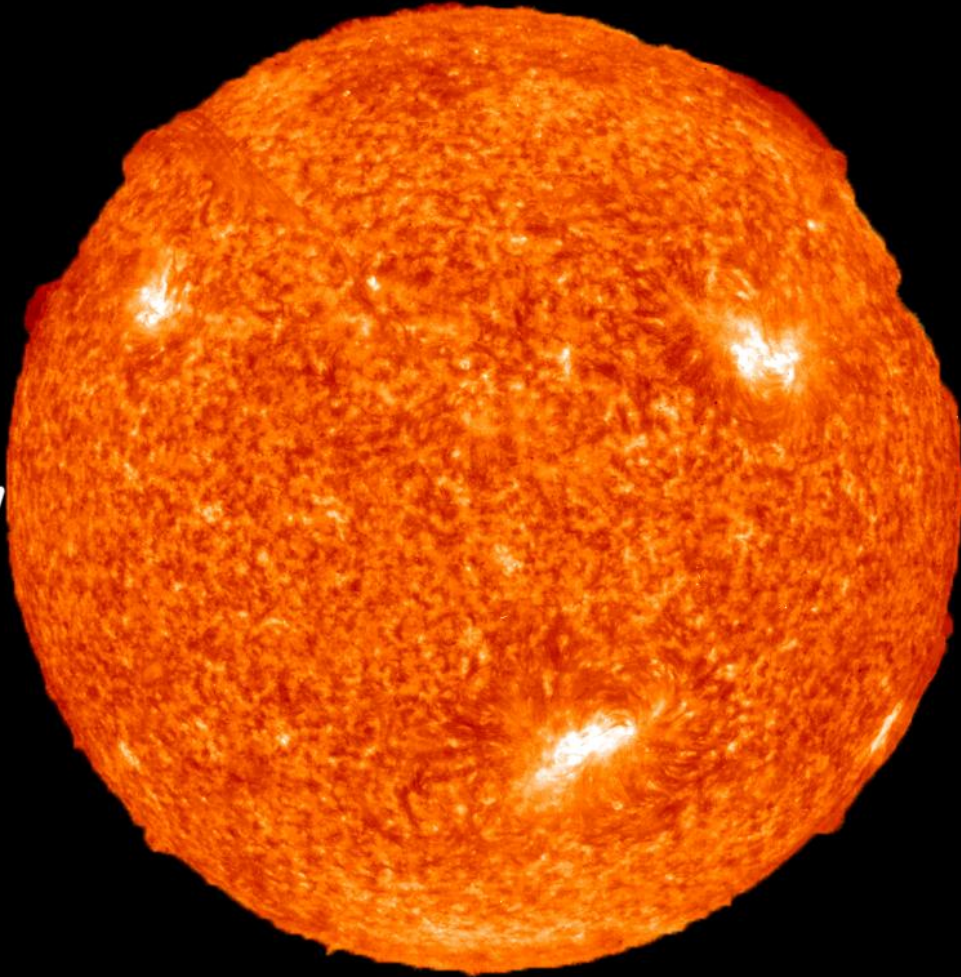
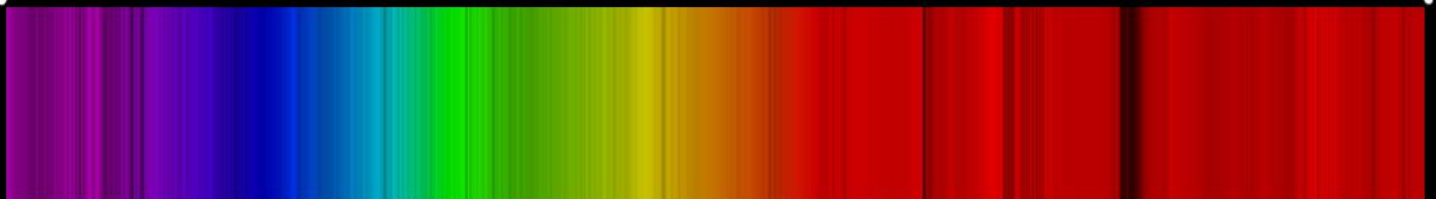


Das Sonnenspektrum



Projektarbeit in Astronomie



Verfasser: Tom Schnee (0202/408422)
Johannes Felix Schnepf (0202/477490)
Kursleiter: Michael Winkhaus, Bernd Koch
Abgabetermin: 18. Juni 2012

Projektarbeit über das Thema

Das Sonnenspektrum

Verfasser: Tom Schnee, Johannes Felix Schnepf
Betreuungslehrer: Michael Winkhaus, Bernd Koch
Abgabetermin: 18. Juni 2012

INHALTSVERZEICHNIS

| | | |
|-----------|--|-----------------|
| 1. | EINLEITUNG..... | SEITE 3 |
| 2. | LICHT..... | SEITE 5 |
| 2.1 | LICHT ALS ELEKTROMAGNETISCHE WELLE..... | SEITE 5 |
| 2.2 | WIE ENTSTEHT LICHT?..... | SEITE 6 |
| 2.3 | ARTEN DER LICHTERZEUGUNG..... | SEITE 9 |
| 2.3.1 | GEBUNDEN – GEBUNDEN – ÜBERGÄNGE..... | SEITE 10 |
| 2.3.2 | FREI – GEBUNDEN – ÜBERGÄNGE..... | SEITE 11 |
| 2.3.3 | FREI – FREI – ÜBERGÄNGE..... | SEITE 11 |
| 2.4 | SPEKTREN..... | SEITE 12 |
| 2.4.1 | WIE ENTSTEHEN SPEKTREN?..... | SEITE 12 |
| 2.4.2 | ARTEN UND KLASSIFIKATIONEN VON SPEKTREN..... | SEITE 15 |
| 2.4.3 | DAS HERTZSPRUNG-RUSSELL-DIAGRAMM..... | SEITE 18 |
| 3. | DIE SONNE..... | SEITE 19 |
| 3.1 | ALLGEMEIN..... | SEITE 19 |
| 3.2 | AUFBAU..... | SEITE 19 |
| 3.3 | STRAHLUNG..... | SEITE 20 |
| 3.4 | ENERGIEERZEUGUNG..... | SEITE 21 |
| 3.5 | DIE ENTWICKLUNG DER SONNE..... | SEITE 22 |
| 4. | HARDWARE..... | SEITE 23 |
| 4.1 | DIE DIGITALKAMERA CANON EOS 450D..... | SEITE 23 |
| 4.2 | DIE MONOCHROME ALCCD 5.2 CCD-KAMERA..... | SEITE 26 |
| 4.3 | DER DADOS-SPEKTROGRAPH..... | SEITE 28 |

| | | |
|------------|--|-----------------|
| 5. | SOFTWARE..... | SEITE 31 |
| 5.1 | VORBEREITUNG..... | SEITE 31 |
| 5.2 | PHOTOSHOP..... | SEITE 32 |
| 5.3 | VSPEC..... | SEITE 37 |
| 6. | AUSWERTUNG..... | SEITE 48 |
| 6.1 | TELLURIC..... | SEITE 48 |
| 6.1.1 | ABSORPTIONSBANDEN ALS FOLGE EINES ENERGIEVERLUSTS..... | SEITE 51 |
| 6.1.2 | MOLEKÜLSCHWINGUNGEN..... | SEITE 54 |
| 6.2 | DIE FRAUNHOFERLINIEN..... | SEITE 56 |
| 6.3 | DAS ALCCD- UND EOS-SPEKTRUM IM VERGLEICH..... | SEITE 59 |
| 6.3.1 | UNTERSCHIEDE..... | SEITE 59 |
| 6.3.2 | VOR- UND NACHTEILE DER BEIDEN KAMERAS..... | SEITE 59 |
| 6.3.3 | DIREKTER VERGLEICH..... | SEITE 60 |
| 6.3.4 | FAZIT..... | SEITE 60 |
| 7. | AUSBlick..... | SEITE 61 |
| 8. | LITERATURVERZEICHNIS..... | SEITE 62 |
| 9. | ABSCHLUSSERKLÄRUNG..... | SEITE 63 |
| 10. | ANHANG..... | SEITE 64 |

1. EINLEITUNG

Vorwort

Der von Michael Winkhaus angebotenen Projektkurs Astronomie gab uns, das sind Tom Schnee und Johannes Schnepf, einen Einblick in die unglaubliche Welt der Astronomie. Angeregt durch mehrere Wochenendkurse über die Einführung in die Sternspektroskopie, die Aufnahme und Auswertung von Spektren sowie die Aufarbeitung eines Spektrums mit Photoshop, entwickelten wir ein starkes Interesse für besagte Inhalte. An dieser Stelle möchten wir gerne unseren drei Dozenten danken, die uns einen Einblick in die interessante Materie gaben und uns schließlich für unser Thema „Sonnenspektrum“ begeisterten.

Michael Winkhaus, Kursleiter des Projektkurses Astronomie, stellte uns die Sternwarte vor und erklärte uns in dem Wochenendkurs „Einführung in die Astronomie und in die visuelle Beobachtungstechnik“ den Umgang mit der technischen Ausstattung sowie die theoretischen Grundlagen. Zudem motivierte er uns zu dem Thema unserer Projektarbeit.

Ernst Pollmann, Leiter des Wochenendkurses „Lehrgang zur Reduktion der Sternspektren mit der Software Vspec“, wies uns in den Umgang mit der Software Visual Spec ein, welches die Grundlage unserer Projektarbeit darstellt.

Bernd Koch, Leiter des Wochenendkurses „Technikworkshop zum DADOS-Spektrographen und der Fotografie der Spektren an der Sternwarte“, lehrte uns Spektren mit dem DADOS-Spektrographen aufzunehmen, wie es für die Aufnahme unseres Sonnenspektrums von zentraler Bedeutung war. Ihm gilt ein besonderer Dank, da er uns immer als Ansprechpartner zur Verfügung und bei Problemen der Umsetzung jederzeit zur Seite stand.

Zum Schluss möchten wir noch allen Sponsoren sowie der Schule für die Errichtung des hervorragend ausgestatteten Schülerlabors Astronomie danken, welches uns unsere Beobachtung überhaupt erst ermöglichte. Somit bietet sich uns als Schülern des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums die einzigartige Möglichkeit, eine professionelle und von Herrn Winkhaus geplante und realisierte Schulsternwarte zu benutzen.

Begründung des Themas

Schon seit Jahrhunderten fasziniert sie die Astronomen. Sie spendet uns auch die zum Überleben wichtige Energie. Die Rede ist von der Sonne, welche den Mittelpunkt unseres Sonnensystems ausmacht und schon seit je her als Symbol der Kraft und des Lebens angesehen wird. So ist sie zweifelsohne eines der interessantesten Himmelsobjekte und gewährt uns - als einziger Stern in unserer unmittelbaren Umgebung - einen Einblick in die weiten Tiefen des Universums.

Genauere Aufschlüsse über diesen Stern erhalten wir durch die Spektroskopie. Auch wir wollten die Sonne astronomisch erforschen und stellten uns der komplizierten, aber dennoch spannenden Aufnahme eines *hochauflösenden Sonnenspektrums*.

2. LICHT

2.1 LICHT ALS ELEKTROMAGNETISCHE WELLE

Als Licht, oder auch als optisches Spektrum bezeichnen wir sichtbare elektromagnetische Strahlung, welche in einem Wellenlängenbereich von 380nm bis 780nm liegt und somit einen Teil des elektromagnetischen Spektrums ausmacht (Abb. 1). Zu letzterem gehört aber auch das „unsichtbare“ Licht, welches sich kurz- und langwellig an den sichtbaren Bereich anschließt. Unter einer Wellenlänge von ca. 380nm befinden sich UV-, Röntgen- sowie Gammastrahlung, bei denen mit abnehmender Wellenlänge eine höhere Frequenz und damit auch eine höhere Energie vorliegt. An den für unser Auge wahrnehmbaren Bereich grenzen im Langwelligen Infrarot-, Mikrowellen- sowie Radiostrahlung an. Je nach Farbe des Lichts werden diesen bestimmte Wellenlängen zugeordnet, wobei die optischen Lichtwellen nur einige hundert Millionstel Millimeter betragen, weshalb man sie in Nanometer ($1 \text{ nm} = 10^{-9} \text{ m} = 1 \text{ Millionstel Millimeter}$) angibt. Die Radiostrahlung wiederum umfasst einen Wellenlängenbereich von einem Millimeter bis zu einem Kilometer.

Optisches Spektrum des Lichts

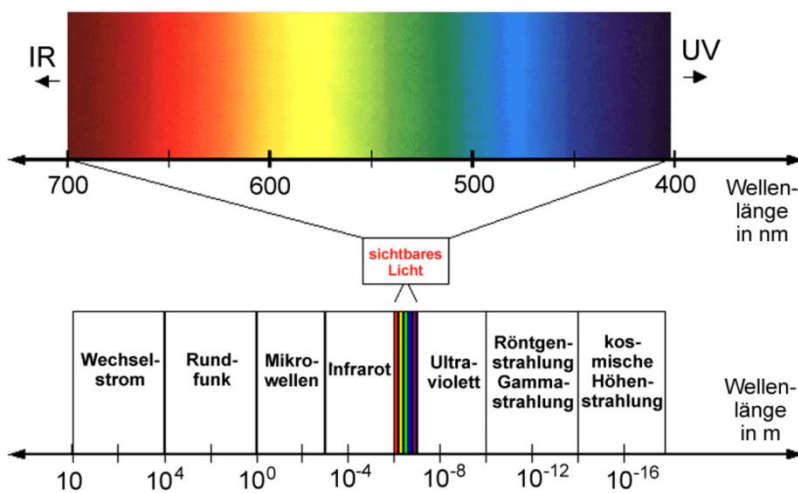


Abbildung 1: Darstellung des optischen Spektrums des Lichtes

Aufgrund der Erdatmosphäre, welche vor allem kurzwellige Strahlungen abblockt und somit für die Entstehung und Entwicklung organischen Lebens auf der Erde von enormer Bedeutung ist, sind für uns nur das sichtbare, das Infrarotlicht sowie die Radiostrahlung beobachtbar, obwohl für die Astronomie alle Bereiche des elektromagnetischen Spektrums interessant wären.

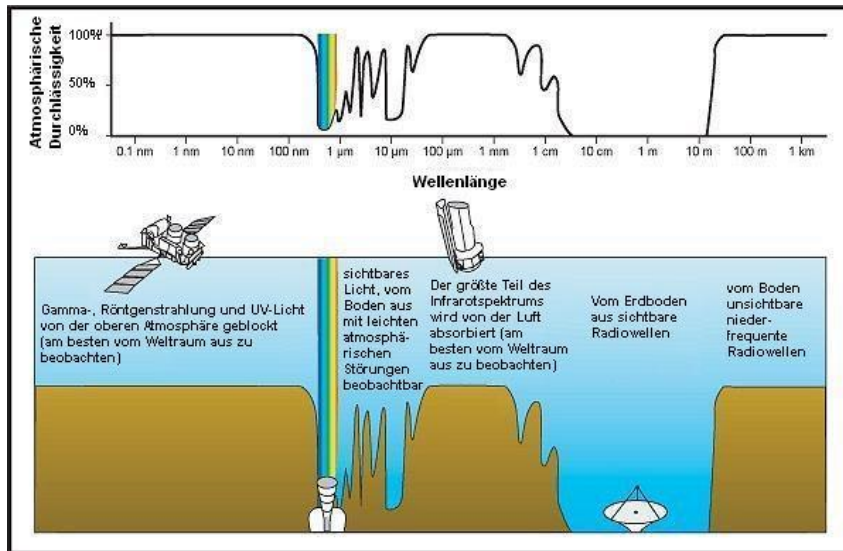


Abbildung 2: Atmosphärische Durchlässigkeit

2.2 WIE ENTSTEHT LICHT?

Da die beobachtbare Strahlung in den meisten Fällen die einzige Informationsquelle über die Welt der Sterne ist, müssen wir uns zunächst vom Ganzen - also von den Sternen - weg bewegen und tiefer in die „Materie“ eindringen, genauer gesagt in die Atome und uns mit ihren Wechselwirkungen mit Strahlungen aller Art auseinandersetzen. Die moderne Astronomie beschäftigt sich mit der Deutung dieses Sternenlichts und ermöglicht es, den Geheimnissen der Sterne und fremden Galaxien auf den Grund zu gehen. Hierfür benötigen wir zu allererst eine Vorstellung eines Atoms:

Niels Bohr entwickelte im Jahre 1913 ein Atommodell, nach welchem ein Atom (griechisch *átomos* = das Unzerteilbare) aus einem schweren, positiv geladenen Atomkern und leichten, negativ geladenen Elektronen, welche den Kern auf geschlossenen Bahnen umkreisen, besteht. Diese geschlossenen Bahnen sind durch die sogenannten **Quantenbedingungen** ausgezeichnet, welche besagen, dass sich die Elektronen auf ihren stationären Bahnen strahlungsfrei, also ohne Energieverlust bewegen. Mit zunehmendem Abstand zum Kern, wächst auch das Energieniveau des Elektrons, wobei die ungestörten Elektronen eine Tendenz zur niedrigstmöglichen Energiestufe, dem Grundzustand, haben.

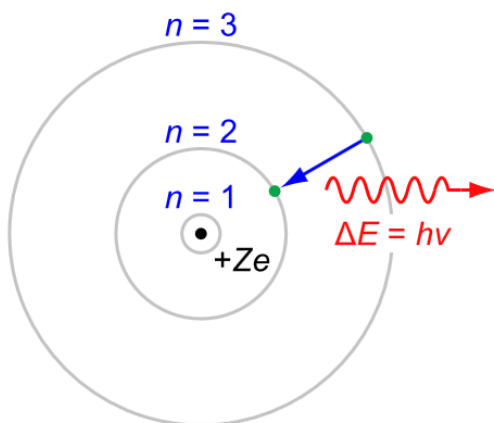


Abbildung 3: Energieänderung eines Elektrons

Jede sichtbare und unsichtbare elektromagnetische Strahlung, also auch das Licht der Sterne, hat ihren Ursprung in den Energieänderungen von Elektronen. Verringert sich dieser Energiezustand, zum Beispiel durch Abbremsung, so wird die nun entstandene Energiedifferenz in Form von Licht abgegeben, weshalb jede Art von Licht prinzipiell die Information über die Energieänderung der beteiligten Elektronen enthält.

Durch Energieaufnahme springt das Elektron auf eine höhere Schale, also auf ein höheres Energieniveau, wobei es dazu genau so viel Energie aufnehmen muss, wie es für diesen Quantensprung braucht. Dieser Zustand, häufig als angeregt bezeichnet, ist jedoch nur von kurzer Dauer, da das Elektron ja bestrebt ist, sich so nah wie möglich am Kern, also auf einem niedrigen Energieniveau zu bewegen. Dieser Prozess lässt sich physikalisch wie folgt darstellen:

Ein Elektron mit der Energie E_n „fällt“ auf ein niedrigeres Niveau mit der Energie E_m herunter, weshalb die nun entstandene Energiedifferenz $\Delta E = E_n - E_m$ in Form einer Lichtwelle abgestrahlt wird, deren Wellenlänge λ antiproportional zu dieser Energiedifferenz ΔE ist. Das

bedeutet: Je größer der Energieverlust ΔE der Elektronen ist, desto kurzwelliger („blauer“) ist das abgestrahlte Licht. Die **Berechnungsformel** hierzu lautet:

$$\lambda = \frac{1,98 \cdot 10^{-25}}{\Delta E} \text{ J} \cdot \text{m} .$$

Dies lässt sich auch an einem konkreten Beispiel verdeutlichen. Dazu eignet sich am Besten das Wasserstoffatom, da es nur ein einziges Elektron besitzt. Die einzelnen Energieniveaus lassen sich aus

$$E_n = - 2,17 \cdot 10^{-18} \cdot \frac{1}{n^2} \text{ J}$$

berechnen, woraus sich die Wellenlänge des Lichts ergibt, das bei Übergängen des Elektrons von dem n.ten zum m.ten Niveau ($n > m$) abgestrahlt wird:

$$\lambda = \frac{9,12 \cdot 10^{-8}}{\frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2}} \text{ m} = \frac{91,2}{\frac{1}{m^2} - \frac{1}{n^2}} \text{ nm} .$$

Nun lassen sich für verschiedene Energieniveaus alle möglichen Übergänge feststellen:

- Angeregtes Niveau n und Grundzustand $m = 1$: Wir erhalten eine Serie von möglichen Lichtlängenwellen im ultravioletten Teil des Spektrums, die Lymanserie genannt wird.
- Angeregtes Niveau und Grundzustand $m = 3$: Die sogenannte Paschenserie ist ein Licht mit einer Wellenlänge zwischen 820,02 nm (für $n \rightarrow \infty$) und 1876 nm (für $n = 4$) und liegt somit vollständig im infraroten Bereich des Spektrums.
- Angeregtes Niveau n und Grundzustand $m = 2$: Die sogenannte Balmerserie liegt im sichtbaren Bereich des Spektrums, weshalb sie am häufigsten beobachtet wird, und erstreckt sich über eine Wellenlänge zwischen 364,7 nm (für $n \rightarrow \infty$) und 656,3 nm (für $n = 3$). Die wichtigsten Linien sind:
 - $H\alpha$ ($n = 3$) bei $\lambda = 656,3$ nm;
 - $H\beta$ ($n = 4$) bei $\lambda = 486,1$ nm;
 - $H\gamma$ ($n = 5$) bei $\lambda = 434,0$ nm;
 - $H\delta$ ($n = 6$) bei $\lambda = 410,2$ nm;
 - $H\epsilon$ ($n = 7$) bei $\lambda = 397,0$ nm;
 - $H\zeta$ ($n = 8$) bei $\lambda = 388,9$ nm, usw.

Elektronische Übergänge im Wasserstoffatom

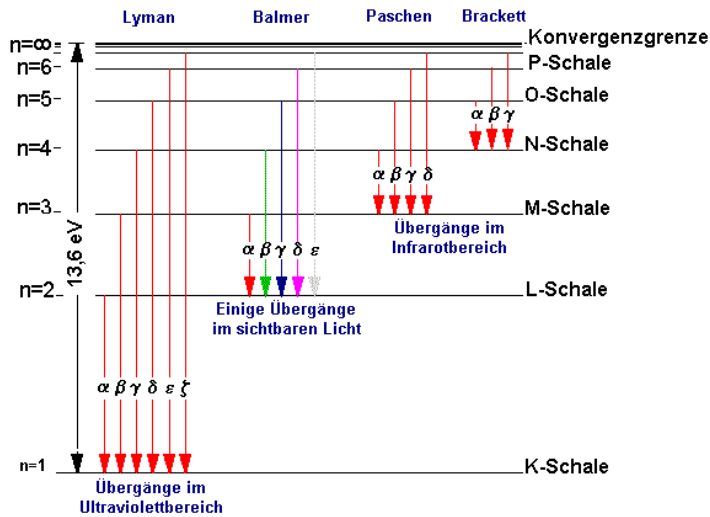


Abbildung 4: Elektronische Übergänge im Wasserstoffatom

2.3 ARTEN DER LICHTERZEUGUNG

Die folgende Abbildung verdeutlicht die vom Wasserstoffatom abgestrahlten Linienserien als Übergänge zwischen den einzelnen Energieniveaus.

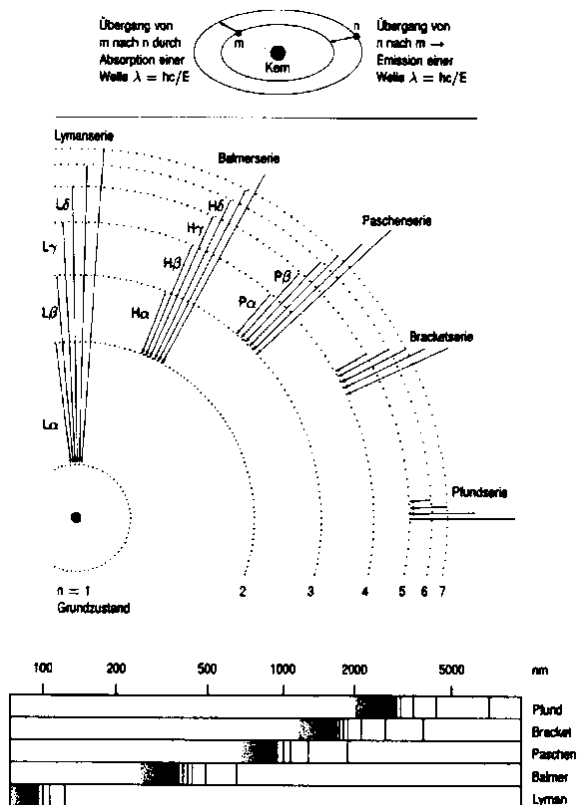


Abbildung 5: Elektronenübergänge bei einem Wasserstoffatom

Man sieht also, wenn ein Elektron von seinem Atom getrennt wird, kann es Lichtteilchen jeder beliebigen Energie abgeben, da es nun ja nicht länger an die scharf abgegrenzten Energieniveaus innerhalb des Atoms gebunden ist. Gegenteiliges ist der Fall, wenn ein Elektron an ein Atom gebunden ist, da es hier nur noch Licht bestimmter Wellenlängen aufnehmen und aussenden kann. Die Wellenlänge hängt also von den Energiewerten der einzelnen Energieniveaus, also von der Schalenstruktur des Atoms ab.

