

Spektroskopie von Sternen

Ein Kurs für das TUMlab im Deutschen Museum

Von Eckhard Wallis

25. 1. 2008

Mit Korrekturen vom 19. 3. 2008

Benutzungshinweise	3
0. Einleitung	4
1. Grundlagen	5
1.1. Was ist ein Spektrum?	5
1.2. Spektren verschiedener Lichtquellen	5
1.3. Wie entstehen diese Spektren?	6
2. Sternspektren	8
2.1. Allgemein	8
2.2. Wie entstehen Sternspektren?	9
2.3. Was sagen Sternspektren aus?	9
2.4. Wie man Sternspektren darstellt und liest	10
3. Temperaturmessungen	12
3.1. Arten der Temperaturmessung	12
3.2. Abschätzung der Temperatur aus der Stärke der Spektrallinien	12
3.3. Klassifikation von Sternspektren	14
3.4. Die Leuchtkraftklassen	15
3.5. Hertzsprung-Russel-Diagramm	17
4. Doppler-Effekt, Hubble, und die Expansion des Universums	19
4.1. Verschobene Spektren	19
4.2. Doppler-Effekt	19
4.3. Hubbles Entdeckung	20
4.4. Die Ausdehnung des Universums	22
4.5. Die Hubble-Konstante	23
5. Bemerkungen zum didaktischen Konzept	26
5.1. Kursziel	26
5.2. Vorgehensweise	26
5.3. Themenauswahl	27
5.4. Gestaltung des Arbeitsmaterials	27
Anhang 1: Tabelle: Spektraltyp und Absolute Helligkeit	28
Anhang 2: Spektren zu Aufgabe 3.2.1 (S. 13)	29
Anhang 3: Spektren zu Aufgabe 3.4.1. (S.17)	31
Anhang 4: Mathematische Ausführungen zu Aufgabe 4.5.1. (S. 23)	32
Anhang 5: Spektrum einer Galaxie (zu A. 4.3.1.; S. 21)	33
Literaturverzeichnis	34
Verwendete Software	35
Abbildungsverzeichnis	35

Benutzungshinweise

- *Direkte Handlungsanweisungen an den Kursteilnehmer sind kursiv gedruckt*, für den Kursleiter bestimmte Lösungen in Courier New 10pt. Quellenverweise, die sich auf die Aufgabenstellung beziehen, werden erst am Ende der jeweiligen Lösung genannt.
- Zu Aufgabe 3.2.1. (S.13) bzw. Aufgabe 3.4.1. (S.17) sind im Anhang 2 bzw. 3 alle verwendeten Spektren beigelegt.
- Zu Aufgabe 4.5.1. (S.21) finden sich im Anhang 4 sämtliche mathematischen Ausführungen. Im Text wurde nur für ein Objekt ausführlich gerechnet, für die restlichen Objekte mit identischem Rechenweg wurden nur die Ergebnisse aufgeführt. Außerdem wurde ein ausgedrucktes Galaxienspektrum in Anhang 5 beigelegt.
- Die Kursteilnehmer sollten Taschenrechner und Zeichenmaterial dabei haben.
- Das verwendete Programm „Classification of Stellar Spectra“ arbeitet mit Spektren aus der „Jacoby Spectral Library“ (JSL). Wenn in Lösungen zu Aufgaben von einem Index die Rede ist, so ist damit der zur JSL gehörige Index gemeint.
- Die Übersetzung und Verwendung der vorliegenden Arbeit, auch in Auszügen, als Grundlage für Kurse ist gestattet, sofern die Benutzung nicht zu kommerziellen Zwecken erfolgt und der Autor namentlich genannt wird. Kürzungen oder Erweiterungen zur eigenen Schwerpunktsetzung sowie Veränderungen des Textes bei der Gestaltung des Arbeitsmaterials für die Kursteilnehmer (siehe 5.4.) sind ausdrücklich gestattet.
- Der Kurs ist zur Verwendung mit den Programmen „Classification of Stellar Spectra“ und „Hubble Redshift Distance Relation“ vom Projekt CLEA gedacht. Hilfreiche Internetadressen zu dieser Software sind im Literatur- und Softwareverzeichnis angegeben.

0. Einleitung

Die Astronomie hat im 20. Jahrhundert einen Kenntnisstand erreicht, der den Laien staunen macht. Es ist längst kein Rätsel mehr, woraus Sterne bestehen. Über Temperatur, Druck, Magnetfelder selbst im Inneren der Sterne existieren heutzutage genaueste Vorstellungen. Das Alter des Universums ist recht genau bekannt, ebenso wie die Tatsache, dass das Universum expandiert.

Es ist für den interessierten Laien schwer genug derartige Gedanken zu verstehen. Noch rätselhafter ist es aber, wie diese Erkenntnisse überhaupt gewonnen wurden, wenn man sich vor Augen führt, wie weit die untersuchten Objekte entfernt sind: Das Licht des nächsten Sterns braucht 4 bis 5 Jahre zu uns. Von einer Untersuchung durch Sonden ist bei Sternen also nicht einmal zu träumen. Auch mit stärksten Teleskopen kann man Sterne allerhöchstens als winzige Scheiben erkennen, meist aber nur als Punkte. Insgesamt kommt von einem Stern also nur eines an: Sein Licht. Nun drängt sich die Frage auf, wie man dann die obigen Erkenntnisse gewinnen konnte. Die Antwort: Nur aus dem Licht der Sterne! Nahezu alle diese Informationen sind im Spektrum des Sterns enthalten. Die Analyse der Sternspektren ist damit eine der wichtigsten Methoden der modernen Astronomie.

Die vorliegende Facharbeit ist als Kurs gestaltet, der dem interessierten Schüler die Möglichkeit bieten soll, die Methoden der Spektralanalyse zu verstehen. Der Schüler soll selbstständig mit Spektren von ausgewählten Beispielen arbeiten, um wirklich nachvollziehen zu können, wie man mit der Spektroskopie Informationen gewinnen kann. Die theoretischen Grundlagen werden soweit zum Verständnis nötig abgehandelt. Neben der reinen Darstellung des Vorgehens bei der Auswertung der Spektren, werden auch die wichtigsten und bekanntesten mit der Spektroskopie gewonnen Erkenntnisse beschrieben. Dadurch soll der Schüler einen guten Eindruck von der Bedeutung der Spektralanalyse für die moderne Astronomie gewinnen.

1. Grundlagen

1.1. Was ist ein Spektrum?

Die einfachste Form eines Spektrums hat bestimmt jeder schon einmal gesehen: einen Regenbogen. Die Erklärung für die Entstehung eines solchen ist wahrscheinlich auch bekannt: Die Regentropfen „zerlegen“ das weiße Licht der Sonne in seine Farben.

Die genaue Erklärung ist etwas komplizierter: Licht ist bekanntlich eine **Welle**. Jede **Farbe** hat eine charakteristische **Wellenlänge**. Die Wellenlängen des sichtbaren Lichtes reichen von 400 nm (Violett) bis 700 nm (Rot). Wellenlängen außerhalb dieses Bereiches sind ebenfalls möglich. Unsere Augen können dieses Licht aber nicht wahrnehmen. Manche Lichtquellen, z.B. die Sonne senden Licht **aller Wellenlängen** aus. Dieses Licht nehmen wir als „weiß“ wahr. Trifft nun das Licht auf einen Regentropfen, so wird es reflektiert und dabei abgelenkt. Wie stark das Licht abgelenkt wird, hängt aber von der Wellenlänge ab. Die verschiedenen Wellenlängen werden also **voneinander getrennt** und können so separat wahrgenommen werden. Welche Wellenlängen eine Lichtquelle aussendet, ist von Lichtquelle zu Lichtquelle anders. Es lohnt sich daher, einmal einen Blick auf die **Wellenlängen, die eine Lichtquelle aussendet**, auf ihr **Spektrum** zu werfen.

1.2. Spektren verschiedener Lichtquellen

A 1.2.1: Vergleiche die Spektren einer Glühlampe, sowie einer Straßenlaterne und einer Schreibtischlampe, in denen Quecksilbergas erhitzt wird.



Abb. 1: Glühlampe

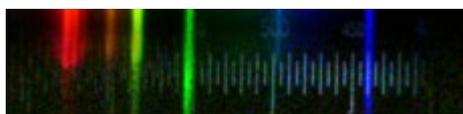


Abb. 2: Straßenlaterne



Abb. 3: Schreibtischlampe

Die Unterschiede zwischen den Gasspektren und dem Spektrum der Glühlampe beruhen auf den folgenden, von Kirchhoff und Bunsen entdeckten Gesetzen:

1. Feste und flüssige Körper (sowie Gase unter hohem Druck) senden ein kontinuierliches Spektrum aus.

2. Heiße Gase senden nur Licht bestimmter Wellenlängen aus (Emissionslinien).

Dem Kursteilnehmer sollte auffallen, dass die Quecksilberdampflampen ein anderes Spektrum aussenden als die Glühlampe. Ob er diese Beobachtung als allgemeine Gesetzmäßigkeit erkennt, ist angesichts der wenigen Beispiele eher unwahrscheinlich.

A 1.2.2.: Die folgenden Spektren werden von verschiedenen heißen Gasen abgestrahlt (Natrium, Wasserstoff, Quecksilber, Kupfer). Was unterscheidet sie voneinander? Was haben sie gemeinsam?

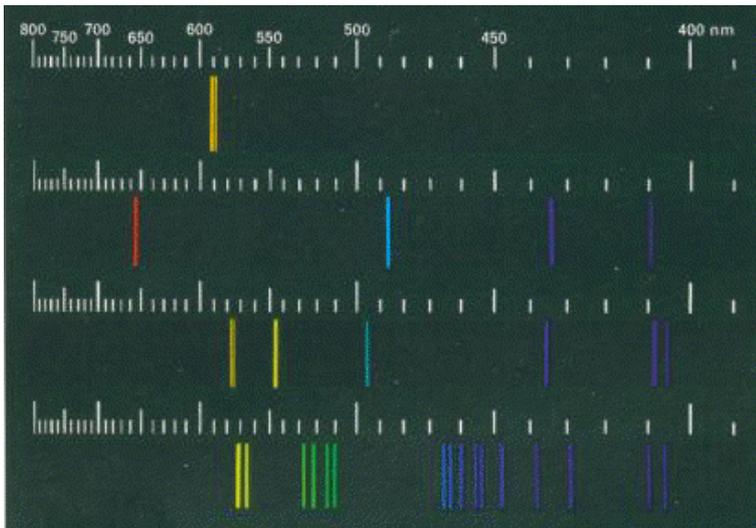


Abb. 4: Linienspektren

Dem Kursteilnehmer sollte auffallen, dass alle Gase nur Linien aussenden, aber jedes Gas unterschiedliche Linienmuster.

1.3. Wie entstehen diese Spektren?

Wir haben festgestellt, dass Gase im Gegensatz zu Festkörpern nur Licht bestimmter Wellenlängen aussenden. Das Spektrum besteht nur aus einigen sogenannten **Emissionslinien**. Außerdem sendet jede **Atomsorte** ein **charakteristisches** Linienmuster aus. Wasserstoffgas hat z.B. ein anderes Linienspektrum als Heliumgas.

Der Welle-Teilchen-Dualismus:

Um die Entstehung dieser Emissionslinien zu verstehen, muss man zunächst einmal eine weitere, sehr rätselhafte Eigenschaft des Lichts kennen: Den **Welle-Teilchen-Dualismus**. Licht verhält sich nämlich nicht nur wie eine Welle, sondern auch wie ein Strom von Teilchen. Diese Teilchen lassen sich als kleine **Energieportionen** auffassen. Man bezeichnet sie als Lichtquanten oder Photonen. Abhängig von der Wellenlänge kann man jedem Lichtteilchen eine bestimmte Energie zuordnen: **Je höher die Wellen-**

länge, desto geringer ist diese Energie. Das bedeutet, dass man mit einfarbigem Licht nur begrenzt kleine Energieportionen übertragen kann, und nur **ganzzahlige Vielfache** dieser Energie. Ordnen wir z.B. rotem Licht die Energie E , und blauem Licht die doppelte Energie $E_2 = 2E$ zu, dann lassen sich mit rotem Licht die Energiemengen $1E, 2E, 3E, 4E$, etc. übertragen. Blaues Licht kann jedoch nur die Energiemengen $2E, 4E, 6E, 8E$ etc. übertragen.

