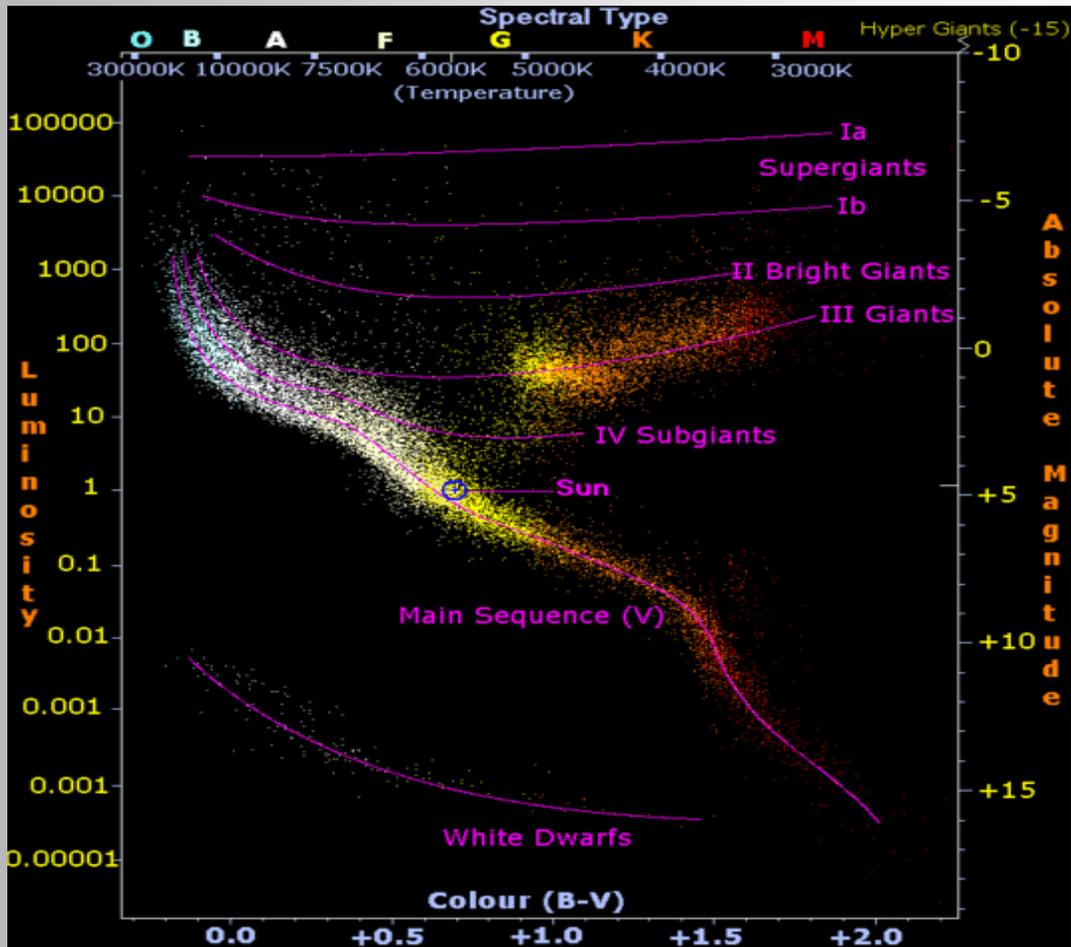


BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY

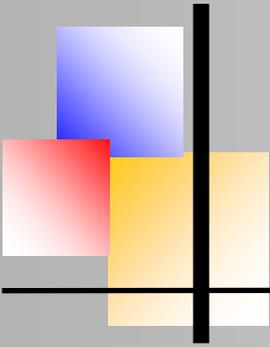


OF THE GERMAN ORGANIZATION & WORKING GROUP VARIABLE STARS BAV

EDITOR
BUNDESDEUTSCHE ARBEITSGEMEINSCHAFT
FÜR VERÄNDERLICHE STERNE E.V. (BAV)
MUNSTERDAMM 90
12169 BERLIN

ISSUE No. 08 12/2020 ISSN 2566-5103





BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY



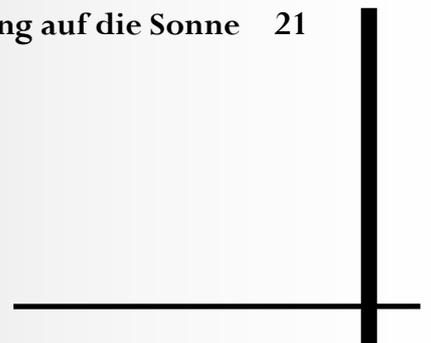
Imprint

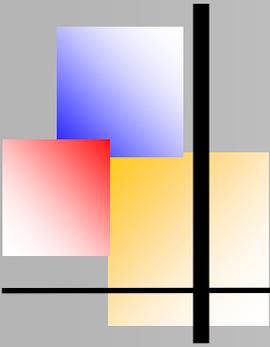
The BAV MAGAZINE SPECTROSCOPY appears half-yearly from June 2017. Responsibility for publication: German Working Group for Variable Stars e.V. (BAV), Munsterdamm 90, 12169 Berlin

Editorial

Ernst Pollmann, 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12, ernst-pollmann@t-online.de
Lienhard Pagel, 18311, Klockenhagen Mecklenburger Str. 87, lienhard.pagel@t-online.de
Roland Bücke, 21035 Hamburg, Anna von Gierke Ring 147, rb@buecke.de
The authors are responsible for their contributions.
Cover picture: www.splung.com

Content	Page
E. Pollmann: Editorial	1
K. Kiosseoglou: Harvard-Spektralklassifikation von Sternen Einordnung im Hertzsprung-Russell Diagramm	2
E. Pollmann: Mass and Precession of the Disk in ζ Tau	12
M. Schwarz: VEGA 2019 International Spectroscopy Symposium for Amateurs May 30 - June 1, 2019	18
M. Stromberg: Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne	21





EDITORIAL

From the stars we basically receive only their electromagnetic radiation of different wavelengths, and we “see” essentially only the surface of the radiating bodies. By evaluating the light, we obtain information about:

- the direction of the radiation (positions and movement of the stars)
- the quantity of the radiation (brightness)
- the quality of the radiation (color, spectrum, polarization)

For amateurs, only the narrow band of visible light is easily accessible. In this spectral region, however, both the brightness (photometry) and the spectra of the objects can be examined. Today's amateur astronomy, with its instrumental and computer-assisted equipment, enjoys observation possibilities that were reserved exclusively for professional astronomers until a few years ago.

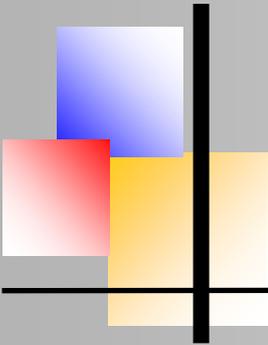
Thanks to the development of CCD technology, the types of observational perspectives have become much more varied. For example, in the area of variable star observation, there are many new possibilities in addition to already existing approaches.

Professional variable star research employs techniques and observation methods to study the physics and atmospheres of the stars in a holistic manner, considering all aspects and occurrences. Thus, this means that the collected radiation must be understood as a complex storage medium of the physical processes on and in the observed star.

This is appropriate for the intensity of the light, as well as for its spectral composition. The linking of brightness measurements and spectroscopy, a matter of course in professional astronomy, reflects this connection.

Along with brightness changes that occur in variable stars (which can occur quite frequently) variable changes in the state of the stars also can take place and often are revealed in the corresponding spectrum.

Ernst Pollmann



Harvard-Spektralklassifikation von Sternen und Einordnung im Hertzsprung-Russell Diagramm

Von Konstantinos Kiosseoglou (z.T. gekürzte Version)



Abstract

Die Arbeit beleuchtet die Arbeitstechniken, welche zur Erstellung des Hertzsprung-Russell Diagramms (kurz: HRD) notwendig sind. In einem erstem Schritt werden Sternspektren aufgenommen und mit Hilfe der Harvard-Klassifikation ausgewertet, um die unterschiedlichen Spektraltypen und den Arbeitsprozess der computergestützten Auswertung darzustellen. Im weiteren wird die Systematisierung über die Harvard Klassifikation diskutiert um schlussendlich die Darstellung und die Erweiterung im HRD nachzuvollziehen.

nachzuvollziehen.

Das elektromagnetische Spektrum

Das Licht eine Vielzahl von Wellenlängen (Spektrum) beinhaltet wurde bereits durch die dispersive Aufspaltung von Sonnenlicht mit Hilfe eines Glasprismas im 'Experimentum Crucis' [1] durch Newton 1666 bewiesen. Dabei sprechen wir umgangssprachlich von Licht, obwohl der Bereich der elektromagnetischen Strahlung viel weiter reicht, als unser Auge durch die Wahrnehmung des sichtbaren Lichtes vermuten lässt.

Der in Abb. 1 veranschaulichte Bereich stellt nur Teilausschnitt des vom menschlichem Auge wahrnehmbaren Bereiches von ca. 400-700 nm [$1\text{nm}=10^{-9}\text{m}$] dar.

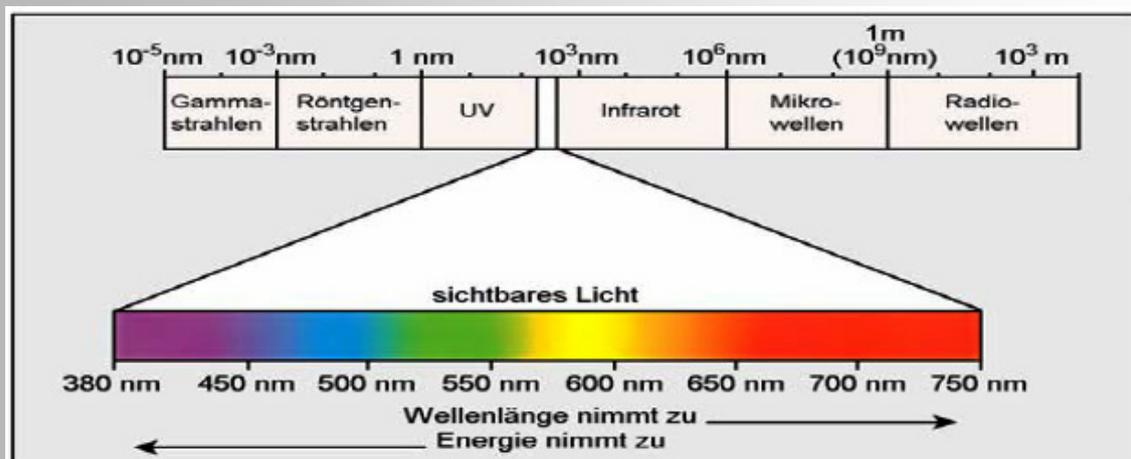
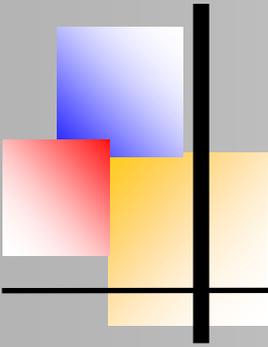


Abb. 1: Spektralbereich elektromagnetischer Strahlung



Harvard-Spektralklassifikation K. Kiosseoglou

Die charakteristischen Kenngrößen einer elektromagnetischen Welle sind dabei:

- die Energie E , mit $[E] = \text{eV}$ (Elektronenvolt)
- die Frequenz f , mit $[f] = \text{s}^{-1} = \text{Hz}$ (Hertz)
- die Wellenlänge λ , mit $[\lambda] = \text{nm} = 10^{-9} \text{ m}$

Die elementaren Formeln, mit denen die Beziehung dieser Größen zueinander ausgedrückt werden kann sind :

$$E = h \cdot f, \text{ mit } f = c \cdot \lambda \quad c = 2,99 \cdot 10^8 \text{ m/s} \quad \text{und} \quad h = 6,62610 \cdot 10^{-34} \text{ Js}$$

Also ist die Energie klein bei großer Wellenlänge und umgekehrt. Gerade diese zuvor skizzierte Eigenschaft des Lichts als Welle zu wirken, macht es uns heute möglich dieses entweder mit Hilfe eines Prismas oder eines Gitters spektral zu zerlegen.

150 Jahre nach Newton untersuchte Joseph v. Fraunhofer das Sonnenspektrum mit verschiedenen Prismen und dokumentierte dunkle Linien als fehlende Anteile im Spektrum, die erst durch die Erkenntnisse der Elementaranalyse von Robert Bunsen und Gustav Kirchhoff ab 1859 interpretiert werden konnten.

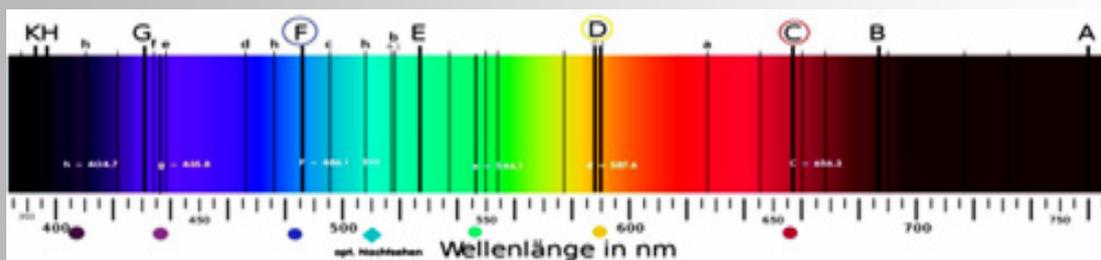
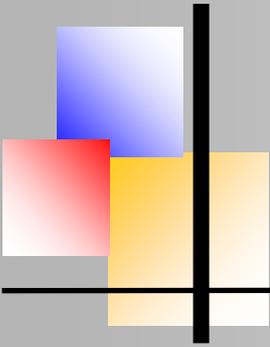


Abb. 2: Das Fraunhoferspektrum

Thermisch angeregte Elemente zeigen ein spezifisches Muster von Linien in der spektralen Analyse, bzw. absorbieren sie diese äquivalenten Energien, wenn sie sich zwischen einer Kontinuumquelle und dem Detektor befinden. Dieser Sachverhalt konnte erst durch die Erkenntnisse der modernen Atomphysik aufgeklärt werden. Diese Energien entsprechen den Übergängen diskreter elektronischer Zustände der Energieniveaus im Atom.



Arten von Spektren

Im wesentlichen unterscheiden wir 3 Arten von Spektren, welche in der Astronomie gegenseitig überlagert vorkommen können: Emissions-, Absorptions- und kontinuierliche Spektren [3]. Emissionsspektren entstehen als Folge diskreter elektronischer Übergangsenergien. Diese werden als gebunden-gebunden Übergänge bezeichnet. Kontinuierliche Spektren entstehen, indem freie Elektronen mit einer Energie größer E_0 von einem Atom oder Ion eingefangen werden.

Da die Energie beliebig groß sein kann, kann Strahlung jeder beliebigen Wellenlänge entstehen, das Kontinuum. Diese Übergänge werden als frei-gebundene Übergänge bezeichnet. Für das Spektrum von Sternen der Spektralklasse A bis M ist besonders der $H \rightarrow H$ -Ionen Übergang bedeutend. Auch frei-freie Übergänge sind möglich und tragen zu einem kontinuierlichen Spektrum bei.