Es ergeben sich folglich drei verschiedene Arten der Lichterzeugung, welche jedoch alle auf eine Energieabnahme von Elektronen zurückzuführen sind.

2.3.1 GEBUNDEN – GEBUNDEN – ÜBERGÄNGE

Fällt ein Elektron in einem Atom von einer Schale höherer Energie zu einem energetisch tiefer gelegenen Niveau, so sendet es dabei Licht der Energie aus, die der Energiedifferenz der beiden Niveaus entspricht. Da sich das Elektron nur auf ganz bestimmten Schalen (Energistufen) aufhalten kann, kann auch nur Licht ganz bestimmter Wellenlängen ausgesandt werden.

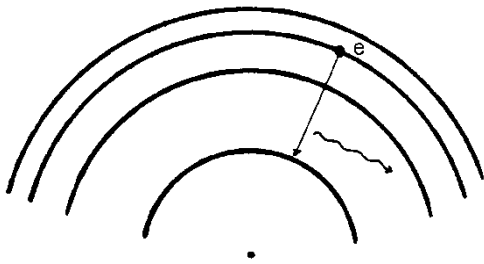


Abbildung 6: Gebunden – Gebunden – Übergänge

2.3.2 FREI – GEBUNDEN – ÜBERGÄNGE

Werden freie Elektronen von einem positiven Ion eingefangen und treten somit wieder in einen Atomverband ein, so müssen sie so viel überschüssige Energie abgeben, dass ihre verbleibende Energie gerade dem Energiezustand einer erlaubten Bahn entspricht. Hierbei geht also ein Elektron vom freien Zustand in den gebundenen Zustand über. Im Gegensatz zu den bestimmten Energiezuständen eines Elektrons im gebundenen Zustand können freie Elektronen jedoch beliebige Energien besitzen. Werden also freie Elektronen wieder in den Atomverband aufgenommen, so werden die unterschiedlichsten Energiebeträge als Licht aller möglichen Wellenlängen frei.

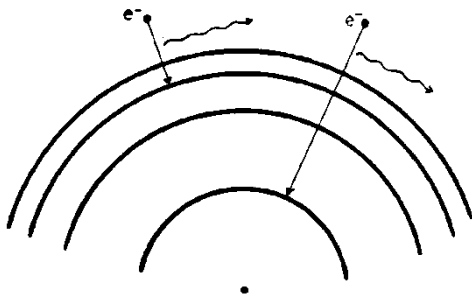


Abbildung 7: *Frei – Gebunden – Übergänge*

2.3.3 FREI – FREI – ÜBERGÄNGE

Freie Elektronen können aber auch sehr dicht an einem Ion vorbeifliegen, ohne dass sie eingefangen werden. Dabei tritt jedoch eine gewisse Änderung ihrer Bewegungsenergie auf, deren Betrag ebenfalls als Licht abgestrahlt wird.

Durch derartige „Frei-Frei-Übergänge“ kann wegen der beliebigen Energie des Elektrons vor und nach dem Vorbeiflug Licht beliebiger Wellenlänge ausgesandt werden.

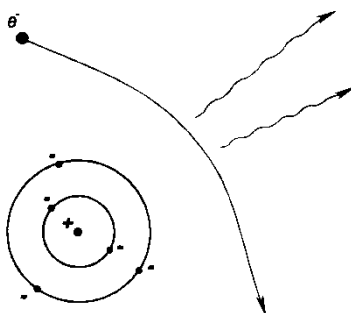


Abbildung 8: *Frei – Frei – Übergänge*

2.4 SPEKTREN

2.4.1 WIE ENTSTEHEN SPEKTREN?

Wie oben bereits erwähnt, dient die Strahlung als einzige Informationsquelle über die Sterne, weshalb sich dem Astronomen die Frage stellt, mit welchen technischen Mitteln man dem Licht seine Informationen „entlocken“ kann. Dazu haben sich zwei Methoden durchgesetzt, um das Licht in seine einzelnen Bestandteile zu zerlegen.

Die ursprüngliche Methode besteht in der sogenannten Prismenspektrographie.

Bereits Newton benutzte ein Prisma, um die verschiedenen Farbanteile des Lichtes unterschiedlich abzulenken, um sie anschließend nach Austritt auf eine Wand zu projizieren. Der sich nun ergebende Farbverlauf wird Spektrum genannt. In der Astronomie wird hinter dem Prisma eine Kamera angebracht, die das Licht verschiedener Richtungen auf verschiedene Stellen des abbildet. Der Fachbegriff hierfür lautet: Prismenspektrograph.

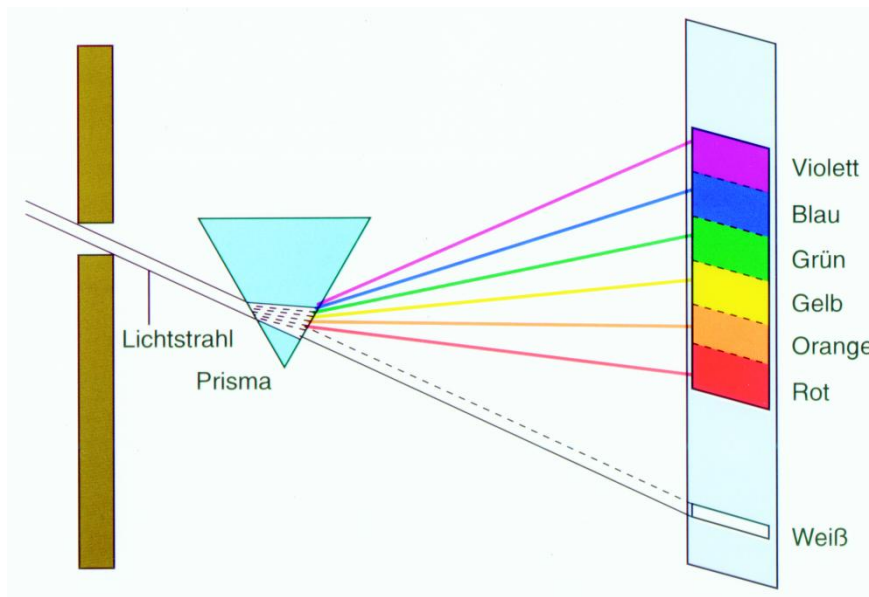


Abbildung 9: Brechung des Lichtes durch ein Prisma

Um dies genauer zu verstehen, ist ein kleiner Exkurs in die Lichtbrechung und die damit verbundenen Naturprinzipien für Licht nötig.

Als Lichtbrechung oder auch Refraktion bezeichnet man in der Physik die Änderung der Ausbreitungsrichtung einer Welle aufgrund einer räumlichen Änderung ihrer Ausbreitungsgeschwindigkeit, die speziell für Lichtwellen durch den Brechungsindex n eines Mediums beschrieben wird. Wir sprechen also bei Licht von einer Brechung, wenn es von einem optischen Medium in ein anderes übertritt, also, an Grenzflächen „geknickt“ wird. Der sogenannte Brechungsindex setzt sich nun aus mehreren Komponenten zusammen: aus der

Richtung, aus der der Lichtstrahl kommt, also dem Eintrittswinkel α , und aus der Wellenlänge einer Strahlung in einem bestimmten Medium. Die dazugehörige Formel lautet:

$$\frac{\sin(\alpha)}{\sin(\beta)} = \frac{v_{med1}}{v_{med2}} = n$$

Der nun an der Grenzfläche zweier Medien mit unterschiedlichem Brechungsindex ankommende Lichtstrahl wird zum Lot hin gebrochen. Das Gesetz, das dieses Phänomen beschreibt, ist das sogenannte Snelliussche Brechungsgesetz, welches in der folgenden Abbildung verdeutlicht wird.

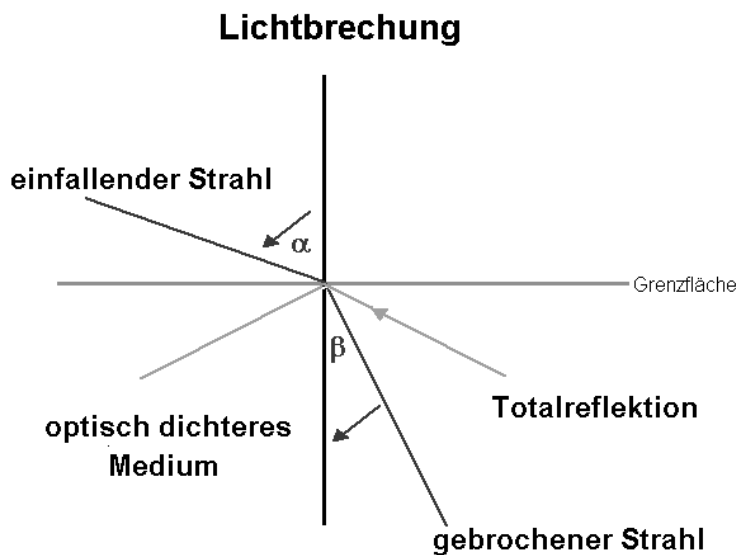


Abbildung 10: Lichtbrechung

Dabei nennt man das Medium mit dem höheren Brechungsindex das optisch dichtere, und das Medium mit dem niedrigeren Brechungsindex das optisch dünnere. Warme Luft, kalte Luft, Wasser, Glas und Diamant, sind in zunehmender Reihenfolge optisch dicht. Nun kann z.B. blaues Licht einen weiteren Weg in dichteren Medien zurücklegen, da es darin aufgrund seiner kleineren Wellenlänge und somit höheren Energie schneller ist als etwa rotes Licht. Dies ist durch das Naturprinzip von Licht zu erklären, welches besagt, dass das Licht immer den schnellsten, also den zeitlich kürzesten Weg zurücklegt.

Eine zweite Methode ist die Zerlegung des weißen Lichts durch ein Gitter.

Die modernere Methode zur Zerlegung des Lichts in die Regenbogenfarben greift anstatt auf die Lichtbrechung auf das Phänomen der Lichtbeugung zurück, welches im Folgenden erklärt werden soll.

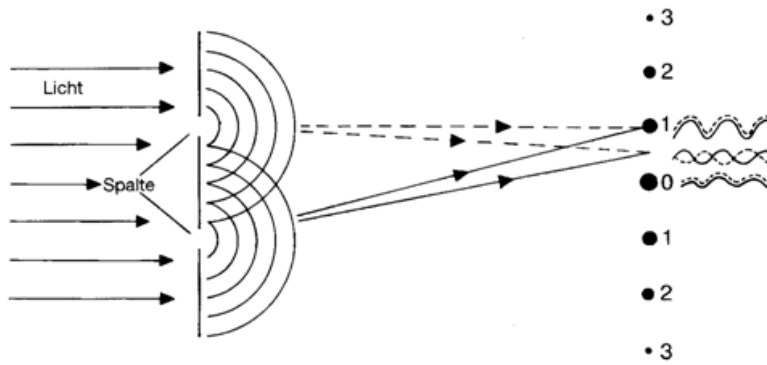


Abbildung 11: Lichtbrechung am Gitter

Um die Funktionsweise des Gitters zu verstehen, stellen wir uns einen Doppelspalt in einer nicht-transparenten Platte vor, die auf einer Seite von einem einfarbigem Licht bestrahlt wird. Durch Interferenz der Lichtwellen entsteht auf der Wand nun ein Muster aus hellen (einfarbigen) und dunklen Streifen. Dieses Interferenzmuster entsteht durch verschiedene Entfernungen zu den einzelnen Spalten. Ist ein Punkt (in der Grafik: Position „0“) von beiden Spalten gleich weit entfernt, so interferieren (überlagern sich) die Lichtwellen dort nach dem Superpositionsprinzip konstruktiv. Als Ergebnis erscheint auf der Wand eine helle, einfarbige Stelle. Wandert man nun auf der Wand weiter nach oben oder nach unten (in der Grafik: Position „1“), dann wird die Entfernung zum einen Spalt kleiner, die zum anderen größer. Sobald der Wegunterschied zu den beiden Spalten genau eine halbe Wellenlänge beträgt, interferieren die beiden Lichtwellen destruktiv, das heißt, sie löschen sich vollständig aus. Auf diese Weise erhält man weitere helle und dunkle Stellen, je nachdem, ob der Wegunterschied ein ganzzahliges Vielfaches der halben Wellenlänge ist oder nicht. Es ergeben sich somit folgende Formeln:

$$\text{Konstruktive Interferenz: } \Delta s = k * \lambda$$

$$\text{Destruktive Interferenz: } \Delta s = (2k - 1) * \frac{\lambda}{2}$$

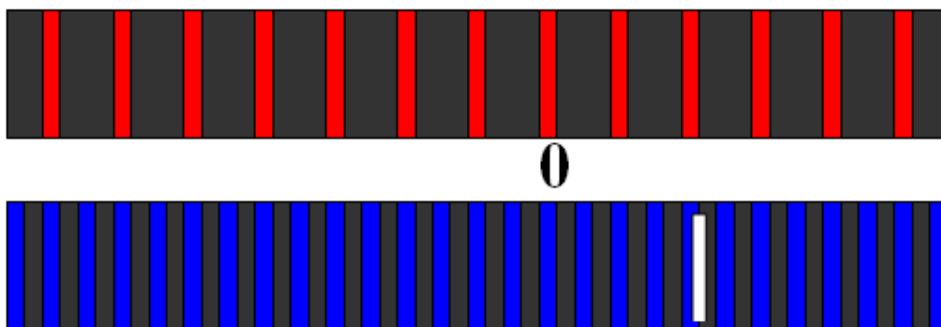


Abbildung 12: Konstruktive bzw. destruktive Interferenz

Die weiteren Abstände der Interferenzstreifen des roten Lichts lassen sich durch eine größere Wellenlänge als bei dem blauen Licht erklären. Durch Übereinanderlegen der beiden Interferenzmuster, ist zu erkennen, dass alle Interferenzstreifen, abgesehen von dem mittleren, da hier wieder alle Farben übereinanderliegen, farbig sind.



Abbildung 13: Übereinanderlegen der beiden Interferenzmuster

Es lässt sich also feststellen, dass jeder Streifen ein Spektrum darstellt, welches durch den Einsatz mehrere Spalten verfeinert und verschärft werden kann. Diese Technik kommt im sogenannten Gitterspektrographen zum Einsatz, dessen Gitter aus einer Glasplatte besteht, in die Tausende von feinen Strichen geritzt werden und welche anschließend mit Aluminium bedampft wird. Dieses optische Gitter ist der zentrale Bestandteil der Spektrographen der modernen Astronomie und wird zwischen dem Teleskop und der Kamera angebracht, so dass auf dem Sensor die 1. Ordnung des Gitterspektrums abgebildet wird.

2.4.2 ARTEN UND KLASSIFIKATIONEN VON SPEKTREN

Je nach der Art des Lichtes lassen sich drei unterschiedliche Typen von Spektren unterscheiden. Das rein kontinuierliche Spektrum zum Beispiel entsteht durch glühende Körper, Gase unter hohem Druck oder durch Licht von sehr heißen Sternen. Es besteht aus einem Band von Regenbogenfarben und reicht vom langwelligen Rot bis zum kurzwelligen Ultraviolett. Bei sehr heißen Sternen oder bei sehr kühlen Objekten treten im sichtbaren Bereich nahezu rein kontinuierliche Spektren auf. Das reine Emissionslinienspektrum wird durch ein heißes Gas bei geringem Druck erzeugt und zeigt keine durchgehenden Regenbogenfarben. Es besteht vielmehr aus einzelnen hellen Linien, die jeweils charakteristisch für das strahlende Element oder Molekül sind. Ein Absorptionslinienspektrum zeichnet sich durch die dunklen Absorptionslinien aus, welche dadurch entstehen, dass die Strahlungsquelle eine höhere Temperatur besitzt als zum Beispiel das Gas in der Atmosphäre der Sterne. Dadurch, dass die eigentlich kontinuierliche Strahlung durch eine Wolke von Atomen dringen muss, verliert das Licht an Energie, was sich in den Lücken des Spektrums bemerkbar macht. Da die

Mehrzahl der Sterne, wie auch unsere Sonne, besagte Absorptionslinien zeigen, wollen wir uns in der folgenden Projektarbeit vorrangig auf das Absorptionslinienspektrum konzentrieren.



Abbildung 14: kontinuierliches Spektrum

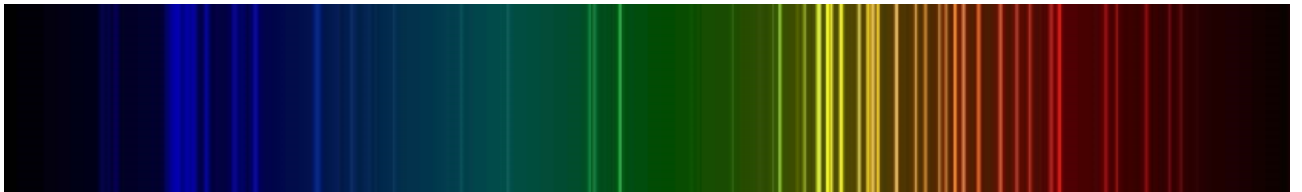


Abbildung 15: Emissionsspektrum

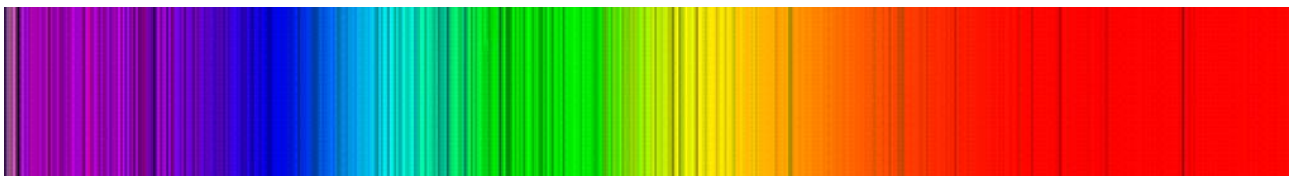


Abbildung 16: Absorptionsspektrum

Doch inwiefern können wir diesen Spektren Informationen über die Beschaffenheit und Zusammensetzung der Sterne entnehmen?

Obwohl die Spektren auf den ersten Blick enorm vielfältig und unübersichtlich wirken, lassen sie sich in gewisse Gruppen einordnen: Bei dieser Einteilung orientieren sich die Astronomen vor allem an den Absorptions- und Emissionslinien.

Im Jahre 1814 entdeckte Joseph von Fraunhofer dunkle Absorptionslinien im Sonnenspektrum und konnte durch systematische Studien und sorgfältige Messungen deren Wellenlänge bestimmen. Insgesamt unterschied er zwischen 570 verschiedenen Linien, wobei er die markantesten unter ihnen rein alphabetisch mit den Buchstaben A bis K versah. Einen atomaren Ursprung dieser Linien vermutete Fraunhofer noch nicht, und dieser sollte erst viele Jahre später von Gustav Robert Kirchhoff und Robert Bunsen gefunden werden. Sie erklärten, dass jedes chemische Element mit einer spezifischen Anzahl und Anordnung von Spektrallinien assoziiert war.

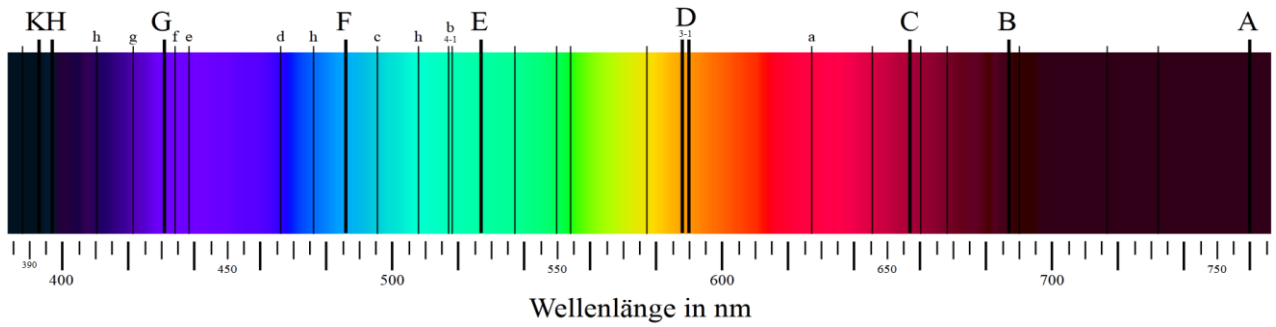


Abbildung 17: Fraunhoferlinien

Ausgehend von der ursprünglichen Harvard-Klassifikation (um 1890) und im Zuge der Weiterentwicklung der Instrumente und der Qualität der Spektren veränderten Antonia Maury und Annie Cannon die Reihenfolge der Sequenz, entfernten einige überflüssige Klassen und verfeinerten die Einteilung durch Unterklassen zwischen 0 und 9. So erhielt ein Spektrum, das z.B. in der Mitte zwischen den Idealtypen B und A lag, die Bezeichnung **B5**. Damit ergab sich die noch heute gültige Spektralsequenz:

| | | |
|---|--|---|
| O | Intensives kontinuierliches Spektrum mit Absorptionslinien des ionisierten Heliums; insgesamt sehr wenig Fraunhofer-Linien | <p style="text-align: center;">↑</p> <p style="text-align: center;">Ansteigende</p> <p style="text-align: center;">Temperatur</p> <p style="text-align: center;">der Stern-</p> <p style="text-align: center;">oberfläche</p> |
| B | Wasserstofflinien treten auf ; auch Linien des neutralen Heliums | |
| A | <u>Balmerlinien</u> des Wasserstoffs im Maximum; Linien des ionisierten Kalziums treten auf | |
| F | <u>Balmerlinien</u> werden schwächer ; Kalziumlinien sind sehr stark ausgeprägt; <u>Metalllinien</u> treten auf | |
| G | Starke Kalziumlinien; <u>Balmerlinien</u> sehr schwach; intensive Linien des Eisens treten auf | |
| K | Intensive Linien des Eisens und anderer Metalle; zahlreiche Molekülbanden | |
| M | Viele Linien neutraler Metalle, besonders von Eisen; starke Titanoxid-Banden; auch Linien des Kalziums | |

Die folgende Abbildung verdeutlicht die Absorption des Lichts noch einmal. Das vom Inneren des Sterns kommende Licht trifft auf die Atome der Sternatmosphäre und führt diesen Energie zu, wodurch die Elektronen auf die äußere Schale springen. Wie oben bereits erklärt, streben sie jedoch nach dem kleinstmöglichen Energieniveau und geben somit die erhaltene Energie wieder in Form von Licht ab, welches nun diffus in alle Richtungen gestreut wird. Somit lässt sich an der Intensität der Linien die Temperatur des Sterns ausmachen, denn je höher die Temperatur in der Sternatmosphäre, desto weniger Licht wird absorbiert, desto dünner sind die Absorptionslinien. Bei sogenannten O-Sternen fehlen sie nahezu ganz.

3. DIE SONNE

Dreh- und Angelpunkt unseres Sonnensystems ist der Stern, der dem System den Namen verleiht, nämlich die Sonne. Unzweifelhaft ist die Sonne der wichtigste Stern, der das Leben auf der Erde erst ermöglicht. Die Sonne spendet uns ihre Wärme und ihr Licht. Kein Wunder, dass sich deshalb viele Wissenschaftler gefragt haben, wie die Sonne die Energie erzeugt, woher die Sonne ihre Energie nimmt und ob sie nicht irgendwann erlischt.

3.1 ALLGEMEIN

Mit einer Entfernung von 150.000.000 Kilometern ist sie der nächste Stern von unserer Erde aus. Sie hat einen Durchmesser von 1.392.000 Kilometern, das entspricht etwa 109 Erddurchmessern. Ihrer Oberflächentemperatur beträgt ca. 5800 Kelvin, so wird sie in die Spektralklasse G2 eingeordnet und in die Leuchtkraftklasse V.

3.2 AUFBAU

Die Gesamtmasse beträgt $1,99 \cdot 10^{30}$ kg (etwa 330.000 Erdmassen). Größtenteils wird die Masse der Sonne von Wasserstoff (ca. 73%) und Helium (ca. 25%) bestimmt. Der Rest umfasst die schweren Elemente wie Eisen, Sauerstoff und Kohlenstoff.

Im Sonnenkern werden bei Temperaturen von 15 Millionen Grad Wasserstoffatomkerne zu Heliumkernen verschmolzen, wodurch Energie in Form von Licht und Wärme entsteht.

Über die Strahlungs-, Konvektionszone, Photosphäre, Chromosphäre und Korona gelangt die Energie in den Weltraum. Chromosphäre wird die 6000 Kilometer dicke Schale in der Sonnenatmosphäre genannt, die sich zwischen Photosphäre und Korona befindet. Die Korona kann Millionen von Kilometern in das Weltall reichen und besteht aus sehr dünnen, aber extrem heißen Gasen mit einer Temperatur von ca. 2 Millionen Grad.