Die Lichtemission von Gasen

Für das Linienspektrum bedeutet dies nun, dass das Gas, oder genauer, die Gasatome offensichtlich nur Photonen bestimmter Energie aussenden. Wenn ein Atom ein Photon aussendet, dann **gibt es dadurch Energie ab**, nämlich den Betrag der Energie des Photons. Aus dem Linienspektrum folgert man nun, dass das Atom nicht beliebige Energieportionen abgeben kann.

Durch die Energieabstrahlung sinkt natürlich die Gesamtenergie des Atoms. Man sagt, das Atom wechselt in einen **energieärmeren Zustand**. Jedes Atom hat aber nur eine **endliche** Anzahl möglicher Energiezustände. Jedem möglichen Übergang zwischen zwei Energiezuständen entspricht eine Linie im Spektrum des Gases.

Um Energie abgeben zu können, muss das Atom zuvor allerdings Energie aufgenommen haben, es muss „**angeregt**“ worden sein. Im Fall des heißen Gases erfolgt dies durch **Stöße** zwischen den einzelnen, schnell bewegten Atomen. Das Atom **verlässt den energiereichen Zustand** dann nach einer zufälligen (aber meist sehr kurzen) Zeit wieder, und sendet dabei das Lichtteilchen aus. Durch die unvorstellbar große Zahl der Atome werden praktisch zu jeder Zeit Lichtteilchen aller erlaubten Energien ausgesandt, sodass das Linienspektrum entsteht. Die Energiezustände die ein Atom einnehmen kann, hängen von der Atomsorte ab. Das heißt auch, es hängt von der **Atomsorte** ab, welche Emissionslinien abgestrahlt werden.

Zusammenfassung:

- 1. Im Spektrum wird dargestellt, Licht welcher Wellenlängen eine Lichtquelle abstrahlt.**
- 2. Festkörper senden kontinuierliche Spektren aus, heiße Gase strahlen Linienspektren ab.**
- 3. Bei welchen Wellenlängen sich diese Linien befinden, hängt von der Atomsorte ab.**

2. Sternspektren

2.1. Allgemein

Wir wissen nun, dass Spektren etwas über die Lichtquellen aussagen, die sie ausgesandt haben. Nun wollen wir uns Spektren von interessanteren Objekten ansehen, nämlich von Sternen.

Dazu benutzen wir das Programm „Stellar Spectra“ vom US-Amerikanischen Projekt CLEA. Melde dich über „File/Log in“ an. Wähle anschließend „File/Run/Classify Spectra“. Nun solltest du folgendes Fenster sehen:

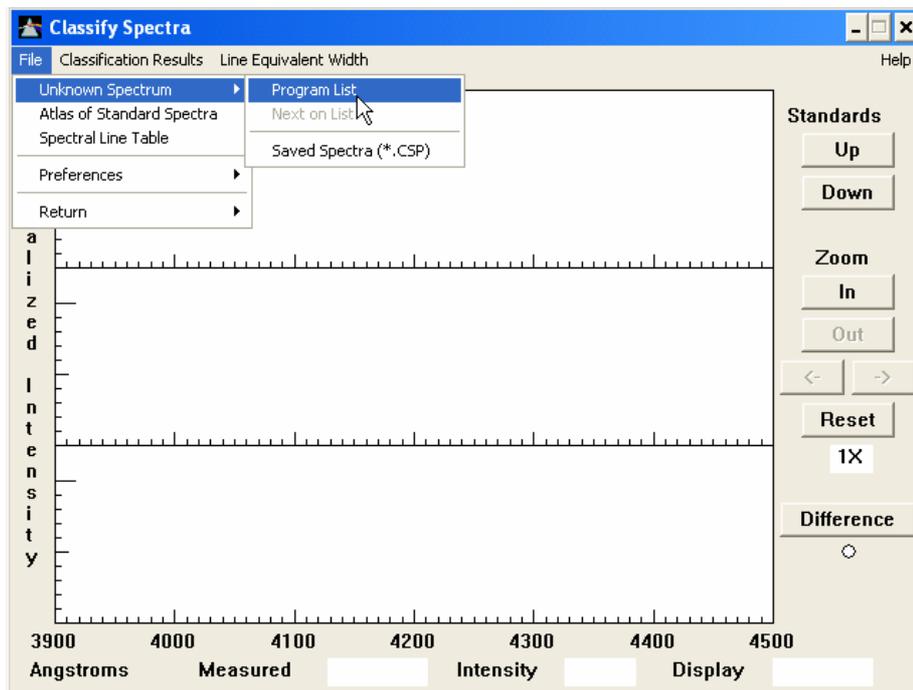


Abb. 5

Setze nun unter „File/Preferences/Display“ den Haken auf „Grayscale Photo“. Über „File/Unknown Spectrum/Programm list“ kannst du nun Spektren als Graustufenbilder öffnen. Auf der x-Achse der Koordinatensysteme wird die Wellenlänge in Angström angegeben ($10\text{Å} = 1\text{ nm}$). Angezeigt wird ein Ausschnitt des Spektrums zwischen 3900Å und 4500Å. Dieser Bereich reicht für unsere Bedürfnisse aus.

A 2.1.1.: Betrachte die Spektren einiger Sterne auf der Liste! Vergleiche die Gestalt der Sternspektren mit den im ersten Kapitel entdeckten Spektren. Wie lässt sich die Entstehung der Sternspektren erklären? (Tipp: Denke dabei an die Entstehung der Emissionslinien!)

Der Kursteilnehmer sollte erkennen, dass jedes Sternspektrum aus einem Kontinuum besteht, in dem sich mehrere dunkle Linien befinden. Außerdem sollte er in der Lage sein, aus der bekannten Erklärung für die

Entstehung der Emissionslinien auch den Umkehrschluss zu ziehen, dass Gase auch Photonen bestimmter Energien absorbieren.

2.2. Wie entstehen Sternspektren?

Die Sternspektren ähneln kontinuierlichen Spektren, sind aber von dunklen Linien (**Absorptionslinien**) durchzogen. Das leuchtende Gase Linienspektren emittieren ist bereits bekannt. Es liegt daher nahe, dass auch die dunklen Linien etwas mit den im Stern vorliegenden Gasen zu tun haben. Die Emissionslinien entstehen, weil die Atome in einen Zustand niedrigerer Energie wechseln und dabei die Energiedifferenz zwischen beiden Zuständen als Photon emittieren. Folglich müssten sie, um in einen **energiereicheren** Zustand überzugehen, auch Photonen **aufnehmen** können. Deren Energieportion muss natürlich ebenfalls genau der Energiedifferenz zwischen energiereichem und energiearmem Zustand entsprechen. Im Stern passiert folgendes: Der Stern sendet ein kontinuierliches Spektrum aus, also Photonen aller Wellenlängen. Trifft nun ein „passendes“ Photon auf ein Atom im kühleren Gas der Sternatmosphäre, so wird es **absorbiert**. Auf der Erde kommen dann **weniger** Photonen dieser Wellenlänge an, im Spektrum ist eine **dunkle** Linie zu erkennen. Das bedeutet, die Absorptionslinien hängen von der **chemischen Zusammensetzung** des Sterns ab.

2.3. Was sagen Sternspektren aus?

Das Absorptionsspektrum wird in erster Linie von der **chemischen Zusammensetzung** des Sterns bestimmt. Es ist dadurch kennzeichnend für den Stern, ähnlich wie der Fingerabdruck für einen Menschen. Man könnte nun meinen, die Anteile der verschiedenen Stoffe im Stern einfach aus den unterschiedlichen Stärken der Absorptionslinien herauslesen zu können. Ganz so einfach ist es aber nicht: Die Gestalt der Linien wird durch **viele andere Faktoren** beeinflusst: Hoher Druck, hohe Temperatur, oder die Rotation eines Sterns führen beispielsweise zu einer Verbreiterung der Linie. Der sogenannte Zeeman-Effekt bewirkt eine Aufspaltung einzelner Linien in mehrere, wenn ein Magnetfeld vorliegt. Im vierten Kapitel werden wir sogar sehen, wie die Geschwindigkeit eines Himmelskörpers das Spektrum beeinflusst.

Zwar erlaubt dies alles, aus den Spektrallinien noch viel **mehr Rückschlüsse** über den Stern zu ziehen. Andererseits ist es sehr schwer zu ermitteln welcher Effekt nun vorliegt, und wie genau z.B. eine Verbreiterung einer bestimmten Linie zu verstehen ist. Dennoch ist die Spektralanalyse die **einzige Möglichkeit** wirklich Informationen über einen Stern zu gewinnen, da nur das Licht und damit das Spektrum des Sterns zu uns

gelangt. Im Folgenden wollen wir versuchen, anhand einiger Beispiele nachzuvollziehen, wie man diese Informationen gewinnt.

2.4. Wie man Sternspektren darstellt und liest

Mit Fotoaufnahmen von Spektren, wie wir sie bisher gesehen haben, kann man nur begrenzt arbeiten. Was fehlt, sind **quantitative** Informationen über die Intensität einer Linie.

Setze das Häkchen unter „Preferences/Display“ wieder auf „Intensity trace“

Das Spektrum wird jetzt als **Graph** angezeigt, auf dessen x-Achse die Wellenlänge und auf dessen y-Achse die Intensität angezeigt wird (Die größte vorliegende Intensität erhält den Wert 1.0). Nun können wir genauer arbeiten. Zum Beispiel lassen sich nun die Zentren der Absorptionslinien genau ermitteln.

Markiere das Zentrum (d.h. den tiefsten Punkt) einer Absorptionslinie durch Doppelklick. Wenn nötig, dann zoome solange, bis du das Zentrum eindeutig ausmachen kannst. Lies nun im Feld „Measured“ die Wellenlänge ab, und im Feld „Intensity“ die Intensität.

Die gemessene Wellenlänge kannst du nun mit der „Spectral Line Table“ vergleichen. Durch Doppelklick auf eines der dort angegebenen Elemente kannst du die entsprechende Wellenlänge im Graphen markieren.

Bei der Betrachtung der Spektrallinientafel fallen dir vielleicht die **römischen Zahlen** neben den Elementabkürzungen auf. Mit ihnen wird in der Astronomie angegeben, ob das betreffende Element **ionisiert** ist, oder nicht, ob es also Elektronen abgegeben hat, oder zusätzliche aufgenommen. Dabei steht eine I für ein neutrales Element, eine II für ein einfach ionisiertes, etc. (Häfner 1989, S. 346)

Neben einigen Elementen stehen noch andere Buchstaben in Klammern. Dies sind die historischen Bezeichnungen für diese Spektrallinien, die zum Teil immer in Gebrauch sind. Insbesondere die **K- und H-Linien von Ca II** sind von Bedeutung, da sie nahezu immer zusammen auftreten. Einige Wasserstofflinien werden als **Balmer-Linien** bezeichnet, sie sind mit H und einem griechischen Buchstaben dargestellt. Es handelt sich um sehr starke Linien, die bei Sprüngen von höheren Energieniveaus auf das zweite Energieniveau des Wasserstoffs und zurück entstehen. Außerdem sind sie die einzigen Linien des Wasserstoffs im sichtbaren Wellenlängenbereich.

Zusammenfassung:

- 1. Sternspektren sind kontinuierliche Spektren, in denen sich dunkle Absorptionslinien erkennen lassen.**
- 2. Die Absorptionslinien entstehen, indem das kühlere Gas der Sternatmosphäre Licht bestimmter Wellenlängen aus dem Kontinuum des Sterns absorbiert. Die Absorptionslinien haben die gleichen Wellenlängen wie die Emissionslinien des jeweiligen Gases.**
- 3. Aus den Absorptionslinien lassen sich Informationen über die chemische Zusammensetzung des Sterns ermitteln. Die Gestalt der Linien erlaubt Aussagen über Faktoren wie Druck, Temperatur, Magnetfelder etc.**
- 4. Zur genaueren Analyse werden Spektren als Graphen der Intensität in Abhängigkeit von der Wellenlänge dargestellt.**

3. Temperaturmessungen

3.1. Arten der Temperaturmessung

Die Temperatur eines Sterns lässt sich auf viele Arten aus dem Spektrum abschätzen:

Die exakteste ist die Bestimmung der sogenannten **Effektivtemperatur**. Diese lässt sich aus der **Strahlungsleistung** des Sterns errechnen. Um die Strahlungsleistung des Sterns zu kennen, müssen allerdings sowohl die Leuchtkraft eines Sterns und der Radius bekannt sein, was bei den wenigsten der Fall ist. Die zweite Methode ist die Berechnung der **Farbtemperatur**. So bezeichnet man einen Temperaturwert, den man aus dem **Intensitätsmaximum** des Kontinuums berechnet. Das Maximum verschiebt sich mit steigender Temperatur in den kurzwelligen Bereich. Je „blauer“ ein Stern ist, desto heißer. Diese Methode ist aber an dieser Stelle ungeeignet, da bei den meisten Spektren ein klares Maximum mit unseren Mitteln **nicht präzise feststellbar** ist. Eine weitere Methode ist die **thermische Linienverbreiterung**. Je heißer ein Stern ist, desto schneller bewegen sich die Atome in seiner Atmosphäre. Aufgrund des Doppler-Effekts (à 4.2.) absorbieren bewegte Atome auch Photonen mit geringfügig abweichender Energie. Diese Abweichung ist umso stärker, je schneller sie sich bewegen. Eine solche Analyse ist allerdings für uns zu schwer, da eine Linienverbreiterung auch durch andere Faktoren entstehen kann. Welcher Auslöser vorliegt, kann im Detail an der Gestalt der Linie abgelesen werden, dies wäre aber für den Einstieg zu kompliziert (à 2.5.). (Herrmann 2001, S.74-75, S.352)

Wir wollen uns einer leichteren, aber weniger exakten Methode bedienen, und zwar indem wir von den vorliegenden **Absorptionslinien** auf die Temperatur schließen.