Absorptionsspektren entstehen bei der Transmission von Strahlung einer kontinuierlichen Quelle durch ein kühles Gasmedium. Dabei werden diejenigen Anteile des Lichtes absorbiert, die den diskreten Energiedifferenzen des im Gas enthaltenen chemischen Elementes entsprechen.

Wärmestrahlung

Jeder Körper, der sich im thermischen Gleichgewicht mit seiner Umgebung befindet, emittiert elektromagnetische Strahlung. Emission und Absorption befinden sich im Gleichgewicht. Ein idealer schwarzer Körper (Absorption = 100%) als Modellvorstellung würde unter dieser Bedingung jede Strahlung wieder zu 100% emittieren, da sich sonst seine Temperatur ändern würde. Eine alternative Bezeichnungsweise bzw. Modellierung wird als Hohlraumstrahlung bezeichnet [4].

Der Intensitätsverlauf der emittierten Strahlung ist eine Funktion dieser Gleichgewichtstemperatur. Die Gesetzmäßigkeiten, welche elektronischen Energieniveaus eines Elements in Abhängigkeit der vorherrschenden Temperatur besetzt sind, entscheiden über die Ausprägung der Intensität der Absorptionslinien und der Serienintensität. Aus den Erkenntnissen Stefan Boltzmanns leitete Planck sein Gesetz der Intensitätsverteilung ab [5]:

$$u(\lambda) = \frac{8\pi hc}{\lambda^5} \cdot \left(e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1 \right)^{-1}$$

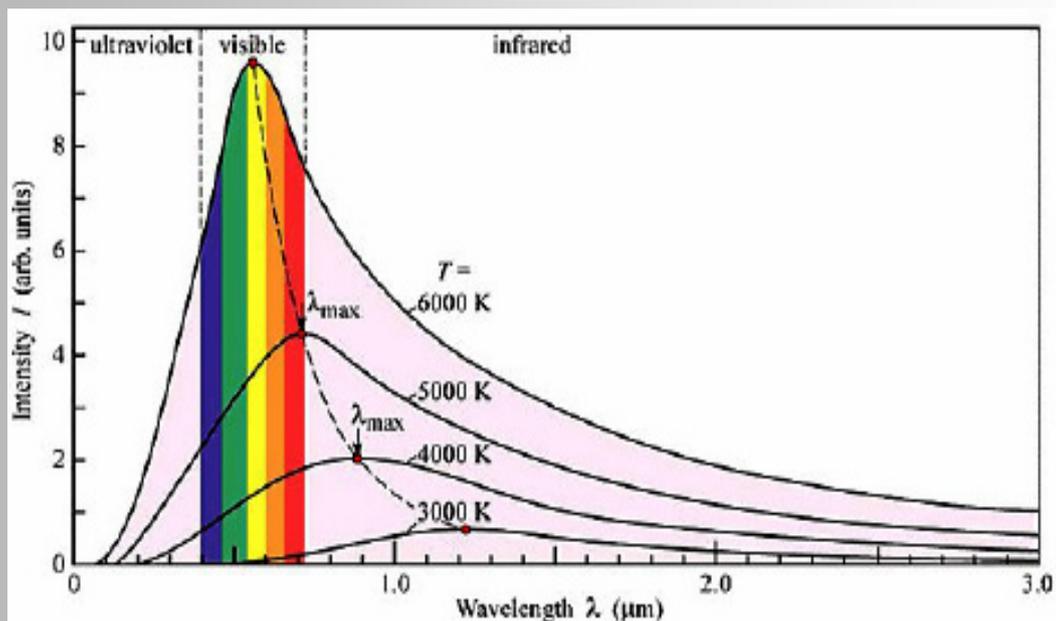


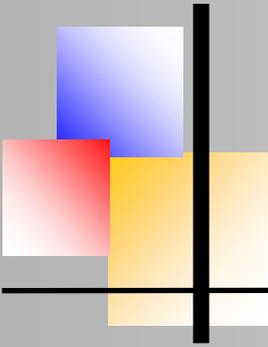
Abb. 3: Der Strahlungsfluss eines idealen schwarzen Körpers

Die Lage des Maximums (Abb.3) wird dabei über das Wiensche Verschiebungsgesetz angegeben, und ermöglicht eine Aussage über die Temperatur des Körpers: $\lambda \cdot T = 2,90 \cdot 10^{-3}$ [mK]

Da die in der Sonne über die Kernfusion erzeugte Strahlung der Sterne über 100000 Jahre benötigt, um aus dem Kern in die Photosphäre zu gelangen und dort in Strahlung abgegeben zu werden, wird der thermische Gleichgewichtszustand annähernd angenommen, so dass über die Analyse der Spektren die Effektivtemperatur der Hülle bestimmt werden kann.

Die Harvard Klassifikation

Sterne werden heute in Spektralklassen entsprechend ihrer Effektivtemperatur eingeteilt. Diese wiederum bestimmt im wesentlichen die innere Struktur des Spektrums. Die ersten dunklen Spektrallinien wurden 1802 von William Hyde Wollaston beobachtet „Da die Öffnungen von Spektroskopen üblicherweise schlitzförmig sind, sah man enge farbige Lichtstreifen, so genannte Spektrallinien“ [6].



Harvard-Spektralklassifikation K. Kiosseoglou

J. Fraunhofer untersuchte unabhängig von Wollaston die Doppellinie des Natriums durch eine zufällige Übereinstimmung in einer Lampe und dem Spektrum der Sonne und fand im Sonnenspektrum eine Reihe weiterer Linien, welche er alphabetisch sortierte. Gustav Robert Wilhelm Bunsen und Kirchhoff entdeckten 1859 durch Ihre Elementaranalyse, dass die fehlenden Linien in J. Fraunhofers Spektrum mit den Emissionslinien ihrer untersuchten Elemente übereinstimmten und lieferten einen Erklärungsansatz, der erst 1913 durch die Veröffentlichung von Niels Bohr physikalisch geklärt werden konnte. Die Untersuchungen dieser Linien in den Spektren der Sterne war zu dieser Zeit bereits sehr weit fortgeschritten.

Eine kompakte Zusammenfassung der Entstehungsgeschichte der Klassifizierung von Spektren nach der Harvard-Klassifikation findet sich bei Dvorak [7]. Die heute gängige Klassifizierung von Sternspektren orientiert sich an einer Buchstabensequenz (hier mit Darstellung eines Merksatzes),

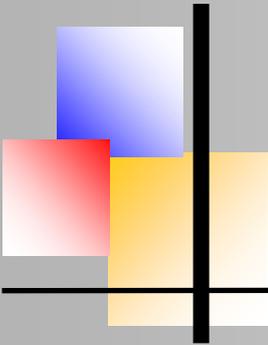
O B A F G K M

„Oh Be A Fine Girl, Kiss Me“

die in ihrer Sortierung zufällig erscheint. Die Großbuchstaben bezeichnen dabei Spektralklassen, die bzgl. Ihres physikalischen Hintergrundes eine Sortierung nach den Effektivtemperaturen der Hülle von den heißen O-Sternen bis hin zu den kühlen M-Sternen darstellt. Die Gründe dafür finden sich in der Abfolge von Sortierungsversuchen verschiedener Forscher, welche sich mit Sternspektren befasst haben. Angelo Secchi, ein Geistlicher an der Vatikansternwarte in Italien, hatte um 1877 ca. 4000 Sterne beobachtet und in fünf (Farb-) Klassen eingeteilt:

- | | |
|---------------------|--------------------------------------------------------------------|
| I Weiß-blaue Sterne | Mit wenigen breiten Banden, die er dem Wasserstoff zuordnen konnte |
| II Gelbe Sterne | Mit vielen feinen Linien wie in der Sonne |
| III | Mit komplexen, bandenförmigen Linien |
| IV Rote Sterne | Mit hellen Spektrallinien |
| IV | Mit breiten Banden |

Da diese erste Kategorisierung der Spektralklassen auf die bloße Beobachtung beruhte, konnten ähnliche unabhängige Kategorisierungsversuche, u.a. von Rutherford oder Huggins, nicht untereinander in Konkurrenz treten, bis Henry Draper 1872 mit der Einbringung von Fototechnik erste Aufnahmen von Sternspektren erstellte.



Harvard-Spektralklassifikation K. Kiosseoglou

Durch seinen frühen Tod wäre diese Entwicklung beendet gewesen, wenn nicht seine Frau Anna Palmer Draper, die in seine Arbeit eingebunden war, die mit der Unterstützung des damaligen Direktors Edward Pickering am Harvard College Observatorium fortgesetzt hätte. Die Hausangestellte der Drapers, Williamina Fleming bekam den Auftrag, die erstellten Spektren zu sortieren und Orientierte sich im ersten Versuch an Seccis Kategorisierung, erweiterte diesen jedoch aufgrund des verbesserten Auflösungsvermögens. Die vier Linien, welche Henry Draper aufgenommen hat, konnten jetzt zu vielen hundert Linien aufgelöst werden. Sie unterteilte Seccis Kategorien, A-D für Kategorie I etc., und brachte diese in eine alphabetische Reihenfolge in einem ersten Versuch von A bis Q.



A. Maury



W. Fleming



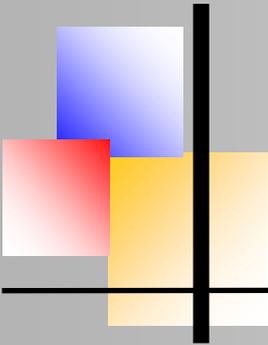
A. J. Cannon

Abb. 4: Die Pioniere der Astronomie am Harvard Observatorium

Antonia Maury, eine Astronomin vom Vassar College und Drapers Nichte, welche durch das Voranschreiten der Auflösungsvermögens und Verwendung eines Mikroskops neue Linien erkennen konnte, sortierte diese um. Sie ordnete diese nach dem Vorhandensein und den Verhältnissen der Wasserstoff- und Heliumlinien.



Abb. 5: Pickering mit Mitarbeitern



Harvard-Spektralklassifikation K. Kiosseoglou

Im ersten Schritt schlug sie eine Umkehrung von A und B vor und sortierte im Laufe der Zeit die ursprüngliche Anzahl von 22 Kategorien in 12 Kategorien um. Durch eine statistische Auswertung Edward Pickerings wurden weitere Kategorien zusammengefasst, zur beinahe vollständigen Klassifikation B,A,F,G,K,M.

Diese wurde in einem letzten Schritt von Annie Jump Cannon weiter entwickelt, indem sie durch eine Forschungsreise nach Afrika die Besonderheit der O-Sterne (Spektren mit Linien des einfach ionisierten Heliums) erkannte, und schlug demnach eine Unterkategorisierung vor. 1922 wurde das verfeinerte System von der IAU (International Astronomic Union) als Standard verifiziert.

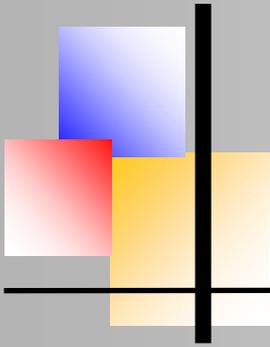
Spektralklasse mit Temperatur (T_{eff})	Charakteristische Absorptionslinien im optischen Bereich
O bis 50000K	Intensives kontinuierliches Spektrum mit Absorptionslinien des ionisierten Heliums; insgesamt sehr wenig Fraunhofer-Linien
B bis 28000K	Wasserstofflinien treten auf ; auch Linien des neutralen Heliums
A bis 9900K	Balmerlinien des Wasserstoffs im Maximum; Linien des ionisierten Kalziums treten auf
F bis 7400K	Balmerlinien werden schwächer ; Calciumlinien sind sehr stark ausgeprägt; Metalllinien treten auf.
G bis 6000K	Starke Calciumlinien; Balmerlinien sehr schwach; intensive Linien des Eisens treten auf
K bis 4900K	Intensive Linien des Eisens und anderer Metalle; zahlreiche Molekülbanden
M kleiner 3500K	Viele Linien neutraler Metalle, besonders von Eisen; starke Titanoxid-Banden; auch Linien des Kalziums

Tab. 3: Das Harvard-Klassifikationssystem

Ein zusätzliches Kriterium, mit dem die neuzeitliche Einordnung eines Sternspektrums nach der Morgan-Keenan-Klassifikation vorgenommen wird, ist die Leuchtkraft eines Sterns. Diese wird über die Beziehung [3] definiert:

$$L = \sigma \cdot A \cdot T^4, \quad \text{mit } A_{\text{fläche}} = 4\pi R^2$$

Dabei bezeichnet L die Gesamtstrahlungsleistung eines Sterns. Da die Fläche quadratisch über den Radius zunimmt, nimmt die Größe eines Sterns in Bezug auf seine absolute Helligkeit eine große Wirkung ein. Die Konvention zur Beschreibung anderer Sterne bezieht sich auf unsere Sonne als Standard mit dem Symbol L_{\odot} .



I a-0	Extrem helle Überriesen
I a,ab,b	Helle bis weniger helle Überriesen
II	Helle Riesensterne
III	Riesensterne
IV	Unterriesensterne
V	Hauptreihensterne, Zwerge
VI	Unterzwerge
VII	Zwerge

Tab. 4: Leuchtkraftklassen nach Morgan-Keenan-Klassifikation

In in Verbindung mit dem Spektraltyp wird zusätzlich die Spektralklasse durch eine Ziffer angegeben; bspw.wird dann ein Stern als A9 oder M2 angegeben. Dies ermöglicht eine Einteilung in zwischen Klassen, die neben der Temperatur auch eine Aussage über die Größe eines Sterns ermöglicht. Dies ist sinnvoll, weil die äquivalenten Größen Masse, Druck oder Dichte einen Effekt auf die Sternatmosphäre, und darüber hinaus auf die Besetzungswahrscheinlichkeiten der Elektronen haben. Dies wiederum hat einen Einfluss auf die Linienstärken der Absorption und das Spektrum. Deshalb ist eine Klassifikation über eine der Masse äquivalente Größe sinnvoll.

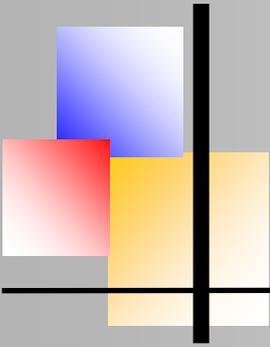
Leuchtkraftklasse

Die vom einem Beobachter wahrgenommene Gesamthelligkeit eines Sterns oder anderen astronomischen Objekten sagt aufgrund der gigantischen Entfernungen im Kosmos nichts über die wahre Leuchtkraft aus. Hipparchos von Nicaa katalogisierte um die 1000 Sterne und unterteilte diese in 6 Größenklassen. Die Größenklasse als Begriff sagt aus, dass ein Stern bei gleicher Spektralklasse ($T_{\text{eff}} = \text{konstant}$) nach [8] nur seine Größe ändern kann, um seine Strahlungsleistung und damit seine Helligkeit zu verändern.