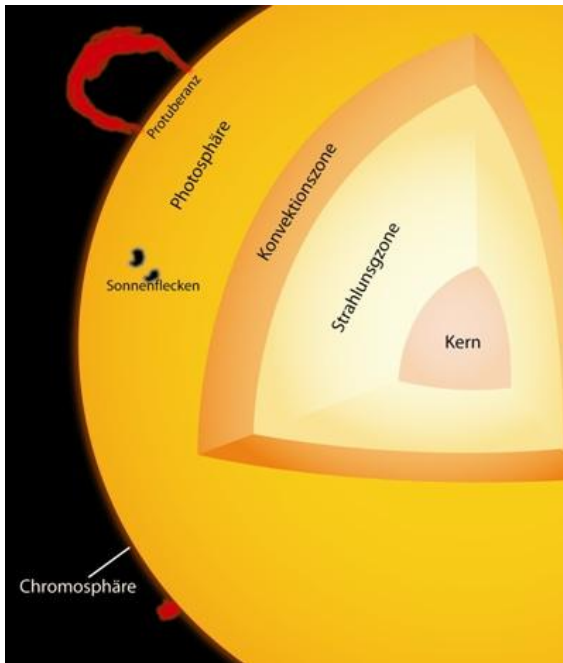


Abbildung 20: Der Aufbau der Sonne⁴

3.3 STRAHLUNG

Unsere Sonne strahlt ein Spektrum elektromagnetischer Wellen aus. Von kurzwelliger Gamma-, Röntgen-, Ultraviolett-Strahlung über den sichtbaren Bereich bis hin zu langwelligeren Radiostrahlen. In weiten Teilen entspricht die Strahlung der Sonne der eines schwarzen Strahlers. Das Maximum der Intensität liegt bei gelb-grünem Licht (s. Abb. 21). Das komplette Spektrum ist überlagert von Absorptionslinien, wie z. B. den Fraunhoferlinien im sichtbaren Bereich.

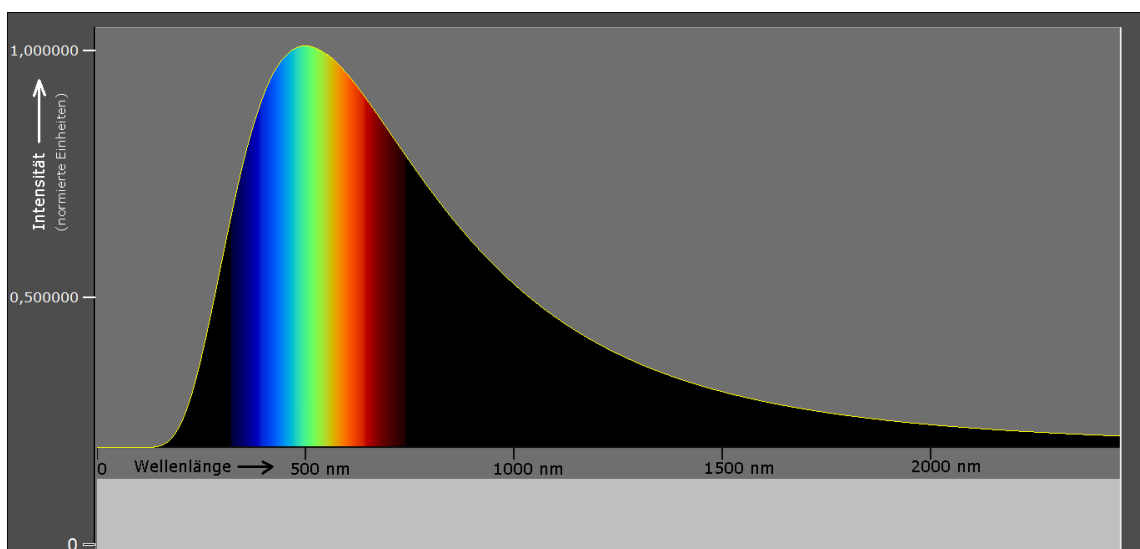


Abbildung 21: Auftragung des Sonnenspektrums, Intensität pro Wellenlänge

⁴ Abbildung 20: <http://home.arcor.de/sebastian.schmidtke/sonne2.jpg>

3.4 ENERGIEERZEUGUNG

Im Zentralgebiet der Sonne herrschen extrem hohe Temperaturen, bei denen Materie nicht mehr als Gas mit Atomen oder Molekülen, sondern als Plasma aus Atomkernen und freien Elektronen besteht. Da die Protonen (Wasserstoffatomkerne) oberhalb einer Temperatur von zehn Millionen Kelvin eine so große kinetische Energie besitzen, können sie ihre elektrostatische Abstoßung überwinden. Wenn sich nun also zwei Protonen nähern, beginnen die anziehenden Kernbindungskräfte zu wirken und sie können zu neuen Atomkernen verschmelzen.

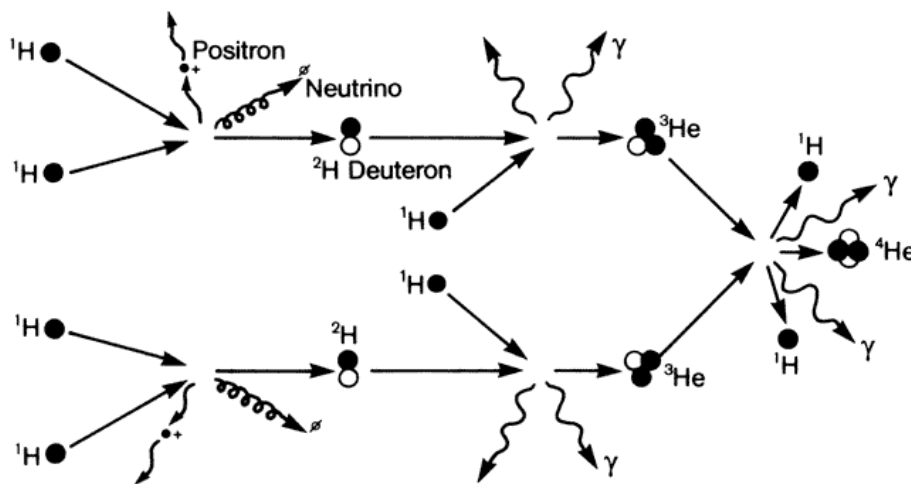


Abbildung 22: Entstehung von Heliumkernen durch Kernfusion⁵

Wie in diesem Prozess zu erkennen ist, werden vier Wasserstoffkerne zu einem Heliumkern fusioniert. Bei diesem als Kernfusion bezeichneten Vorgang wird eine Energie von 26,72 MeV (26,72 Mega Elektronenvolt) frei, denn ein Teil der Masse der Atomkerne wird in Energie umgewandelt. Die Sonne verliert bei dieser Reaktion pro Sekunde 4,4 Millionen Tonne an Masse.

⁵ Abbildung 22: <http://www.fakko.de/school/sonne/bilder/kernfusion.gif>

3.5 DIE ENTWICKLUNG DER SONNE

Vor etwa 4,6 Milliarden Jahren entstand die Sonne durch einen gravitativen Kollaps einer Gaswolke. Die weitere Entwicklungsphase der Sonne führt über ihren jetzigen Zustand zu dem eines Roten Riesen und schließlich über eine instabile Endphase im Alter von etwa 12,5 Milliarden Jahren zu einem Weißen Zwerg, der von einem planetarischen Nebel umgeben ist.

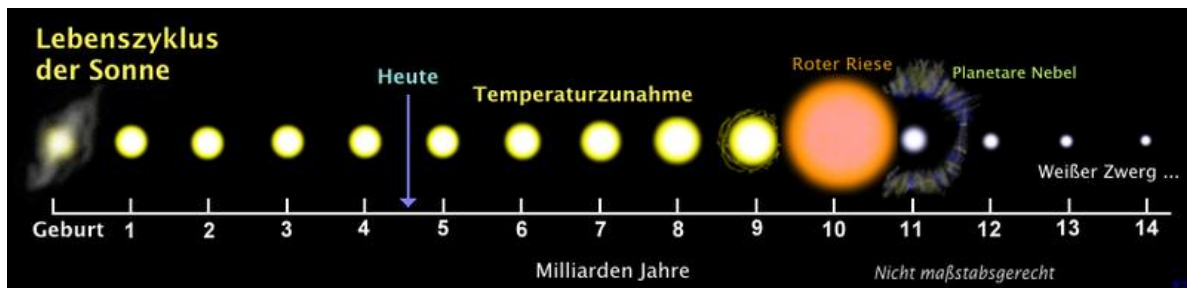


Abbildung 23: Entwicklung der Sonne⁶

⁶ Abbildung 23: http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/5/50/Sun_Life_DE.png

4. HARDWARE

4.1 DIE DIGITALKAMERA CANON EOS 450D

Die ersten Aufnahmen wurden mit der digitalen Spiegelreflexkamera EOS 450D der Marke Canon aufgenommen.



Steckbrief: Canon EOS 450D

Bildsensortyp: CMOS-Sensor

Sensorgröße: 22,2 x 14,8mm

Pixel effektiv: 12,2 Megapixel

Auflösung 4.272 x 2.848 Pixel

Pixelgröße: 5,2 μm

Abbildung 24: Canon EOS 450D Kamera-Body

Diese Kamera wurde extra modifiziert mit einem sogenannten Baader ACF-Filter, um sie für astronomische Aufnahmen besser zu benutzen. Normale Kameras nehmen nämlich auf Grund eines Filters, der sich vor dem Bildsensor befindet, nur den für das menschliche Auge sichtbaren Teil des Lichtes auf. Dieser Filter wird bei der Modifikation von einem anderen ersetzt. Dieser Baader ACF-Filter hat nämlich eine höhere Transmission als der Canonfilter (rot). Der Baader ACF-Filter (blau) lässt nahezu 100% der Transmission in einem Wellenlängenbereich zwischen 400nm und 700nm durch und in kurz- bzw. langwelligen Bereichen ist er absolut undurchlässig.

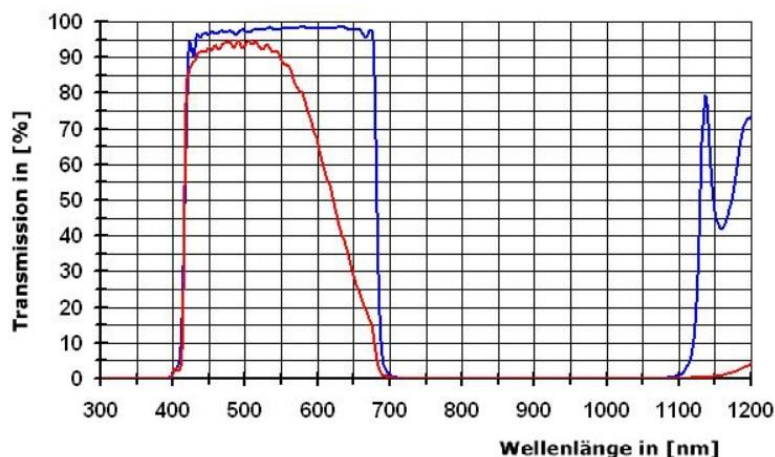


Abbildung 25: Vergleich der Transmission des Canon-Original-Filters (roter Graph) und des für die Astrofotografie eingesetzten ACF-Filters (blauer Graph)

Der CMOS-Sensor

Der CMOS-Sensor ist der Hauptbestandteil der Canon EOS 450D. „CMOS“ ist die Abkürzung für „Complementary Metal Oxide Semiconductor“, welche das Herstellungsverfahren des Chips beschreibt, bei dem die Transistoren paarweise komplementär zueinander angeordnet werden.

Der CMOS-Sensor unterscheidet sich im Aufbau von einem monochromen CCD-Sensor (ALccd-Kamera) in entscheidender Weise. Beide bestehen zunächst aus einer Vielzahl an Fotodioden, die die Lichtenergie der ankommenden Photonen in elektrische Ladungen umwandeln. Bis zum Ende der Aufnahme sammeln sich die Elektronen auf dem Chip, weil sie das Trägermaterial Silizium des Chips nicht verlassen können. Die „gesammelten“ Elektronen werden dann als ermittelter Helligkeitswert ausgelesen.

Ein grundlegender Unterschied zum CCD-Sensor ist, dass bei dem CMOS-Sensor jeder einzelne Pixel separat verdrahtet ist. So ist es nämlich möglich, nicht nur die Photonen zu sammeln, sondern auch weitere Kontroll- und Verarbeitungsschritte für jeden einzelnen Pixel auszuführen. Der zweite Unterschied besteht darin, dass der CMOS-Sensor der EOS 450 Digitalkamera mit einer Bayermatrix versehen ist. Diese besteht aus Mikrofiltern, die vor jedem einzelnen Pixel angebracht sind.

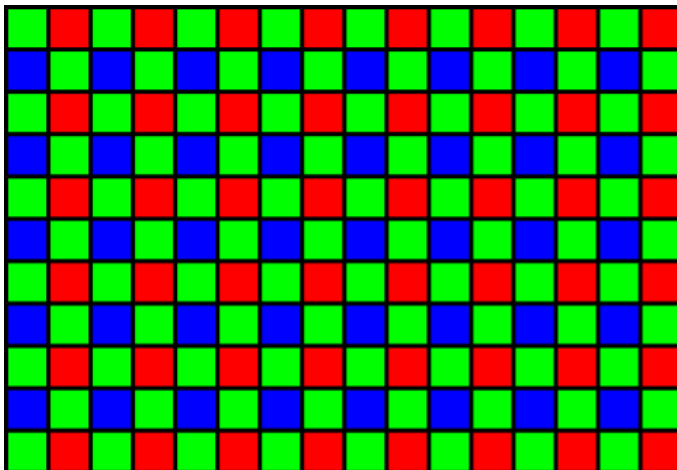


Abbildung 26: Die nach ihrem Erfinder Bryce E. Bayer benannte und von Kodak am 5. März 1975 als Patent eingereichte Bayer-Matrix⁷

⁷ Abbildung 26: http://www.patana.ac.th/secondary/science/anrophysics/ntopic14/images/483px-Bayer_matrix_svg.png

Insgesamt gibt es drei verschiedene Filter: einen, der nur grünes Licht durchlässt, einen für rotes und einen für blaues Licht.

Die verschiedenen Mikrofilter sind nach dem Muster der Bayermatrix angeordnet.

Nach einer Reihe Grün-Rot-Grün-Rot etc. folgt eine Reihe mit Blau-Grün-Blau-Grün, etc.

Bei der Bayer-Matrix sind also die Hälfte der Pixel grünempfindlich und 25% rot- und blauempfindlich.

Bis jetzt besteht das Rohbild aber nur in Graustufen, in denen als zusätzliche Informationen die jeweilige Farbe des Farbfilters gespeichert ist. Um jedoch ein Farbbild zu erstellen, muss eine Farbbinterpolation durchgeführt werden. Bei der Farbbinterpolation werden in einem mathematischen Vorgang aus den Helligkeitswerten der umliegenden Pixel passende Werte für die jeweils fehlenden zwei Farben errechnet.

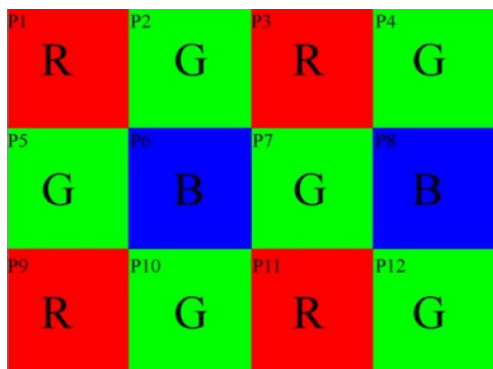


Abbildung 27: Beispiel eines Bildsensors mit Bayer-Matrix

Beispiel 1:

Berechnung für den grünen Pixel P7:

$$R = \frac{P3 + P11}{2}$$

$$G = P7$$

$$B = \frac{P6 + P8}{2}$$

Beispiel 2:

Berechnung für den blauen Pixel P6:

$$R = \frac{P1 + P3 + P9 + P11}{4}$$

$$G = \frac{P2 + P5 + P7 + P10}{4}$$

$$B = P6$$

Bei der Berechnung werden die Helligkeitswerte der benachbarten Pixel einer Farbe addiert und durch die Anzahl dividiert. Dadurch erhält man einen Durchschnittswert für die fehlenden Farben der umliegenden Pixel.

4.2 DIE MONOCHROME ALCCD 5.2 CCD-KAMERA

Die weiteren Aufnahmen wurden mit der monochromen ALccd 5.2 CCD-Kamera aufgenommen.



Steckbrief: ALccd 5.2 –Kamera

| | |
|------------------|-----------------|
| Bildsensortyp: | CCD-Sensor |
| Sensoraufmaß: | 16mm |
| Auflösung: | 752 x 582 Pixel |
| Pixelgröße: | 6,25 µm |
| Chipgröße: | 6,0 x 4,96mm |
| Quantenausbeute: | ca. 65% |

Abbildung 28: ALccd 5.2-Kamera⁸

Der CCD-Chip

„CCD“ ist die Abkürzung für „charge-couple-device“, was „ladungsgekoppeltes Bauelemente“ bedeutet. Der CCD-Chip ist ein Photodetektor, der aus vier Schichten besteht.

Die oberste Schicht besteht aus Silicium, welches lichtempfindlich ist. Darunter befinden sich die Pixel, diese Schicht bildet zusammen mit der oberen Schicht die Basis des CCD-Chips.

Die Basis und die vierte Schicht, welche aus Metallelektroden besteht, werden voneinander durch eine isolierende Schicht aus Siliciumoxid getrennt.

Wenn nun Photonen auf die Siliciumatome treffen, werden Elektronen durch den photoelektrischen Effekt frei. Diese werden durch eine Elektrode, die bei jedem Pixel angebracht ist, aufgefangen mit Hilfe einer positiven Spannung.

Ein elektrisches Bild entsteht erst dann, wenn genug Licht auf das CDD einfällt.

Aus diesem elektrischen Bild erzeugt das Ladungsmuster für jeden Pixel ein Bildsignal.

⁸ Abbildung 28: Bernd Koch, ALccd 5.2 CCD-Kamera und Autoguiden:
<http://www.astrofoto.de/facharbeiten/Tutorial%20ALccd%205.2%20CCD-Kamera%20und%20Autoguiden.pdf>

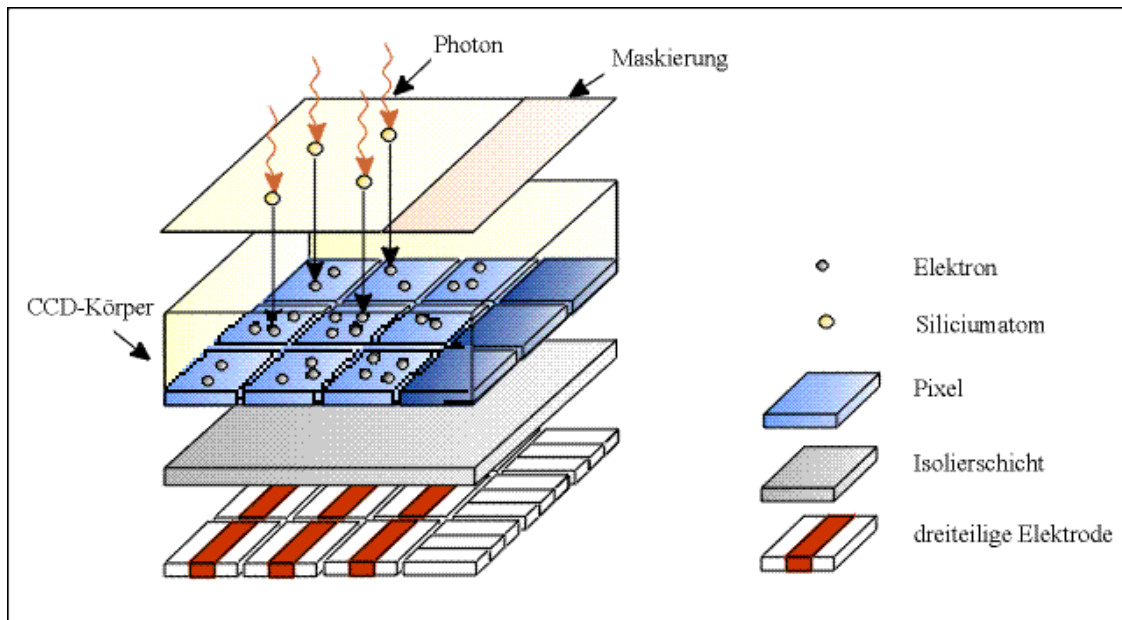


Abbildung 29: Die Funktionsweise des CCD-Chips⁹

Die Empfindlichkeitskurve der ALccd 5.2-Kamera

Wie in der folgenden Abbildung zu erkennen, hat die ALccd-Kamera ihre maximale Quantenausbeute bei einer Wellenlänge von ca. 550nm. Zudem fällt auf, dass die Intensität des CCD-Chips bis in den IR-Bereich reicht und somit eine Empfindlichkeit bis zu einer Wellenlänge von ca. 900nm aufweist.

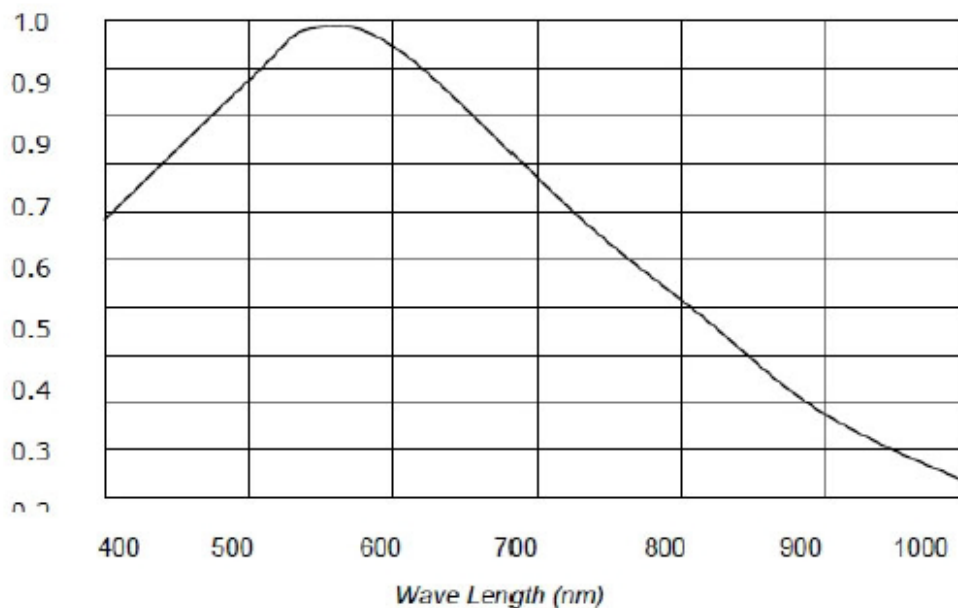


Abbildung 30: Quantenausbeute pro Wellenlänge¹⁰

⁹ Abbildung 29: <http://www.astro.rub.de/hlist/iraf/CCD-Technik.html#103>

¹⁰ Abbildung 30: Bernd Koch, ALccd 5.2 CCD-Kamera und Autoguiden:

<http://www.astrofoto.de/facharbeiten/Tutorial%20ALccd%205.2%20CCD-Kamera%20und%20Autoguiden.pdf>

4.3 DER DADOS-SPEKTROGRAPH

Mit dem Dados-Spektrographen wurde das Sonnenspektrum aufgenommen. Der Spektrograph besitzt verschiedene Gitter mit unterschiedlich vielen Linien pro Millimeter. Für das Sonnenspektrum eignet sich das Gitter mit 900 Linien am besten, weil das Gitter mit 200 Linien ein zu niedrig aufgelöstes Spektrum erstellt und das Gitter mit 1800 Linien nur von UV bis ca. 550 nm verwendbar ist.



Abbildung 31: Aufbau des Dados-Spektrographen mit EOS-Kamera¹¹



Abbildung 32: Aufbau des Dados-Spektrographen mit ALccd-Kamera¹²

- 1) Würfel (Dados), in dem sich das Gitter befindet
- 2) Drehfokussierer (Spektrum scharfstellen)
- 3) Mikrometerschraube zur Verstellung des Gitters
- 4) Spaltbeleuchtung (rote LED)
- 5) 2" Steckhülse
- 6) Nachführokular (Blick auf den Spalt)
- 7) ALccd-Kamera (bzw. Canon EOS 450D)

¹¹ Abbildung 31: Foto: Johannes Felix Schnepp

¹² Abbildung 32: Foto: Johannes Felix Schnepp

Der Strahlengang im Spektrographen

Die nachfolgende Abbildung (Abb. 32) verdeutlicht den Strahlengang des Lichts im DADOS-Spektrographen. Das einfallende Licht wird am Spalt nach dem Huygensschen Prinzip¹³ gebeugt und gelangt auf das Gitter¹⁴, an dem es in seine Spektralfarben zerlegt wird. Von da aus trifft es auf den Sensor der angewandten Kamera¹⁵.