3.2. Abschätzung der Temperatur aus der Stärke der Spektrallinien

Betrachtet man das Verhältnis der Intensitäten bestimmter Spektrallinien zueinander, so kann man die Temperatur abschätzen. Abb. 6 stellt die Intensität bestimmter Linien in Abhängigkeit von der Temperatur dar: Die Stärke von Absorptionslinien ist nicht nur von der Temperatur sondern auch von der Häufigkeit bestimmter Elemente abhängig. Die vorliegende Grafik ist das Ergebnis einer Modellrechnung ausgehend von der chemischen Zusammensetzung der Sonne. Die Abhängigkeit der Stärke von der Temperatur lässt sich wie folgt erklären: Wie stark eine Linie ist, hängt unter anderem davon ab, wie viele Atome sich im passenden angeregten Energiezustand befinden, und wie viele Atome ionisiert sind.

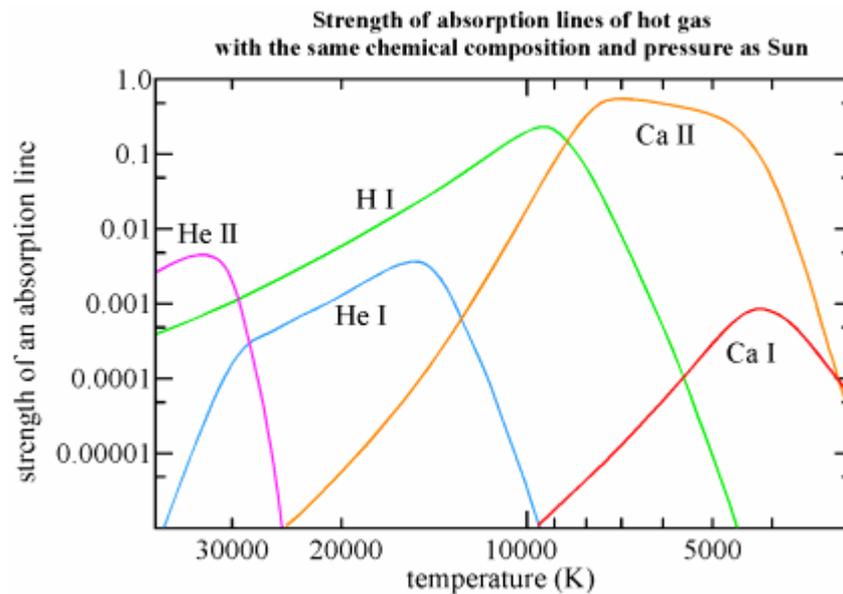


Abb. 6: Stärke von Absorptionslinien in Abhängigkeit von der Temperatur

Dies ist von der Temperatur abhängig. Gehen wir von der Balmer-Serie des Wasserstoffs aus: Diese Linienserie entspricht allen Übergängen vom zweiten Energieniveau auf höhere Energieniveaus und zurück. Damit diese Linien entstehen können, muss sich eine gewisse Zahl an Atomen in einem angeregten Zustand befinden. Diese Zahl steigt mit der Temperatur an. Ist das Gas schließlich zu heiß, so befinden sich die Atome bereits in einem noch energiereicheren Zustand, sodass die Stärke der Balmer-Linien wieder abnimmt. Bei extrem hohen Temperaturen ist dann die Mehrzahl der Atome ionisiert, sodass diese Ionen überhaupt nicht mehr zur Entstehung der Linien des Neutralen Elements beitragen. (JAHOU(2) 2003, S.28-29; Häfner 1989, S.344-345; Weigert; Wendker; Wisotzki 2005)

A 3.2.1.: Betrachte die folgenden Sterne und schätze ihre Temperatur ab: HD37767; BD+63137; HD66171; HD 242963;

HD37767: Die Balmer-Linien sind deutlich erkennbar. He I Linien sind ebenfalls erkennbar, aber deutlich schwächer. Die K-Linie (Ca II) liegt nur extrem schwach vor. Daher beträgt die Temperatur wahrscheinlich etwas über 20000K; Kontrolle: Spektraltyp B3, B entspricht ca. 28000K - 10000K, B3 also etwa 22000K.

BD+63137: Von den Linien im Diagramm ist nur Ca I stark ausgeprägt. Die beiden Ca II-Linien sind schwach erkennbar und schwächer als Ca I, daher muss der Stern kühler als 4000 K sein. Kontrolle: Spektraltyp M1, entspricht ca 3500K.

HD66171: Ca II-Linien dominieren das Spektrum. Die Ca I-Linien sowie die Balmer-Linien sind erkennbar, wenn auch letztere verhältnismäßig schwach. Die Balmer-Linien sind geringfügig stärker als Ca I, daher

beträgt die Temperatur wahrscheinlich ca. 6000K; Kontrolle: Spektraltyp G2, G entspricht ca. 4900K - 6000K

HD221741: Die Balmer-Linien sind extrem stark ausgeprägt. Die K-Linie ist ebenfalls stark, wenn auch etwas schwächer als die Balmer-Linien. Die Temperatur muss daher ungefähr 9000-10000K betragen. Kontrolle: Spektraltyp A3, A entspricht 10000 - 8000K

(Spektraltypen zur Kontrolle dem Index zur Jacoby Spectral Library (JSL) entnommen)

A 3.2.2.: Kannst du einen Zusammenhang zwischen Temperatur und der äußeren Form der Spektren feststellen?

Hier sollte der Kursteilnehmer ohne große Schwierigkeiten feststellen, dass ein Spektrum umso glatter verläuft, je heißer der Stern ist. Bei einer größeren Anzahl von Sternen in A 3.2.1. wäre der Kursteilnehmer unter Umständen in der Lage, selbstständig die Harvard-Klassifikation herzuleiten, die im folgenden Abschnitt beschrieben wird.

3.3. Klassifikation von Sternspektren

Betrachtet man mehrere Spektren, so fällt auf, dass die Gestalt der Kurven teils extrem unterschiedlich ist. Man stellt aber auch fest, dass es nur eine begrenzte Anzahl verschiedener **Typen** von Spektren gibt und dass sich zwei Spektren insbesondere dann sehr **ähnlich** sehen, wenn sie eine annähernd **gleiche Temperatur** haben.

Dieser Zusammenhang wird mit der **Harvard-Klassifikation** beschrieben. Die Sterne werden dabei in verschiedene **Spektralklassen** unterteilt, die mit den Buchstaben O-B-A-F-G-K-M („Oh Be A Fine Girl, Kiss Me!“) bezeichnet werden, wobei O die heißesten und M die kühlestern sind. Jede der Klassen wird noch mal in zehn kleinere Gruppen unterteilt, die durch eine Zahl nach dem Buchstaben gekennzeichnet werden, beginnend mit A0, A1,... A9, F0, etc. Man dachte früher, dass diese Klassen bestimmten Stadien in der Sternentwicklung entsprachen, daher spricht man auch heute noch von „frühen“ und „späten“ und Spektralklassen, obwohl inzwischen klar ist, dass die Spektralklassen auf der Temperatur basieren. Sterne frühen Spektraltyps haben allerdings eine kürzere Lebensdauer als späte (Herrmann 2001, S.336). Die Sterne werden abhängig davon, wie stark bestimmte Linien ausgeprägt sind, einer dieser Spektralklassen zugeordnet. Dabei lässt sich tendenziell sagen, dass Spektren, die von einigen **wenigen Linien** dominiert werden, und deren Kurven ansonsten sehr **glatt** verlaufen eher den frühen und **heißen** Spektralklassen zugeordnet werden, und Spektren, die **viele Linien** und **Einschnitte** aufweisen, eher zu den späten und **kühlen** gehören.

A 3.3.1: Öffne die Spektren der Sterne aus A 3.2.1. Nun kannst du über „File/Atlas of standard Spectra; Main Sequence“ Standardspektren zum Vergleich öffnen, die über und unter dem unbekanntem Spektrum angezeigt werden. Durch die Buttons „up/down“ rechts oben kannst du die Liste der Standardspektren durchgehen. Mit dem Button „Difference“ kannst du die Abweichung des unbekanntem Spektrums vom Standardspektrum anzeigen lassen. Versuche so, alle Sterne einer Spektralklasse zuzuordnen. Die Standardspektren decken aber nicht alle Spektraltypen ab. Um genauere Schlüsse zu ziehen, achte auch auf Merkmale, die etwas über die Temperatur des Sterns aussagen (ob der Stern z.B. heißer ist als ein Standardspektrum)

HD37767: Nahe B0; Die Balmer-Linien sind etwas stärker als im B0-Standard, daher liegt wahrscheinlich ein kühlerer Spektraltyp vor. Spektraltyp laut Index: B3

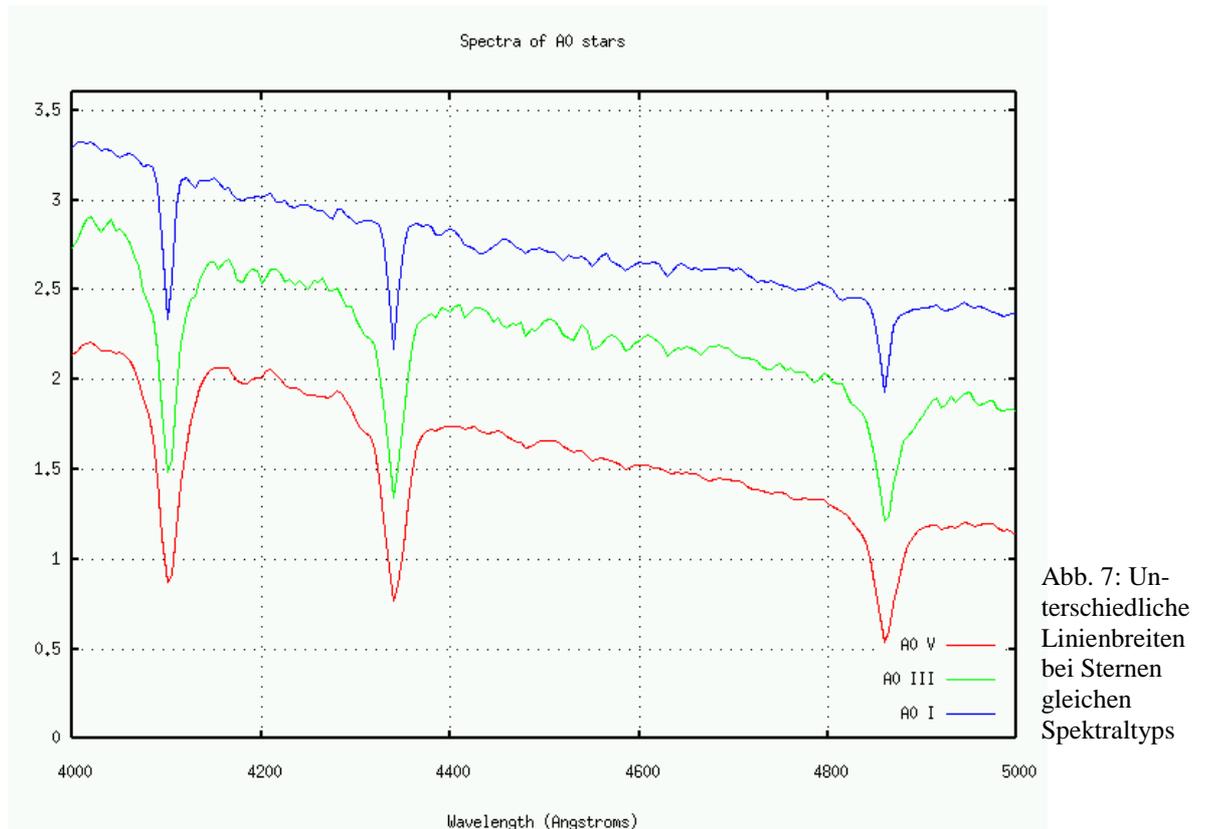
BD+63137: Nahe M0: Im kurzwelligen Bereich ist der M0 Standard etwas heller (Differenz positiv), BD+63137 ist also geringfügig kühler als M0. Index: M1