Um 1850 normierte Norman Robert Pogson einen logarithmischen Bezug, der dem logarithmischen Helligkeitsempfinden des Auges entspricht:

$$\Delta m = m_1 - m_0 = -5 \text{mag} \cdot \lg \frac{I_1}{I_0} = -2,5^m \lg \frac{I_1}{I_0}$$

$$\frac{I_1}{I_0} = 10^{-0,4 \Delta m}$$



Harvard-Spektralklassifikation K. Kiosseoglou

Für einen Unterschied einer Magnitude ergibt sich damit ein Helligkeitsunterschied von 2,5. Der Standard für die Helligkeit der Sterne am Nachthimmel wurde mit der Zuweisung für die Wega mit dem Magnitudenwert $m = 0$ vorgenommen. Alle Objekte die heller sind, bekommen ein negatives Vorzeichen wie bspw. der Mond $m = -12,7$ oder die Sonne $m = -27$. Der Standard für den Vergleich von relativer und absoluter Helligkeit wird mit 10 parsec (pc) in folgender Weise dargestellt :

$$m - M = -5 + [5 \cdot \log r (pc)]$$

m = Scheinbare Helligkeit
 M = Absolute Helligkeit
 r = Entfernung in pc

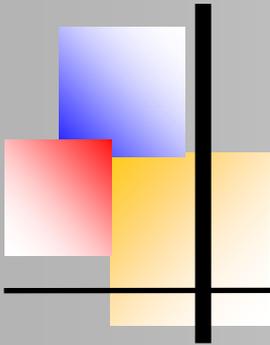
Für einen Stern, welcher sich wie z.B. die Wega in $10pc = 3,26$ Lichtjahre befindet, löst sich die Formel nach $m = M$ auf.

Das Hertzsprung-Russell Diagramm

Das Hertzsprung -Russell Diagramm (HRD) wurde Anfang des 20 Jahrhunderts von Henry Norris Russell basierend auf den Arbeiten von Ejnar Hertzsprung erstellt. Diesem war eine Asymmetrie in der Verteilung der Spektraltypen G und K bzgl. ihrer Größenklasse aufgefallen. Mit der Sonne als Bezugspunkt $L = 1$ und einer dekadischen Einteilung der Absolutheiligkeiten ergibt sich in Form eines Diagramms ein Schema, in dem die Häufigkeitsverteilungen eine Aussage über den Zustand und der zeitlichen Entwicklung eines Sterns ermöglicht wird.

Eine andere Darstellungsform setzt die Leuchtkraft gegen die Effektivtemperatur. Zudem gibt es auch Abwandlungen in Form von Farben-Helligkeits-Diagrammen, in denen der Farbindex gegen die absolute Helligkeit aufgetragen wird. Bei dieser Variante sind jedoch einige zusätzliche Effekte, wie bspw. das Fehlen einiger Hauptreihensterne oder horizontale Verschiebungen durch Entfernungseffekte, zu berücksichtigen. Da 90 % aller Sterne in der Hauptreihe verteilt sind [9], wird damit nach der MKK Klassifikation der Regelfall (Leuchtkraftklasse V) als Hauptreihe dargestellt. Abweichend zu dieser Darstellung wird die Helligkeit des HRD alternativ häufig auch über die Magnitude M mit dem Index MV versehen. Das abgebildete Schema in Abb. 5 zeigt den Lebenszyklus der Hauptreihensterne (schwarzer Linienverlauf), welcher beschreibt, dass vergleichbare Sterne der Leuchtkraftklasse V - wie unsere Sonne - gegen Ende ihrer Entwicklung zuerst zu roten Riesen anwachsen, um dann als weiße Zwerge zu enden.

Mit Hilfe dieses Diagramms ist es nur mit Wissen des Spektraltyps möglich, weitere Aussagen zum Entwicklungszustand, zur Leuchtkraft, Masse und Entfernung eines Sterns treffen[3].



Harvard-Spektralklassifikation K. Kiosseoglou

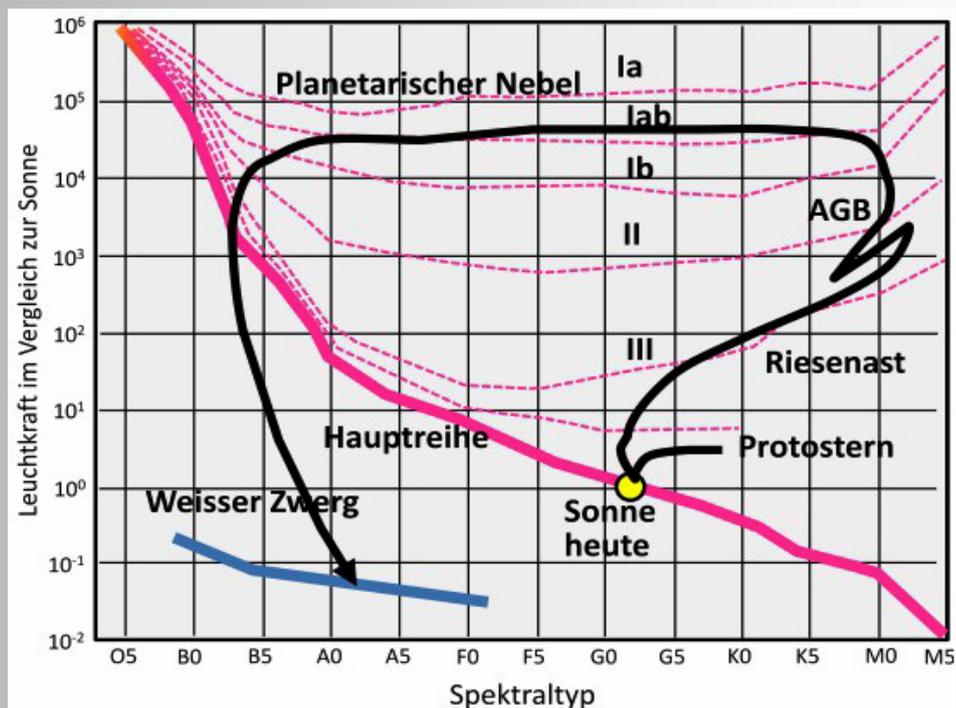


Abb. 5: Das Hertzsprung-Russell Diagramm

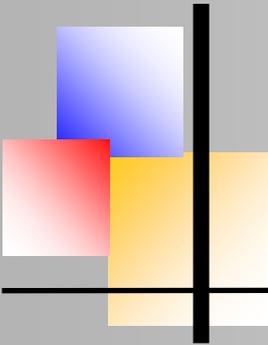
Praktischer Teil

Die Spektren wurden in der Schulersternwarte des Carl-Fuhlrott-Gymnasiums (Wuppertal, Deutschland) aufgenommen. Die Sternwarte besteht seit 2009 und ermöglicht Schülern, Studenten und Besuchern den Zugang zu Astronomie, angefangen mit einem ersten Einblick in diese Wissenschaft bis hin zu umfangreichen Projektarbeiten.

Referenz:

- [1] https://www.princeton.edu/~his291/Experimentum_Crucis.html
- [2] Koch, Bernd, Teleskopkunde; Arbeitsmaterialien der CFG-STW
- [3] Wilfried Kuhn, 2011, Aulis Verlag, Hallbergmoos
- [4] Tipler, Paul A., Mosca, Gene, 2004, Spektrum Verlag, Heidelberg
- [5] Tipler, Paul A., Mosca, Gene, 2010, Oldenbourg Verlag, München
- [6] Hecht, Eugene, 2009, Oldenbourg Verlag, München
- [7] Dvorak, John, 2013, Sky&Telescope 8/20, S.28-34
- [8] Schäfer, Hans, 1985, Vieweg Verlag, Braunschweig
- [9] Hanslmeier, Arnold, 2014, Springer-Verlag Berlin, Heidelberg

(Continuation Issue No. 9, 06/2021)



Mass and Precession of the Disk in ζ Tau

Ernst Pollmann

Observatory „Vereinigung der Sternfreunde Köln“ (Germany)



Abstract

The monitoring of the $H\alpha$ emission profile of ζ Tau for more than 5 years (JD 2455500 to JD 2457500) enables the study of the time behavior of the central absorption core (CA) of that profile. During this time section the circumstellar disk of ζ Tau had a minimum of mass. On the base of 145 high resolved spectra of the ARAS-spectroscopy group the strength of the CA minima has been evaluated. The period analysis of that time series data led to a period of 442 days. That period has been attributed to the nodding period and hence to the precession period of ζ Tau's disk during the time section mentioned above.

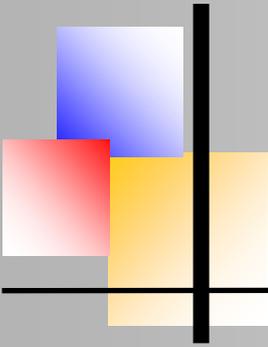
Introduction

ζ Tauri (HD37202, HR1910) is a well known classical Be binary star with a gaseous circumstellar disk. Observations of the $H\alpha$ emission line of that star reach back many decades. Since ζ Tau is a binary, any tilt of the disk will be modulated by the tidal force of the companion. This can manifest itself as nodding. During the observing period from approximately JD 2455500 to JD 2457500 the equivalent width of the $H\alpha$ emission of ζ Tau decreased significantly what led to a depletion of the circumstellar disk.

The depletion of the circumstellar disk led to a significant decrease of the equivalent width of the $H\alpha$ emission of ζ Tau (Ruzdjak et al. 2009). The disk matter reached its minimum at JD 2456359, but afterwards new material was supplied into the disk, and the emission strength increased.

The study presented here investigates how the minimum of the disk mass affects the precession period. In addition to monitoring the $H\alpha$ equivalent width of ζ Tau, studying the time behavior of the central absorption (CA) core of that emission profile is also of interest.

The depth of CA is defined as the difference between the local continuum level (equal to unity) and the minimum value at the line minimum intensity (Fig. 1). While the $H\alpha$ emission line samples the disk as a whole, the region probed by the shell lines (CA) is restricted to the line of sight. The diagnostics they provide should not be neglected, as their properties (absorption depth) reflect the structure and dynamics of the disk in the observer's direction (Escolano et al.2015).



Mass and Precession of the Disk in ζ Tau, E. Pollmann

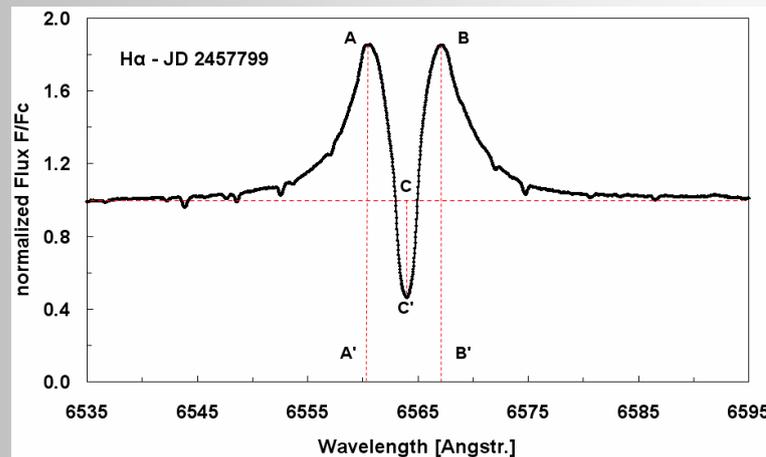


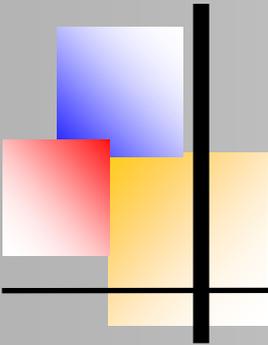
Fig: 1: Measured quantities illustrated on a $H\alpha$ line profile: (AA') and (BB') emission peaks, depth of the central absorption (CC'). The horizontal line marks the normalized continuum.

In the literature it is assumed (Schaefer et al. 2010) that the CA is caused by a different angle of the disk plane related to the observer's line of sight, as a consequence of the disk precession around the primary star. It is also known that the precession of the disk depends on its size (radius) and its mass due to gravitational effects (Katz et al. 1982, Larwood et al. 1996, Lubow & Ogilvie 2001).

Observation and Results

The $H\alpha$ spectra were obtained with 0.2m to 0.4m telescopes with a long-slit (in most cases) and echelle spectrographs with resolutions of $R = 10000-20000$. All spectra included the 6400–6700 Å region, with a S/N of ~ 100 for the continuum near 6600 Å. The spectra have been reduced with standard professional procedures (instrumental response, normalisation, wavelength calibration) by using of the program VSpec and the spectral classification software package MK32.

The EWs reported here included the entire $H\alpha$ emission profile (including both red and blue components) from 6540 – 6590 Å. Fig. 2 shows the long-term monitoring of the $H\alpha$ equivalent width (EW) as a result of collaboration between amateurs (mostly members of the ARAS spectroscopy group) astronomers. Fig. 2 represents the time interval which includes the EW historical minimum on JD 2456359. The higher disk mass (top-left-frame) in Fig. 3 corresponds to a precession period of (approximately) 1430 days (Schaefer et al. 2010).



Mass and Precession of the Disk in ζ Tau, E. Pollmann

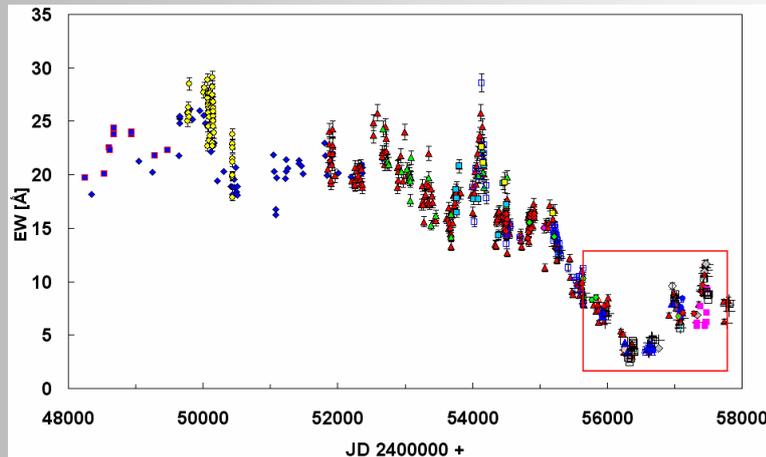


Fig. 2: Long-term monitoring of the H α equivalent width (EW).

The red frame represents the time window of the historical EW minimum at JD 2456359. The time of the minimum around JD 2456300 corresponds to \sim JD 2456650 in time scale of Fig. 3

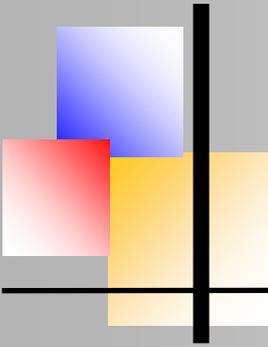
PDM analysis and discussion

The bottom-right red frame in Fig. 3 also shows that within the time window highlighted in Fig. 2 the disk mass minimum coincides with the EW minimum. High-resolution spectra of ζ Tau were taken during the time window from JD 2455640 (March 2011) to JD 2457799 (February 2017) in collaboration with the ARAS group.