Abbildung 33: Strahlengang im DADOS-Spektrographen¹⁶

¹³ Huygensches Prinzip: Quelle: http://de.wikipedia.org/wiki/Huygensches_Prinzip

¹⁴ Lichtbrechung am Gitter, siehe Seite 13f.

¹⁵ Kamera: Auf Abbildung 32: EOS-Kamera

¹⁶ Abbildung 33: Bernd Koch, Spektrographie mit dem DADOS-Spektrographen, Seite 5:
<http://www.astrofoto.de/facharbeiten/Tutorial%20DADOS%20Bernd%20Koch%203.0.pdf>

Berechnung der Auflösung des Spektrographen

Um die Auflösung des Spektrographen zu berechnen, wurde eine Excel-Datei („Simspec“) von Christian Buil, Klaus Vollmann und Bernd Koch entworfen. Die Tabelle ist im Grunde genommen selbsterklärend, es müssen lediglich fehlende Daten, wie z.B. die Parameter des DADOS-Spektrographen oder der DSLR- bzw. der CCD-Kamera eingetragen werden.

| | A | B | C | D | E | F | G | H | I | J |
|----|--|---------------|--------|--|--------------------|------------------------|---|----------------|---|---|
| 1 | SIMSPEC V2.2 (11 mars 2003) - Simulation eines Spektrometers mit Reflexionsgitter - von Christian Buil | | | | | | | | | |
| 2 | SIMSPEC. Slit - Erweiterung um die Anwendung eines optischen Spalts - von Klaus Vollmann | | | | | | | | | |
| 3 | SIMSPEC.DADOS - (24.10.2011) Erweiterung und Anpassung an den DADOS-Spektrographen - von Bernd Koch | | | | | | | | | |
| 4 | | | | | | | | | | |
| 5 | Teleskop-Parameter | | | Parameter des DADOS-Spektrographen | | | Kommentare | | | |
| 6 | Objektiv-Durchmesser (D) : | 75 mm | | Kollimatorbrennweite (f1) : | 80 mm | | | | | |
| 7 | Brennweite (f) : | 500 mm | | Kamerabrennweite (f2) : | 96 mm | | | | | |
| 8 | f/D (F#) : | 6.67 | | Gitterkonstante in Linien / mm (1/g) : | 900 | | 200 L/mm, 900 L/mm oder 1800 L/mm | | | |
| 9 | Obstruktion bei Spiegelteleskopen (e) : | 0% | | Ordnung (m) : | 1 | | Ordnungen können sich überlappen | | | |
| 10 | Transmission des Teleskops (To) : | 90% | | Gesamter Ablenkungswinkel (γ) : | 90 ° | | für die Zentralwellenlänge | | | |
| 11 | | | | Wellenlänge (λ0) : | 5200 Å | | Zentralwellenlänge | | | |
| 12 | Beobachtungsbedingungen | | | Abstand Gitter - "Kamera" (T) : | | | 140 mm | | | |
| 13 | Seeing (θ) : | 3" | | Transmission des Spektrometers (Ts) : | 90% | | grob gemessener Wert | | | |
| 14 | Seeingsscheibchen : | 7.3 μm | | Spaltbreite (w) : | 25 μm | | geschätzt | | | |
| 15 | Transmission der Atmosphäre (Ta) : | 75% | | Auflösung Kollimator im Fokus (FWHM _c) : | 16.9 μm | | 25 μm / 35 μm / 50 μm | | | |
| 16 | Himmelshintergrund in Magnituden (ms) : | 18 | | Auflösung "Kamera" im Fokus (FWHM _o) : | 7.3 μm | | | | | |
| 17 | Gesamtbelichtungszeit in Sekunden (t) : | 20 | | | | | | | | |
| 18 | Anzahl der Elementaraufnahmen (n) : | 1 | | | | | | | | |
| 19 | | | | | | | | | | |
| 20 | Objekt-Parameter | | | CCD-Binning | | | Parameter der DSLR- oder CCD-Kamera | | | |
| 21 | Magnitude (m) : | 2.4 | γ Cas | Fraction intégrée axe trans. (k) : | 1 | | Pixelabmessung (p) : | 6.25 μm | | |
| 22 | Effektivtemperatur (Te) : | 12000 | Kelvin | Binning in Dispersionsrichtung (fx) : | 1 | | Pixelanzahl (Nx) : | 752 horizontal | | |
| 23 | Bolometrische Korrektur (BC) : | -0.4 | ? | Binning senkrecht (fy) : | 1 | | Relative Quanten Efficiency (η) : | 65 % | | |
| 24 | | | | Binning numérique transverse (q) : | | | Rauschsignal (RON) : | 18 e-/pixel | | |
| 25 | | | | | | | Thermisches Signal (Nd) : | 0,1 e-/s/pixel | | |
| 26 | Ergebnisse | | | | | | | | | |
| 27 | Minimaler Durchmesser des Kollimators (d1) : | 6 mm | | | | | EOS 450D - 5,2μm - 2848 px x 4272 px - 185,19 px/mm | | | |
| 28 | Minimales f/D des Kollimators (Fc) : | 13.33 | | | | | | | | |
| 29 | Einfallswinkel (α) : | 64.32 ° | | | | | | | | |
| 30 | Ausfallswinkel/Beugungswinkel (β) : | -25.7 ° | | | | | | | | |
| 31 | Minimale Gittergröße (W) : | 13.8 mm | | Alle DADOS-Gitter: 25 mm x 25 mm -> | Belichtung: | | 1 fach. Bei W < 0 kein Spektrum sichtbar | | | |
| 32 | Anamorphose-Faktor (r) : | 0.48 | | | | | | | | |
| 33 | Durchmesser der "Kamera" bei λ0 (d2) : | 25.0 mm | | | | | | | | |
| 34 | Minimaler Durchmesser der "Kamera" (d2) : | 31.8 mm | | | | | | | | |
| 35 | Minimales f/D der "Kamera" (Fo) : | 3.02 | | | | | | | | |
| 36 | Blaze-Winkel : | 19.32 ° | | | | | | | | |
| 37 | | | | | | | | | | |
| 38 | Dispersion (p) : | 0.65 Å/pixel | | Photonfluß Objekt (E) : | 97.937993 | photons/cm2/s/Å | | | | |
| 39 | Lineare Dispersion (dλ/dx) : | 104.31 Å/mm | | Photonfluß Himmelshintergrund (Ed) : | 0.000006 | photons/cm2/s/Å/arcsec | | | | |
| 40 | Spektrumlänge 4000Å-7000Å ca. : | 29 mm | | Gesamteffizienz (R) : | 39% | | | | | |
| 41 | Lambda min. (λ1) : | 4955 Å | | Signal (Nm) : | 22.277.8 | e-/pixel | | | | |
| 42 | Lambda max. (λ2) : | 5445 Å | | Signal Himmelshintergrund (Ns) : | 31.8 | e-/pixel | | | | |
| 43 | FWHMd : | 2.00 μm | | Rauschen (σ) : | 150.5 | e- | | | | |
| 44 | FWHMt : | 14.4 μm | | Signal-zu-Rausch-Verhältnis (SNR) : | 148.1 | | | | | |
| 45 | Abtast-Faktor : | 1.16 | | | | | | | | |
| 46 | Auflösungsvermögen (R = λ/Δλ) : | 3450 | | | | | | | | |
| 47 | Spektrale Auflösung (Δλ) : | 1.51 Å | | 1 nm (Nanometer) = 10 Å (Ångström) | | | | | | |
| 48 | | | | | | | | | | |

Abbildung 34: Ausschnitt aus der Excel-Tabelle „Simspec“

5. SOFTWARE

5.1 VORBEREITUNG

Nach der Aufnahme des Sonnenspektrums mit der ALccd-Kamera erhält man 15 Bilder (s. Abb. 35). Diese Bilder liegen im Fits-Format vor. Um diese in Photoshop jedoch zu einem Bild zusammenzufügen, muss man das Format ändern. Hierfür bietet sich Fitswork an.

Die Bedienung erklärt sich von selbst: Bild einfügen und speichern, jedoch als TIFF-Datei.

Zusätzlich sollte man noch das Feld „16 Bit Ganzzahl“ anklicken.

Jetzt kann man die einzelnen Bilder mit Photoshop bearbeiten.

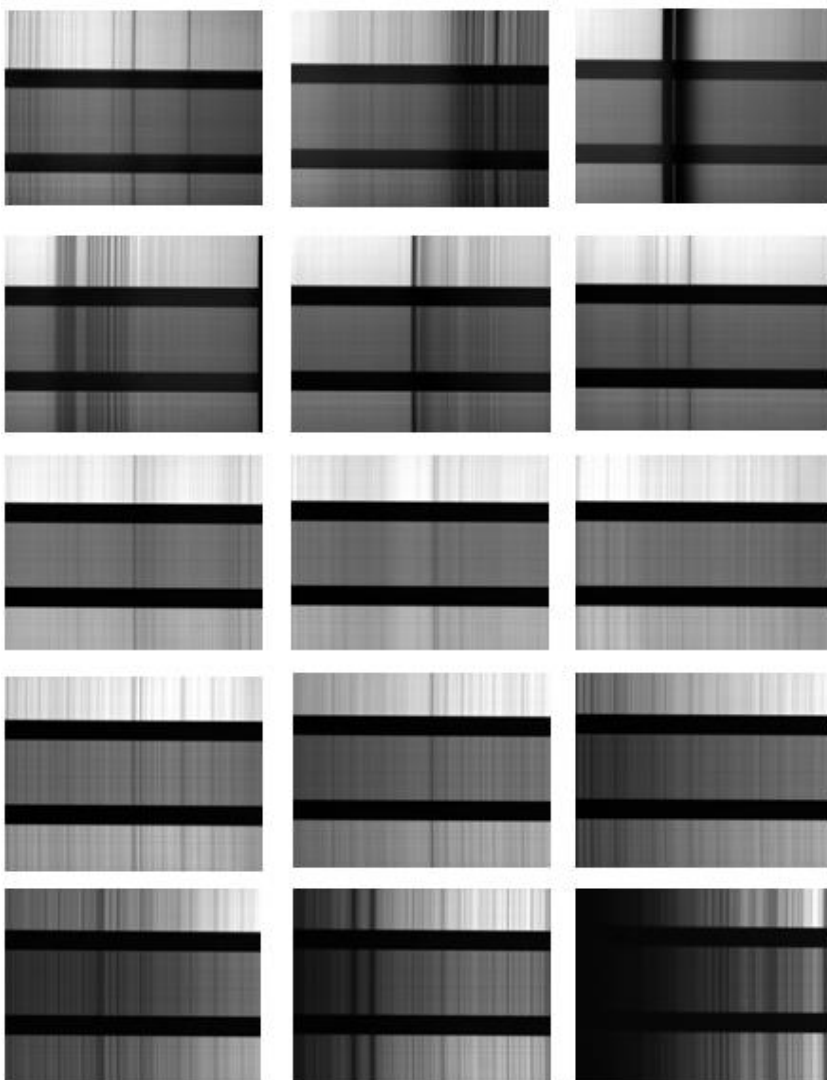


Abbildung 35: 15 ALccd-Teil-Spektren¹⁷

¹⁷ Abbildung 35: ALccd-Teil-Spektren

5.2 PHOTOSHOP

Wir benutzen das Photoshop CS 3, um die Teilaufnahmen, die wir sowohl mit der EOS 450D, als auch mit der ALccd 5.2 gemacht haben, zu einem einzigen Bild zusammenzufügen.

Nach dem Öffnen des Programmes Photoshop CS3 fügt man die aufgenommenen Bilder ein. Hierbei sollte man jedoch auf ein paar wesentliche Einstellungen achten.

Zunächst stimmt man die Helligkeit und den Kontrast ab, damit der gesamte Bereich des Spektrum weder überbelichtet noch unterbelichtet ist, allerdings nur im mittleren Spektrum, da nur dieses verwertet wird. Außerdem muss man das Farbspektrum der EOS 450D in ein Schwarz-Weiß-Spektrum umformen, bei der ALccd 5.2 ist dies nicht erforderlich, da es sich um eine SW-Kamera handelt. Wichtig ist außerdem, darauf zu achten, dass das Spektrum von blau (links) nach rot (rechts) orientiert ist.

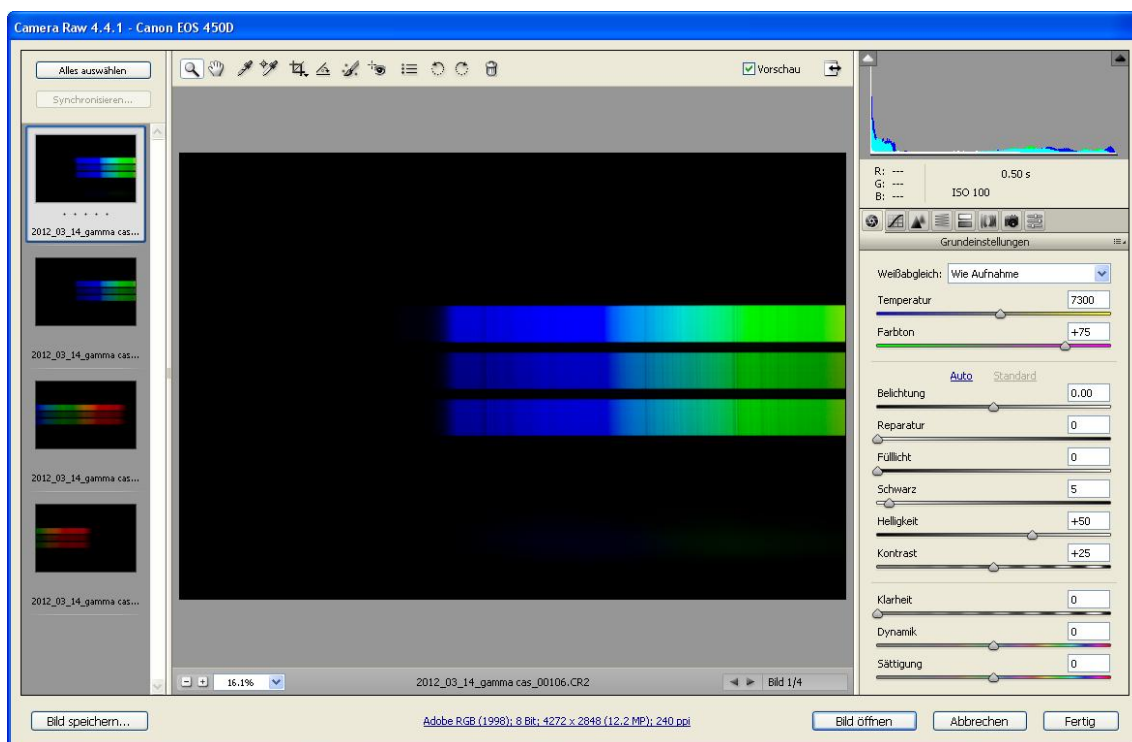


Abbildung 36: Einstellungen beim Öffnen der Rohbilder (CR2) der EOS 450D in Photoshop

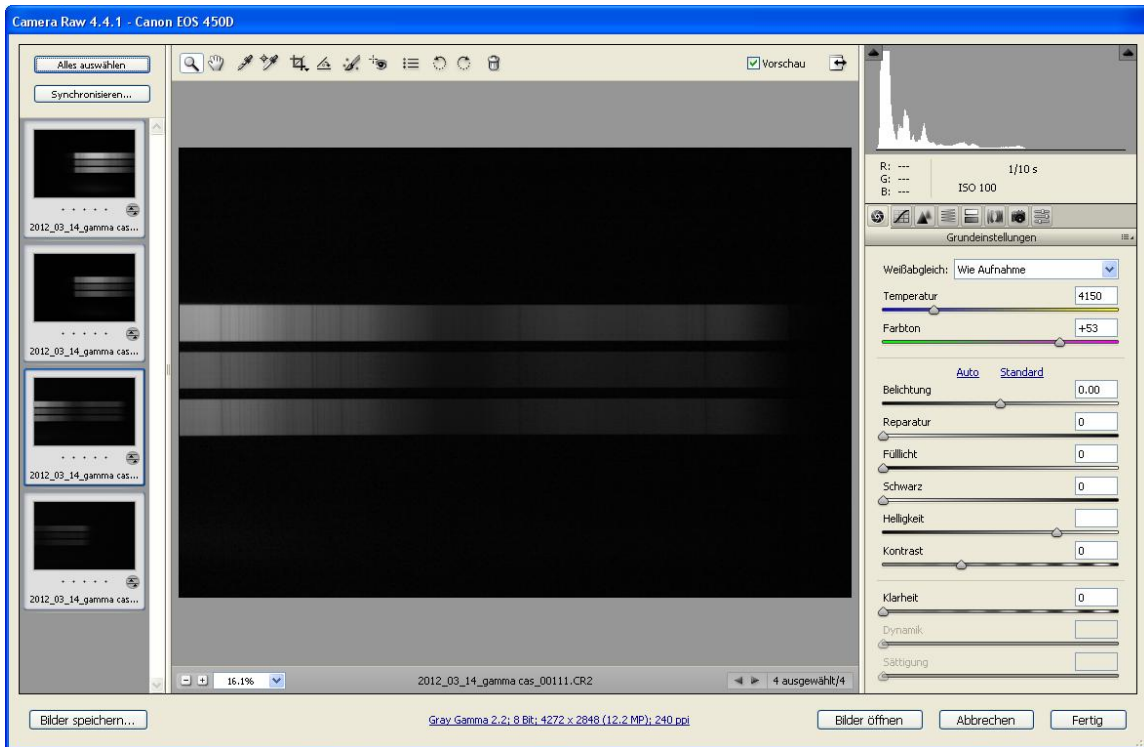


Abbildung 37: Endgültige Einstellung des Spektrums bei Photoshop (kurz vor dem Öffnen)

Wenn man nun mit der Helligkeit und dem Kontrast bei jedem einzelnen Teilspektrum zufrieden ist, klickt man auf „fertig“.

Als nächstes legt man sich alle Teilspektren nebeneinander und sucht Orientierungspunkte / Absorptionslinien, die man im nächsten Schritt übereinanderlegt, damit man eine grobe Orientierung hat, wie weit man die einzelnen Teilspektren nach links bzw. nach rechts „verschieben“ muss.

Beim Verschieben der Spektren kann man (als Hilfe) die Deckkraft verringern, um die Übergänge noch präziser übereinanderzulegen.

Beim Übereinanderlegen kann es passieren, dass krasse Helligkeitsunterschiede bei den Übergängen vorliegen.



Abbildung 38: Helligkeitsunterschiede im Spektrum (Photoshop)

Gerade bei der Alccd-Kamera sind diese Helligkeitsunterschiede extrem hoch. Mit Photoshop kann man jedoch diese Unterschiede einigermaßen beheben, indem man die Tonwertspreizung oder den Tonwertumfang ein bisschen ändert.

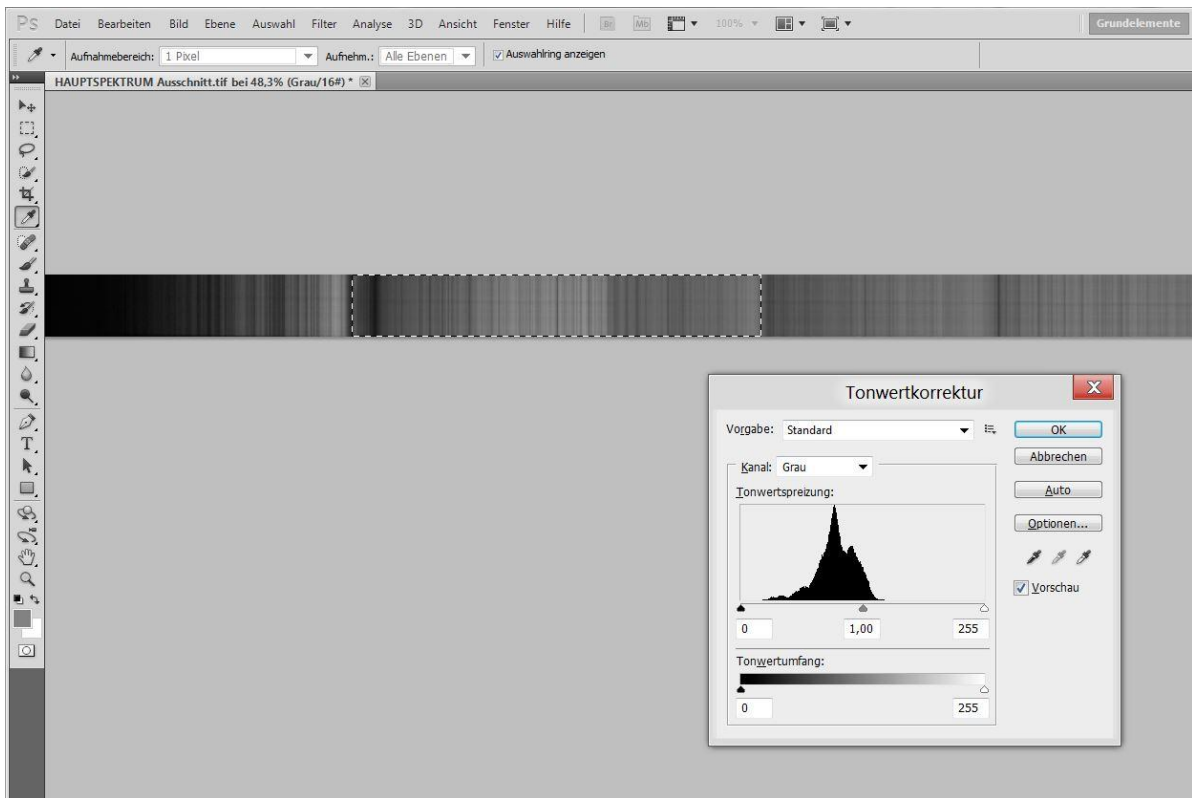


Abbildung 39: Behobene Helligkeitsunterschiede (Photoshop)

Wenn nun die Übergänge einigermaßen „flüssig“ verlaufen, reduziert man alle Ebenen auf eine (z.B. alle auf die Hintergrundebene reduzieren). Dann schneidet man das mittlere Spektrum der drei aus.

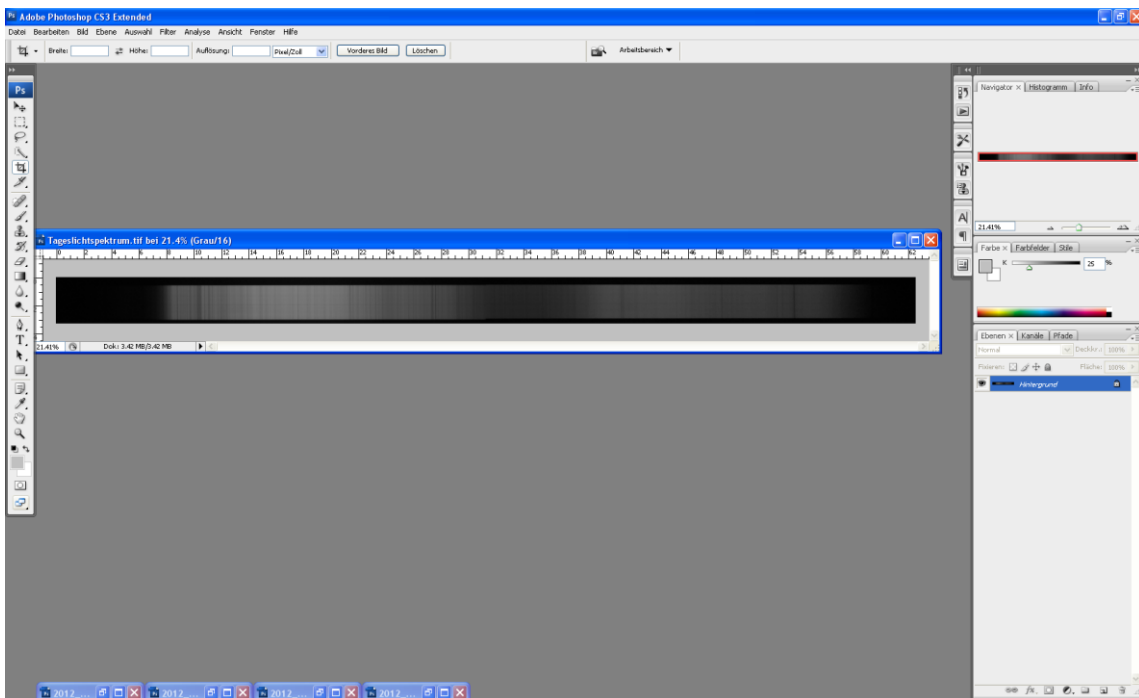


Abbildung 40: Fertig bearbeitetes Spektrum (Photoshop)

Schließlich speichert man das entstandene Bild sowohl als PSD (Photoshop-Datei) als auch als Bild-Datei (z.B. JPEG).

Jetzt ist die Bearbeitung mit Photoshop CS3 vorerst beendet.