HD66171: Nahe G6; Die negative Differenz zwischen G6-Standard und HD 66171 im kurzwelligen Bereich deutet auf einen geringfügig heißeren Spektraltyp hin. Index: G2

HD221741: Nahe A1; Die K-Linie ist stärker ausgeprägt als im A1-Standard. Der Stern ist also geringfügig kühler. Index: A3

3.4. Die Leuchtkraftklassen

Betrachtet man die Spektren verschiedener Sterne gleicher Spektralklasse genau, so kann man einen Unterschied in der Breite der Linien feststellen. In Abbildung 7 sind z.B. die Linien der blauen Kurve deutlich schmaler als die der grünen und der roten. Eine Verbreiterung der Linien ist ein Zeichen dafür, dass das Gas unter **hohem Druck** steht (es könnte auch heißer sein, aber Sterne gleichen Spektraltyps haben ja näherungsweise die gleiche Temperatur). Je **breiter die Linien sind**, desto höher ist also der Gasdruck in der Sternatmosphäre. Was hat das nun zu bedeuten? Der Gasdruck in der Atmosphäre von Himmelskörpern wird durch seine Schwerkraft hervorgerufen. Je weiter Materie vom Mittelpunkt des Sterns entfernt ist, desto geringer ist die Schwerkraft. Wenn das Gas der Atmosphäre weiter vom Sternmittelpunkt entfernt ist, weil der Stern größer ist, so ist der **Druck auch geringer**. Die Linien sind also dünner und schärfer.



Das bedeutet, von der Breite der Linien kann man auf die Ausdehnung der Sterne schließen. Abhängig von der Linienschärfe werden die Sterne in sieben sogenannte **Leuchtkraftklassen** unterteilt, die mit römischen Zahlen bezeichnet werden. Die Leuchtkraftklassen hängen (im Gegensatz zu den Spektralklassen) tatsächlich von der Sternentwicklung ab: Junge Sterne, wie unsere Sonne, gehören zur Leuchtkraftklasse V. Gegen Ende ihres Lebens dehnen sie sich extrem aus, und werden zu roten Riesen der Leuchtkraftklassen I-II. Schließlich stoßen sie ihre äußeren Hüllen ab, und schrumpfen zu Zwergen der Leuchtkraftklasse VII. Die Klassifikation mittels Spektral- und Leuchtkraftklassen wurde von Morgan, Keenan und Kellmann entwickelt und wird daher üblicherweise als MK-Klassifikation bezeichnet. (Herrmann 2001, S. 223)

Die Leuchtkraftklassen haben den praktischen Nutzen, dass sie in Kombination mit der Spektralklasse erlauben die „**absolute Helligkeit**“ eines Sterns abzuschätzen, da die Leuchtkraft eines Sterns zum einen von seiner Temperatur, und zum anderem von der leuchtenden Fläche (und damit seiner Größe) abhängig ist. Die Helligkeit, die wir auf der Erde messen, wird als **scheinbare Helligkeit** bezeichnet. Sie wird in „Magnitudo“ (mag) angegeben. Je kleiner ihr Wert, desto heller der Stern. Die scheinbare Helligkeit die derselbe Stern, in ca. 310 Billionen km (= 10 sog. Parallaxensekunden, parsec, pc) Entfernung hätte, definiert man als seine absolute Helligkeit. Kennt man sowohl absolu-

te Helligkeit als auch scheinbare Helligkeit eines Sterns, so kann man daraus seine **Entfernung** berechnen.

A 3.4.1.: Öffne das Spektrum des Sterns SAO 23888. Versuche zunächst mit den Standardspektren „Main Sequence“ die ungefähre Spektralklasse zu ermitteln (Tipp: Achte besonders auf die Ca II-Linien!). Wähle dann die passenden Leuchtkraftklassenstandardspektren („Luminosity near XYZ“) und ermittle die Leuchtkraftklasse.

Allein die Betrachtung der Differenzkurve hilft hier nicht weiter. Betrachtet man die Ca II-Linien, so kann man SAO 23888 zwischen die Spektraltypen M0 und M5 einordnen (laut JSL-Index: M1). Entsprechend wählt man den Spectral Atlas „Luminosity near M2“. Der Stern sollte dann ohne Probleme der Leuchtkraftklasse I zugeordnet werden können.

A. 3.4.2.: Versuche nun mit Hilfe der Tabelle in Anhang 1 (S.28) aus Leuchtkraft- und Spektralklasse die absolute Helligkeit zu ermitteln. Die scheinbare Helligkeit ist $m = 9,23$ mag. Berechne mit der Formel $\log D = \frac{m - M + 5}{5}$ die ungefähre Entfernung D in parsec.

Lösung: $M = -5$ mag ; $D = 10^{\frac{9,23+5+5}{5}} \approx 7180$ pc (CLEA(1), S.20; Index zur JSL)

3.5. Hertzsprung-Russel-Diagramm

Die Bedeutung der Leuchtkraftklassen lässt sich auch auf eine andere Weise gut verstehen. Trägt man eine genügend große Anzahl Sterne in einem Diagramm ein, dessen x-Achse die Spektralklasse (und damit die Temperatur) und

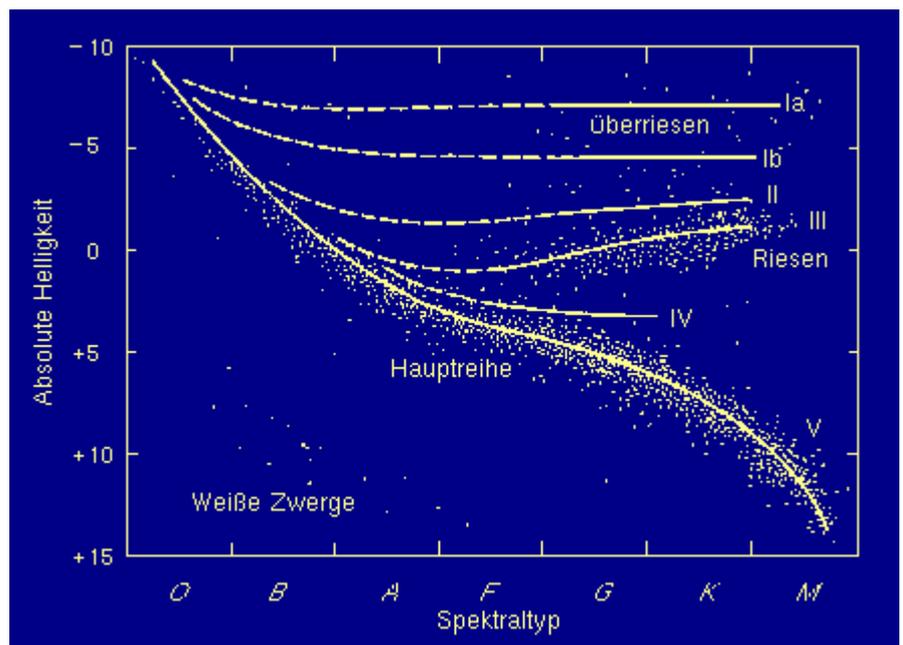


Abb. 8: Das Hertzsprung-Russel-Diagramm

dessen y-Achse die Absolute Helligkeit (die in diesem Fall auf nicht mit Hilfe der Leuchtkraftklasse ermittelt worden sein darf) darstellt, so erhält man das in Abbildung 8 dargestellte Hertzsprung-Russel-Diagramm. Schnell erkennt man mehrere **Zweige**: Am markantesten ist das diagonale Band, die sogenannte **Hauptreihe** (engl. „Main sequence“). Rechts oben befindet sich der sogenannte **Riesenast**, links unten, nahezu parallel zur Hauptreihe der **Zwergenast**. Diese Äste lassen sich als Darstellung der Leuchtkraftklassen deuten. In der Hauptreihe befinden sich die Sterne der Leuchtkraftklasse V. Sie haben näherungsweise die gleiche Größe. Da frühe Spektraltypen heißer sind, und heißere Objekte stärker leuchten, bilden die Sterne näherungsweise eine Gerade, die grob die Proportionalität zwischen absoluter Helligkeit und Temperatur darstellt. Der Riesenast verläuft jedoch nicht parallel zur Hauptreihe, für ihn gilt diese Proportionalität nicht. Daran sieht man, dass keinesfalls ein fester mathematischer Zusammenhang zwischen Leuchtkraftklassen, Temperatur und absoluter Helligkeit vorliegt. Es handelt sich hier vielmehr um Erfahrungswerte, die erst nach langer Datensammlung aufgestellt werden konnten.

Zusammenfassung:

- 1. Die Oberflächentemperatur eines Sterns lässt sich nicht eindeutig mit nur einer Methode bestimmen.**
- 2. Die Temperatur lässt sich aber recht einfach abschätzen, da die Stärke bestimmter Spektrallinien von der Temperatur abhängig ist.**
- 3. Je kühler ein Stern ist, desto mehr Linien beinhaltet und desto unregelmäßiger ist sein Spektrum. Dieser Zusammenhang ist die Basis der Harvard-Klassifikation.**
- 4. Anhand der Breite der Spektrallinien kann man Sterne gleichen Spektraltyps in Leuchtkraftklassen einteilen.**

4. Doppler-Effekt, Hubble, und die Expansion des Universums

4.1. Verschobene Spektren

In den Spektren, die wir bisher bearbeitet haben, haben sich alle Spektrallinien an den Orten befunden, an denen man sie auch erwartet hatte. Das liegt daran, dass sie für die Simulation bearbeitet wurden, und ist in der Praxis nicht der Fall: Sieht man von der Sonne ab, so befinden sich bei den meisten Sternen die Spektrallinien auf einmal an Stellen, an denen es keine geben dürfte. Sterne die offenbar vom Spektraltyp O sind, haben ihr Intensitätsmaximum auf einmal bei einer größeren Wellenlänge, als es für diese Temperaturen passen würde, etc. Die Gestalt der Spektren bleibt aber gleich. Es macht also den Eindruck als wären die Spektren lediglich in den kurzwelligeren blauen, oder langwelligeren roten Bereich **verschoben**.

4.2. Doppler-Effekt

Der **Doppler-Effekt** ist ein recht bekanntes Wellenphänomen: Nähert oder entfernt sich die Quelle vom Beobachter, so ändert sich die beobachtete Wellenlänge. Die wahrgenommene Frequenz der Schwingung wächst, wenn sich der Erreger auf uns zu bewegt,

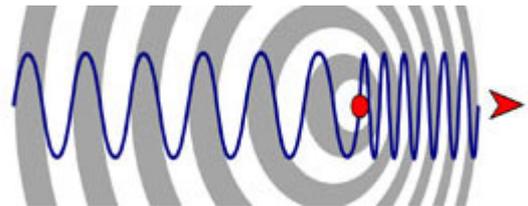


Abb. 9: Der Doppler-Effekt; Der rote Pfeil markiert die Bewegungsrichtung der Quelle

bzw. nimmt ab, wenn er sich entfernt. Im Alltag tritt dieser Effekt z.B. bei vorbeifahrenden Autos auf: Nähert sich das Auto, so ist der Ton (und damit die Frequenz der Schwingung) höher als die des ruhenden Autos. Im Moment des Vorbeifahrens sinkt dann die Frequenz sehr schnell und das Auto hat einen wesentlich tieferen Klang.