This time window contains the time interval where the mass of the disc of ζ Tau reached its lowest value within the whole time this star has been observed. From those spectra the depth of the CA within the H α emission profile was measured and the resulting time series is shown in Fig. 4.

In other words, the CA investigation presented here was performed within a time window when the disk mass of ζ Tau was the lowest for the entire time of the star studies. Therefore a logical question is: “How does the disk mass minimum depend on the precession period during that time section?”

Figure 4 shows the H α CA time series (the time window shown in red in Figs. 2 & 3) of the normalized high-resolution spectra from JD 2455640 to JD 2457799. Phase dispersion minimization (PDM) analysis on the time series was performed with the use of the program AVE (Barbera 1998), and produced the phase plot of Fig. 5 with the discriminant factor plotted in Fig. 6.



Mass and Precession of the Disk in ζ Tau, E. Pollmann

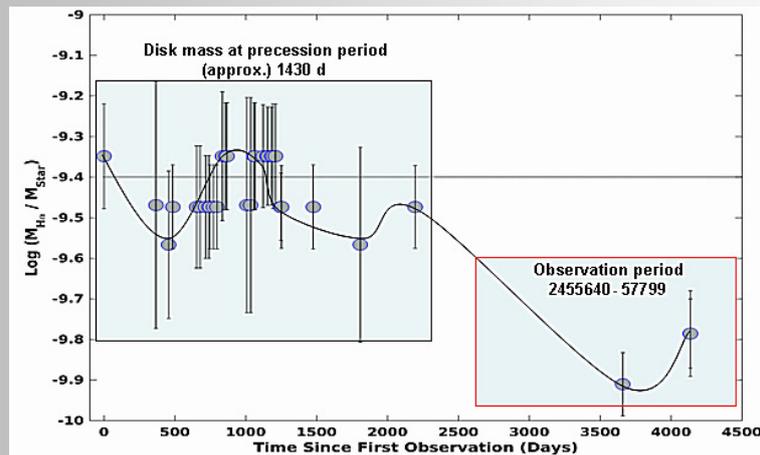


Fig. 3: Disk mass versus time since the first observation, taken from Tycner & Sigut, 2015. The zero-time corresponds to JD 2452977 (2003/12/03). The red frame corresponds to the same time window highlighted in Fig.2

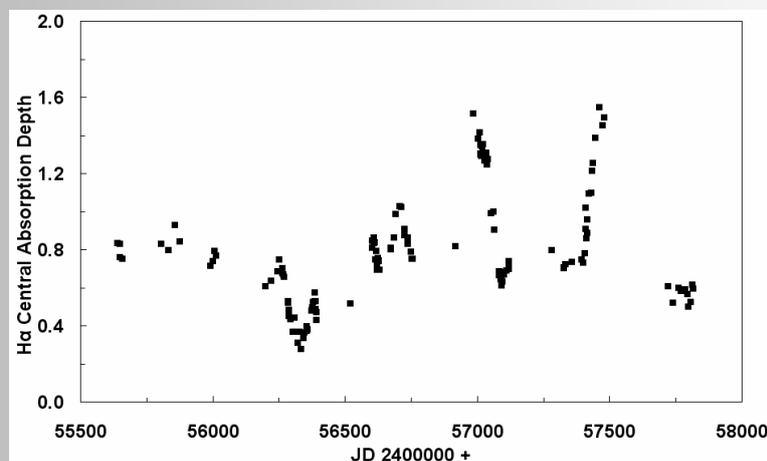
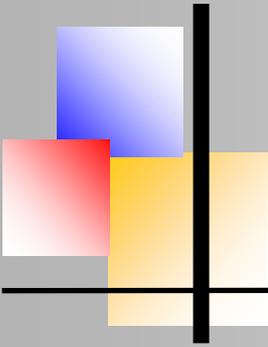


Fig. 4: The CA in $H\alpha$ of ζ Tau is a function of time from JD 2455640 to JD 2457799 (red frame in Fig.2 & 3)

In contrast to Escolano et al. (2015), who found only marginal CA variations of the shell lines between approximately JD 2449000 and JD 2455000, the CA as measured in this work covered a considerable range of F/F_c from 0.28 to 1.55. The PDM analysis led to a CA period of 442 ± 5 d. But the question is, what are the mechanisms responsible for that periodic behavior?



Mass and Precession of the Disk in ζ Tau, E. Pollmann

The periodic tilt of the disc as an effect of the precession could be manifested as a nodding, and could subsequently affect the variability in CA. Also, it is well known that the precession is, among other factors, a function of mass. Nevertheless it remains unclear whether the $H\alpha$ CA period of ζ Tau found herewith can be understood as a consequence of changed precession period and changed disk mass, as shown in the plot from Tycner & Sigut (2015) in Fig. 2. But if we attribute the CA variability to a nodding caused by disk tilting, then “this” is the precession period. This investigation will continue during the coming years.

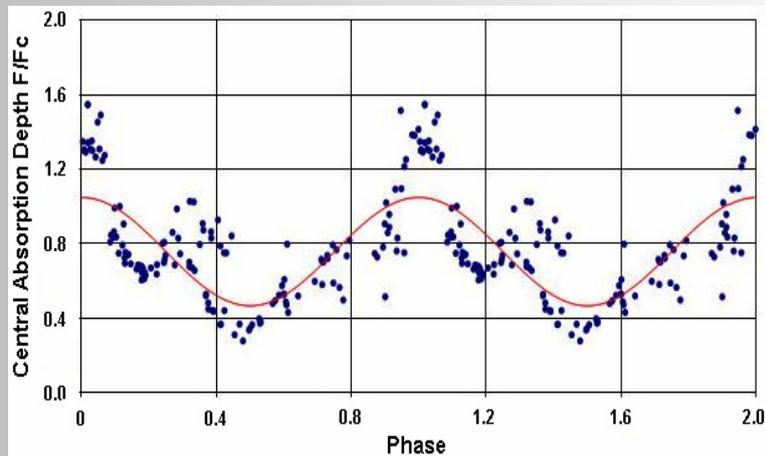


Fig. 5: Phase plot of the PDM analysis in Fig. 6;
Period = 442 d (± 5), Epoch = JD 2455571 (± 16)

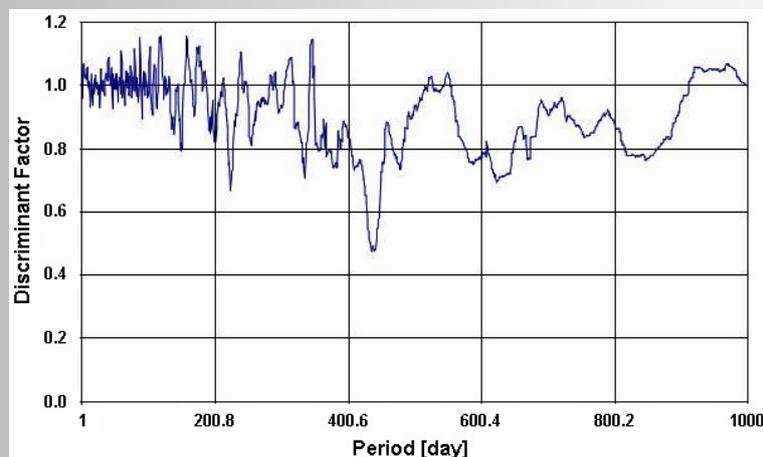
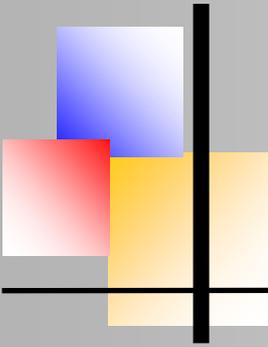


Fig. 6: PDM-Analysis of the time series in Fig. 4



Acknowledgements

The spectra used for the evaluation of the CA of H α were taken by the following observers of the ARAS spectroscopy group: J. Guarro, C. Sawicki, O. Garde, T. Lester, M. Leonardi, B. Mauclaire, N. Montigiani, A. Miroshnichenko, B. Koch, Ch. Buil, St. Ubaud, P. Fosaneli, H. Kalbermatten, St. Charbonnel, E. Pollmann.

I am grateful for the ARAS collaboration. I am also grateful to Sara and Carl Sawicki (Alpine, Texas, USA) for their helpful improvements and suggestions in language; and to Prof. Dr. Anatoly Miroshnichenko (University of North Carolina at Greensboro) for his comprehensive support improving this work in several aspects.

References:

Barbera, R., 1998, AVE code, version 2.51, <http://www.gea.cesca.es>

Escolano, C., Carciofi, A. C., Okazaki, A. T., Rivinius, Th., Baade, D., and Štefl, S., 2015, A&A 576, A112

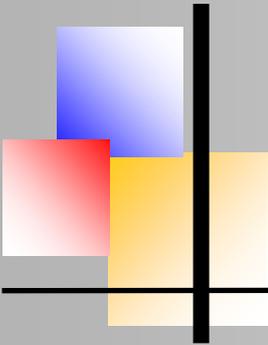
Katz, J. I., Anderson, S. F., Grandi, S. A., & Margon, B., 1982, ApJ, vol. 260, p. 780-793
Larwood, J. D., Nelson, R. P., Papaloizou, J. C. B., Terquem, C., 1996, Mon. Not. R. Astron. Soc. 282, 597-613

Lubow, S. H., Ogilvie, G. I., 2001, ApJ, vol. 560, 997-1009

Ruždjak, D., Božić, H., Harmanec, P., Fiřt, R., Chadima, P., Bjorkman, K., Gies, D. R., Kaye, A. B., Koubský, P., McDavid, D., Richardson, N., Sudar, D., Šlechta, M., Wolf, M., Yang, S., 2009, A&A 506, 1319-1333

Schaefer, G. et al., 2010, The Astron. Journal 140. 1838-1849

Tycner, Ch., Sigut, A., 2015, "The Variable and Asymmetric Disk of ζ Tau", poster, IAU General Assembly, Meeting 29, 08/2015, id. 2255073



Vega 2019 International Spectroscopy Symposium for Amateurs May 30 - June 1, 2019 Manfred Schwarz

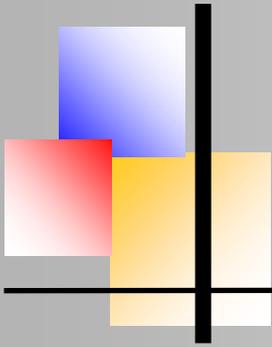
This conference took place in a unique facility in Europe, the Vega Observatory in Haunsberg near Salzburg/Austria. This symposium took place in 2019 for the first time, and it was a great success. Lectures by a large number of professional and amateur astronomers gave deep insight into current research in astrophysics and spectroscopy, as well as ongoing and future ProAm collaborations. The conference language was English, with participants from 13 countries and 3 continents.



Herbert Pühringer spoke about *the fantastic story of the origin of the Haunsberg Observatory*, from the financing, to the construction. He also reported on the student project, the construction of a spectrograph and the public relations work at the observatory.

Prof. Dr. Paolo Sereni (University of Salzburg): *Spectroscopy Projects with Students*: Paolo and his students jointly develop electronics and software based on Aduino and Raspberry Pi to control the self-built spectrograph. The cooperation of the university with the observatory proved to be a fruitful collaboration for both sides.

Prof. Dr. Ph. Bennett (Dalhousie University, Halifax, NS, Canada): *Two Decades of Observations of the Eclipsing Red Supergiant Binary VV Cephei*: Phil spoke about the historical and current research of the binary system VV Cephei. This star is also the subject of a long-term monitoring project by amateurs. Particularly interesting findings are obtained in the time of the eclipse, every 20.34 years.



Vega 2019 International Spectroscopy Symposium

Manfred Schwarz: *SpectroCalc - Tools and Workflow*: Manfred presented his new spectra reduction software. It builds up the complete workflow from the exposed images to the final reduced spectrum. It is user friendly with short steps in the reduction process.

Prof. Dr. Ph. Bennett: *The Enigmatic Yellow Supergiant Binary Epsilon Aurigae*. Epsilon Aurigae is the second oldest known variable star after Algol and is an eclipsing binary. There are a lot of unanswered questions about this star, such as its mass and distance to Earth. Phil gave an impressive description of the current research, and the results.

Martin Dubs: *Calibration of Meteor Spectra*: It sounds impossible, but it works! Martin has imaged spectra of meteors for many years. He explained the process of how to obtain images and spectra of meteors.

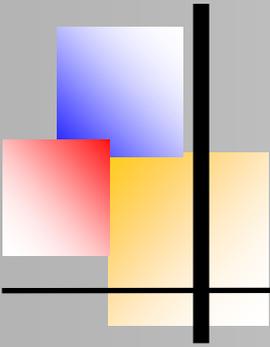
Prof. Dr. Gerald Handler (Nicolaus Copernicus Center Warsaw): ***The Interiors of Massive Stars as Seen with the Space Missions BRITE & TESS*:** Gerald discussed the satellite missions of BRITE and TESS, and talked about the methods for determining non-radial pulsations of stellar surfaces.

Prof. Dr. Anatoly Miroshnichenko (University of North Carolina/Greensboro): ***Long Term Spectral Variations of Selected Bright Be Stars and Binarity*:** Based on many examples of Be stars, which are also accessible to us amateurs, Anatoly explained the phenomena of these extraordinary stars. He also invited amateurs to collaborate in several ProAm projects.

Dr. Reinhard Hanuschik (ESO): ***Present and Future of Spectroscopy at ESO*:** It was extremely interesting to look behind the scenes at ESO. Reinhard gave us insight into the technology of the professional European observatories.

Roman Gümperlein MSc (BAADER-Planetarium): ***Method for Automated Wavelength Calibration of Spectra via Robust Pattern Recognition*:** Roman talked about his own developed search algorithm for reference lines, and provided his results for their integration into the amateurs' software environment.

Prof. Dr. Anatoly Miroshnichenko: *The Nature and Evolutionary State of Dust Making Objects with the B[e] Phenomenon*: Circumstellar matter in binary systems and the connection to B[e] stars, and the main things to look for; a highly interesting theme also for amateurs.



Vega 2019 International Spectroscopy Symposium

Gerado Avila & Carlos Guirao (ESO): *Presentation of the Prototype of our Latest Fiber Linked Echelle Spectrograph: Requirements, Performance and Results:* Gerado and Carlos showed the techniques for different types of spectrographs and presented their new concept of the WHAPOS Echelle spectrograph.

Dr. Thilo Bauer: *Spectrophotometry of Gaseous Nebulae:* A very difficult but interesting field for amateurs is the spectroscopy of gaseous nebulae. Thilo reported on his experiences and the physical background of emission lines in gaseous nebulae.

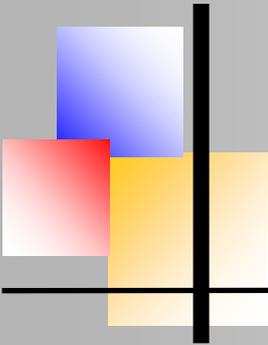
Ernst Pollmann: *The Precession of Pleione's Disk:* Ernst presented us with the results of long-term monitoring of the star Pleione and the interpretation of line profiles in relation to a gas disk.