Um das Bild aber in VSpec einzufügen, bedarf es eines anderen Formats. Hierfür bietet sich wieder das Programm Fitswork an.

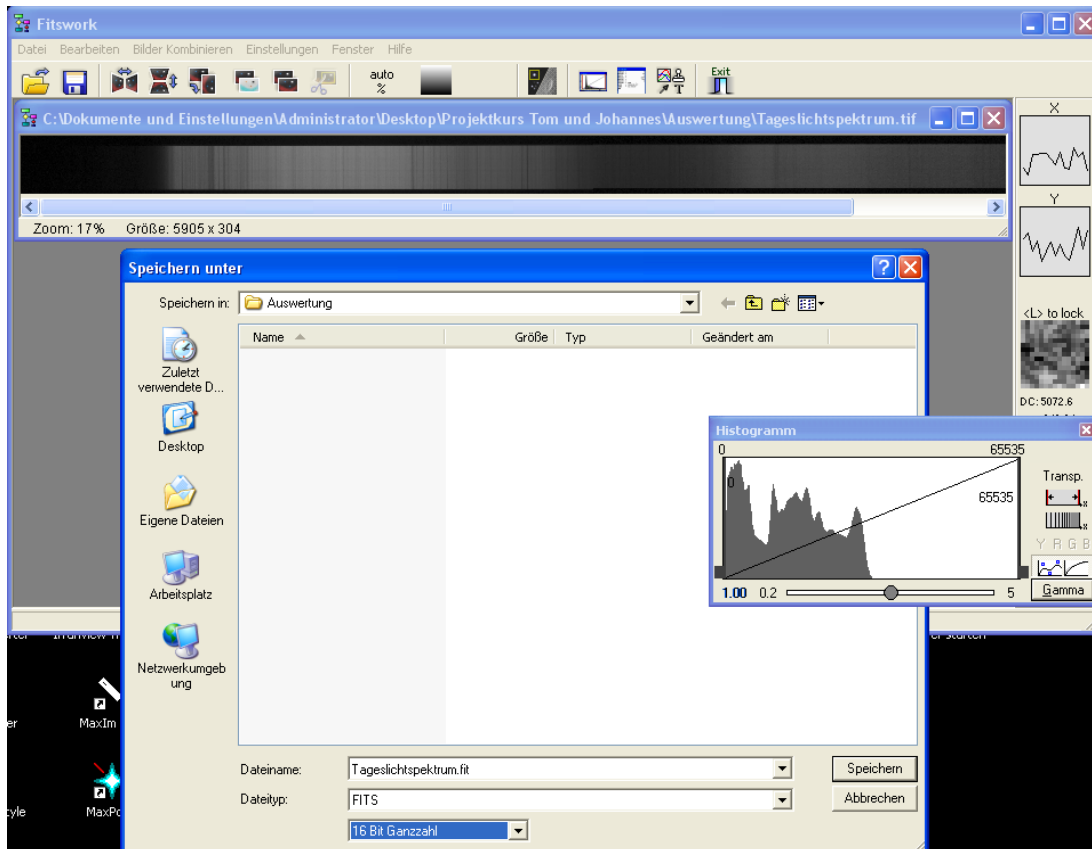


Abbildung 41: Formatumwandlung mit Fitswork

Vorläufiges Beschriften des Spektrums

Um die Wellenlängenkalibrierung in VSpec leichter durchzuführen, bietet es sich an, mit Photoshop das zusammengesetzte Spektrum zu beschriften. Hierfür hilft einem der Spektral-atlas von Richard Walker¹⁸. Aus diesem „Referenzspektrum“ kann man einzelne Wellenlängen, wie zum Beispiel die der Balmerserie, des Natrium-Dubletts oder des Magnesium-Triplets, ablesen. Diese Wellenlängenbeschriftungen werden dann mit Hilfslinien an das Spektrum geheftet. Je mehr Linien man vorläufig beschriftet, desto besser kann man nachher das Spektrum mit VSpec kalibrieren.

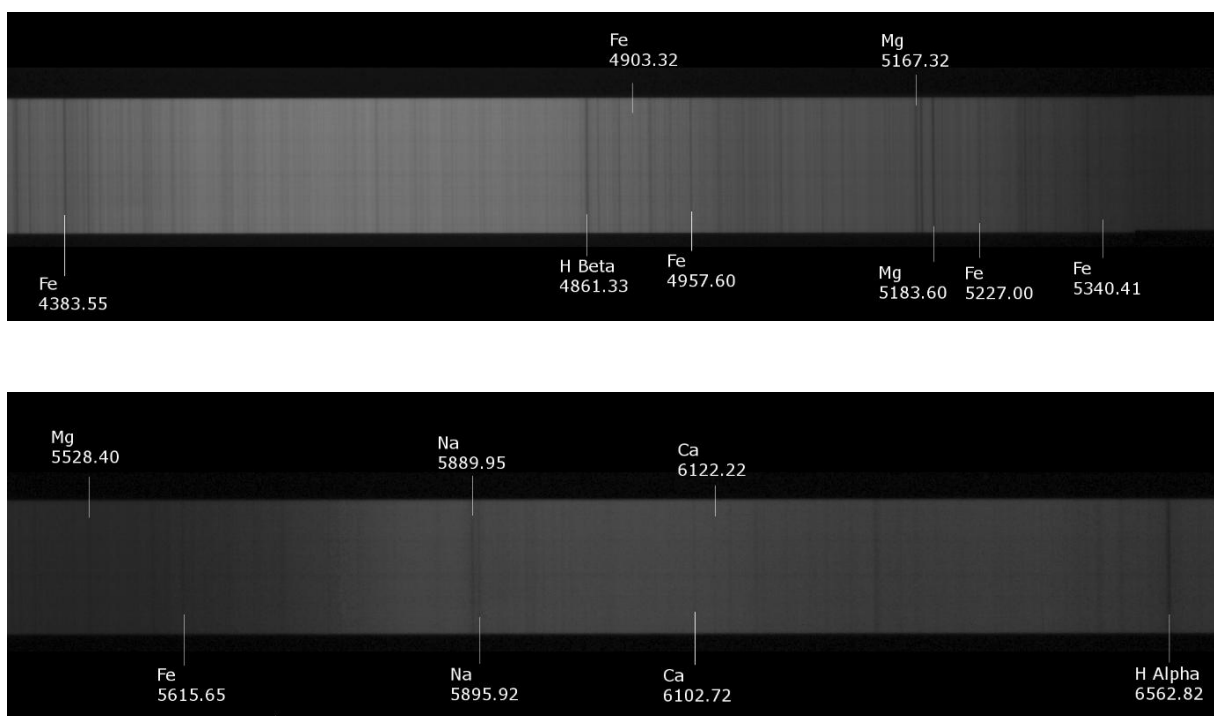


Abbildung 42: Vorläufige Beschriftung des Spektrums in Photoshop

¹⁸ Richard Walker, Walker Atlas siehe: http://www.ursusmajor.ch/downloads/spektralatlas-3_0-deutsch.pdf

5.3 VSPEC

Erzeugung eines kalibrierten Scans eines hochauflösenden Sonnenspektrums

Reduktion des Sternspektrums

Bevor wir das entstandene Spektrum bearbeiten oder gar auswerten wollen, ist es wichtig, es von Verfälschungen zu befreien, es zu reduzieren. Doch warum ist eine solche Reduktion überhaupt erforderlich? Das nach der Aufnahme mit der EOS 450 D (alternativ ALccd 5.2) entstandene Spektrum ist nichts anderes als eine Überlagerung zweier (in seltenen Fällen dreier) Bestandteile: Es setzt sich also aus dem reinen Sternkontinuum, dem Absorptionsspektrum, sowie in wenigen Ausnahmefällen einem Emissionsspektrum zusammen.

Im Kapitel „Licht“ wurde bereits auf die Entstehung der Absorptions- und Emissionslinien eingegangen, weshalb sie an dieser Stelle nicht noch einmal extra erläutert werden sollen. Viel wichtiger ist es zu wissen, dass der Verlauf des Sternkontinuums idealerweise durch die Planck-Kurve eines Schwarzen Strahlers gegeben ist.

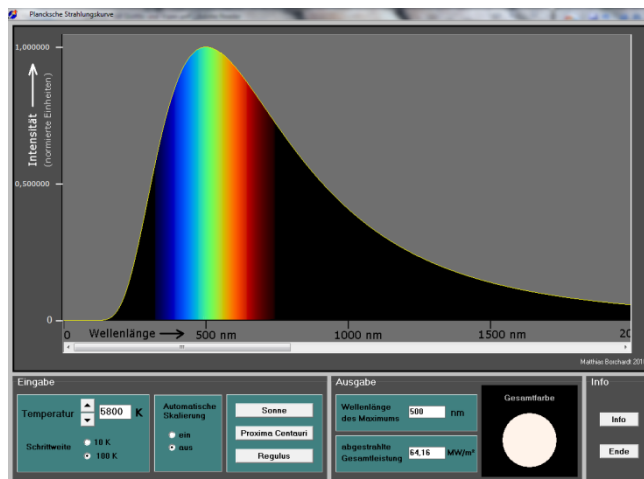


Abbildung 43: Abbildung der Intensität des Sonnenspektrums

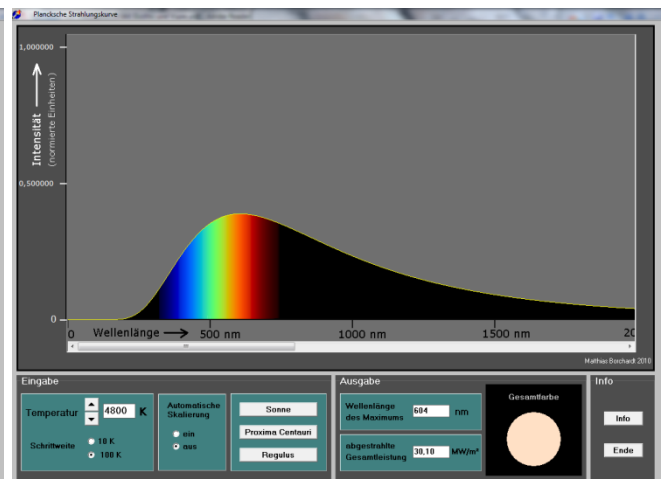


Abbildung 44: Abbildung der Planckkurve

Der abgebildete Verlauf ist bei einem schwarzen Körper rein temperaturabhängig, weshalb man die Temperatur durch die Lage des Strahlungsmaximums bestimmen kann. Dieser Plancksche Strahlungsverlauf ist nun durch die Verwendung, und vor allem durch die Empfindlichkeitscharakteristik der Aufnahmeinstrumente völlig verfälscht. Man spricht auch von einer Überlagerung des Sternkontinuums mit einer speziellen Instrumentenfunktion. Es gilt also:

$$\text{Aufgenommenes Kontinuumsspektrum} = \text{Wahres Kontinuumsspektrum} * \text{Instrumentelle Funktion}$$

Nun gilt es das „wahre Sternkontinuum“ zu bestimmen. Dazu ermittelt man die von der Verwendung des Systems „Teleskop, Spektrograph, Kamera“ abhängige Instrumentenfunktion,

welche so lange gültig ist, wie sich die Einstellung dieser drei Komponenten separat und zueinander nicht ändert und bei einigermaßen konstanter Umgebungstemperatur benutzt wird. Durch Umstellung der obigen Formel erhält man:

$$\text{Instrumentelle Funktion} = \frac{\text{Aufgenommenes Kontinuumsspektrum}}{\text{Wahres Sternkontinuum}}$$

Das wahre Sternkontinuum wiederum kann man der Datenbank „Elodie“¹⁹ des französischen Observatoriums in der Haute Provence (OHP) entnehmen. Dazu lädt man sich einfach das Spektrum des Sterns in demselben Wellenlängenbereich, sowie derselben Dispersion (Angström pro Pixel) herunter. Dadurch ergibt sich die Formel zur Ermittlung des Wahren Sternkontinuums:

$$\text{Wahres Sternkontinuum} = \frac{\text{Aufgenommenes Kontinuumsspektrum}}{\text{instrumentelle Funktion}}$$

Weitere Probleme liegen im elektronischen Ausleserauschen der CCD-Kamera, welches durch eine sogenannte „Bias-Korrektur“ behoben werden kann. Dazu wird ein reines Auslese-Bild mit einer Belichtungszeit von 0 Sekunden („Bias“) aufgenommen und anschließend von allen Spektren subtrahiert. Da viele Kameras dies bereits während der Aufnahme automatisch durchführen, muss dieser Schritt nicht mehr manuell vorgenommen werden. Außerdem nimmt die Kamera auch ein sogenanntes Dunkelbild auf („Darkframe“), welches ebenfalls von den Spektren subtrahiert wird, um ein thermisches Rauschen der Kamera auszugleichen. Um das Signal-zu-Rausch-Verhältnis eines aufgenommenen Spektrums zu optimieren, müssen mehrere gute Spektren übereinander gelegt werden. Bei n-facher Bildüberlagerung (n-facher Signalverstärkung) verstärkt sich das Rauschen nur um den Faktor \sqrt{n} . Das Rauschen wird also mit jeder Überlagerung geringer. Ein weiterer Störfaktor ist der Himmelshintergrund (Absorptionslinien des Wasserdampfes in der Erdatmosphäre und evtl. Reflexion von Stadtbeleuchtungen,...). Dazu bestimmt man zunächst die mittlere Himmelshelligkeit, den „mittleren Himmel“:

$$\text{Mittlerer Himmel} = \frac{\text{Himmel oberhalb des Spektrums} + \text{Himmel unterhalb des Spektrums}}{2}$$

¹⁹ Elodie ist die Datenbank des französischen Observatoriums in der Provence



Abbildung 45: EOS-Spektrum nach der Bearbeitung mit Photoshop

Nach der Bearbeitung mit Photoshop CS3 erhalten wir also dieses Schwarzweiß-Spektrum (s. Abb. 45), welches nach der Konvertierung mit Fitswork 4.0 nun im Fits-Format vorliegt und somit bereit ist für die Verwendung in Vspec.

Die von Valérie Desnoux entwickelte Software Visual Spec (Vspec)²⁰ ist das derzeit beste Windows basierende Programm zur Reduktion von Sternspektren und bietet eine Vielzahl von Möglichkeiten zur Erzeugung eines hochauflösenden Scans eines Spektrums. Wie bei vielen anderen Programmen gilt auch hier das einfache Prinzip: Probieren geht über Studieren. Aufgrund der vielen Untermenüs und wissenschaftlichen Ausdrücke, sowie der Tatsache, dass die Software auf Französisch-Englisch vorliegt, wird ein reibungsloser Einstieg in das Programm erschwert. So haben auch wir unzählige Versuche benötigt, um die Software in ihren Grundzügen zu verstehen und haben uns dabei an einen strikten Bearbeitungsablauf gehalten, welchen wir im Folgenden anhand der Erzeugung eines hochauflösenden Scans eines Sonnenspektrums mit der EOS-Kamera erläutern wollen.

Um Vspec benutzen zu können startet man das Programm und legt gleich zu Beginn ein „Working Directory“ (Arbeitsverzeichnis) fest, in dem die Bilder und Profile im Laufe des Arbeitsprozesses gespeichert werden sollen. Dazu klickt man auf *Options* → *Preferences* → *Working Directory* und wählt das gewünschte Verzeichnis aus. In unserem Fall ist es der Ordner „Visual Spec - Bearbeitung“.

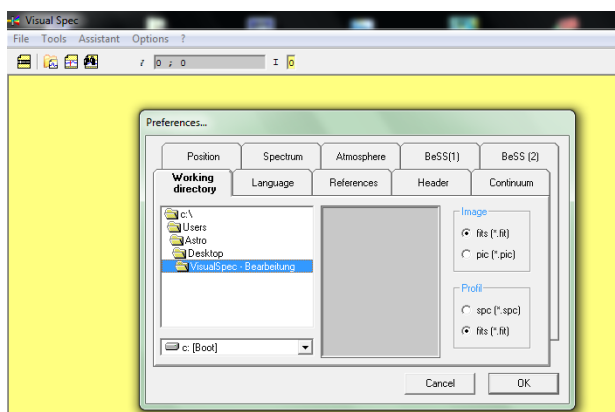


Abbildung 46: Erstellen einer „Working Directory“ bei Vspec

²⁰ Die Software „Visual Spec“ ist ein Programm mit dem Spektren bearbeitet und analysiert werden können.

Ist dies geschehen, kann das bereits mit Photoshop bearbeitete, mit Fitswork im Fits-Format abgespeicherte Spektrum in Vspec importiert werden. Dies erreicht man, indem man *File* → *Open image* anklickt und nun die gewählte Datei öffnet. Es erscheint die auf der Abbildung dargestellte Arbeitsfläche, welche man beliebig verschieben und in der Größe ändern kann.

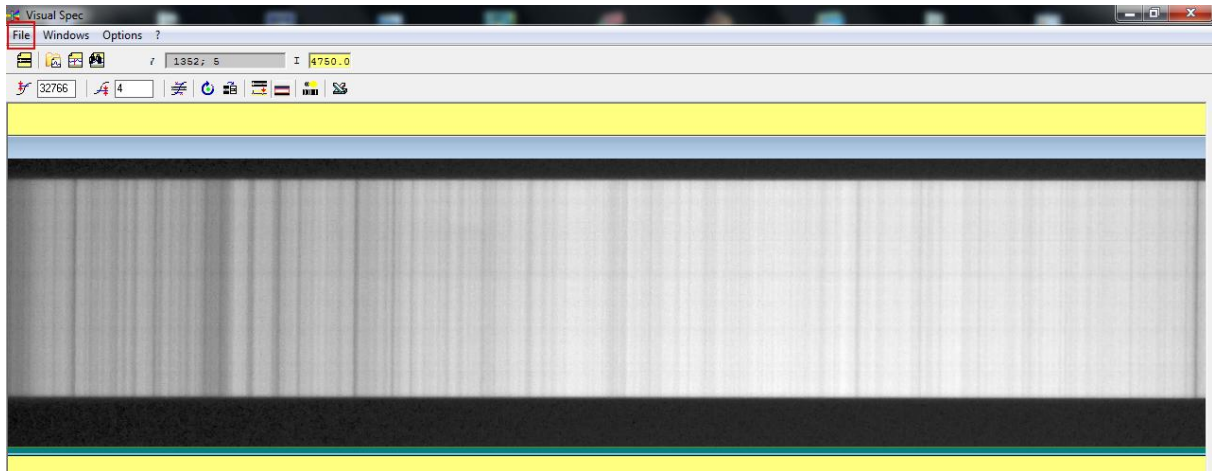



Abbildung 47: Eingefügtes Spektrum bei Vspec

Als nächstes gilt es einen Bereich auszuwählen, welcher die Grundlage des zu erzeugenden Spektrums sein wird. Dazu klicken wir auf den Button „Display reference binning zone“, welcher es uns ermöglicht, einen Bereich längs der y-Achse auszuwählen. Binning bedeutet übersetzt so viel wie „Pixelzusammenfassung“²¹ und bezeichnet in Visual Spec die Summierung der Pixel einer Spalte des ausgewählten Bereichs. Diese Methode ermöglicht eine viel höhere Qualität des Spektrums als sie mit einem einfachen Auszug der einzelnen Linien zu erreichen wäre. Visual Spec bietet dem Anwender zwei Möglichkeiten des Binnings:

Object Binning:

Mit einem Klick auf den Button  werden alle Spektrallinien summiert.

Reference Binning:

Mit einem Klick auf den Button  wird die Untergruppe aller Spektrallinien summiert.

Diese Methode wird vor allem angewendet, wenn man mit einer Kalibrierungslampe als spektrale Referenz arbeitet.

²¹ Hinweis auf das Binning „Pixelzusammenfassung“:

<http://dict.leo.org/forum/viewWrongentry.php?idThread=846118&idForum=6&lp=ende&lang=de>

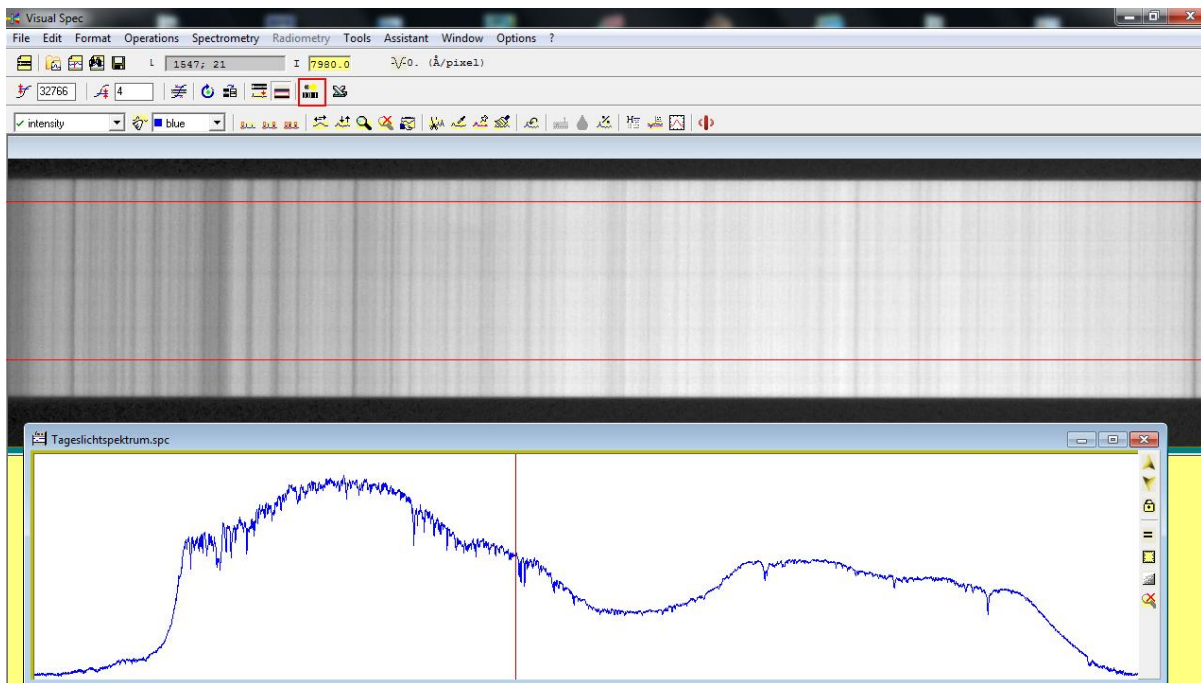




Abbildung 48: Erster Scan des eingefügten Spektrums (Vspect)

Wie auf dem Bild gut zu erkennen ist, erscheint nach der Betätigung des Object Binning-Buttons ein zweites Fenster mit dem vorläufigen Scan. Dieser ist jedoch weder kalibriert noch normiert. Dies soll in den nächsten Arbeitsschritten geschehen.

Unter einer Kalibrierung versteht man ganz allgemein die Eichung eines Spektrums hinsichtlich der Zuordnung der Wellenlängen (x-Achse) und der Intensität (y-Achse). Letzteres wird in Vspect als „Normierung“ bezeichnet. Nach der Aufnahme des Spektrums sind einzelne Bereiche gestaucht und andere wiederum gestreckt. Um dieses Problem zu beheben, bedarf es einer Umwandlung der Pixel in ein Längenmaß. In der Astronomie verwendet man üblicherweise die Einheit Nanometer, bzw. Ångström ($1 \text{ \AA} = 0,1\text{nm}$).

Für die Wellenlängenkalibrierung drückt man den Button  „Calibration Multiple Lines“. Daraufhin öffnet sich ein Fenster mit den Namen „Non linear Calibration“. Es zeigt eine Tabelle mit vier Spalten an, welche im Laufe des Arbeitsprozesses gefüllt werden soll. Ziel dieses Arbeitsschrittes ist es, einzelnen Peaks eine Wellenlänge zuzuordnen, also zu kalibrieren. Dazu ziehen wir unser vorbereitetes Referenzspektrum zur Hilfe, in dem bereits die einzelnen chemischen Elemente mit ihren Wellenlängen verzeichnet sind. Dafür bietet es sich an, mit zwei Computern zu arbeiten; auf einem wird das Referenzspektrum angezeigt, auf dem anderen läuft das Programm Vspect. An dem vorliegenden Scan lassen sich kaum einzelne Peaks erkennen. Dazu markiert man einen Bereich und aktiviert die Lupe .

Nun lassen sich einzelne Peaks markieren, um ihnen anschließend eine Wellenlänge zuzuordnen, wie in Schritt 3 verdeutlicht wird. Nach Bestätigung der „Enter-Taste“, erscheinen die Wellenlänge und die dazugehörigen Pixel in der Tabelle. So verfährt man auch bei den übrigen Peaks des Scans. Bei dem EOS-Spektrum reicht es völlig aus, wenn man mit fünf bis zehn, über den gesamten Scan verteilten Peaks kalibriert.