Das liegt daran, dass das Auto Schwingungen (also Wellenberge und -täler) mit **gleicher Ausbreitungsgeschwindigkeit** in alle Raumrichtungen aussendet. Entfernt sich das Auto vom Betrachter, so muss jeder Wellenberg einen **längeren Weg** zum Betrachter zurücklegen als der zuvor ausgesandte, da die Entfernung stetig wächst. Weil die Ausbreitungsgeschwindigkeit gleich bleibt, misst der Betrachter zwischen zwei Wellenbergen also eine **größere Zeit**. Die Frequenz der Schwingung nimmt ab, das bedeutet ihre Wellenlänge nimmt zu.

Dieser Effekt tritt für alle Arten von Wellen auf, auch für Licht. Entfernt sich z.B. eine blaue Lampe mit hoher Geschwindigkeit, so erscheint ihr Licht **ins Rote verschoben**.

Die Änderung der Wellenlänge ist **direkt proportional** zur Geschwindigkeit, mit der sich der Sender nähert bzw. entfernt. Diese Geschwindigkeit bezeichnet man als **Radialgeschwindigkeit**. Bewegt sich der Erzeuger so, dass sich die Entfernung nicht ändert, so findet auch kein Doppler-Effekt statt, da seine Radialgeschwindigkeit gleich null ist.

4.3. Hubbles Entdeckung

Alle Sterne, die wir am Nachthimmel wahrnehmen, befinden sich in unserer Milchstraße, also kosmologisch gesehen direkt in unserer näheren Nachbarschaft. Lange Zeit dachte man, dass unsere Milchstraße die **einzige** Galaxie wäre, da es technisch nicht möglich war, in den anderen, weit entfernten Galaxien einzelne Sterne zu erkennen. Im Jahr 1923 gelang es Edwin Hubble am Mount Wilson Teleskop, erstmals in der uns nächsten Galaxie, dem **Andromeda-Nebel, Einzelsterne** zu beobachten, und die Entfernung zum Andromeda-Nebel zu messen (Wikipedia). Damit war klar, dass unsere Milchstraße nur **eine Galaxie von vielen** ist, und dass die Entfernungen im Universum weit größer sind, als bis dahin angenommen. Hubble betrachtete auch die Spektren der einzelnen Galaxien, und machte dabei eine Beobachtung, die unser Bild vom Universum bis heute bestimmt, und die wir im Folgenden versuchen, nachzuvollziehen.

Hierfür benutzen wir das Programm „Hubble Redshift“, ebenfalls von CLEA. Die Anmeldung und der Start erfolgen wie bei der vorigen Simulation.

„Hubble Redshift“ unterscheidet sich von „Stellar Spectra“ in der Vorgehensweise: Hier finden wir keine gespeicherten Spektren, sondern müssen die Spektren selber mit einem simulierten Teleskop aufnehmen.

Bedienung:

1. Man öffnet die Kuppel mit „Dome“, und schaltet „Tracking“ auf „On“.
2. Mit den Buttons „N,W,E,S“ kann man das Teleskop bewegen.
3. „Set coordinates“ öffnet ein Fenster, in dem man die Himmelskoordinaten eines Objekts eingeben kann („Right ascension“ = Rektazension, in Stunden angeben; Declination = Deklination, in Grad; Beachte: Schreibe 1.3 statt 1,3)
4. Nachdem man auf „Change View“ klickt, kann man mit „Take reading“ das Messfenster (Abb. 10) öffnen.

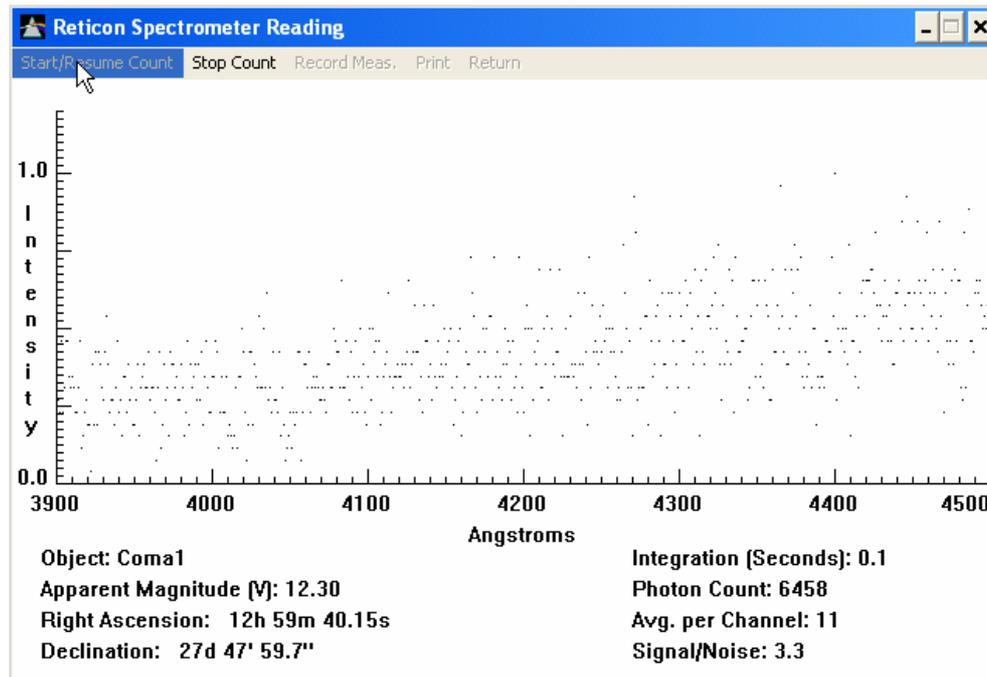


Abb. 10

Die Messung erfolgt durch das Zählen der Photonen der jeweiligen Wellenlänge und wird mit „Start/Resume Count“ gestartet, bzw. mit „Stop Count“ beendet.

Unterhalb des Spektrums angezeigte Informationen:

- „Integration (seconds)“, die Dauer der Messung.
- „Signal/Noise“: Ein Maß für die Qualität der Messung, da man stets auch Strahlung auffängt, die nicht vom Objekt stammt (engl. „Noise“ = Lärm). Dieser Wert sollte mindestens über 10 liegen, um mit dem Spektrum arbeiten zu können. Bei leuchtschwachen Objekten kann das etwas länger dauern.
- „Apparent Magnitude“: Die scheinbare Helligkeit des Objekts.

A 4.3.1.: Betrachte die Spektren der folgenden Galaxien:

Object	Field	Right Ascension	Declination
Coma3	Coma Berenices	13h 01m 23,09s	27° 29' 26,1''
Uma1-1	Ursa Major I	11h 50m 48,29s	55° 15' 44,0''
Boot2	Bootes	14h 30m 35,18s	31° 35' 10,8''
CrBor2	Corona Borealis	15h 25m 19,06s	27° 35' 47,8''

Kannst du Ähnlichkeiten in der Gestalt feststellen?

Es sollte schnell auffallen, dass die Spektren von einem Linienpaar dominiert werden. Außerdem könnte der Schüler bereits bemerken, dass dieses Paar offensichtlich bei helleren Galaxien in einem kurzwelligeren Bereich ist als bei sehr schwachen Galaxien.

Die Spektren der Galaxien sind sich sehr ähnlich. Sie sind von den beiden **CaII-Linien** geprägt, das entspricht dem Spektraltyp F (Herrmann 2001, S.114). Allerdings sind auch sie **verschoben**. Als Erklärung bietet sich der **Doppler-Effekt** an. Man kann also davon ausgehen, dass alle Galaxien nahezu die gleichen Spektren aussenden. Dies ist nahe liegend, wenn man davon ausgeht, dass die Zusammensetzungen aller Galaxien näherungsweise gleich sind. Das Spektrum einer Galaxie ist die Summe der Spektren aller Einzelsterne. Wenn also alle Galaxien ungefähr die gleichen Anteile von bestimmten Spektralklassen haben, müssen auch die Spektren der Galaxien näherungsweise gleich sein. Außerdem gehen wir im Folgenden davon aus, dass alle Galaxien **ungefähr gleich hell** sind¹. Dann ist die von uns gemessene **scheinbare** Helligkeit abhängig von der **Entfernung**.

A. 4.3.2.: Nimm die Spektren erneut auf und miss die Wellenlängen der K- und H-Linien von Ca II. Mit „Record Meas.“ öffnest du ein Fenster, in das du die Ergebnisse eintragen kannst. Über „File/Data/ReView“ kannst du die Messwerte anschließend gesammelt betrachten. Achte auf die scheinbaren Helligkeiten und die gemessenen Wellenlängen. Siehst du einen Zusammenhang? Versuche, ihn zu deuten.

Im besten Fall findet der Schüler sofort das Hubble'sche Gesetz, zumindest qualitativ, nämlich dass die Sterne sich umso schneller entfernen, je weiter sie von uns weg sind. Er sollte aber mindestens feststellen, dass die Linien weiter ins Rote verschoben sind, je schwächer die scheinbare Helligkeit ist, und daraus mit Hilfestellung schließen, dass das Ausmaß der Rotverschiebung von der Entfernung abhängig ist.

4.4. Die Ausdehnung des Universums

Wir haben in 4.3. gesehen, dass die Rotverschiebung einer Galaxie offenbar von der **Entfernung** zu ihr abhängig ist. Dies hatte auch Hubble nach seinen Beobachtungen auf dem Mount Wilson festgestellt. Zwar kann man für nahe Objekte, wie die Andromeda-Galaxie eine Blauverschiebung feststellen. Diese Galaxie nähert sich uns also. Ab einer bestimmten Entfernung fliegen aber alle Objekte von uns weg, und zwar **umso schneller, je weiter sie entfernt** sind. Dies ist eine wesentliche Stütze der **Urknalltheorie**,

¹ Eigentlich ermittelte Hubble die Entfernung mit Hilfe von bestimmten Sternen, deren absolute Helligkeit er auf anderem Wege berechnen konnte. Dass alle Galaxien gleich hell sind, ist lediglich in der verwendeten Software der Fall.

nach der das Universum vereinfacht gesagt in einer gewaltigen Explosion aus dem Nichts entstanden ist, und noch heute alle Materie ähnlich den Trümmern dieser Explosion vom Zentrum wegfliegt. Dieses Bild hat aber seine Mängel. So entfernen sich die Objekte nicht nur von uns, sondern auch von jedem anderem Objekt, zumindest vorausgesetzt, sie sind weit genug voneinander entfernt. Außerdem bewegen sich die Objekte streng genommen nicht. Sie entfernen sich nur deshalb, weil der **Raum zwischen den Objekten expandiert**.

4.5. Die Hubble-Konstante

Hubble stellte fest, dass der Zusammenhang zwischen Entfernung und Rotverschiebung eine **direkte Proportionalität** war. Er konnte aus seinen Messungen sogar den Proportionalitätsfaktor ermitteln, der heute ihm zu Ehren **Hubble-Konstante** genannt wird. Wir wollen nun versuchen, die Hubble-Konstante mathematisch aus unseren Beobachtungen zu ermitteln.

A. 4.5.1.: *Ermittle einen Wert für Hubble-Konstante, d.h. einen Wert H , für den gilt: $v = H \cdot D$, wobei v die Radialgeschwindigkeit ist, und D die Entfernung der Galaxie in parsec. Folgende Informationen könnten hilfreich sein:*

- *Zwischen scheinbarer Helligkeit m , absoluter Helligkeit M (jeweils in mag), und der Entfernung D (in parsec) gilt folgende Beziehung: $M = m + 5 - 5 \log D$ (Hinweis: Rechnung ohne Einheiten)*
- *Die Absolute Helligkeit einer Galaxie sei $M = -22,0[\text{mag}]$*
- *Für die Rotverschiebung gilt folgende Beziehung: $\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$; Ermittle die Radialgeschwindigkeit für beide Linien und berechne die Radialgeschwindigkeit der Galaxie als Mittelwert.*

Berechne für jede Galaxie aus A 4.3.1. einen Wert für H und bilde aus diesen Werten einen Mittelwert. Stelle deine Ergebnisse in einem D - v -Diagramm dar.