Martin Sblewski: *Reduction and Calibration of Spectra with Midas:* Martin talked about his self-made spectrograph, and about the possibility of using Midas software in a simple way for spectral reduction with free available scripts.

Ernst Pollmann: *H α Profile Observations of the Be star ζ Tauri:* Ernst discussed the latest results of the long-term monitoring of ζ Tauri.

François Cochard (Shelyak): *The Most Interesting Spectroscopic Instrumentation in Amateur Spectroscopy:* François talked about the basics of a spectrograph, the different variants for amateurs and the main things to look for.





Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Marc Stromberg, Schüler-Projektarbeit Sternwarte CFG-Wuppertal



Unsere Sonne

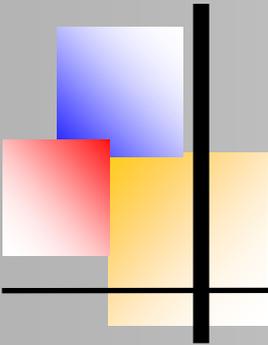
Die Sonne ist das Zentralgestirn unseres Planetensystems, des Sonnensystems. Sie befindet sich in einem äußeren Spiralarm der Milchstraße und wird in der Harvardklassifikation als sog. Zwergstern oder Hauptreihenstern bezeichnet (Leuchtstoffklasse V, Spektralklasse G2). Ihre Masse hat einen Anteil von 99,85 % ($1,98 \cdot 10^{30} \text{ kg}$) (333.000-fache Erdmasse) an der Gesamtmasse des Planetensystems. Die Fluchtgeschwindigkeit beträgt 617 km/s. (55- fache Fluchtgeschwindigkeit der Erde). Ihr Durchmesser beträgt 1390600 km (110-facher Erddurchmesser).

Die Hauptbestandteile der Sonne sind Wasserstoff (92%) und Helium (8%). Ca. 1,5% bilden schwerere Elemente. Die Dichte der Sonne beträgt $1,46 \text{ g/cm}^3$. Durch ihre enorme Masse ist ihre Gravitation für den Großteil aller Bewegungen im Sonnensystem maßgeblich. Im Vergleich zu Sternen im galaktischen Zentrum ist die Sonne jedoch ein relativ kühler und kleiner Stern mit einer Oberflächentemperatur von 5778 K° und einem Durchmesser von 1,4 Millionen km. In der Spektralklassifikation wird die Sonne im Hertzsprung-Russell-Diagramm als G2-Stern bezeichnet.

Mit einer Helligkeit von +4,83 und einer scheinbaren Helligkeit von -26,74 mag ist die Sonne am Erdhimmel das mit Abstand (scheinbar) hellste Objekt sein. Ihre Energie gewinnt die Sonne durch Kernfusion, indem mehrere Wasserstoffatome zu minimal leichterem Helium fusioniert werden. Der Massenüberschuss wird dabei zu Energie umgewandelt. (gemäß Einsteins Formel $E = mc^2$). Das Maximum der Emission der Sonnenstrahlung liegt im sichtbaren gelb-grünen Bereich des sichtbaren Lichts (ca. 550 nm).

Physikalische Parameter der Sonne:

T_{rot}	$= 25.38d$
M	$= 1.99 \cdot 10^{30}$
P	$= 3.846 \cdot 10^{26} \text{ W}$
T	$= 5778 \text{ K}$
σ	$= 1.408 \text{ g/cm}^3$
r	$= 6.963 \text{ m}^3$
$d_{Erde-Sonne}$	$= 1 \text{ AE} = 149.6 + 10^9 \text{ m}$
Spektralklasse: G2V	



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Der physikalische Aufbau der Sonne

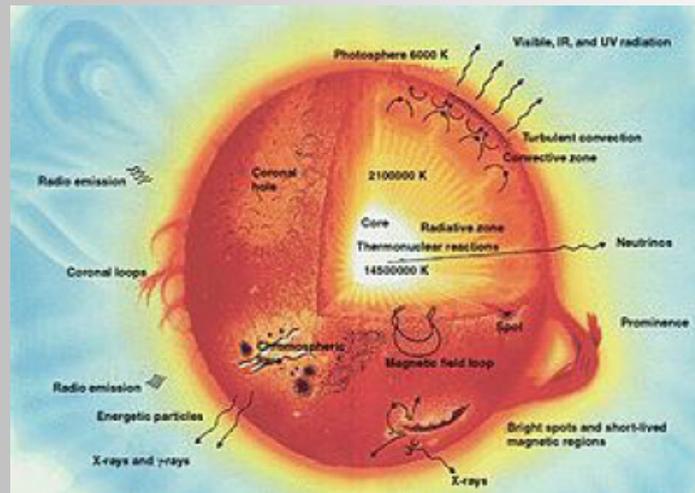


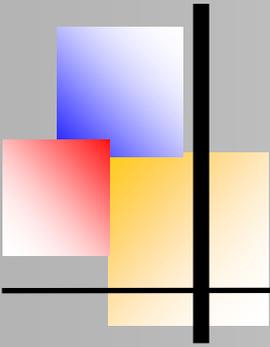
Abb. 1: Der Aufbau der Sonne

Der Kern

Der Kern bildet das Zentrum des Sterns. Hier herrschen mit 14,5 Mio. K die größten Temperaturen und auch der höchste Druck. Im Kern läuft die Kernfusion ab, der Energieerzeugungsmechanismus von Sternen. Im Kern befindet sich ca. die Hälfte der Sonnenmasse, obwohl der Durchmesser des Kerns nur ca. $1/4$ des Sonnendurchmessers und damit $1/64$ ihres Volumens ausmacht. Die Teilchenkonzentration im Kern beträgt bis zu 250.000 mol/l . Dabei muss man beachten, dass die Teilchen hier nicht mehr in Form von Atomen, sondern als Plasma vorliegen. Dabei wird die erzeugte Energie zum Großteil als elektromagnetische Strahlung aller Wellenlängen frei ($E = h \cdot f$). Nur ca. 2% der Energie wird in Form von Neutrinos freigesetzt. Neutrinos sind dabei Leptonen (leichte Teilchen), die jedoch keine Ladung besitzen und daher kaum mit ihrer Umgebung wechselwirken.

Die Konvektionszone

Die Konvektionszone bildet den größten Teil der Sonne. Dabei wird das Photon auf seinem Weg vom Kern zur Sonnenoberfläche jedoch im Plasma häufig abgelenkt. Die Photonen legen insgesamt eine Strecke von ca. 10000 Lichtjahren zurück, weshalb man die Sonne auch als Hohlraumstrahler betrachtet werden kann. Photonen aus dem Kern legen jedoch nur kurze Strecken zurück, bevor sie ihre Energie auf Materie übertragen, die wiederum Energie durch Photonen emittiert. Die Richtungen der Photonenbewegung ist dabei jedoch zufällig, was zur Folge hat, dass diese trotz ihrer hohen Geschwindigkeit (c) für diese Strecke bis zu 10 Millionen Jahre benötigen.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Bei diesen Streuungsprozessen verlieren hochenergetische Photonen aus dem Sonnenkern einen Teil ihrer Energie an Elektronen und werden dadurch zu langwelligerer Strahlung. Heißere Massen in der Konvektionszone steigen auf, während kühlere Materie absinkt und in Nähe des Kerns wiederum an Temperatur gewinnt. Der Transport der Strahlung ist dabei effizient, der Betrag des Temperaturgradienten beträgt lediglich 0.1 K/m.

Die Photosphäre

In der Photosphäre entsteht das Spektrum des Sterns, das sich auf der Erde beobachten lässt. Durch das Wienschen Verschiebungsgesetz lässt sich die Temperatur der Photosphäre eines Sterns anhand von dessen Intensitätsmaximum berechnen. Die Photosphäre ist definiert als der Bereich des Sterns, dessen optische Tiefe bei $2/3$ liegt. Die optische Tiefe ist ein Maß für die Durchlässigkeit/Absorptionsfähigkeit von Strahlung in einem Medium.

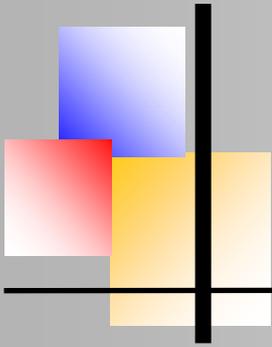
Für $\tau = 1$ beträgt die Intensität nach dem Durchlaufen des Mediums $I = I_0 * 1/e$ Strahlung in einem Medium (allgemein: $I = I_0 * 1/e^\tau$). Die Photosphärentemperatur der Sonne beträgt 5778K. In der Photosphäre bilden sich sog. Sonnenflecken, die erheblich kühler sind (1500-2000K) als die Photosphäre und daher als dunkler Fleck erscheinen. Diese Flecken sind Folgen schwacher Magnetfelder. Die Photosphärentemperatur eines Sterns lässt sich durch Spektren (Wiensches Verschiebungsgesetz, Bestimmung des Emissionsmaximums) in guter Näherung bestimmen.

Die Chromosphäre

Die Chromosphäre ist oberhalb der Photosphäre und lässt sich ohne besondere Filter (H α - Filter) nur bei einer totalen Sonnenfinsternis nachweisen. Bei dieser erscheint die schwach leuchtende Chromosphäre rot im Gegensatz zur weißlichen Corona. Dieses Rot ist die Folge von durch Wirbel hervorgerufenen Magnetfeldern oberhalb der Photosphäre. Die Temperatur der Chromosphäre ist mit ca. 4000K relativ kühl. In der Chromosphäre gibt es eine vergleichsweise hohe Konzentration von Helium, als Folge der Kernfusionsreaktion im Kern. Das Edelgas wurde erstmals bei Beobachtungen des Sonnenspektrums nachgewiesen, da einige Absorptionslinien keinem bekannten Element zugeordnet werden konnten.

Die Corona

Die Sonnencorona (lat. Krone) befindet sich oberhalb der Chromosphäre. Sie geht fließend in den Raum über. Die Corona ist bei totalen Sonnenfinsternissen sichtbar. Die Temperatur der Corona ist mit ca. $1-2 \cdot 10^6 K$ erheblich größer als die Temperatur der Photosphäre (6000 K) und der Chromosphäre (4000K). Der Druck in der Corona ist vernachlässigbar, da die Bewegungen durch Magnetfelder und das Gravitationsfeld dominiert werden.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Die Spektrallinien der Corona sind unter irdischen Bedingungen nicht auffindbar und stammen von stark ionisierten Eisenatomen. Der Grund für die enorme Temperatur der Corona ist nicht ganz geklärt, man geht davon aus, dass die Corona durch ihre sehr geringe Teilchenkonzentration selbst kaum elektromagnetische Wellen emittiert, weil sie für diese nahezu vollständig durchlässig ist und daher wenig Energie verliert. In der Corona emittieren einige Ionen hochenergetische Röntgenstrahlung. (Durch die hohe Temperatur liegt das Maximum im kurzwelligen Bereich). Diese ist jedoch nur von Satellitenteleskopen beobachtbar, da der Großteil der harten Strahlung an der Erdatmosphäre reflektiert wird. Der Energieerzeugungsmechanismus der Corona ist jedoch noch nicht hinreichend durch die theoretische Physik erklärt.

Die Energieerzeugung durch Kernfusion in Sternen

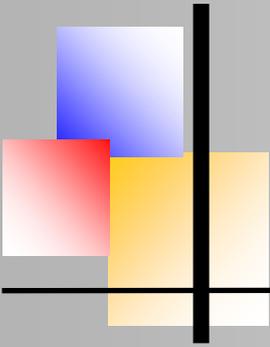
Die Kernfusion in der Sonne ist eine stark exotherme Reaktion. Eine wichtige Voraussetzung für die Kernfusionsreaktion ist eine hohe Temperatur bzw. ein hoher Druck, um die sog. Coulombbarriere zu überwinden. Die Coulombbarriere bezeichnet den Abstand zwischen zwei Atomen, bei denen sich die elektromagnetische Abstoßung der positiv geladenen Wasserstoffkerne und die starke Kraft oder Kernkraft, die zwischen den Atomkernen bzw. den Nukleonen wirkt, sich ausgleichen (siehe starke Kraft, Quantenchromodynamik).

Dieser Abstand liegt bei ca. 10-15m. Jenseits der Coulomb-Grenze kommt es durch die (stärkere) Kernkraft zur Kernfusion. Insgesamt entstehen bei der Reaktion ein Neutrino und ein Neutron. Die Ladung des Protons ($1e$) wird in Form eines Positrons, das Antiteilchen des Elektrons, abgegeben. Das Neutrino ist ein elektrisch neutrales Teilchen, das durch die Umwandlung eines Protons des Wasserstoffkerns in ein Neutron des Deuterium-Atoms frei wird, da Neutronen eine minimal geringere Masse als Protonen besitzen.

Zusätzlich wird bei der Fusion von Deuterium zu Tritium ein Neutron freigesetzt. Im späteren Stadium des Sterns werden die entstandenen Heliumkerne zu höheren Atomen fusioniert. Die letzte exotherme Kernfusion ist die Fusion zu Eisen (Ordnungszahl 26). Jedoch wird die Coulombbarriere häufig lediglich durch den Quantenmechanischen Tunneleffekt überwunden. Dieser wird durch die Bedingungen in der Sonne begünstigt. Die Umwandlung von Masse zu Energie erfolgt nach Einsteins berühmter Formel: $E = mc^2$ (Äquivalenz von Energie und Masse).

Das Plancksche Strahlungsgesetz

Jeder Körper, der eine Temperatur von $T > 0$ K hat, emittiert elektromagnetische Strahlung. Daraus ergibt sich die Frage, wie sich die Emission über das Spektrum (nach der Wellenlänge) verteilt. Dazu entwickelte die theoretische Physik das Modell des schwarzen Körpers.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Ein schwarzer Körper absorbiert sämtliche auf ihn fallende Strahlung (insbesondere auch sichtbares Licht) und wirkt daher für den außen stehenden Beobachter schwarz. Da durch das Kirchhoffsche Strahlungsgesetz gilt, dass der Absorptionsgrad (beim schwarzen Körper = 1) und der Emissionsgrad einander proportional sind: $\epsilon \propto a$, bzw. im thermischen Gleichgewicht des Strahlers mit seiner Umgebung gleich sind $\epsilon = a$.