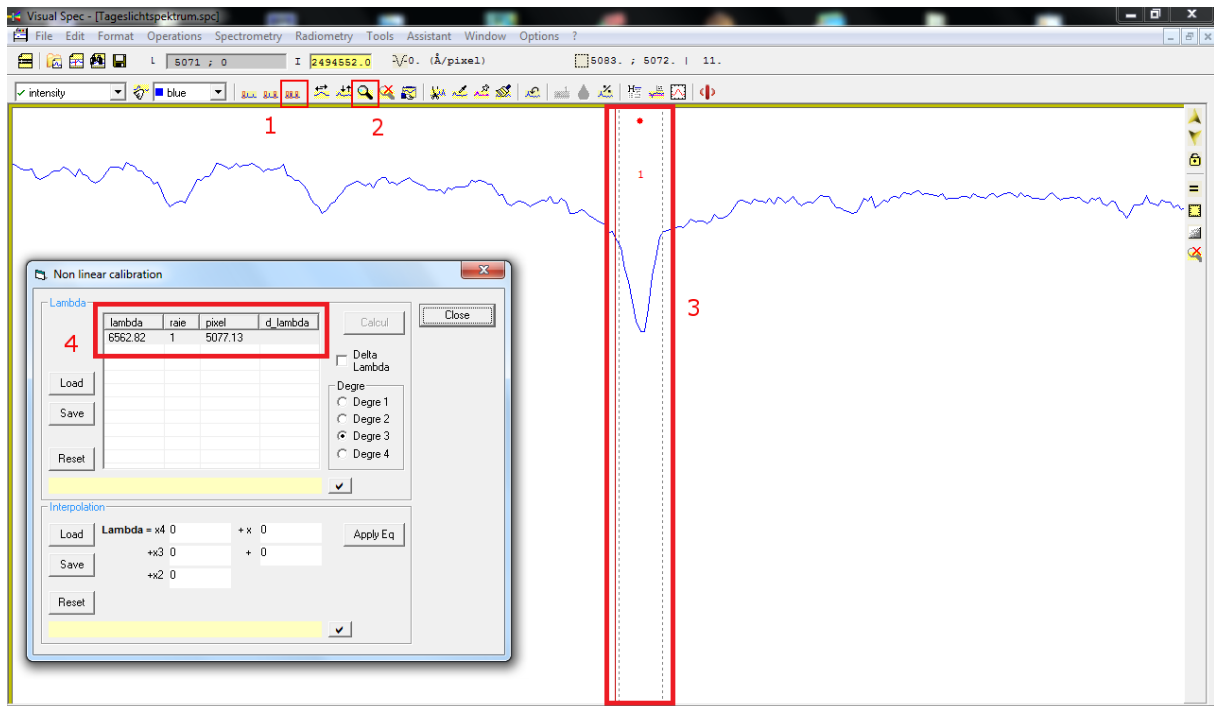


Abbildung 49: Beschriftung von Absorptionslinien im Sonnenspektrum mit Vspec

Ist dies geschehen, sollte ein Fenster erscheinen, wie es in Abbildung ... dargestellt ist. Für die Kalibrierung des Scans aktiviert man „Delta Lambda“ und wählt einen Polynomgrad aus, welcher den Verlauf der Dispersionskurve bestimmt. Nun drückt man den Button „Calcul“ und es erscheint ein zweites Fenster mit der Aufschrift „Dispersion“. Zusätzlich erscheinen in der Tabelle in der Spalte „d_Lambda“ Werte. Eine gute bzw. gelungene Kalibrierung zeichnet sich durch Werte für $-0,8 < d_Lambda < 0,8$ aus. Bei einer einzigen Abweichung entfernt man diese aus der Tabelle, existieren zu viele Abweichungen, so muss man entweder einen anderen Polynomgrad verwenden oder den gesamten Vorgang wiederholen.

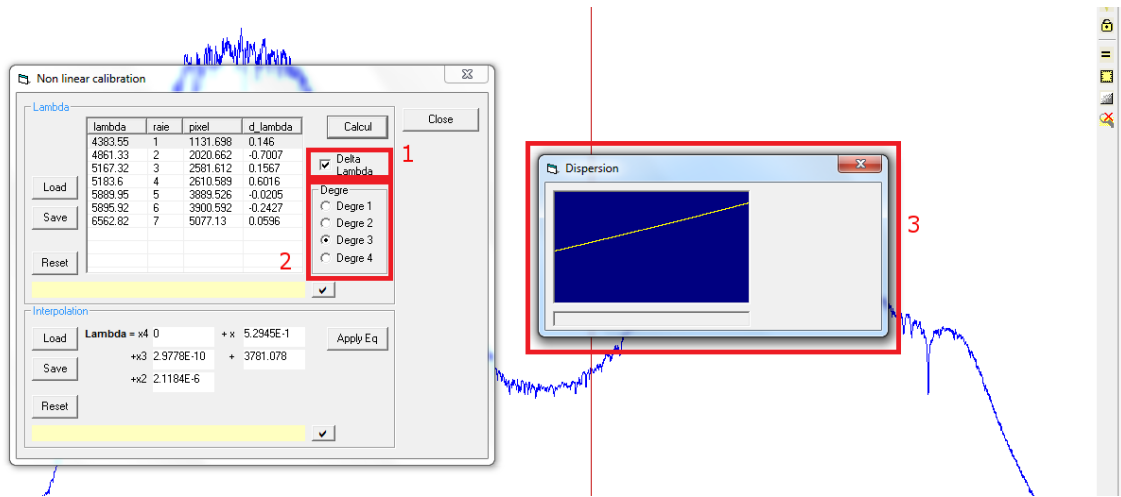




Abbildung 50: Dispersionskurve (Vspec)

Sind die Werte jedoch im oben genannten Bereich, schließt man das Fenster und die Wellenlängenkalibrierung ist abgeschlossen. Klickt man nun an der rechten Seite auf das Feld „graduations“  erscheint ein Koordinatensystem. Auf der x-Achse befinden sich die Wellenlängen in Ångström und auf der y-Achse die Intensität. Letztere muss noch über den Button „normalize“  auf den Wert 1 gesetzt werden. Hierzu reicht es einen geraden Bereich entlang der x-Achse auszuwählen. Dies dient dazu dem Programm den Rechenaufwand zu erleichtern. Spätestens jetzt empfiehlt es sich das erste Profil zu speichern: *File* → *Save as...*

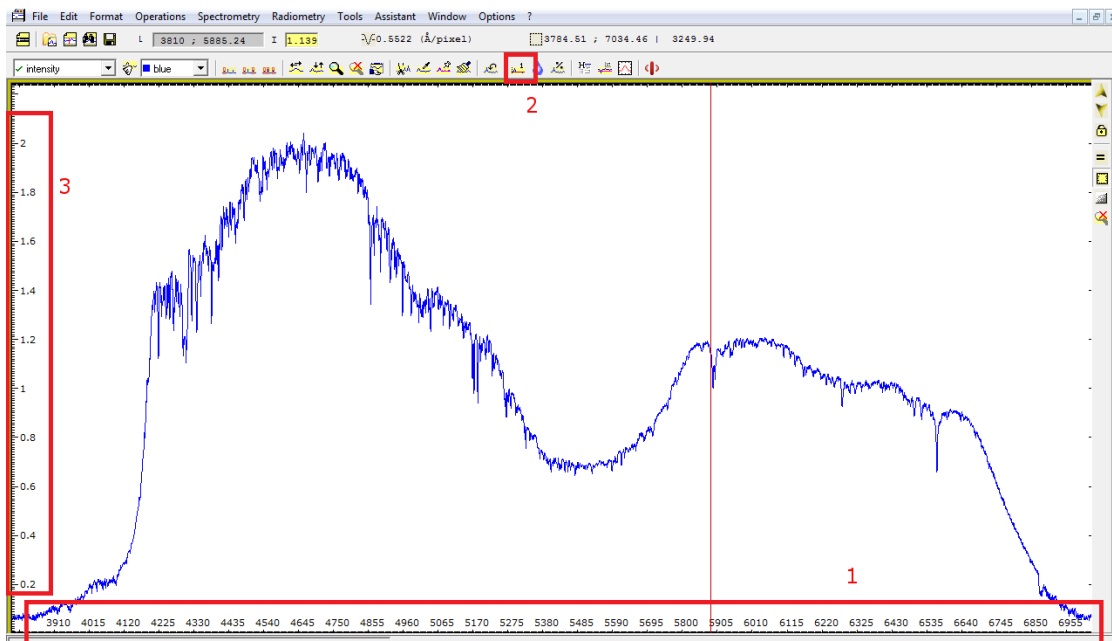


Abbildung 51: Wellenlängenkalibriertes Spektrum (Vspec)

Im nächsten Schritt geht es darum, aus dem Scan ein **Pseudokontinuum** zu erstellen, wenn die Instrumentenfunktion – wie unserem Fall – unbekannt ist. Ein Kontinuum bezeichnet den ungefähren Verlauf des Scans, ohne dabei die Minima und Maxima (Peaks) zu berücksichtigen. Dazu klickt man auf *Radiometry* → *Compute Continuum*.



Daraufhin färbt sich der Scan orange und es erscheint eine neue Zeile. In dieser klicken wir auf „point/courbe“  und können nun, wie in Schritt 3 zu sehen ist, Punkte entlang des Kontinuumsverlaufs setzen. Dabei empfiehlt es sich, möglichst viele Punkte zu setzen und die Peaks zu „überspringen“.



Abbildung 52: Erstellen eines Kontinuums mit Vspec

Sind alle Punkte gesetzt, klickt man auf „execute“  und es erscheint ein Fenster (Schritt 2). In ihm befindet sich ein Regler, an dem man den Verlauf des Kontinuums an den Scan anpassen kann. Dabei achtet man vor allem auf markante Stellen (wie zum Beispiel in Schritt 3 dargestellt). Je mehr Punkte man gesetzt hat, desto genauer verläuft das Kontinuum.

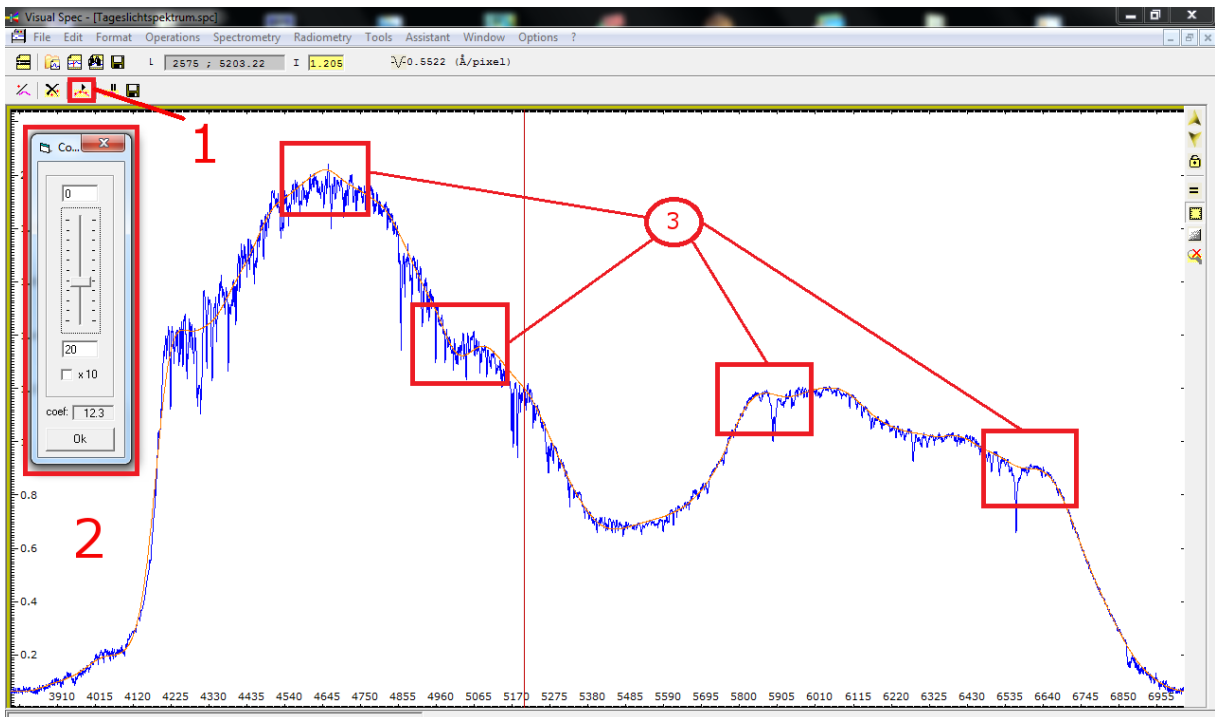



Abbildung 53: Anpassung des entstandenen Kontinuums an den Scan (Vspec)

Als nächstes klickt man auf „erase graphics“  , woraufhin der gesamte Bildschirm „gewischt“ wird. Dann betätigt man „Fit intensity“, um das Kontinuum einzublenden.

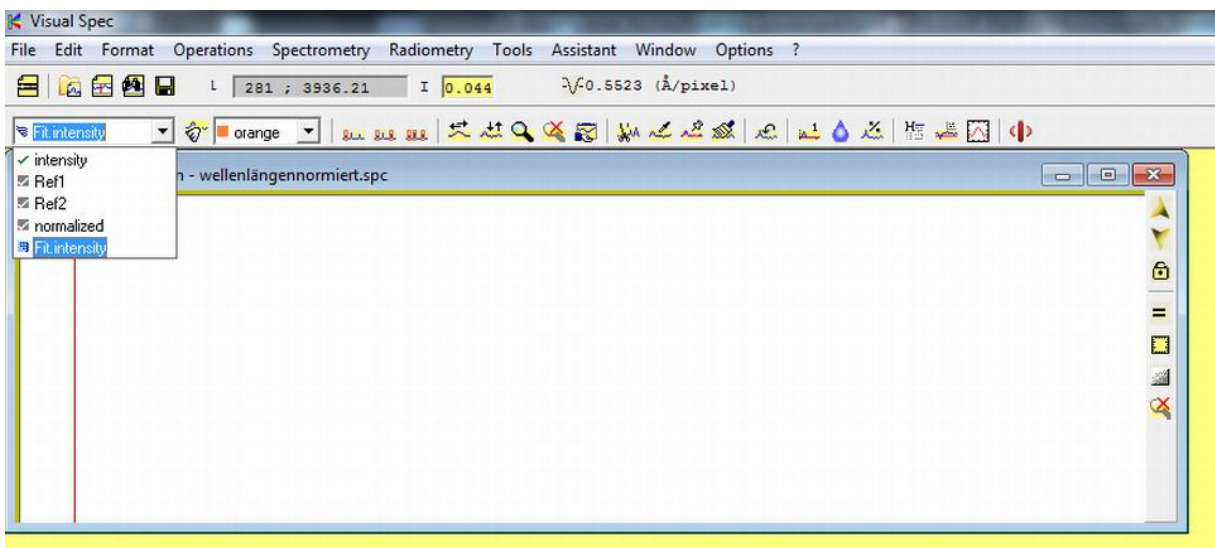


Abbildung 54: „Bildschirm wischen“, um nur das Kontinuum anzeigen zu lassen (Vspec)

Das orangefarbene Kontinuum muss jedoch in ein blaues umgewandelt werden um weiter damit arbeiten zu können.

Hierfür klickt man auf *Edit* → *Replace* → *Intensité*. Das Kontinuum müsste nun blau sein. Auch an dieser Stelle sollte man seinen Fortschritt speichern.

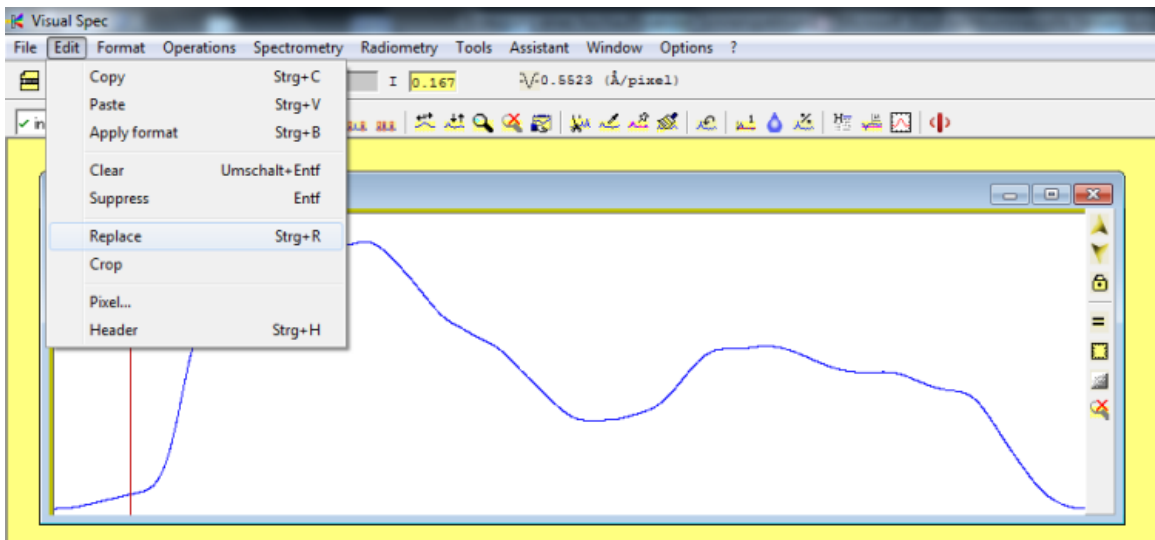


Abbildung 55: Anzeige nach dem Umwandeln des Kontinuums in ein blaues Kontinuum (Vspec)

Um einen normierten Scan zu erhalten, dividiert man den wellenlängenkalibrierten Scan durch das erstellte Kontinuum. Dafür öffnet man das Profil des wellenlängenkalibrierten Scans: *File* → *Open profile...* Dieses wählt man an und klickt nun auf *Operations* → *Divide profile by a profile*

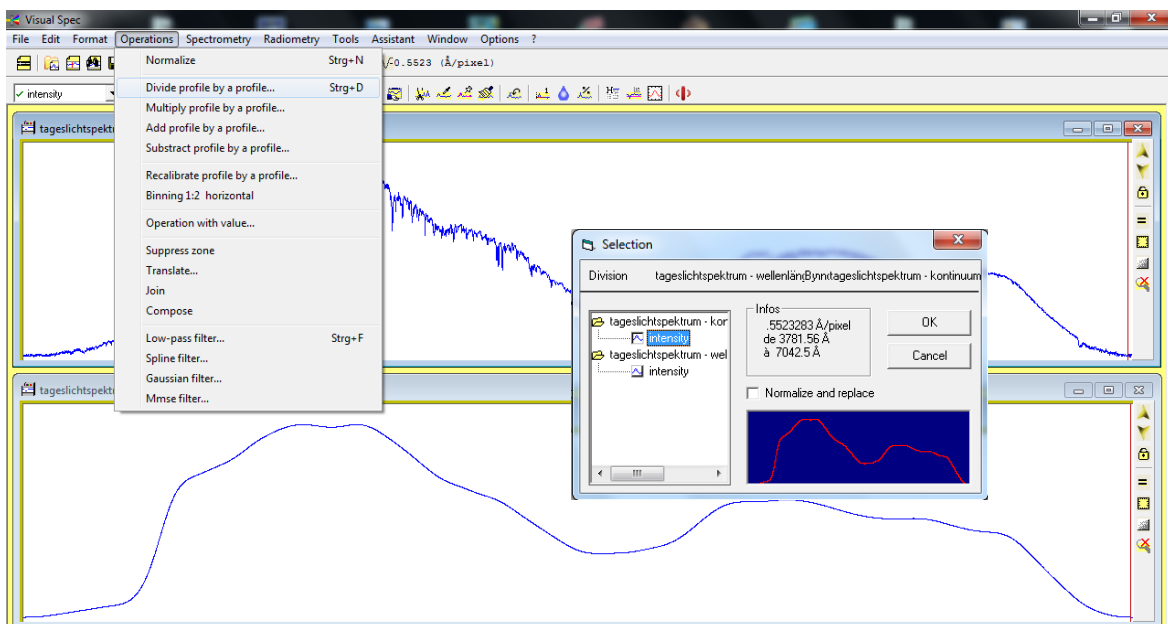


Abbildung 56: Division des Scans durch das Kontinuum (Vspec)

Nach dem Klicken auf „OK“ erscheint im Fenster des wellenlängenkalibrierten Scans ein normierter Scan in der Farbe Grün. Auch hier muss der Bildschirm wieder „gewischt“ und nur der grüne Scan eingeblendet werden (Division). Anschließend färbt man es blau und speichert es als normiertes und wellenlängenkalibriertes Scan ab.

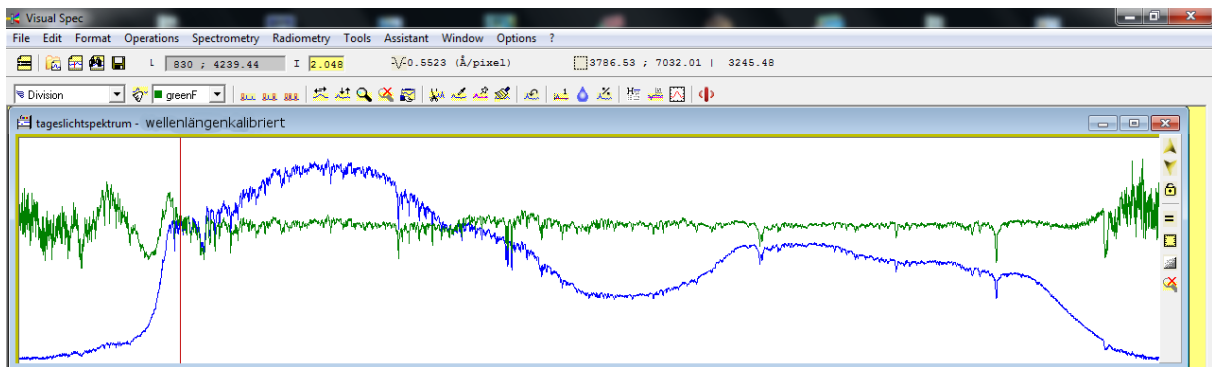


Abbildung 57: Entstandener Scan nach der Division (Vspec)

Durch den wellenlängenkalibrierten und normierten Scan lässt sich mit Vspec ein synthetisches Schwarzweißspektrum erzeugen. Zudem bietet die Software die Funktion, das entstandene S/W-Spektrum in ein Farbspektrum umzuwandeln. Dies geschieht wie folgt:
Tools → Synthesis

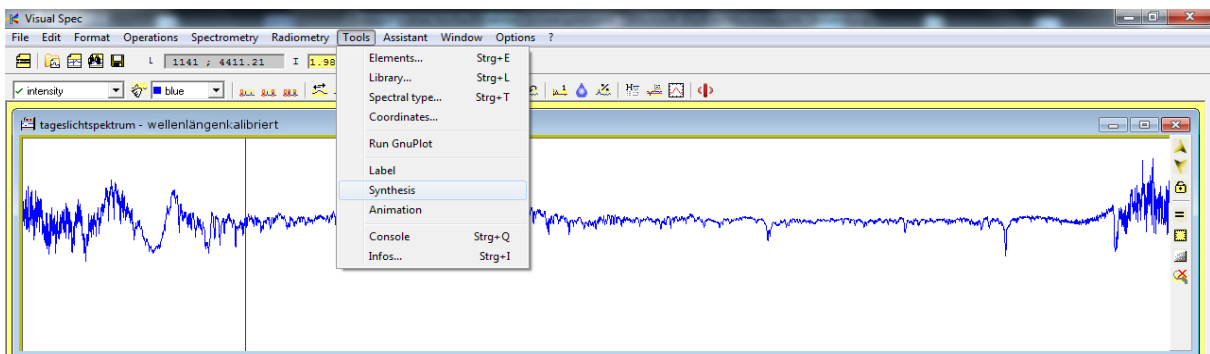


Abbildung 58: Umwandeln des Scans in ein Spektrum (Vspec)

Synthese → Colorer

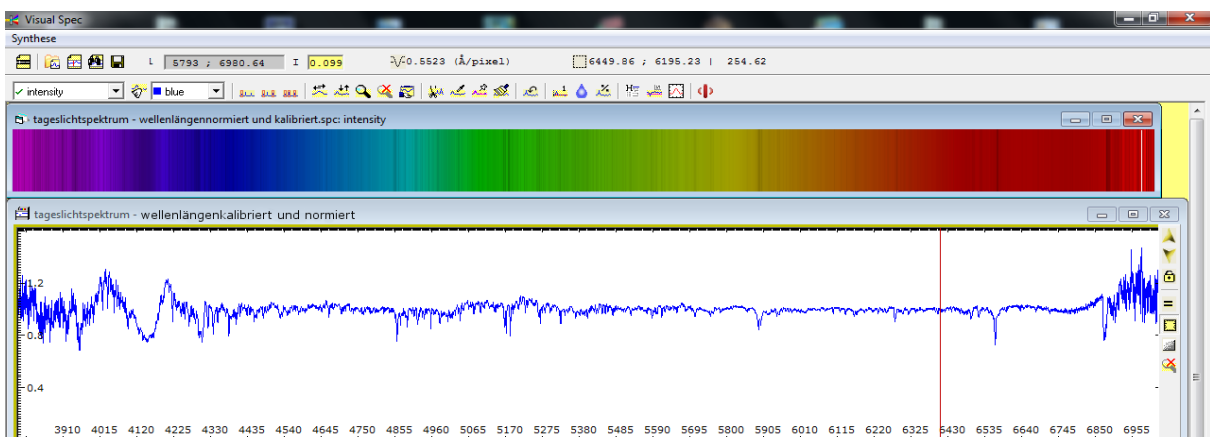


Abbildung 59: Entstandenes Spektrum, welches das „Endspektrum“ ist (Vspec)

Wie man rechts und links sehen kann sind noch Fehler durch das Rauschen der Aufnahme, in Form von vielen Linien zu sehen, gerade bei der ALccd-Kamera (links neben den H- und K-Linien) sind diese Ungenauigkeiten extrem. Diese Ungenauigkeiten kann man heraus-schneiden, um ein besseres Ergebnis zu erhalten.