Messwerte:

Galaxie	m	K-Linie 3933,67Å	H-Linie 3968,74Å
Coma3	12,45	4012Å	4048Å
Uma1-1	14,62	4130Å	4168Å
Boot2	16,76	4446Å	4484Å
CrBor2	15,43	4209Å	4247Å

Berechnungen:

$$D = 10^{\frac{m-M+5}{5}}; v_K = \frac{\lambda_{K,gem} - \lambda_{K0}}{\lambda_{K0}} \cdot c; v_H = \frac{\lambda_{H,gem} - \lambda_{H0}}{\lambda_{H0}} \cdot c \quad \text{à} \quad \bar{v} = \frac{v_H + v_K}{2}; H = \frac{\bar{v}}{D}$$

Coma3:

$$D_{Coma} = 10^{\frac{12,45+22,0+5}{5}} \approx 77,6[Mpc]; v_{K,Coma} = \frac{4012Å - 3933,67Å}{3933,67Å} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 5970 \frac{km}{s};$$

$$v_{H,Coma} = \frac{4048Å - 3968,74Å}{3968,74Å} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 5987 \frac{km}{s};$$

$$\text{à} \quad \bar{v} \approx 5979 \frac{km}{s}; H_{Coma} = \frac{5979 \frac{km}{s}}{77,6 Mpc} \approx 77 \frac{km}{s} Mpc$$

Analog:

$$Uma1-1: H_{Uma} = \frac{15010 \frac{km}{s}}{210 Mpc} \approx 71 \frac{km}{s} Mpc$$

$$Boot2: H_{Boot2} = \frac{38980 \frac{km}{s}}{564 Mpc} \approx 69 \frac{km}{s} Mpc$$

$$CrBor2: H_{CrBor2} = \frac{21000 \frac{km}{s}}{306 Mpc} \approx 69 \frac{km}{s} Mpc$$

(ausführliche Berechnung im Anhang)

Der Durchschnittswert beträgt

$$\bar{H} = 71,5 \frac{km}{s} Mpc. \text{ Bei der Erstellung}$$

der Spektren wurde vom Programm der

Wert 75,0 (im Diagramm als gestrichelte

Linie eingezeichnet) verwendet. Die Abweichung ist zum einen

der Ableseungenauigkeit geschuldet, vor allem aber der Ungenauigkeit

der angegebenen scheinbaren Helligkeiten. Das Programm berechnet diese

aus der gegebenen Hubble-Konstante, der absoluten Helligkeit -22,0 mag

und einer festgelegten Rotverschiebung. Anschließend wird aber noch

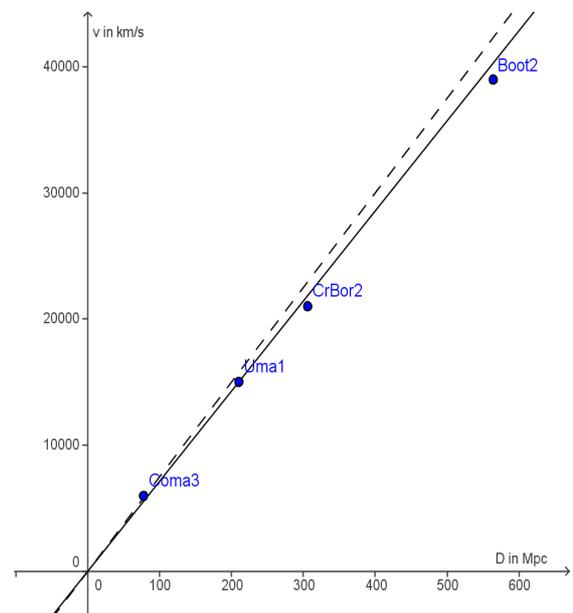


Abb. 11: D-v-Diagramm

eine zufällige Unsicherheit von bis zu 0,5 hinzugefügt, die sich, da im Exponenten, stark auf die berechnete Entfernung auswirkt.

Boot2 hätte aufgrund der Geschwindigkeit eigentlich relativistisch berechnet werden müssen. Dies hätte aber eine niedrigere Geschwindigkeit und daher eine noch größere Abweichung vom erwarteten Wert zur Folge. In der Zusatzliteratur zur Software finden sich außerdem keine Hinweise, dass hier eine relativistische Rechnung nötig gewesen wäre. Das Spektrum wurde höchstwahrscheinlich vom Programm auf klassischem Wege erstellt.

(CLEA(3), S. 10-11; CLEA(4), S. 5)

Die Hubble-Konstante als Quotient aus Radialgeschwindigkeit und Entfernung ist ein Maß für die **Ausdehnungsgeschwindigkeit** des Universums. Sie ermöglicht es außerdem, die **Entfernung extrem weit entfernter Objekte** aus der Rotverschiebung zu berechnen, da die Radialgeschwindigkeit ja direkt proportional zur Entfernung ist.

Weil insbesondere die Entfernungsmessungen sehr ungenau sind, ist ihr Wert allerdings immer noch recht **unsicher**. Mitte der 90er Jahre schwankte man noch zwischen 50 und 100. 1997 ergaben Messungen des Forschungssatelliten WMAP einen Wert von ungefähr 73,5 (+/- 3,2) (Spergel, Bolte, Freedman 1997). Aber auch in den letzten Jahren wurden immer wieder abweichende Werte zwischen 50 und 80 veröffentlicht (Huchra 2007).

Die Bezeichnung „Hubble-Konstante“ ist **irreführend**. Man geht davon aus, dass ihr Wert veränderlich ist, und sich zurzeit vergrößert. Das bedeutet, dass die Expansion des Universums beschleunigt wird. (Hasinger 2007)

Zusammenfassung:

- 1. Der Doppler-Effekt ermöglicht es, aus der Verschiebung der Spektrallinien die Radialgeschwindigkeit des Objekts zu ermitteln.**
- 2. Aus scheinbarer Helligkeit und absoluter Helligkeit eines Objekts lässt sich die Entfernung errechnen.**
- 3. Je weiter Galaxien von uns entfernt sind, desto schneller entfernen sie sich von uns. Das deutet darauf hin, dass das Universum expandiert.**

5. Bemerkungen zum didaktischen Konzept

5.1. Kursziel

Ziel des vorliegenden Kurses ist es, dass der Kursteilnehmer nachvollziehen kann, wie in der modernen Astronomie Informationen gewonnen werden. Wichtig ist dabei insbesondere, dass der Schüler das Vorgehen während der Durchführung des Kurses versteht. Es ist dann von untergeordneter Bedeutung, ob er die gewonnenen Erkenntnisse auch nach dem Kurs noch im Kopf behält. Die Erkenntnis, dass auch er als Schüler in der Lage ist, die Methoden der Spektroskopie zu verstehen und teilweise selbst anzuwenden, sollte in ihm Interesse für die Astronomie wecken. Außerdem soll er am Beispiel der Spektroskopie die naturwissenschaftliche Erkenntnisgewinnung verstehen.

5.2. Vorgehensweise

Damit der Schüler zum einen die dargebotenen Inhalte gut nachvollziehen kann und zum anderen mit den Methoden der Spektroskopie im Besonderen und denen der empirischen Naturwissenschaften im Allgemeinen vertraut wird, steht am Anfang jedes Themas soweit möglich eine Beobachtung durch den Kursteilnehmer. Er soll die ihm vorgelegten Spektren nach bestimmten Aspekten ordnen, miteinander vergleichen etc. Im Idealfall kann er aus diesen Beobachtungen bereits Gesetzmäßigkeiten aufstellen, oder gar aus bekannten ähnlichen Phänomenen eine Erklärung herleiten. Der anschließende Theorieteil greift einen Hauptaspekt der Beobachtung heraus und versucht, ihn mit Hilfe bereits bekannten Schulwissens zu erklären. Anschließend folgen ggf. weitere Aufgaben, in denen der Kursteilnehmer das Gelernte anwenden kann und aus denen sich dann teilweise neue Fragen und unbekannte Phänomene ergeben. Es ist natürlich zu erwarten, dass der Schüler nicht genau die gewünschten Besonderheiten findet, aber gerade die Diskussion über abweichende Ergebnisse oder Meinungen kann dem Verständnis sehr förderlich sein.

In den abschließenden Zusammenfassungen werden insbesondere die für nachfolgende Kapitel wichtigen Erkenntnisse festgehalten.

Das Vorbild für diese Vorgehensweise ist das *JAHOU Curriculum on astronomical spectroscopy*, obgleich die Schüler dort nahezu sämtliche Inhalte selbstständig erarbeiten. In Deutschland ist diese Form des selbstständigen Arbeitens in der Schule noch nicht verwurzelt, daher wird der Kursteilnehmer im vorliegenden Kurs ausführlicher angeleitet.

5.3. Themenauswahl

Ausgehend vom Kenntnisstand eines Elftklässlers stellen die ersten beiden Kapitel Grundlagen der Spektroskopie vor und beschreiben, wie man mit Spektren umgeht. In Kapitel drei wird auf den Zusammenhang zwischen Temperatur und Spektrum eingegangen, da dieser Zusammenhang die Grundlage für die Harvard-Klassifikation ist. Anschließend wird mit den Leuchtkraftklassen die MK-Klassifikation komplettiert. Diese bietet die Basis für viele weitere Folgerungen über absolute Helligkeit und Entfernung und ist dadurch ein Musterbeispiel für die Vielseitigkeit der Spektroskopie. Der folgende Exkurs über das Hertzsprung-Russel-Diagramm veranschaulicht noch einmal die Leuchtkraftklassen. Darüber hinaus gehört das HRD zu den Basics der Astronomie.

Das vierte Kapitel beschreibt die Bedeutung der Spektroskopie für die Kosmologie und behandelt eines der spannendsten Themen der modernen Physik. Gerade hier kann der Kurs nach Einschätzung des Autors wirklich seinem Ziel gerecht werden, da sicherlich jeder schon einmal von der Ausdehnung des Universums gehört hat, aber nur wenige verstehen, was damit gemeint ist, und nachvollziehen können, woher man „das alles“ weiß. Zumindest in Bezug auf letzteres sollte das vierte Kapitel Abhilfe schaffen, da hier der Kursteilnehmer mit Hilfestellung die wichtigsten Beobachtungen macht, und zu guter Letzt sogar die Hubble-Konstante berechnen kann.

5.4. Gestaltung des Arbeitsmaterials

Abhängig davon, ob der Kurs von einem Dozenten geleitet oder im Selbststudium benutzt wird, fällt das Arbeitsmaterial für den Kursteilnehmer unterschiedlich aus. Abschnitte, die überwiegend theoretischen Inhalts sind, und in denen der Schüler sich die Inhalte nicht selbst erarbeitet, sollten vom Dozenten, sofern vorhanden, präsentiert werden und dann nicht im Arbeitsmaterial auftauchen. Hier hat der Dozent die Möglichkeit Schwerpunkte zu setzen. Sollte der Kurs im Selbststudium benutzt werden, so müssen lediglich die die Lösung der Aufgaben betreffenden Bemerkungen entfernt und dem Kursteilnehmer nur zur Kontrolle verfügbar gemacht werden.

Anhang 1: Tabelle: Spektraltyp und Absolute Helligkeit

(Übernommen von CLEA(1), S. 23)

Leuchtkraftklasse V, Hauptreihe

Spektraltyp	M
O5	-5,8
B0	-4,1
B5	-1,1
A0	+0,7
A5	+2,0
F0	+2,6
F5	+3,4
G0	+4,4
G5	+5,1
K0	+5,9
K5	+7,3
M0	+9,0
M5	+11,8
M8	+16,0