Daher emittiert der schwarze Körper für jede Wellenlänge das Maximum an Strahlungsleistung. Dabei muss man einschränken, dass sich dieses Gesetz auf Körper bezieht, welche sich mit ihrer Umgebung im thermischen Gleichgewicht befinden. Auch wenn daraus folgt, dass kein realer Körper die Strahlungsleistung eines schwarzen Körpers emittieren kann, ist der schwarze Körper insbesondere in der Astrophysik eine gute Näherung an astronomische Objekte. Als alternativen Begriff gibt es den sogenannten grauen Körper. ($0 < \epsilon < 1$). Planck fand für die Strahlungsintensität eines schwarzen Strahlers folgende Formel:

$$u(\lambda, T) = \frac{8\pi hc}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{\frac{hc}{kT\lambda}} - 1}$$

SI-Werte der Fundamentalkonstanten:

Vakuumllichtgeschwindigkeit: $c = 3.0 \cdot 10^8$ m/s

Plancksches Wirkungsquantum: $h = 6.63 \cdot 10^{-34}$ J/s

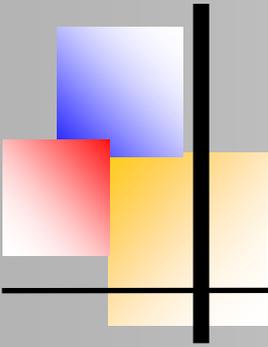
Boltzmannkonstante: $k = 1.38 \cdot 10^{-23}$ J/K

Pi: $\pi = 3.141592$

Euler'sche Zahl: $e = 2.718282$

Das Gesetz existiert in verschiedenen Versionen je nach Betrachtung. $u(\lambda, T)$ beschreibt die spektrale Energiedichte in dem gesamten Raum (Vollwinkel: $\Omega = 4\pi$). Diese Form ergibt sich aus der Bose-Einstein-Verteilung der quantisierten Schwingungszustände und ihrer mittleren Energie.

Das Planck'sche Strahlungsgesetz beschreibt die Intensitätsverteilung der Emission elektromagnetischer Strahlung eines hypothetischen schwarzen Körpers. Ein schwarzer Körper ist ein Körper, welcher sämtliche einfallende elektromagnetische Strahlung absorbiert und aufgrund der fehlenden Reflektion schwarz erscheint. Gleichzeitig gilt für einen schwarzen Strahler, dass der Absorptionsgrad und der Emissionsgrad eines Strahlers zueinander proportional sind. Daher beschreibt die Emission der Schwarzkörperstrahlung für jede Wellenlänge die maximale Emission eines realen Körpers.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Für die Herleitung seiner Formel ging er davon aus, dass die Energie eines heißen Körpers bzw. eines Oszillators nicht kontinuierlich abgegeben wird, sondern durch „Quanten“ übertragen wird (von lat. Quantum „so viel“). Dies wird als Planck'sche Quantenhypothese bezeichnet.

$E = n \cdot hf$. Dabei bezeichnet $n \in \mathbb{N}$.

Die spektrale Strahlungsdichte

$$L_{\Omega}(\lambda, T) dA d\Omega \cos(\chi) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \cdot \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} dA d\Omega \cos(\chi)$$

Einheit: $\frac{W}{m^2 m \cdot sr}$

Hierbei wird die Ausstrahlung in einem bestimmten Raumwinkel betrachtet. (Steradian) Der Raumwinkel bezeichnet dabei eine Fläche auf einer Kugeloberfläche ($A = 4\pi d^2$). Es gilt $\Omega = A/d^2$, sodass der Raumwinkel unabhängig vom Radius d ist. Der Kosinusfaktor bewirkt, dass die spektrale Strahldichte von der Richtung unabhängig ist, da der schwarze Strahler ein diffuser Strahler ist, der sämtliches auf ihn fallende Licht absorbiert. Dabei ist dA ein infinitesimales Flächenelement des heißen Körpers.

Absorptionslinien des Sonnenspektrums

Solare Absorptionslinien

Im Sonnenspektrum gibt es charakteristische Absorptionslinien, die üblicherweise für die Wellenlängenkalisierung verwendet werden. Dabei gibt es solare und tellurische Elemente. Die Linien absorbieren ca. 10% der insgesamt einfallenden Strahlung. Besonders starke Absorptionslinien sind die Linien des Wasserstoffatoms im sichtbaren Bereich (Balmerreihe):

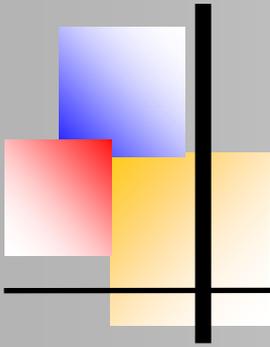
H α 656,279 nm

H β 486,133 nm

H γ 434,047 nm

H δ 410,173 nm

Neben Wasserstoff ist Helium das in der Sonne am häufigsten vorkommende Element. Das Helium wurde gar erst entdeckt, nachdem in Spektren von Sternen Absorptionslinien nachgewiesen wurden, die man keinem bekannten Element zuordnen konnte. Im Jahr 1868 entdeckte der Astronom Jules Janssen bei Untersuchungen der Chromosphäre eine zunächst unbekannte Absorptionslinie bei 587.56 nm, die später dem Helium zugeordnet wurde. Helium-Absorptionslinien lassen sich nur bei sehr hoher Auflösung nachweisen. Das schwerste Element, das in der Sonne existiert, ist Eisen mit der Ordnungszahl 26 im Periodensystem der Elemente.



Das Planksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

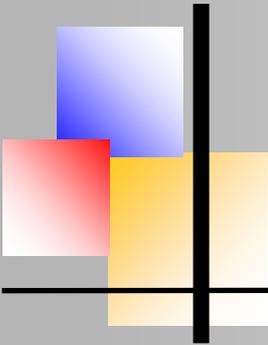
Fraunhoferlinien

Neben den Elementen Helium und Wasserstoff in der Sonnenchromosphäre lassen sich im von der Erde aufgenommenen Sonnenspektrum auch Spuren von atmosphärischen Elementen und höheren Elementen in Sternen entdecken. Diese Linien werden als Fraunhoferlinien (nach dem Münchner Optiker Joseph von Fraunhofer) bezeichnet. Dabei handelt es sich um eine Gruppe von Absorptionslinien, die Fraunhofer beobachtet und katalogisiert hat. Insgesamt hat Fraunhofer ca. 570 Linien im Sonnenspektrum verzeichnet, die er mit Buchstaben von A bis K versehen hat. Dabei gibt es überwiegend Absorptionslinien der Elemente Sauerstoff, Stickstoff, und der (Erd-)Alkalimetalle (1. und 2. Hauptgruppe im Periodensystem der Elemente). Insgesamt gibt es im Spektrum 25.000 Absorptionslinien, die ca. 10 % der Intensität der Strahlung absorbieren.

Liste der bedeutendsten Fraunhoferschen Linien im sichtbaren Bereich und nahen IR:

Symbol	Element	Wellenlänge	Symbol	Element	Wellenlänge
T	Fe	302,11 nm	b4	Fe	516,75 nm
P	Ti	336,11 nm	b3	Fe	516,89 nm
N	Fe	358,12 nm	b2	Mg	517,27 nm
L	Fe	382,04 nm	B1	Mg	518,36 nm
K	Ca	393,37 nm	E2	Fe	527,04 nm
H	Ca	396,85 nm	e	Hg	546,07 nm
h	H δ	410,17 nm	d	He	587,56 nm
G	Ca	430,77 nm	D2	Na	589,00 nm
G	Fe	430,79 nm	D1	Na	589,59 nm
G'	H γ	434,05 nm	a	O2	627,66 nm
e	Fe	438,36 nm	C	H α	656,28 nm
d	Fe	466,81 nm	B	O2	686,72 nm
F	H β	486,13 nm	A	O2	759,37 nm
c	Fe	495,76 nm	Z	O2	822,70 nm
b4	Mg	516,73 nm	y	O2	898,76 nm

Neben den Fraunhoferschen Linien kann man im Sonnenspektrum, insbesondere im roten Bereich, breite Banden an Absorptionslinien beobachten. Diese Banden werden hauptsächlich durch Moleküle in der Erdatmosphäre verursacht und hinterlassen dunkle „Lücken“ im Spektrum.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Überwiegend atmosphärische Treibhausgase sind für diese Absorptionen verantwortlich (Wasserdampf, O₂, CH₄, CO₂, N₂). Diese Absorptionsbanden entstehen nicht wie normale Absorptionslinien durch Anregung von Elektronen, sondern durch Anregung des Schwingungszustandes eines Moleküls. Diese Schwingung kann durch eine größere Anzahl an Energien verursacht werden und absorbiert somit auch Photonen mehrerer Frequenzen bzw. Wellenlängen. Bei hoher Auflösung im Bereich des Feinstrukturniveaus lassen sich jedoch auch einzelne Linien in der Absorptionsbande erkennen.

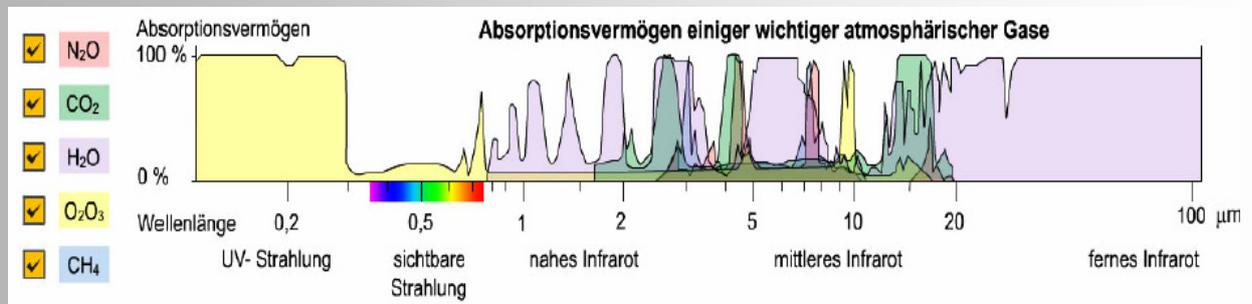


Abb. 2: Absorptionsbanden häufig vorkommender Atmosphärischer Gase

Das Experiment/ Messergebnisse

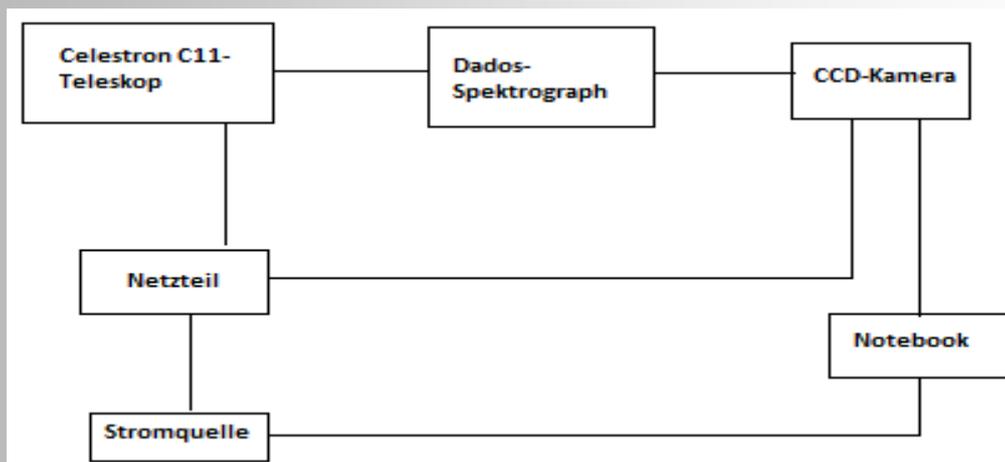
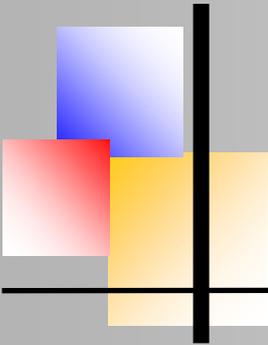


Abb.3: Schematische Darstellung des experimentellen Aufbaus

Für die Aufnahmen der Spektren wurden die in Abb. 4 vorgestellten Instrumente, außerdem die Astrosoftware MaximDL5, sowie ein Gitter mit 200 Linien/mm verwendet, da für den Vergleich von Planckfunktion und Aufnahme der gesamte Spektralbereich zu beachten ist.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne



Abb. 4: Der Aufbau mit dem C11-Teleskop, dem DADOS-Spektrographen und der Kamera (STF 8300)

Die erzielten Aufnahmen mit dem in Abb. 4 dargestellten instrumentellen Aufbau sind in Abb. 5 zu sehen. Hierbei handelt es sich um Tageslichtaufnahmen, die grundsätzlich dasselbe Spektrum wie das der Sonne zeigen. Der wesentliche Unterschied besteht darin, dass durch die atmosphärische Rayleigh-Streuung die Intensität im blauen relativ zur Intensität im roten zunimmt.

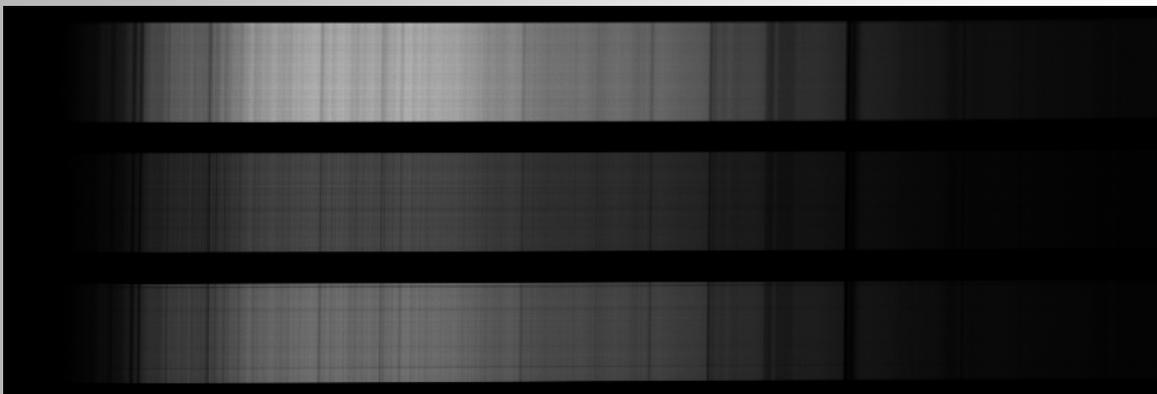
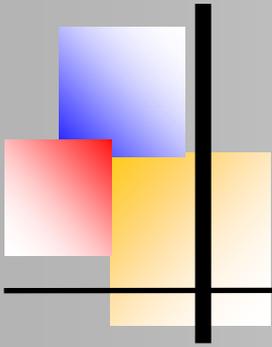


Abb. 5: Tageslichtspektren der Sonne



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Man sieht in Abb. 5 drei Absorptionslinienspektren. Das erklärt sich daraus, dass der Spektrograph drei Spalte enthält, die jeweils ihr eigenes Spektrum erzeugen, indem das Gitter das einfallende Licht in seine spektralen Bestandteile zerlegt. Die Spektren sind schwarz-weiß, weil die Kamera monochromatisch ist, was ihre Auflösung erheblich verbessert (Farbkameras fassen in der Bayer-Matrix 4 Pixel zu einem Farbpixel zusammen, was ihre Auflösung reduziert). Man erkennt an dieser Stelle bereits Absorptionslinien des Spektrums. Aufgrund der Absorptionsbanden im rechten Bereich (roter Spektralbereich) erkennt man, dass die Wellenlänge von links nach rechts zunimmt, da das Gitter den sichtbaren Bereich des Spektrums aufzeichnet.