6. AUSWERUNG:

6.1 TELLURIC

Molekulare Absorptionsbanden der Erdatmosphäre:

Im Wellenlängenbereich zwischen 6800 und 7800 Ångström fallen besonders breite Absorptionslinien im Spektrum sowie große Ausschläge im dazugehörigen Scan auf. Diese Linien werden beim Durchgang durch die Erdatmosphäre hervorgerufen und heißen deshalb auch atmosphärische oder auch tellurische Linien. Der Begriff „tellurisch“ bedeutet: die Erde betreffend, von ihr stammend (lateinisch tellus = Erde). Auch außerhalb des oben genannten Bereichs treten Linien „tellurischer Herkunft“ auf und täuschen das Vorhandensein stellarer Absorptionslinien vor.

Aus diesem Grund sind diese molekularen Absorptionslinien für den Astronomen eigentlich nur hinderlich, da sie keine Informationen über die Zusammensetzung und Beschaffenheit des Sterns geben. Einen Vorteil gegenüber „normalen“ Absorptionslinien besitzen sie dennoch. Da tellurische Linien keine Dopplerverschiebung aufweisen - der Beobachter ruht in Bezug auf das Entstehungsgebiet der Absorptionen in der Erdatmosphäre -, können sie sinnvoll zur genauen Wellenlängenkalibrierung von Spektren genutzt werden. Voraussetzung dafür ist jedoch ein Spektrum in genügend hoher Auflösung ab etwa $R = 8000$, damit die Positionen der Linien nahezu exakt bestimmt werden können. Durch das sogenannte Anfitzen einer Gaußkurve werden Kalibriergenauigkeiten erzielt, mit denen es möglich ist, Radialgeschwindigkeiten zu messen. Zudem kann man aus den H_2O Absorptionen Feuchtigkeitsprofile in der Troposphäre und aus den O_2 -Bändern Schichttemperaturen ableiten.

Atmosphärische Linien sind im Gegensatz zu den Linien der Sternatmosphäre nahezu nicht verbreitert und demzufolge sehr scharf und stark absorbierend. Dies erleichtert es dem Astronomen, diese Linien von stellaren Linien zu unterscheiden. Die Intensität der tellurischen Linien wird durch die Anzahl der absorbierenden Moleküle auf dem Weg des Lichts durch die Atmosphäre bestimmt. Diese hängt von einer Vielzahl von Faktoren, wie der Höhe des Objektes über dem Horizont, der Höhe des Beobachtungsortes über dem Meeresspiegel, der Luftfeuchtigkeit, dem Luftdruck etc. ab. Um die störenden Einflüsse der Erdatmosphäre zu reduzieren, werden moderne Sternwarten der professionellen Astronomie auf hohen Bergen errichtet.



Abbildung 60: Observatorium auf dem Jungraujoch (3471m)²²

Jedoch kann man diese Linien auch mit der Software Vspec reduzieren. Dazu wird ein synthetisch erzeugtes Standardprofil der tellurischen Linien vom Spektrum subtrahiert.

²² Abbildung 60: <http://www.edsw.de/deutsch/d11fliegen.htm>

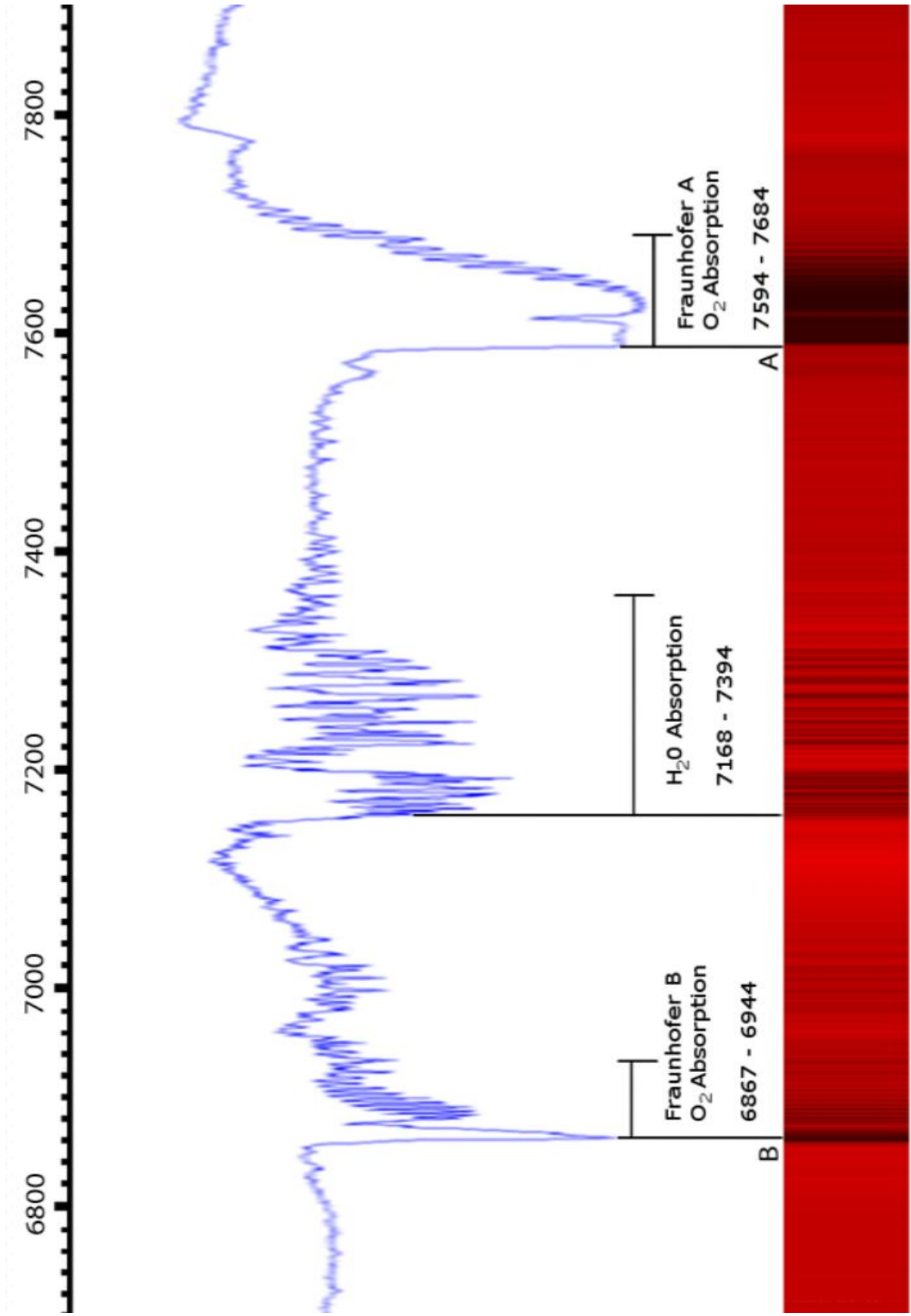


Abbildung 61: Sonnenspektrum im Bereich der prominentesten molekularen Absorptionen der Erdatmosphäre

6.1.1 ABSORPTIONSBANDEN ALS FOLGE EINES ENERGIEVERLUST

Solares Spektrum an der Atmosphärenobergrenze und auf Meeresspiegelniveau

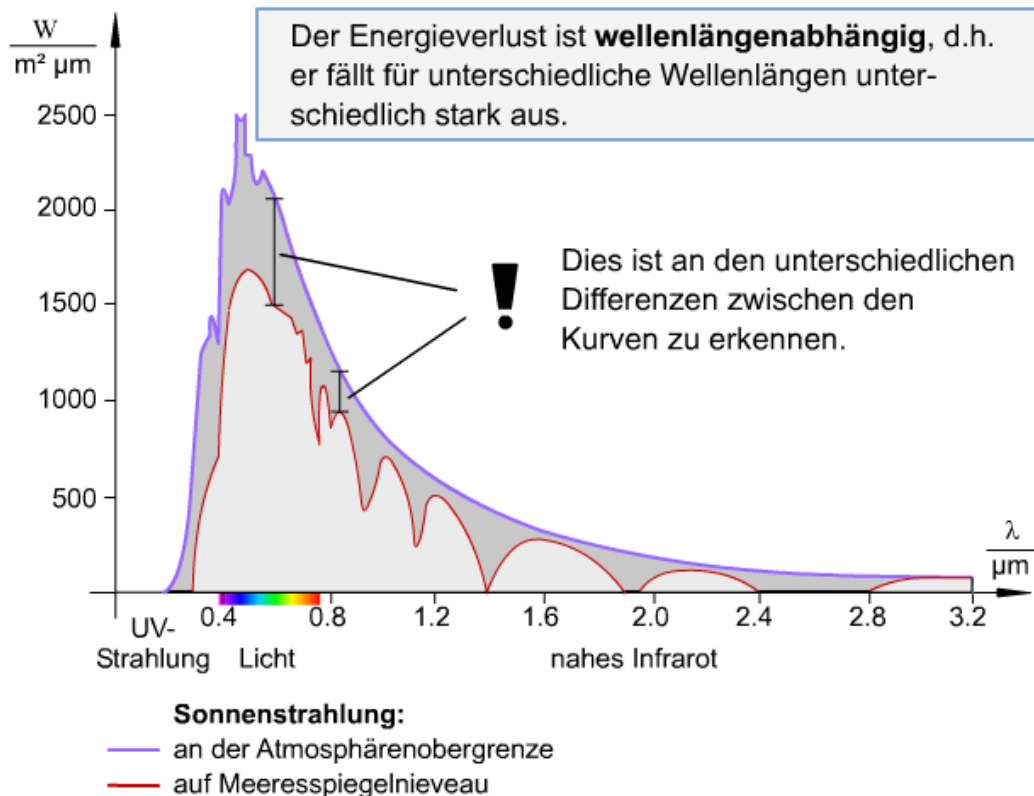


Abbildung 62: Solares Spektrum an der Atmosphärenobergrenze und auf Meeresspiegelniveau²³

Vergleicht man das Energieverteilungsspektrum der Sonnenstrahlung außerhalb der Atmosphäre mit dem auf Meeresspiegelniveau, so fällt zu allererst auf, dass die einfallende Sonnenstrahlung auf ihrem Weg durch die Atmosphäre einem Energieverlust unterliegt (Abb. 58). Außerdem wird deutlich, dass der Energieverlust abhängig von der Wellenlänge der einfallenden Strahlung ist, weshalb in einigen begrenzten Spektralbereichen eine Auslöschung der Strahlung stattfindet. Das Energiemaximum der Sonnenstrahlung auf Meeresspiegelniveau liegt mitten im sichtbaren Spektralbereich bei 0,5 - 0,6 μm .

Man sieht also, dass die molekularen Absorptionsbanden die Folge von Energieeinbrüchen des Sonnenlichts sind. Die von der Atmosphäre absorbierten Wellenlängenbereiche bezeichnet man als Absorptionsbanden. Doch wie kommen diese Absorptionsbanden zu Stande und wodurch werden die, in den unten folgenden Abbildungen auffällenden Erscheinungen, im Spektrum hervorgerufen? Im Bereich von 6800 bis 7800 Ångström sind zwei Sauerstoff- sowie eine Wasserstoffabsorption zu erkennen. Sie zeichnen sich im Scan

²³ Abbildung 62: http://www.webgeo.de/k_306/

durch einen Ausschlag in negative Richtung aus, welcher sich mit größer werdender Wellenlänge periodisch wiederholt und dabei kontinuierlich an Intensität verliert. Im Spektrum an sich lassen sich diese tellurischen Linien durch eine starke, oft auch breite, Absorptionslinie und - entsprechend dem Scan - mehrere schmalere Absorptionslinien erkennen. Bereits Fraunhofer entdeckte zwei solcher molekularen Absorptionsbanden, jedoch ohne zu wissen, dass diese tellurischen Ursprungs sind. Sie werden heute mit den Buchstaben A (7594 - 7684 Å) und B (6867 - 6944 Å) bezeichnet und zeigen die Absorption von Sauerstoff. Die von der Sonne ausgehende elektromagnetische Strahlung, welche wir auf der Erde als Licht wahrnehmen, unterliegt auf seinem Weg durch die Atmosphäre Absorptions- und Streuvorgängen, die in ihrer Summe als Extinktion bezeichnet werden. Für diese selektive Absorption von elektromagnetischer Strahlung sind die gasförmigen Bestandteile der Luft verantwortlich, insbesondere Wasserdampf, Kohlendioxid und Ozon.

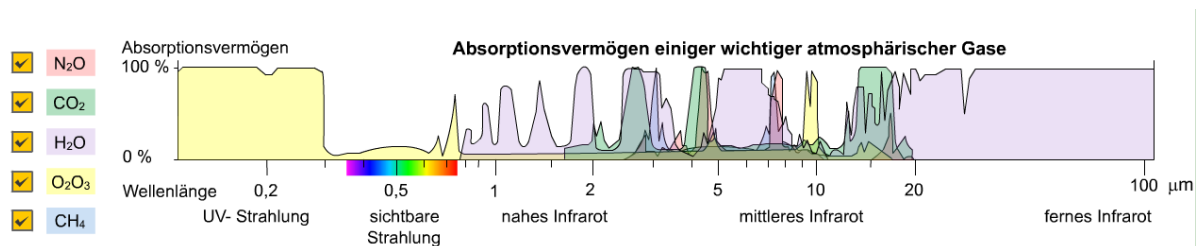


Abbildung 63: Absorptionsvermögen einiger wichtiger atmosphärischer Gase ²⁴

Infolge dieser Absorption durch die Atmosphäregase erreicht die solare Strahlung die Erdoberfläche nur geschwächt oder in bestimmten Spektralbereichen auch gar nicht. Die folgende Abbildung verdeutlicht die Einbrüche im Strahlungsspektrum. Der durch die Absorption hervorgerufene Energieverlust ist dunkelblau und der Energieverlust als Folge der Streuung an Luftmolekülen und Verunreinigungen ist hellblau markiert. Ein weiterer wichtiger Faktor für die Absorption ist die Wellenlänge, die die Sonnenstrahlung durch die Atmosphäre zurücklegt. Messungen haben bewiesen, dass mit wachsender Höhe über NN die ankommende Energie in den meisten Wellenlängen zunimmt. Entsprechend fallen die Strahlungsverluste größer aus, wenn die Sonne tiefer steht. Dies ist auch der Grund, weshalb bei tiefstehenden Sonne die Gefahr für einen Sonnenbrand geringer ist, da zum Beispiel weniger UV-B Strahlung die Erdoberfläche erreicht. In diesem Zusammenhang ist vor allem das in den höheren Schichten der Atmosphäre gebildete und konzentrierte Ozon von zentraler Bedeutung, welches Sonnenstrahlung mit einer Wellenlänge < 0,3 µm vollständig

²⁴ Abbildung 63: http://www.webgeo.de/k_308/

absorbiert. Diese Absorption in der Ozonschicht bewirkt (wie in der Abbildung verdeutlicht) ein abruptes Ende der kurzwelligen Strahlung und macht das Leben auf der Erde erst möglich. Ohne diesen „natürlichen Schutzfilter“ wären wir Menschen der physiologisch besonders gefährlichen Strahlung schutzlos ausgesetzt. Zu unserem Glück jedoch wird UV-C praktisch vollständig und UV-B zu ca. 90-95% absorbiert. Nur die ebenfalls schädliche UV-A-Strahlung dringt ungehindert durch die Atmosphäre.

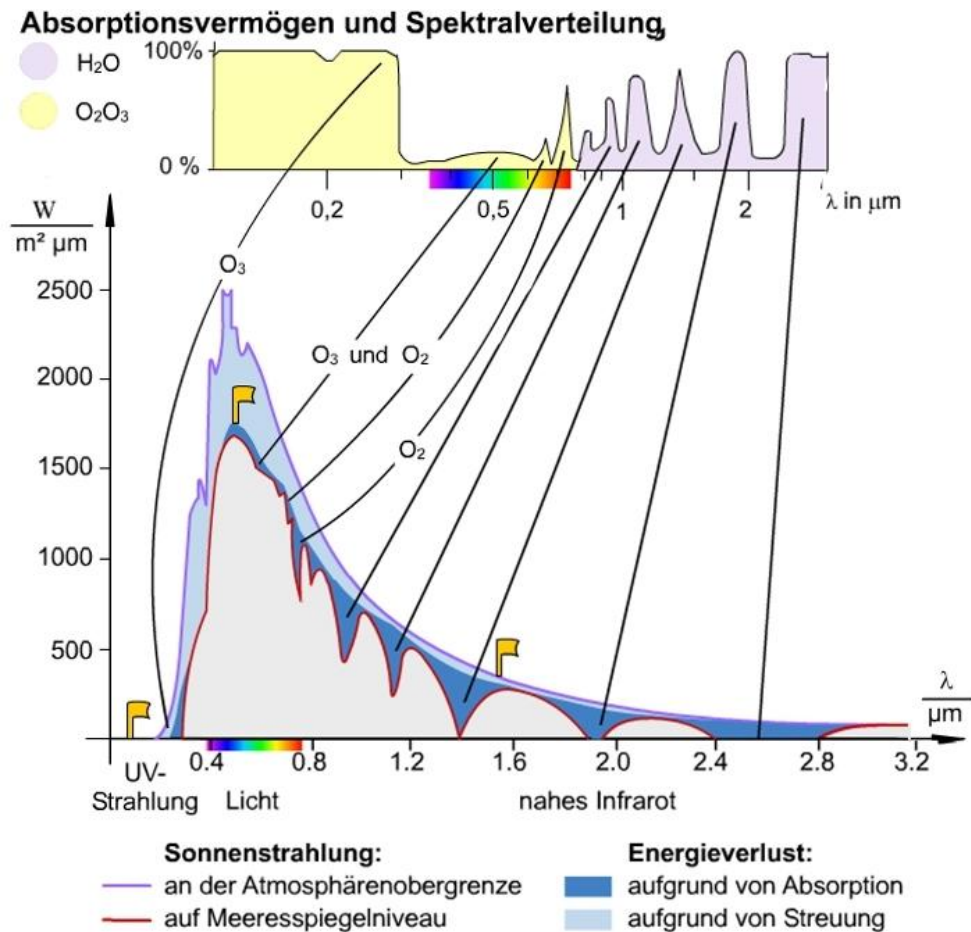


Abbildung 64: Absorptionsvermögen und Spektralverteilung²⁵

²⁵ Abbildung 64: http://www.webgeo.de/k_308/ aus dem Script: <http://mars.geographie.uni-halle.de/geovlexcms/book/export/html/38>

6.1.2 MOLEKÜLSCHWINGUNGEN

Betrachtet man noch einmal die molekularen Absorptionsbanden, so scheint der Begriff „Schwingung“ die Erscheinung im Spektrum am besten zu beschreiben. Die Ursache für diese Absorption wurde oben bereits erläutert und beschreibt im Grunde genommen das Phänomen der Molekülschwingung.

Unter einer Molekülschwingung versteht man eine periodische Bewegung benachbarter Atome in einem Molekül. Diese Schwingungen werden über die Zufuhr von Energie, zum Beispiel durch die Absorption von elektromagnetischer Strahlung, angeregt und treten in jedem Molekül auf.

Ein System von N Atomen verfügt über $3N$ Bewegungsfreiheitsgrade. Die Translation beschreibt dabei die Bewegung des Moleküls in alle Raumrichtungen. Hierfür werden entsprechend den x -, y - und z -Koordinaten drei Freiheitsgrade verbraucht. Bei diesen Translationsbewegungen werden alle Atome des Moleküls in gleicher Weise verschoben, ihre gegenseitigen Abstände bleiben demnach konstant. Weitere drei Freiheitsgrade entfallen auf die Rotation, bei der sich die Atome ebenfalls nicht relativ zueinander verschieben. Die übrigen $3N - 6$ Freiheitsgrade beschreiben die Bewegung zwischen den Atomen und stehen für die Zahl der möglichen Schwingungen des nichtlinearen Moleküls.

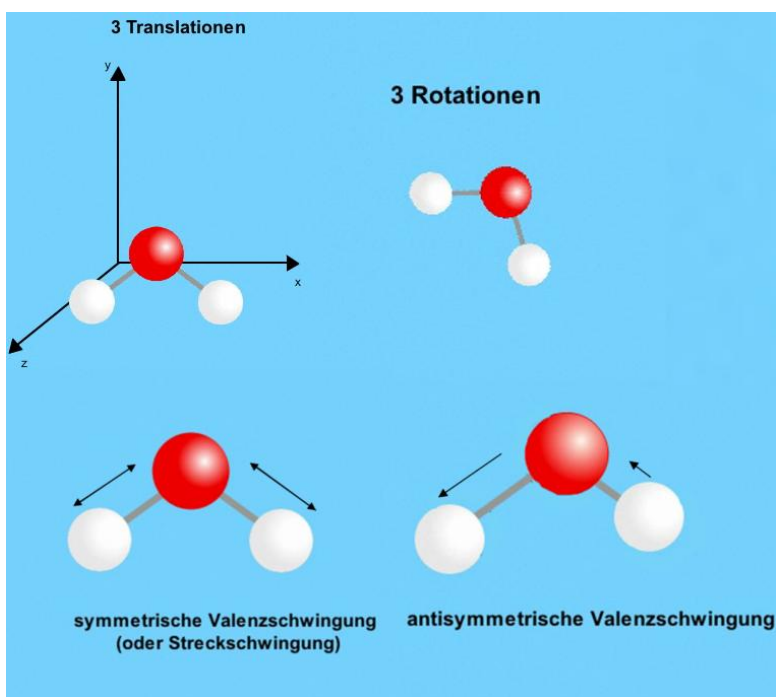


Abbildung 65: Molekülschwingungen ²⁶

²⁶ Abbildung 65: Grafik: Tom Schnee, Vorlage
http://www.chemgapedia.de/vsengine/vlu/vsc/de/ch/3/anc/ir_spek/molekuelschwingungen.vlu/Page/vsc/de/ch/3/anc/ir_spek/schwspek/mol_spek/anzahlmolscw_m19ht0300.vscml.html

Bei linearen Molekülen jedoch liegen alle Atome auf einer Molekülachse (linear), wobei eine Rotation um selbige nicht möglich ist, da hierbei keine Bewegung der Atome zu beobachten wäre. Daraus folgt, dass für die Beschreibung der Rotation eines linearen Moleküls zwei Freiheitsgrade ausreichen. Die Zahl der möglichen Schwingungen ist demnach $3N - 5$.

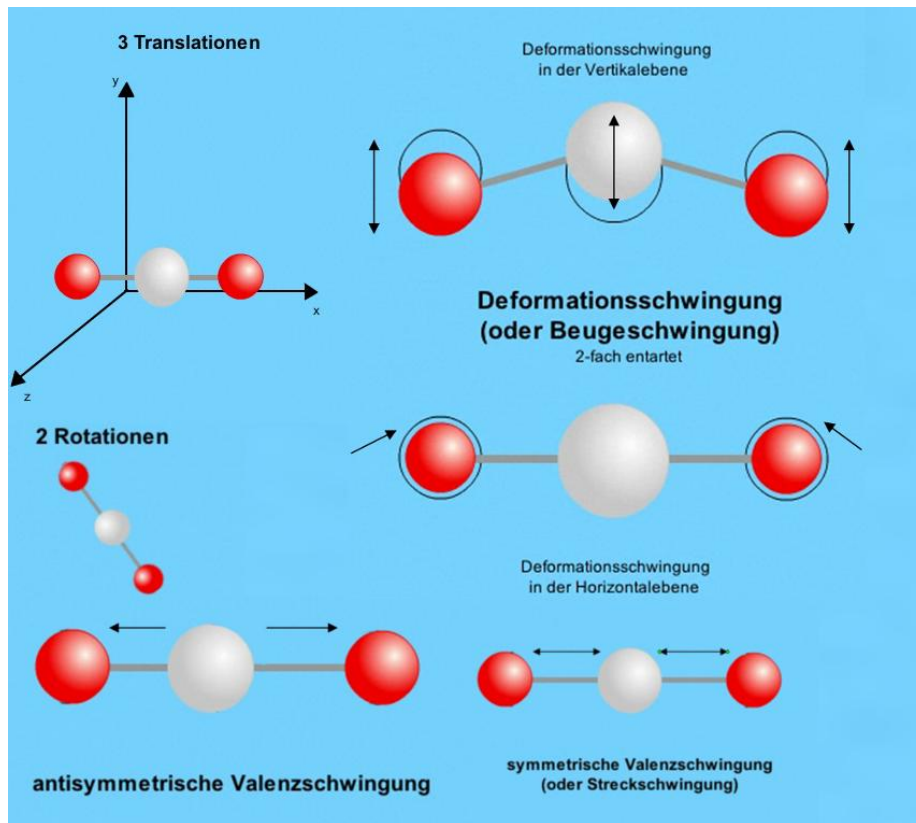


Abbildung 66: Molekülschwingungen II²⁷

Es ergeben sich für zwei- und dreiatomige Moleküle max. 5 Normalschwingungen, welche sich in drei Gruppen einordnen lassen:

- 1) Valenzschwingungen (Strettschwingungen): Schwingungen entlang der Bindungsachse zweier Atome in einem Molekül durch eine Dehnung oder Stauchung der Bindung.
- 2) Deformationsschwingungen in der Ebene (Biege-/Beugeschwingungen): Schwingungen unter der Deformation des Bindungswinkels.
- 3) Deformationsschwingungen außerhalb der Ebene (Dreh-/Kippschwingungen): Schwingungen unter der Deformation des Bindungswinkels senkrecht zur Bindungsebene.

