Beziehung ist sogar linear: Verdoppelt sich die Geschwindigkeit, verdoppelt sich auch der Abstand. Also lässt sich aus der Größe der Verschiebung der Spektrallinien die ungefähre Entfernung bestimmen. Dieses Verfahren wird aber meist bei entfernten Galaxien angewandt. Für Sterne in unserer Galaxie gibt es genauere Methoden.

Magnetfelder

Nicht jeder Stern besitzt ein ihn umgebendes starkes Magnetfeld, das hat vor allem mit der Rotation des Sterns zu tun. Es ist aber noch nicht genau erforscht, warum einige Sterne Magnetfelder von extremer Stärke besitzen und anderer wiederum überhaupt keine. Pieter Zeeman entdeckte 1897, das wenn sich ein Atom in einem Magnetfeld befindet, die möglichen Energieniveaus der Elektronen verschmiert werden und es zu einer Verbreiterung oder Aufspaltung der Linien im Spektrum kommt.

Einige A-Hauptreihensterne haben ein bis zu einigen tausendmal stärkeres Magnetfeld als die Erde. In Spektren solcher Sterne führt der Zeeman-Effekt zu einer Aufspaltung der Absorptionslinien von einigen zehntel Ångström. Bei einigen weißen Zwergen mit sehr starken Magnetfeldern dagegen, kann die Aufspaltung so stark werden, dass die Linien nicht mehr

identifizierbar sind und sich über den gesamten sichtbaren Spektralbereich erstrecken. Um solch starke Aufspaltungen zu verursachen, müssen die Magnetfelder mehrere hundert Millionenmal stärker sein, als das Erdmagnetfeld.

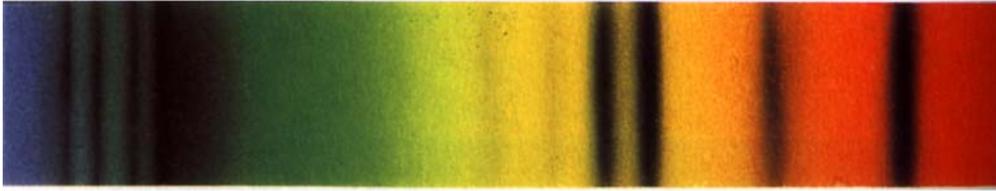


Bild 4.2 Ausschnitt aus dem Spektrum des magnetischen Zwergs PG1533-057. Das Magnetfeld das hier zur Aufspaltung der Linien führt, ist etwa 60 Millionenfach stärker, als das Erdmagnetfeld. (Quelle: Sterne)

Doppelsterne

Mindestens die Hälfte aller Sterne sind Mitglieder von Doppel-, Dreifach- oder Mehrfachsystemen noch höherer Ordnung. Eine Vielzahl von ihnen sind optisch nicht auflösbar weil sie viel zu eng stehen. Hier spricht man von spektroskopischen Doppelsternen, da sie nur über ihre Spektren als Doppelsterne identifiziert werden können. Wenn sie so nahe zueinander stehen, müssen sie sich zwangsläufig sehr schnell bewegen um ihre Bahnen aufrechtzuerhalten. Daher sind Veränderungen ihrer Radialgeschwindigkeiten zu beobachten. Da wir beide Sterne aber nur als einen sehen, beobachten wir im Spektrum zwei Liniengruppen, die sich auf Grund des Dopplereffekts hin und her verschieben, während sich die beiden Sterne umkreisen und dabei ihre Bewegungsrichtung ändern. Mit etwas Glück sehen wir genau in die Bahnebene eines Doppelsterns und erhalten bei einer Bedeckung der einen Komponente nur das Spektrum des einen Sterns.

Zusammenfassung

Das war ein kleiner Einblick in das Reich der Sterne. Ich hoffe, es hat Sie als Leser ebenso beeindruckt wie mich. Denn es ist eigentlich kaum zu glauben, was uns das Licht ferner Sonnen verrät. Und dabei gäbe es noch weitaus mehr über sie zu erzählen und vieles, was wir heute noch nicht wissen. Eines jedoch steht fest. Nur durch die Interpretation von Spektren ist es uns gelungen, so viel über die fernen Sterne zu erfahren. Doch wir dürfen nicht vergessen, dass das was wir momentan sehen, nur ein Blick in die Vergangenheit ist. Zeitabläufe und Entfernungen sind im Universum so groß, das wir sie uns nicht im mindesten vorstellen können. Denn das Licht der Sterne und Galaxien ist viele (mitunter Hunderte) Lichtjahre zu uns unterwegs gewesen und bisweilen ist ein Stern der heute an unserem Nachthimmel funkelt, bereits seit langer Zeit in einer Supernova verglüht. So ist das was wir sehen, nur ein kurzer Blick in die Vergangenheit.

Es wäre also kaum vorstellbar wenn wir zu den Sternen reisen könnten! Was würden uns dort erwarten? Gestaltet sich die Wirklichkeit so, wie in unseren Theorien? Zumindest wären wir dann in der Lage unsere Erkenntnisse, die wir auf Grund der Spektrografie gewonnen haben zu überprüfen.

Denn vielleicht ist ja auch alles ganz anders!...



Bild 5.1: Ohne Worte (Quelle: Aktive Sterne)

Quellennachweis/Literaturempfehlung

Literatur

James B. Kaler, Sterne und ihre Spektren; Spektrum Akademischer Verlag

James B. Kaler, Sterne – Die physikalische Welt der kosmischen Sonnen; Spektrum Akademischer Verlag

Unsöld/Bascheck, Der neue Kosmos, Springer Verlag

Klaus G. Strassmeier, Aktive Sterne, Springer Verlag Wien

Internet

<http://www.astro.uiuc.edu/~kaler/sow/spectra.html>

http://www.astro.uiuc.edu/~kaler/sow/star_intro.html

<http://www-astronomy.mps.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit1/SpTypes/>

<http://casa.colorado.edu/~ajsh/colour/Tspectrum.html>