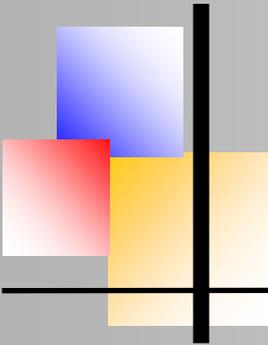
Bearbeitung des Spektrums mit Vspec

Vorarbeit: Der DADOS-Spektrograph zeichnet insgesamt drei Spektren auf, wovon jedoch das mittlere die höchste Auflösung besitzt. Wegen einer minimalen Neigung muss zunächst das Spektrum leicht verdreht. Dies gelingt sehr gut mit dem Programm Software MaxIm DL5, das auch zur Aufnahme der Spektren verwendet wurde. Anschließend schneidet man das mittlere der drei Spektren aus, sodass kein schwarzer Rand bleibt.

Zur Auswertung des Spektrums wird an dieser Stelle die Software VisualSpec benutzt. VSpec ist eine in der Astronomie häufig verwendete Auswertesoftware die im Internet frei erhältlich ist. Zunächst muss aber das aufgenommene Spektrum in ein sog. Spektralprofil verwandelt werden. Nach dem Import der Datei wird dazu der Befehl „Object binning“ ausgewählt. Die Software wandelt die aufgenommenen relativen Intensitäten um in eine Kurve von Intensität/Pixel.

Das mit VSpec erstellte Spektralprofil des Sonnenspektrums erlaubt nun an den Tiefpunkten der Absorptionslinien Elemente bekannter Wellenlängen zuzuordnen. Das Spektralprofil weist dabei schon eine gewisse Ähnlichkeit mit der Planckschen Strahlungskurve auf. Das Spektralprofil ist dabei tatsächlich eine Zuordnung der Intensität in Abhängigkeit der Wellenlängen.

Die Tiefpunkte der Intensitätskurve entsprechen den Absorptionslinien im aufgenommenen Linienspektrum. Zur Wellenlängenkalibrierung werden diese Tiefpunkte Absorptionslinien von Elementen bekannter Wellenlängen zugeordnet (Abb. 6). Durch Kurvenanpassung dieser definierten Fixpunkte (Pixelzahlen) mittels eines geeigneten Polynoms wird die Achse der Pixelzahlen kalibriert und in eine lineare Wellenlängengachse transformiert.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

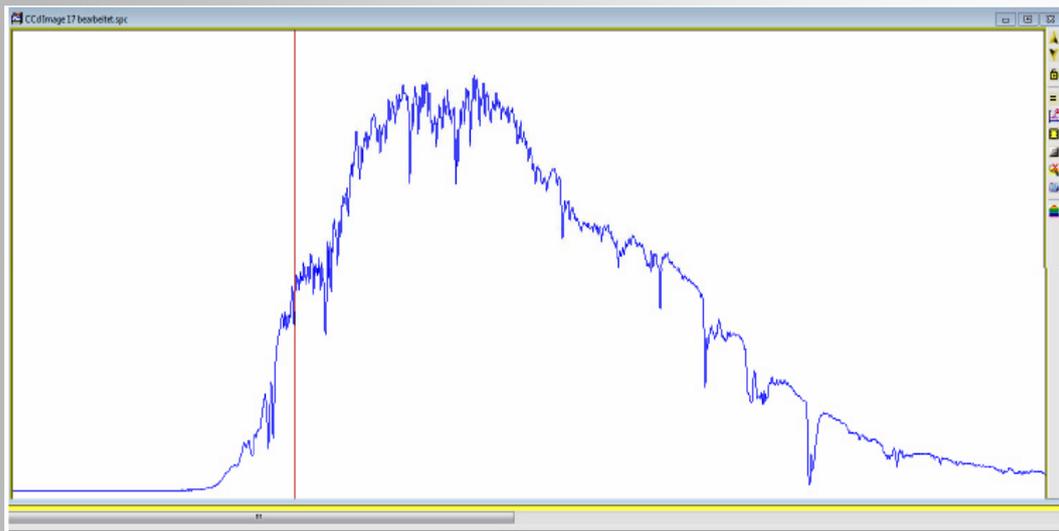


Abb. 6: Das mit VSpec erstellte Spektralprofil des Sonnenspektrums

Wellenlängenkalibration

Zur Kalibration des Spektralprofils in Abb. 6 wurden dem VSpec-Tutorial folgende Linien und ihre bekannten Wellenlängen genutzt:

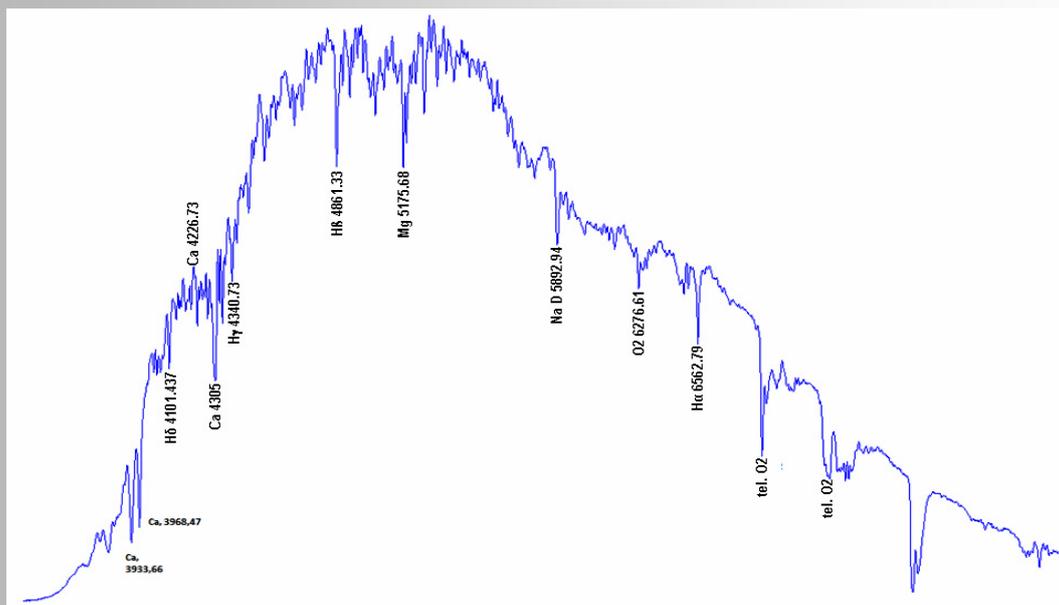
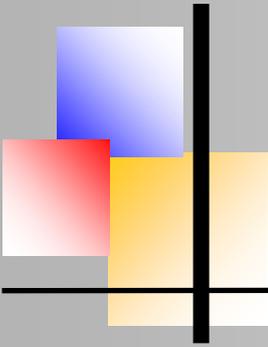


Abb. 7: VSpec Tutorial-Spektrum zur Zuordnung und Wellenlängenkalibration (zur besseren Lesbarkeit Vergrößerung empfohlen)



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Linie (Element)	Wellenlänge (Å)
H α	6562,82 Wasserstoff
H β	4861,33 Wasserstoff
Na I D1 D2	5892,94 Natrium
Ca II, K	3933,66 Calcium
Ca II, H	3968,47 Calcium
tellurisches O ₂	6276,61 Sauerstoff

Mit den Pixelzahlen und den ihnen zugeordneten Wellenlängen erzeugt nun VSpec mit einem Polynom einer gewünschten Ordnung (im vorliegenden Fall 3. Ordnung) die Wellenlängenachse.

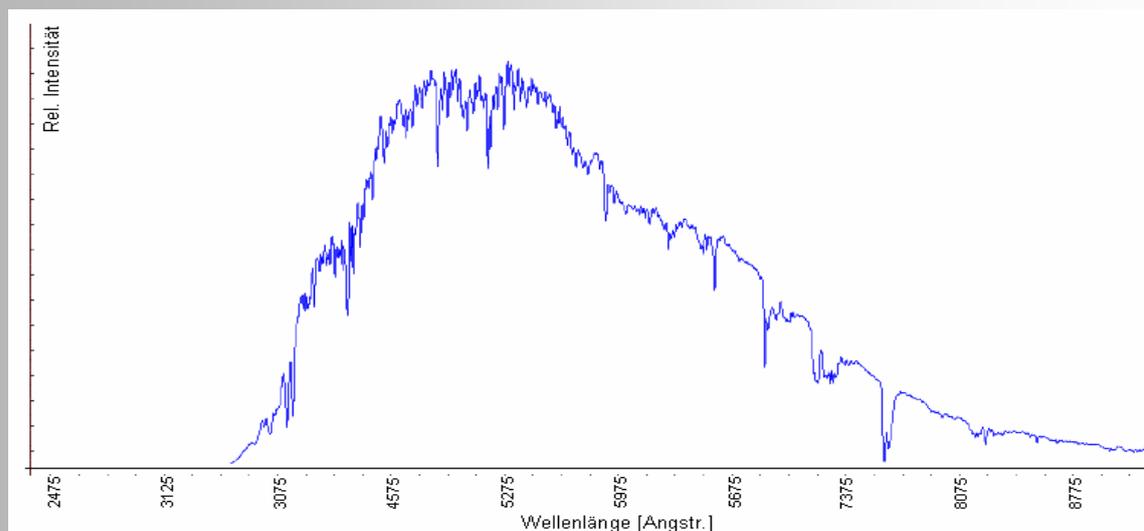


Abb.8: Das wellenlängenkalibrierte Sonnenspektrum

Um die Qualität der Ausgleichskurve und damit die Genauigkeit der Kalibrierung zu bewerten, bietet VSpec nun die Möglichkeit, im wellenlängenkalibrierten Spektrum bekannte Linien von chemischen Elementen anzeigen zu lassen. Nun empfiehlt es sich, bestimmte Peaks im Spektrum auf Richtigkeit des zugeordneten des Elements und seiner Wellenlänge zu prüfen. Die am einfachsten zu prüfenden Elemente sind Wasserstoff, Calcium, Natrium sowie Magnesium. Sauerstoff und Eisen besitzen eine Vielzahl von Emissionslinien, jedoch sind diese weniger charakteristisch.

Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

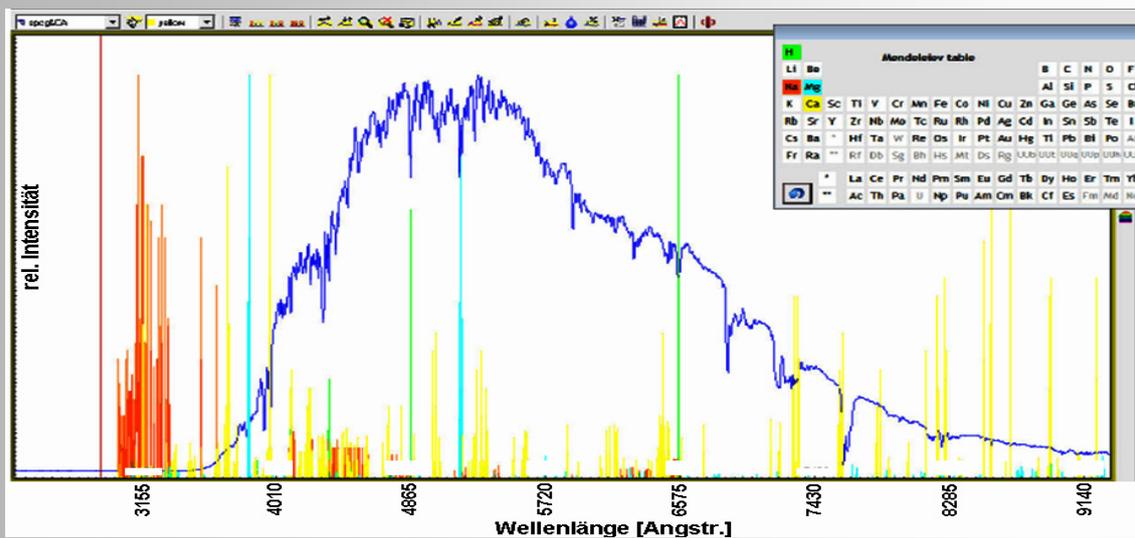


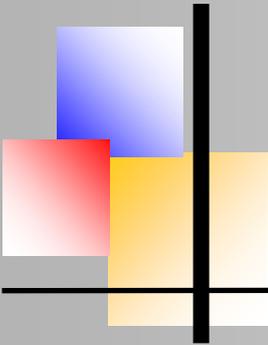
Abb. 9: Die Linienidentifikation im wellenlängenkalibrierten Spektrum

Um Aussagen über den untersuchten Strahler anhand des Spektrums zu treffen, muss man zunächst aber noch die nicht konstante Empfindlichkeit/Quantenausbeute der verwendeten Kamera berücksichtigen. Daher muss das Spektrum zunächst um die Empfindlichkeitskurve der Kamera nach der Funktion: $\text{Instrumentenfunktion} = \text{Kameraaufnahme} / \text{Sternspektrum}$

Daraus folgt, dass man die Messung zunächst durch die Instrumentenfunktion dividieren muss, um das Realspektrum zu erhalten. Das Divisionsergebnis entspricht dem Spektrum des Sterns um die Empfindlichkeit der Kamera bereinigt, sodass die Intensitäten der Planckkurve relativ vergleichbar sind, wenn diese auch nicht den Absolutintensitäten des Sterns (in W/m^2) entsprechen, sondern nur relativen Intensitäten des Sensors.

Mithilfe der Kameraempfindlichkeitsfunktion ergibt sich das wahre Sternspektrum als Divisionsergebnis aus Aufnahme und Empfindlichkeitskurve der Kamera. Um dennoch Aussagen über die Intensitäten treffen zu können, kann man die Intensitäten normieren.

Dabei passt man die Intensitätskurve an das Strahlungsmaximum an. Entweder normiert man dieses zu 1 (Messkurve/Maximalwert), oder normiert das Maximum, sodass dieses der theoretisch vorhergesagten Intensität des Strahlungsmaximums entspricht (Normierung für Maximum=1).