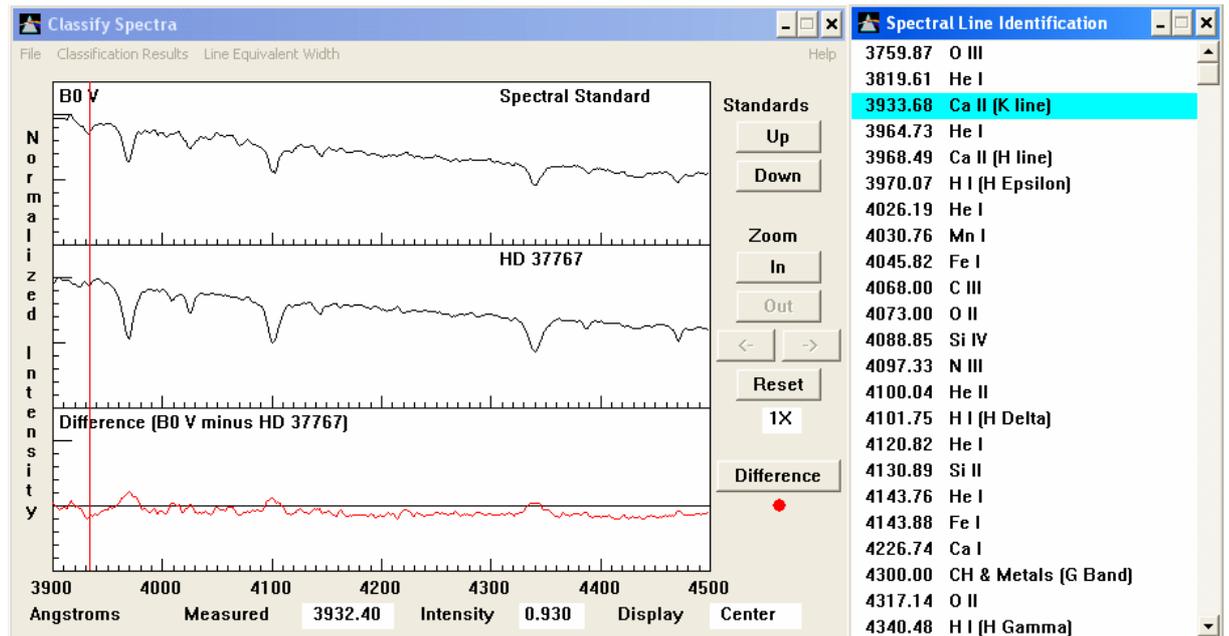
Leuchtkraftklasse III, Riesen

Spektraltyp	M
G0	+1,1
G5	+0,7
K0	+0,5
K5	-0,2
M0	-0,4
M5	-0,8

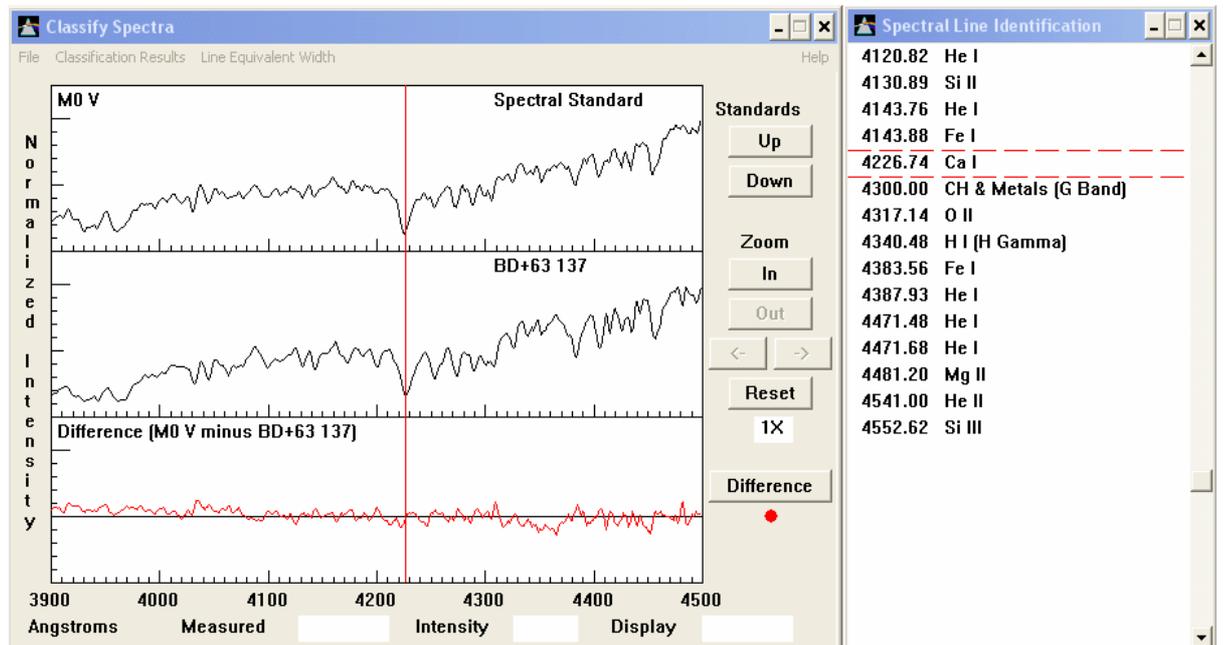
Leuchtkraftklasse I, Überriesen

Spektraltyp	M
B0	-6,4
F0	-6,2
G0	-6
G5	-6
K0	-6
K5	-5
M0	-5
M5	-5

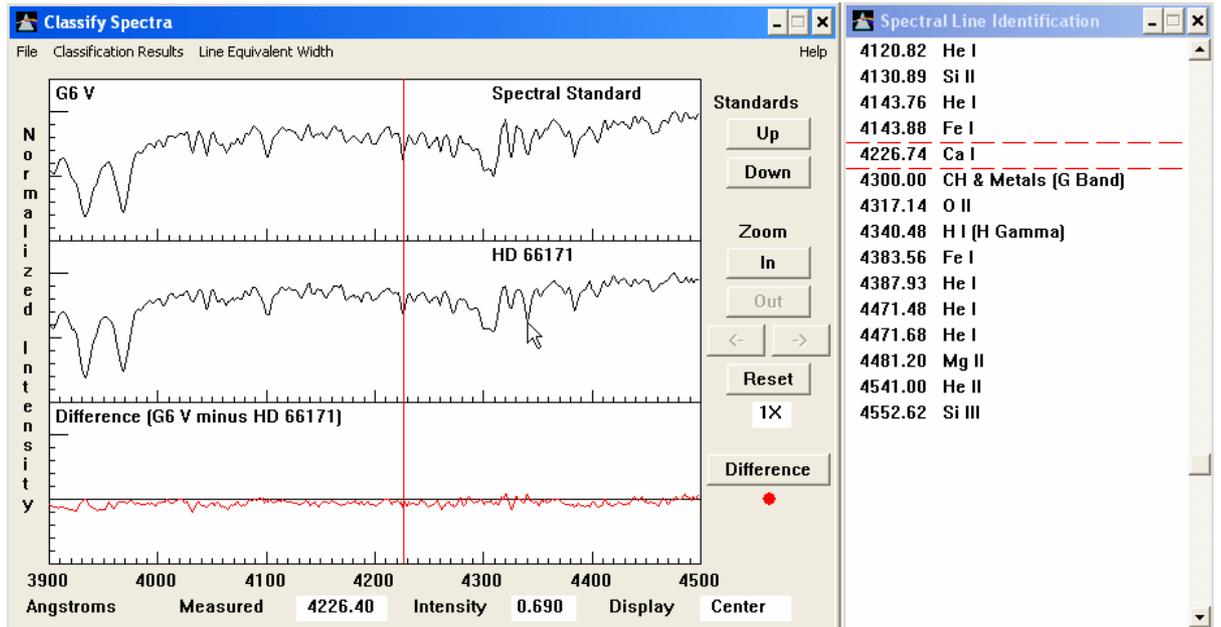
Anhang 2: Spektren zu Aufgabe 3.2.1 (S. 13)



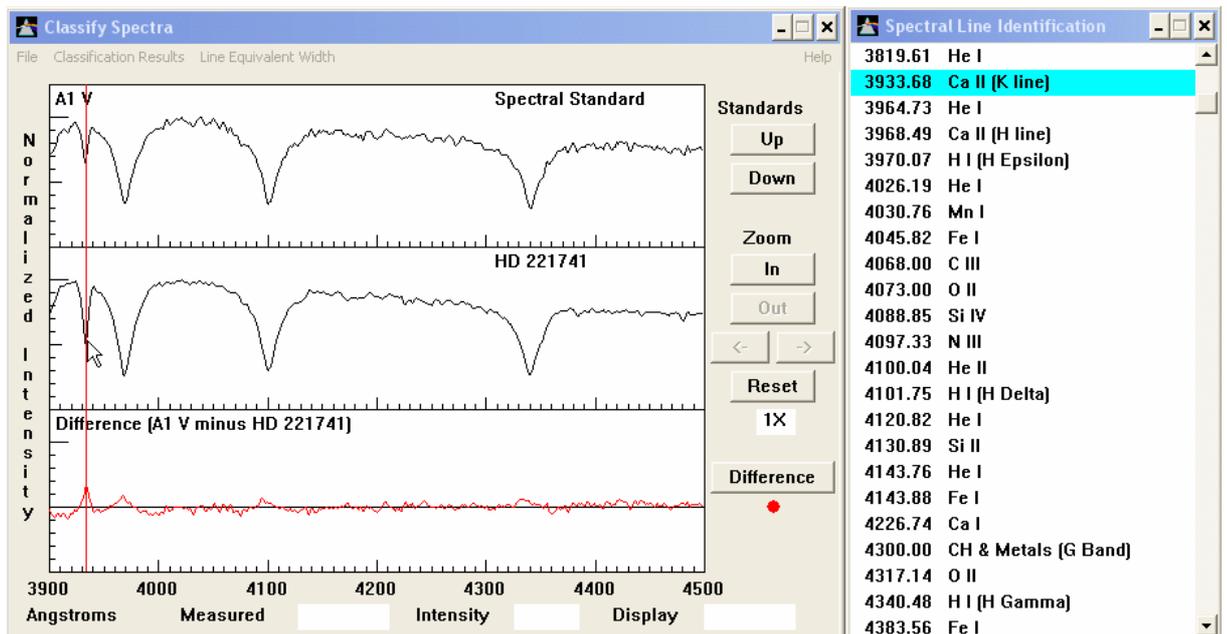
Rot markiert ist die extrem schwache CaII-Linie. Die Balmer-Linien sind die stärksten vorliegenden Linien, die He I-Linien sind handschriftlich markiert.



Ca I ist rot markiert. Die Ca II-Linien zwischen 3900 und 4000 A sind nur als extreme flache Vertiefungen im Kontinuum zu erkennen; Im kurzwelligen Bereich ist der M0 Standard etwas heller (Differenz positiv), BD+63137 ist also geringfügig kühler als M0. Spektraltyp laut Index: M1

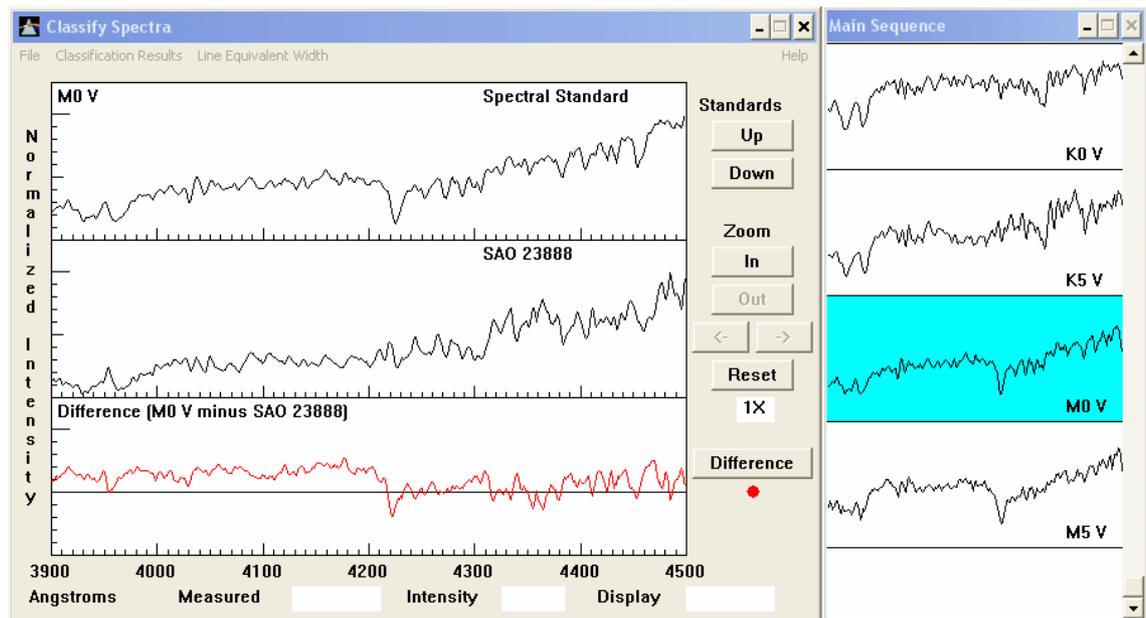


Die schwache Ca I-Linie ist rot markiert. Der Cursor zwischen 4300 und 4400 markiert eine Balmer-Linie ($H\gamma$), die offensichtlich stärker als Ca I ist. Die negative Differenz zwischen G6-Standard und HD 66171 im kurzwelligen Bereich deutet auf einen geringfügig heißeren Spektraltyp hin. Spektraltyp laut Index: G2