²⁷ Abbildung 66: Grafik: Tom Schnee, Vorlage

http://www.chemgapedia.de/vsengine/vlu/vsc/de/ch/3/anc/ir_spek/molekuelerschwingungen.vlu/Page/vsc/de/ch/3/anc/ir_spek/schwspek/mol_spek/anzahlmolscw_m19ht0300.vscml.html

Somit führt das gewinkelte dreiatomige Molekül H_2O drei Translationsbewegungen und drei Rotationsbewegungen aus. Es besitzt nach der oben erwähnten Gleichung $3N - 6$ also drei Schwingungsfreiheitsgrade, welche man als Normalschwingung bezeichnet. Um den Massenschwerpunkt zu erhalten, bewegen sich nicht nur die Wasserstoffatome, sondern auch (mit geringer Auslenkung) das Sauerstoffatom.

6.2 DIE FRAUNHOFERLINIEN

Die Fraunhoferlinien wurden im Jahre 1814 von Joseph von Fraunhofer (* 1787 in Straubing, † 1826 in München) entdeckt und erlauben Rückschlüsse auf die chemische Zusammensetzung und Temperatur der Gasatmosphäre der Sonne und von anderen Sternen.

Der englische Chemiker William Hyde Wollaston war im Jahre 1802 der erste Beobachter von dunklen Linien im Sonnenspektrum. Wenig später jedoch wurden sie unabhängig von diesem durch den Münchener Optiker Joseph von Fraunhofer wiederentdeckt. Dieser bestimmte durch sorgfältige Messungen die Wellenlängen der Linien und versah die markantesten unter ihnen mit den Buchstaben A bis K, ohne dabei chemische oder physikalische Zusammenhänge zu vermuten. Später wurden noch zusätzliche Linien mit Kleinbuchstaben ergänzt.

Den atomaren Ursprung dieser Linien entdeckten erst Gustav Robert Kirchhoff und Robert Bunsen. Sie fanden heraus, dass jedes chemische Element mit einer spezifischen Anzahl und Anordnung von Spektrallinien assoziiert war.

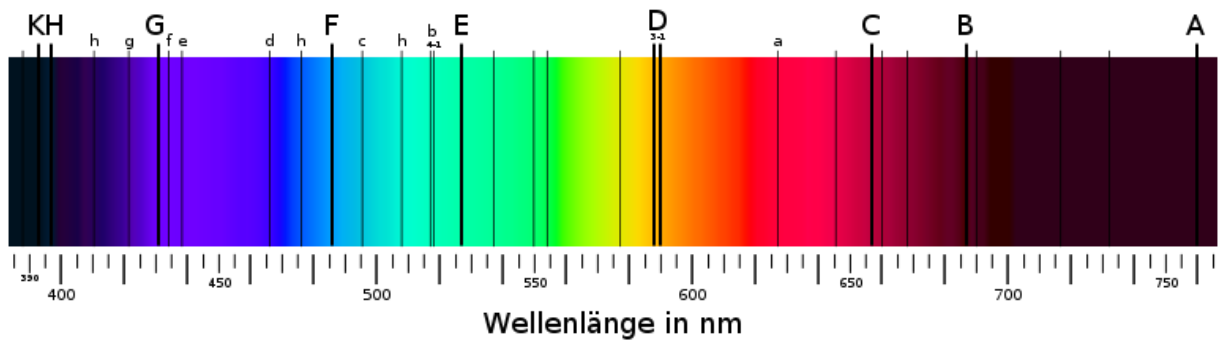


Abbildung 67: Fraunhoferlinien²⁸

Die Fraunhoferlinien sind sogenannte Absorptionslinien im Spektrum der Sonne. Sie entstehen durch Resonanzabsorption der verschiedenen Wellenlängen von Licht durch verschiedene Elemente in der sogenannten Chromosphäre von Sternen. Folgende Elemente sind an den Fraunhofer'schen Linien A - K beteiligt:

A, B: Sauerstoff - C, F: Wasserstoff - D_{1,2}: Natrium - D₃: Helium - E: Eisen - G: Wasserstoff, Eisen, Calcium - H: Calcium

Die Absorptionslinien treten auf, wenn Photonen bestimmter Wellenlänge genau die Energie besitzen, die einer Energiestufe eines Gases entspricht. Diese Energie geht dann auf die Gasmoleküle über. Das Licht wird also „absorbiert“, was sich durch dunkle Streifen im (Sonnen)Spektrum auszeichnet.

Es lassen sich also durch ein Spektrum Rückschlüsse auf die Zusammensetzung der Sternatmosphäre ziehen: Die Fraunhoferlinie A mit der Wellenlänge 759,370nm - so fanden es Gustav Robert Kirchhoff und Robert Bunsen heraus - wird durch das chemische Element Sauerstoff verursacht. Findet man diese Linie mit der entsprechenden Wellenlänge in einem anderen Sternspektrum wieder, so kann man folgern, dass auch dieser Stern Sauerstoff enthält. Jedoch sind auch einige Fraunhoferlinien „tellurischer Herkunft“. Das heißt, sie werden in der Erdatmosphäre selbst verursacht und geben somit keinen Aufschluss über die Elemente in der Atmosphäre eines beliebigen Sterns.

Weiterhin werden die Fraunhoferlinien aufgrund ihrer exakt definierten Wellenlängen oft zur Bestimmung der Brechzahl und der Dispersion von optischen Materialien genutzt. Außerdem stimmen die Fraunhoferlinien C, F, G und h mit den alpha-, beta-, gamma- und delta-Linien der Balmerreihe eines Wasserstoffatoms überein. Die Linien A, B, a, Y und Z sind jedoch nicht solaren, sondern terrestrischen Ursprungs.

²⁸ Abbildung 67: http://upload.wikimedia.org/wikipedia/commons/7/7d/Fraunhofer_lines_DE.svg

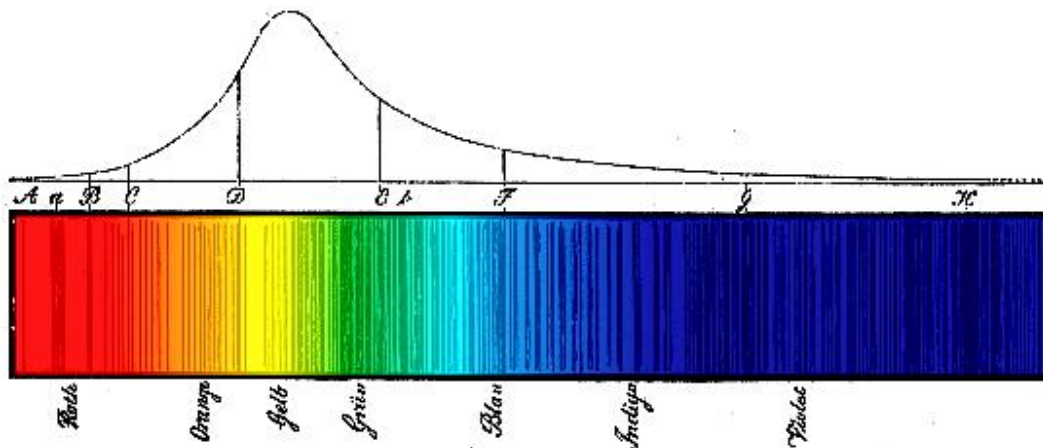


Abbildung 68: Originalzeichnung von Fraunhofer²⁹

Diese Originalzeichnung von Joseph Fraunhofer stellt das Sonnenspektrum entgegen der heutigen Konvention - der blaue Bereich befindet sich links und der rote rechts - dar. Verblüffend visionär erscheint jedoch der eingezeichnete, geschätzte Intensitätsverlauf des Pseudokontinuums über den Spektralstreifen, wie man ihn erst wieder seit den letzten ca. 40 Jahren in Publikationen wiederfindet.

| Symbol | Element | Wellenlänge in nm | Symbol | Element | Wellenlänge in nm |
|--------|----------------|-------------------|--------|-----------------|-------------------|
| Y | O ₂ | 898,765 | c | Fe | 495,761 |
| Z | O ₂ | 822,696 | F | H β | 486,134 |
| A | O ₂ | 759,370 | d | Fe | 466,814 |
| B | O ₂ | 686,719 | e | Fe | 438,355 |
| C | H α | 656,281 | G | H γ | 434,047 |
| a | O ₂ | 627,661 | G | Fe | 430,790 |
| D | Na | 589,594 | G | Ca | 430,774 |
| D | Na | 588,997 | h | H δ | 410,175 |
| D | He | 587,562 | H | Ca ⁺ | 396,847 |
| e | Hg | 546,073 | K | Ca ⁺ | 393,368 |
| E | Fe | 527,039 | L | Fe | 382,044 |
| b | Mg | 518,362 | N | Fe | 358,121 |
| b | Mg | 517,270 | P | Ti ⁺ | 336,112 |
| b | Fe | 516,891 | T | Fe | 302,108 |
| b | Fe | 516,751 | t | Ni | 299,444 |
| b | Mg | 516,733 | | | |

²⁹ Abbildung 68: Richard Walker, Walkeratlas Seite 13

6.3 DIE ALCCD- UND EOS-SPEKTRUM IM VERGLEICH

6.3.1 UNTERSCHIEDE

Das Spektrum der ALccd erstreckt sich von ca. 3500 Å bis hin zu ca. 8500 Å. Somit ergibt sich eine Länge von 5000 Å.

Wohingegen das EOS-Spektrum eine Länge von ungefähr 3000 Å hat (4000 Å – 7000 Å). Sowohl im Bereich des Ultravioletten als auch des Infraroten, liefert also das ALccd Spektrum mehr Details über die Sonne.

6.3.2 VOR- UND NACHTEILE DER BEIDEN KAMERAS

Das Spektrum der EOS-Kamera ist zwar kleiner als das der ALccd, dadurch aber auch übersichtlicher. Somit dient es Anfängern, um einen groben Überblick über das Spektrum der Sonne zu bekommen. Professionelle Astronomen hingegen benötigen das ALccd-Spektrum, weil dieses viel detailreicher ist. Gerade im Ultravioletten-Bereich lassen sich wichtige Absorptionslinien analysieren, wie z.B. die Calciumlinien (H- und K-Linien).

Der größte Bereich des ALccd-Spektrums gibt Aufschluss über Absorptionslinien, die im Infraroten liegen. Während das EOS-Spektrum bis zur H α -Linie geht, verläuft das ALccd-Spektrum noch viel weiter bis hin zu den tellurischen Linien.

Jedoch beansprucht die Erzeugung des ALccd-Spektrums auch viel mehr Aufwand und Arbeit.

Schon beim Zusammensetzen der Teilspektren bei Photoshop ist die Arbeit aufwändiger. Während bei dem ALccd-Spektrum nämlich 15 Teilaufnahmen aneinandergesetzt werden, sind es bei dem EOS-Spektrum gerade einmal 3 Teilaufnahmen.

Auch die Helligkeitsanpassung der Teilaufnahmen ist bei der ALccd viel schwieriger zu beheben (s. S. 33).

Des Weiteren ist auch die Bearbeitung in Vspec mit mehr Arbeit verbunden, da noch präziser und ausführlicher gearbeitet werden muss: zum einen, weil der Scan viel umfangreicher ist durch seine Länge (ca. 5000 Å), das heißt, mehr Absorptionslinien beschriften und Kontinuum noch genauer anpassen, und zum anderen, weil das Ausgabespektrum sehr präzise und scharf sein sollte um ein professionelles Tageslichtspektrum zu erhalten.

6.3.3 DIREKTER VERGLEICH



Abbildung 69: EOS-Spektrum

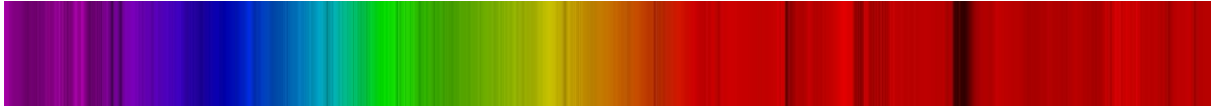


Abbildung 70: ALccd-Spektrum

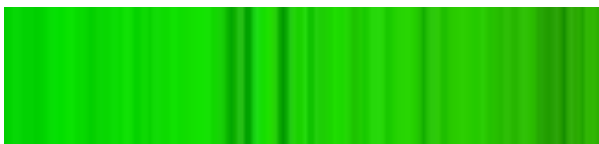


Abbildung 71: Magnesium-Triplett (ALccd-Spektrum)



Abbildung 72: Magnesium-Triplett (EOS-Kamera)

6.3.4 FAZIT

Zurückschauend auf unsere Arbeit, kommen wir zu folgendem Fazit:

Sowohl das EOS-Spektrum als auch das ALccd-Spektrum sind hervorragend geeignet, um Informationen über die Sonne zu bekommen.

Das EOS-Spektrum lässt sich zwar leichter aufnehmen und bearbeiten, aber man erhält nicht ein sehr professionelles Spektrum, weil aufgrund der Modifizierung der EOS-Kamera weder der UV-Bereich (H- und K-Linien) noch der Infrarot-Bereich (Telluric-Linien) abgebildet werden.

Die ALccd-Kamera eignet sich außerordentlich gut für die Aufnahme des Sonnenspektrums, weil genau diese Bereiche (UV- und Infrarot-Bereich) abgebildet werden, wodurch ein viel längeres Spektrum entsteht (s. Abb. 70), aus dem sich natürlich auch viel mehr Informationen über die Sonne entnehmen lassen, zumal die ALccd-Kamera eine viel höhere Auflösung bietet (s. Abb. 71,72). Einziger Nachteil ist jedoch die erforderliche sehr genaue Arbeit insbesondere bei der Bearbeitung der Spektren mit Photoshop und ALccd, da schon kleine Ungenauigkeiten das Ergebnis verfälschen können.

7. AUSBLICK

Zu Beginn unserer Arbeit haben wir uns möglichst viele Themen zur Sonne herausgesucht die wir bearbeiten können, um genug Material während der Ausführung der Themen zu haben.

Allerdings war der Zeitaufwand zum Erstellen eines hochauflösenden Sonnenspektrums mit der Alccd-Kamera so groß, - weil uns die Bearbeitung des Spektrums mit Photoshop viel Arbeit gekostet hat (s. S. 32ff.), - dass wir uns auf dieses eine Thema konzentriert haben.

Trotzdem gibt es noch eine Reihe interessanter Aspekte, die man zur Sonne bearbeiten könnte.

- 1) Zum einen gäbe es die Möglichkeit, ein Referenzspektrum eines anderen G2V-Sterns (z.B. Alpha Centauri) mit dem der Sonne zu vergleichen, um Unterschiede und Gemeinsamkeiten der beiden Sterne zu erforschen. In Kombination dazu könnten per Flammenspektroskopie einzelne Stoffe in der Sonne nachgewiesen werden.
- 2) Da wir unser Sonnenspektrum mit einem 900 L/mm Gitter aufgenommen haben, böte es sich an, konkrete Bereiche des Sonnenspektrums, wie z.B. das Magnesium-Triplett, mit dem 1800 L/mm unter die Lupe zu nehmen.
- 3) Darüber hinaus könnte es interessant sein, Sonnenflecken zu spektroskopieren, gerade weil im nächsten Jahr ein Sonnenflecken-Maximum auftritt.
- 4) Anhand von „Dopplerverschiebungen“ ließen sich Radialgeschwindigkeiten der Sonne messen.
- 5) Zu guter Letzt ist ein selbstgemachtes Foto der Sonne mit einem H α -Filter ein absolutes Highlight. Die Faszination Sonne versuchten wir bereits auf dem Deckblatt näher zu bringen.

8. LITERATURVERZEICHNIS

GEO Themenlexikon, Bd. 4: Astronomie. Planeten, Sterne, Galaxien. Mannheim: Gruner und Jahr 2006

GEO Themenlexikon, Bd. 5: Astronomie. Planeten, Sterne, Galaxien. Mannheim: Gruner und Jahr 2006

Tutorials und Ausdrücke von den Dozenten Michael Winkhaus, Bernd Koch und Ernst Pollmann

<http://www.astro.rub.de/hlist/iraf/CCD-Technik.html#103>

<http://www.astrosurf.com/vdesnoux/>

<http://www.astro.uni-bonn.de/~deboer/sterne/hrdtx.html>

<http://www.gutekunst-astro-bio.de/Fuehrung/Objekbeschreibung/Klassifikation.html>

<http://www.itwissen.info/definition/lexikon/CMOS-Sensor-CMOS-sensor.html>

<http://mars.geographie.uni-halle.de/geovlexcms/book/export/html/38>

http://de.wikipedia.org/wiki/Active_Pixel_Sensor

<http://de.wikipedia.org/wiki/Fraunhoferlinie>

<http://de.wikipedia.org/wiki/Hauptreihe>

<http://de.wikipedia.org/wiki/Sonne>

Alle Bilder, die keine Quellenangaben haben, sind entweder Screenshots aus den Programmen oder aus Materialien von den Dozenten Michael Winkhaus, Bernd Koch und Ernst Pollmann, die uns am Ende der Wochenendkurse Materialien auf einer CD ausgehändigt haben.

9. ABSCHLUSSERKLÄRUNG

Hiermit versichern wir, dass wir diese Arbeit selbstständig angefertigt, keine anderen als die von uns angegebenen Quellen und Hilfsmittel benutzt und die Stellen der Facharbeit, die im Wortlaut oder dem Inhalt nach aus anderen Werken entnommen wurden, in jedem einzelnen Fall mit genauer Quellenangabe kenntlich gemacht haben.

Verwendete Informationen aus dem Internet sind der Arbeit als Ausdruck im Anhang beigelegt.

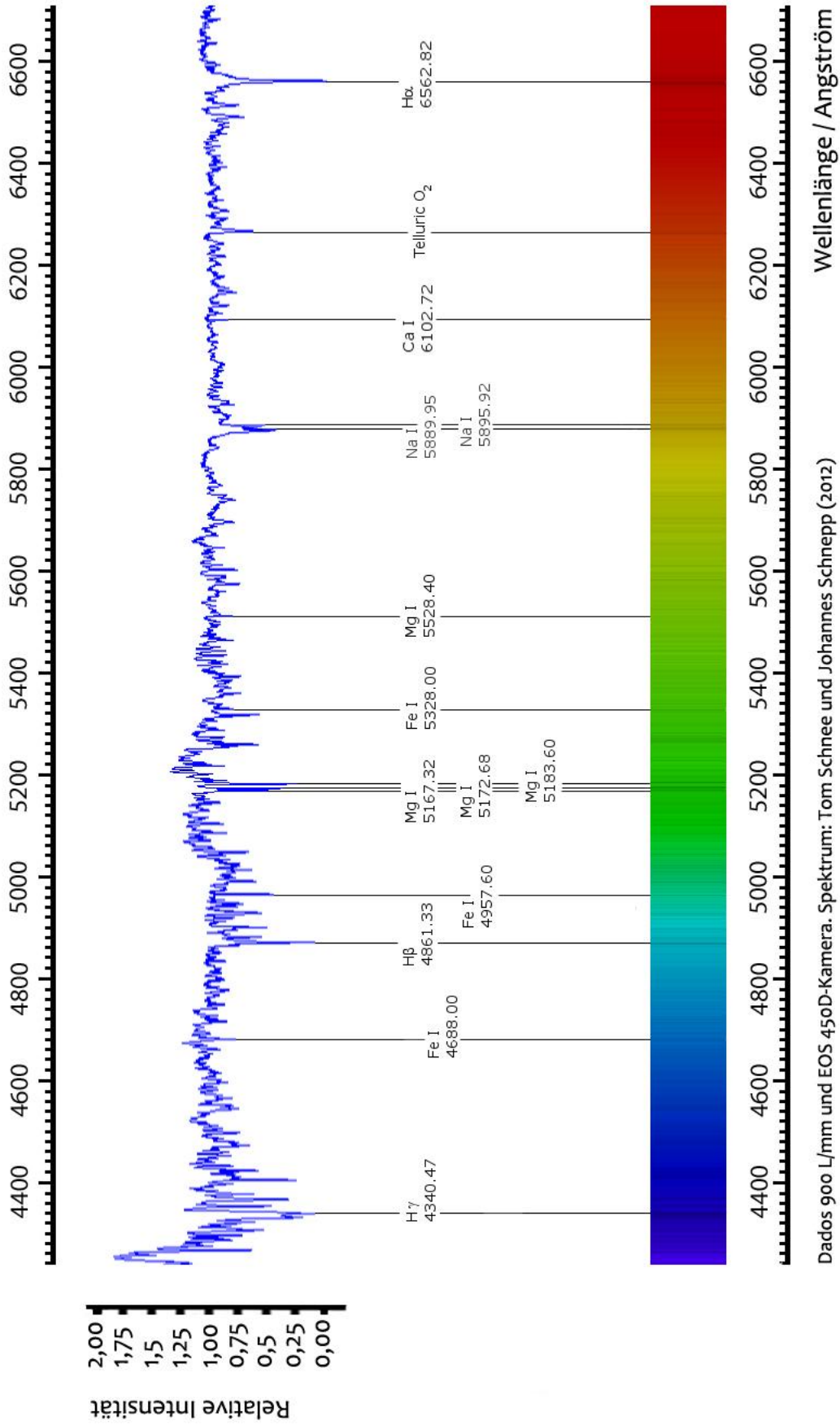
Wir sind damit einverstanden, dass die von uns verfasste Facharbeit der schulinternen Öffentlichkeit in der Bibliothek der Schule zugänglich gemacht wird.

Ort, Datum

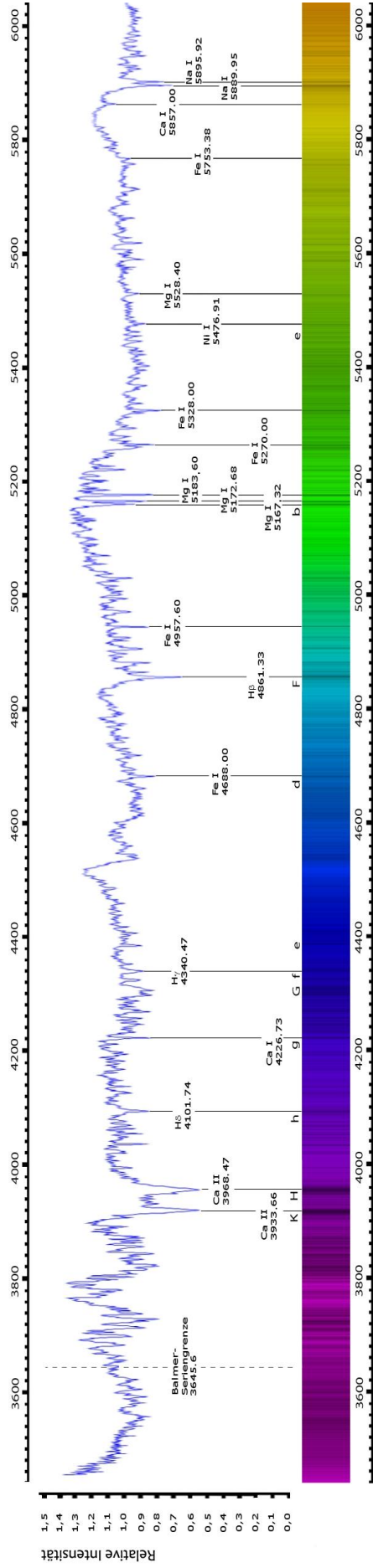
Unterschrift

10. ANHANG

Fertiges EOS-Spektrum



Fertiges ALccd-Spektrum



DADOS 900 L/mm und ALccd 5.2 CCD-Kamera. Spektrum: Tom Schnee und Johannes Schnepp (2012)