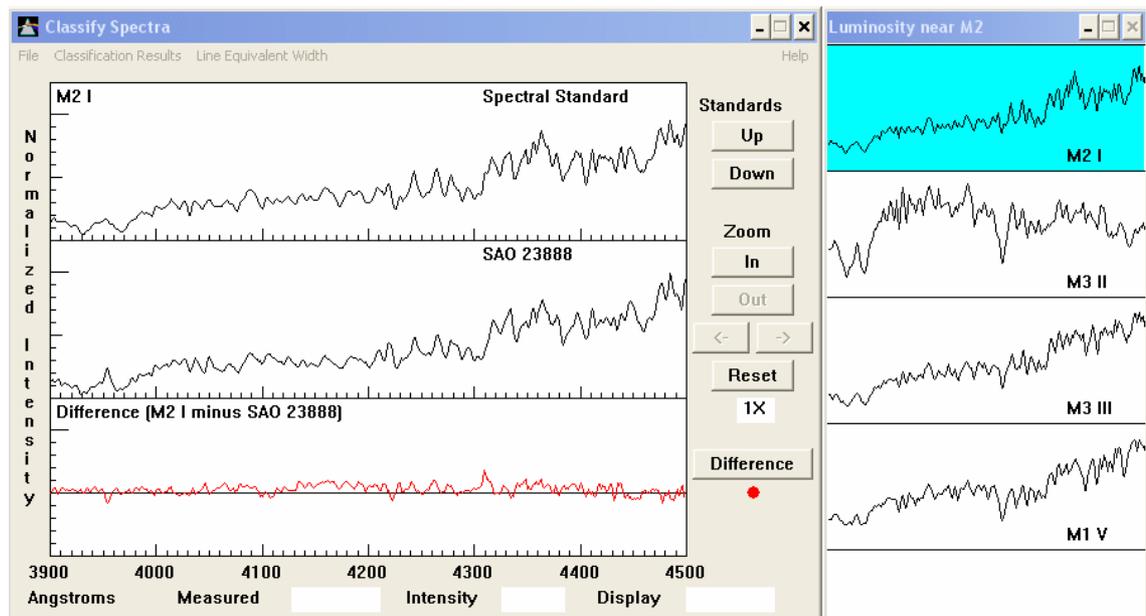


Die verhältnismäßig stark ausgeprägte Ca II-Linie ist rot markiert. Spektraltyp laut Index: A3

Anhang 3: Spektren zu Aufgabe 3.4.1. (S.17)



Einzig im Bereich der Ca II-Linien ähnelt SAO 23888 dem Standard aus der Hauptreihe...



...doch für den Spektraltyp M2 I ergibt sich wieder eine wesentlich bessere Übereinstimmung.

Anhang 4: Mathematische Ausführungen zu Aufgabe 4.5.1. (S. 23)

Uma1-1:

$$D_{Uma} = 10^{\frac{14,62+22,0+5}{5}} = 210[Mpc] ;$$

$$v_{K,Uma} = \frac{4130A - 3933,67A}{3933,67A} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 14960 \frac{km}{s} ;$$

$$v_{H,Uma} = \frac{4168A - 3968,74A}{3968,74A} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 15050 \frac{km}{s} ;$$

$$\text{à } \bar{v} \approx 15010 \frac{km}{s} ; H_{Uma} = \frac{15010 \frac{km}{s}}{210Mpc} \approx 71 \frac{km}{s} Mpc$$

Boot2:

$$D_{Boot} = 10^{\frac{16,76+22,0+5}{5}} = 564[Mpc] ;$$

$$v_{K,Boot} = \frac{4446A - 3933,67A}{3933,67A} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 39050 \frac{km}{s}$$

$$v_{H,Boot} = \frac{4484A - 3968,74A}{3968,74A} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 38920 \frac{km}{s}$$

$$\text{à } \bar{v} = 38980 \frac{km}{s} ; H_{Coma} = \frac{38980 \frac{km}{s}}{564Mpc} \approx 69 \frac{km}{s} Mpc$$

CrBor2:

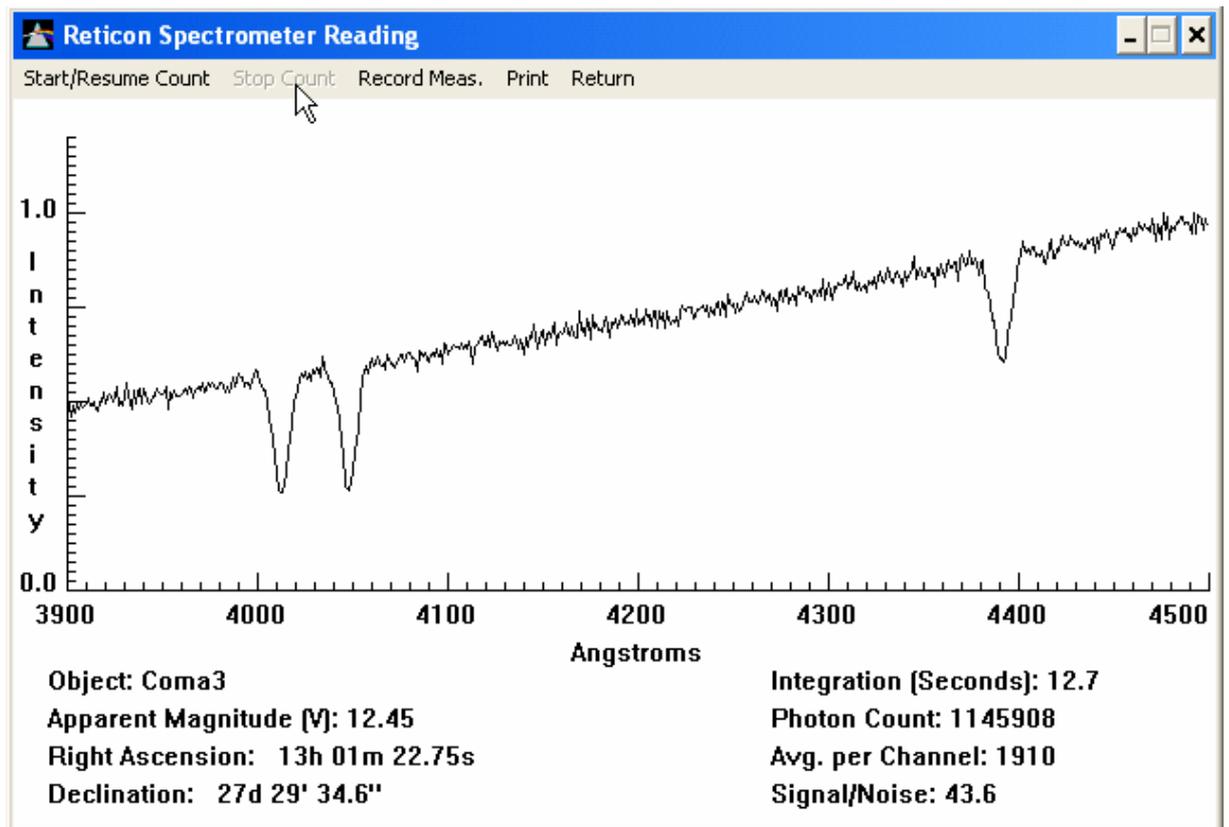
$$D_{Boot} = 10^{\frac{15,43+22,0+5}{5}} = 306[Mpc] ;$$

$$v_{K,Boot} = \frac{4209A - 3933,67A}{3933,67A} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 20980 \frac{km}{s}$$

$$v_{H,Boot} = \frac{4247A - 3968,74A}{3968,74A} \cdot 299792 \frac{km}{s} \approx 21020 \frac{km}{s}$$

$$\text{à } \bar{v} = 21000 \frac{km}{s} ; H_{Coma} = \frac{21000 \frac{km}{s}}{306Mpc} \approx 69 \frac{km}{s} Mpc$$

Anhang 5: Spektrum einer Galaxie (zu A. 4.3.1.; S. 21)



Die Linien im Bereich zwischen 4000Å und 4100Å sind die beiden Ca II-Linien, wobei die linke die K-Linie und die rechte die H-Linie ist. Die Spektren der anderen Galaxien weisen lediglich andere Rotverschiebungen und andere scheinbare Helligkeiten auf, sehen aber ansonsten gleich aus.

Literaturverzeichnis

- Amateurastronomische Vereinigung Göttingen (AVG): Die Spektren der Sterne, 2000, <http://www.avgoe.de/astro/Teil04/Spektren.html>.
- Spergel, D. N.; Bolte, M.; Freedman, W.: The Age of the Universe, 1997, http://map.gsfc.nasa.gov/m_uni/uni_101expand.html.
- Project CLEA (Contemporary Laboratory Experiences in Astronomy):
 1. Classification of Stellar Spectra: Student Manual, ftp://io.cc.gettysburg.edu/pub/clea_products/manuals/Specl_sm.pdf.
 2. Classification of Stellar Spectra: User's Guide ftp://io.cc.gettysburg.edu/pub/clea_products/manuals/Specl_ug.pdf.
 3. The Hubble Redshift Distance Relation: Student Manual ftp://io.cc.gettysburg.edu/pub/clea_products/manuals/Hubbl_sm.pdf.
 4. The Hubble Redshift Distance Relation: User's Guide ftp://io.cc.gettysburg.edu/pub/clea_products/manuals/Hubbl_ug.pdf.
 Alle: Gettysburg, o. J.
- Hasinger, G.: Das Schicksal des Universums, München 2007
- Häfner, R.: Grundlagen der Spektralanalyse, in: Roth, G. D. (Hrsg.): Handbuch für Sternfreunde, Band 1: Technik und Theorie, Berlin Heidelberg 1989.
- Herrmann, J.: Das große Lexikon der Astronomie, Niedernhausen 2001.
- Huchra, J.: Estimates of the Hubble Constant, 2007 <http://www.cfa.harvard.edu/~huchra/hubble.plot.dat>.
- Instituto de Astrofisica de Canarias (IAC): Index zur "Jacoby spectral library", <http://www.iac.es/proyecto/PNgroup/itp/jacoby.txt>.
- Japan Association of Hands on Universe: Handa T.; Furusho R. (Hrsg.): JAHOU Curriculum on astronomical spectroscopy:
 1. Workbook
 2. Teacher's Notes
 2003.
- Neckel, Th.: Die Sterne, in: Roth, G. D.(Hrsg.): Handbuch für Sternfreunde, Band 2: Beobachtung und Praxis, Berlin Heidelberg 1989.
- Richmond, M.: Luminosity Class and the HR Diagram, o. J. <http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/lumclass/lumclass.html>.
- Weigert, A.; Wendker, H. J.; Wisotzki, L.: Astronomie und Astrophysik: Ein Grundkurs, Weinheim 2005.

- Weisstein, E. W.: Hubble Constant, 1996
<http://scienceworld.wolfram.com/physics/HubbleConstant.html>.
- Wikipedia, die freie Enzyklopädie: Edwin Hubble,
http://de.wikipedia.org/wiki/Edwin_Hubble.
- Wischnewski, E.: Astronomie für die Praxis. Band 2: Einführung in die Theorie, Mannheim 1993.

Verwendete Software

- CLEA Classification of Stellar Spectra
<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/speclab.html>
- CLEA The Hubble Redshift Distance Relation
<http://www3.gettysburg.edu/~marschal/clea/hublab.html>

Das Projekt CLEA wird von der National Science Foundation und dem Gettysburg College finanziert (Hinweis im Lizenzvertrag vorgeschrieben). „Classification of Stellar Spectra“ verwendet Spektren der „Jacoby spectral library“, veröffentlicht 1984 von Jacoby, Hunter und Christian.

Abbildungsverzeichnis

- Abbildungen 1,2,3 (S.5): Dr. Roland Pleger:
http://www.dlr.de/jupex/spectograph/ju_spectr_ml.html
- Abbildung 4 (S.6): Weiterbildungskolleg der Stadt Duisburg:
<http://www.weiterbildungskolleg-duisburg.de/physik/seite4.htm>
- Abbildung 5 (S.8): Selbst erstellt
- Abbildung 6 (S.14): JAHOU Curriculum on astronomical spectroscopy, Workbook, S. 48
- Abbildung 7 (S.16): Michael Richmond:
<http://spiff.rit.edu/classes/phys440/lectures/lumclass/lumclass.html>
- Abbildung 8 (S.17): AVG: <http://www.avgoe.de/astro/Teil04/Spektren.html>
- Abbildung 9 (S.19): Lexi-TV:
<http://www.lexi-tv.de/lexikon/thema.asp?InhaltID=1943&Seite=4>
- Abbildung 10 (S.21): Selbst erstellt
- Abbildung 11 (S.24): Selbst erstellt

Sämtliche Abbildungen im Anhang sind selbst aufgenommene Screenshots vom CLEA-Fenster