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

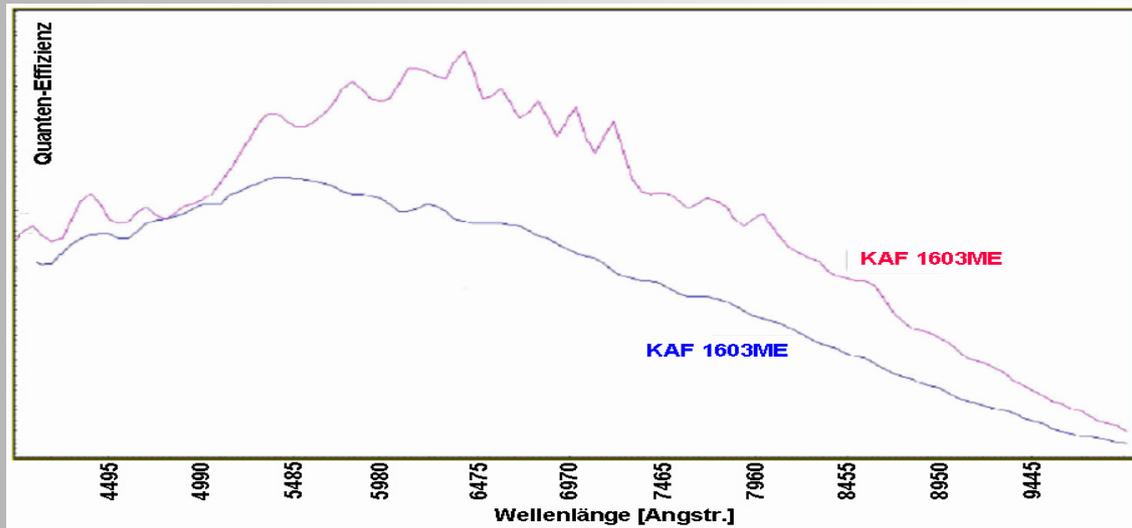


Abb. 10: Spektrale Empfindlichkeitsfunktion zweier CCD-Kamerasensoren

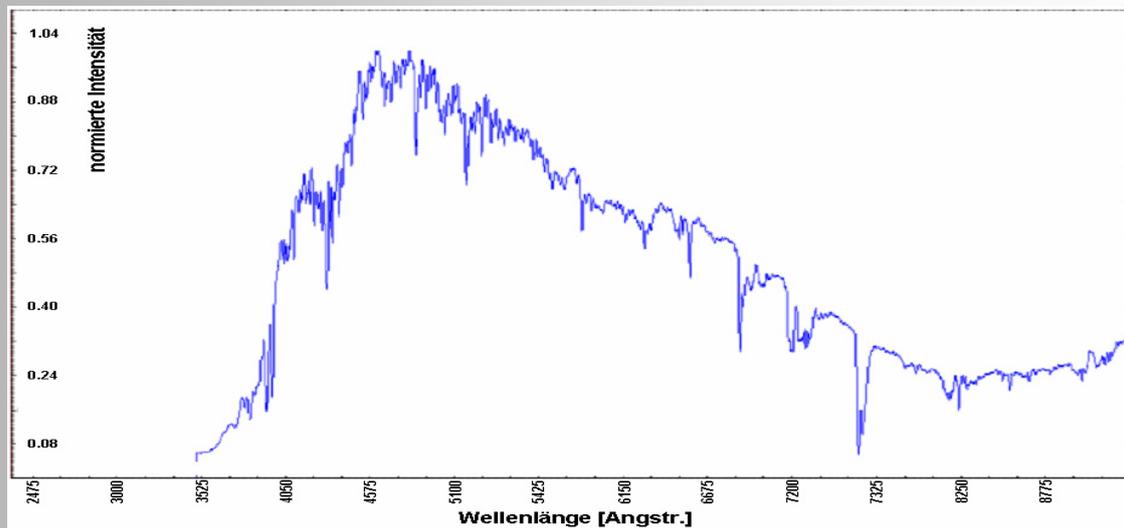
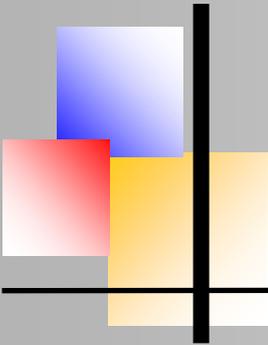


Abb. 11: Sonnenspektrum wellenlängenskaliert;
Intensitätsachse im Maximum auf 1 normiert



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

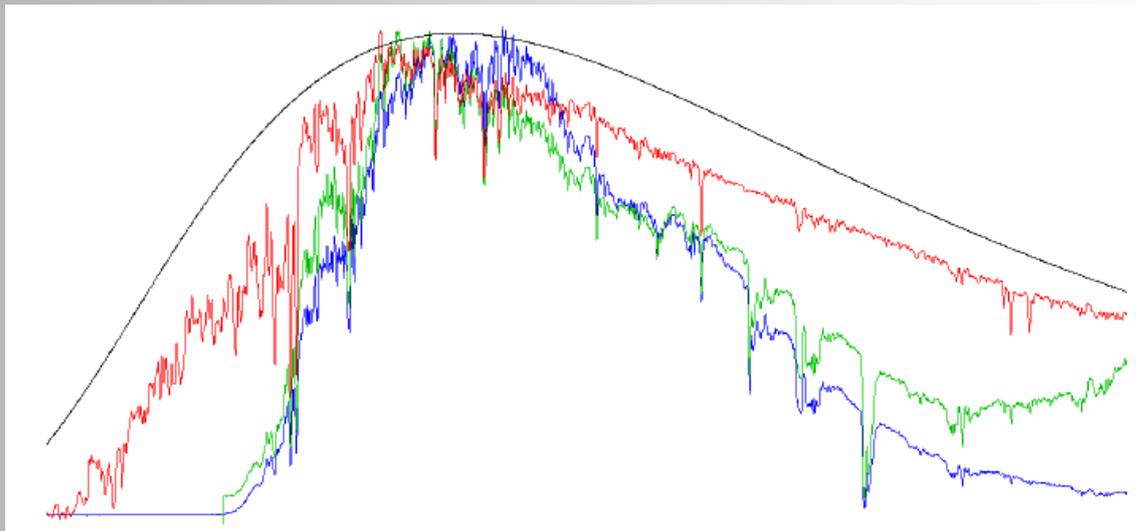


Abb. 12: Vergleich der Planckschen Strahlungskurven (schwarz; ermittelt durch VSpec), Rohspektrum (blau), um die Empfindlichkeitskurve bereinigtes Spektrum (grün), anhand eines Referenzsterns in VSpec (G2V) bereinigtes Spektrum (rot)

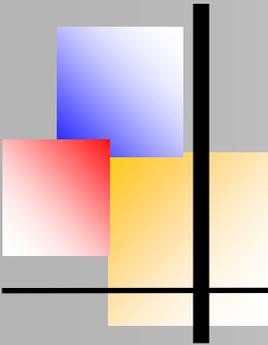
Vergleicht man nun, wie in Abb. 12 gezeigt, das aufgenommene Spektrum mit der Planckschen Strahlungskurve eines schwarzen Körpers der absoluten Temperatur 5800 K, zeigen sich erstaunlich symmetrische Abweichungen im blauen und roten Spektralbereich. Zudem zeigt sich die Unbrauchbarkeit der im UV aufgenommenen Kurve, deren Intensität fast 0 ist.

Eine alternative Methode zur Kalibrierung der Y-Achse ist die Verwendung eines Referenzspektrums, um die nichtlineare Empfindlichkeit des Sensors auszugleichen. Dabei wird ein Spektrum gleichen Spektraltyps als Referenz verwendet, wobei der grundsätzliche Verlauf des Diagramms nicht verändert wird. Die Planck'sche Strahlungskurve hängt lediglich vom Parameter Temperatur ab, die ihrerseits den Spektraltyp bestimmt.

Ergebnis

Für die weitere Betrachtung des Spektrums ist die mit VSpec ermittelte Planckkurve nicht präzise genug, um Aussagen treffen zu können, da die Planck'sche Kurve nur ungefähr an das Spektrum angepasst werden kann. Zur Analyse habe ich die Daten von VSpec in eine Excel-Datei umgeformt.

Die Kurve des Spektrenprofils wird nun mit Excel erstellt. Als Vergleichskurve habe ich in einer weiteren Tabelle die Planckkurve ermittelt und dem gemessenen Spektrenprofil mit dem genormten Maximum gegenübergestellt (siehe Abb. 13).



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

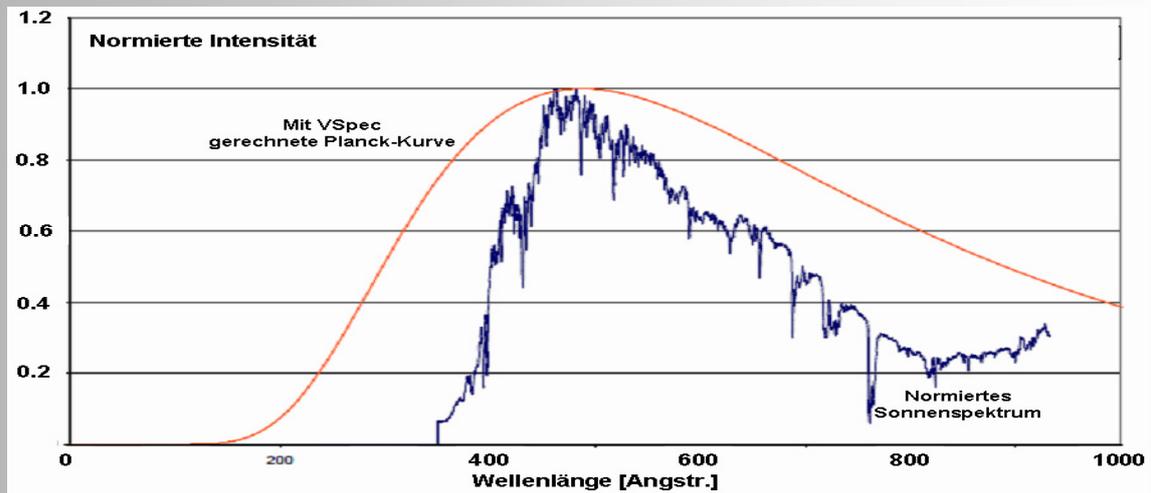


Abb. 13: Vergleich von Planck'scher Strahlungskurve zu eigenem Sonnenspektrum (Air Mass=1,5, genormte Intensität)

Mit diesem Schritt sind jedoch die Möglichkeiten zu Beurteilung des Schwarzkörpers erschöpft. Zur weiteren und genaueren Analyse habe ich einen Datensatz für extraterrestrische Sonnenstrahlung verwendet, um zuverlässige Vergleichsdaten zu erhalten (<http://www.pveducation.org/pvcdrom/appendices/standard-solar-spectra>). Ich habe andere Quellen mit den aus den Werten resultierenden Kurven verglichen, wobei sich zeigte, dass die Daten übereinstimmen.

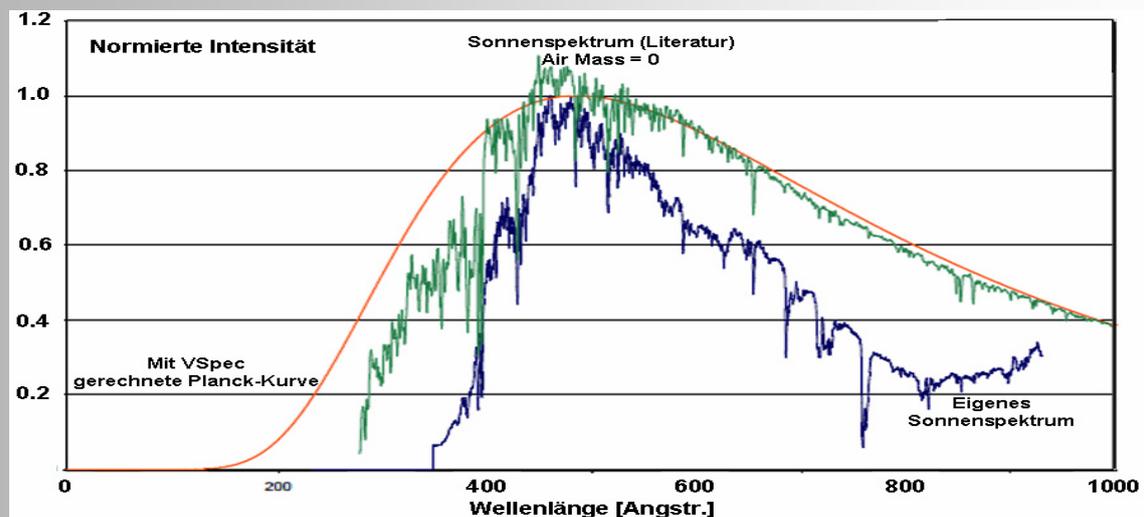
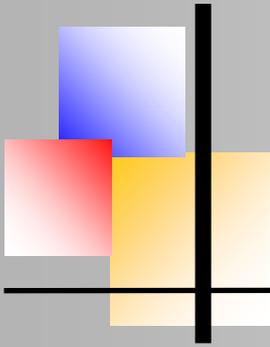


Abb. 14: Vergleich eines Spektrums mit Air Mass=0 und Planck'scher Strahlungskurve (genormt auf $T=5778K$) zu eigenem Sonnenspektrum



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Um alle Datensätze miteinander zu vergleichen, sind hier Datensätze in normierten Kurven dargestellt. AM steht für „Air Mass“. Um die Sonne selbst als schwarzen Körper beurteilen zu können, sind um Atmosphäreinflüsse bereinigte Kurven unerlässlich, da die Extinktion eine zu große Fehlerquelle darstellt, die sich auch nicht leicht bereinigen lässt.

Daraus ergibt sich eine Divisionskurve aus Schwarzkörperstrahlung mit dem Literaturwert der maximalen Wellenlänge bei 500 nm bzw. $T=5778$ K. Man sollte sich jedoch darüber im klaren sein, dass der Wert von 5778 K aus der Strahlungsleistung der Sonne resultiert, die in der Solarkonstanten definiert wurde. Aufgrund der Exzentrizität der Erdbahn und den daraus entstehenden Abweichungen in der Entfernung weicht die Strahlungsleistung im Jahresverlauf von diesem Wert ab. Die Abweichung in der Strahlungsleistung der Sonne ist hingegen vernachlässigbar gering. Um zu versuchen zu modellieren, dass die Sonne kein Körper mit homogener Temperatur ist, soll im Folgenden versucht werden, mehrere Kurven zu überlagern um die Intensitätskurve genauer zu modellieren. In den vorherigen Betrachtungen wurde stets mit genormten Größen gearbeitet. Nun empfiehlt es sich, mit absoluten Intensitäten zu arbeiten, da ansonsten das Mitteln schwieriger wird. Man nehme nun die in eine Vollkugel ausgestrahlte Intensität.

$$u(\lambda, T) dA = \frac{8\pi hc}{\lambda^3} \cdot \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} dA$$

Im vorhandenen Datensatz wird die Intensität in der Einheit in $\text{W}/\text{m}^2 \text{ nm}$ angegeben. Allerdings wird hierbei keinesfalls ein Flächenelement des strahlenden Körpers, sondern eine Fläche in der Entfernung der Erde betrachtet. Um die gesamte Strahlungsleistung der Sonne zu ermitteln, multipliziert man mit ihrer Oberfläche:

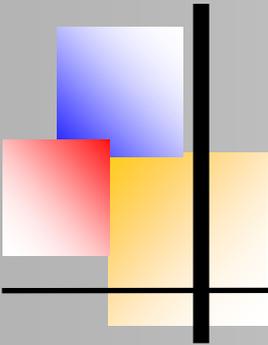
$$u(\lambda, T) = u_o(\lambda, T) \cdot r_s^2$$

Unter der Voraussetzung, dass diese gleichmäßig abgestrahlt wird, gilt:

$$I = \frac{u_o(\lambda, T) r_s^2}{4\pi d^2}$$

Woraus sich die Intensitäten auf Höhe der Entfernung Sonne-Erde ergeben. Um zu versuchen darzustellen, dass die Sonne keine homogene Temperatur besitzt, versuche ich im Folgenden die Planckkurven verschiedener Temperaturen zu mitteln. Da der Temperaturgradient der Photosphäre nahezu konstant ist, ist es gerechtfertigt von einer linearen Temperaturverteilung auszugehen.

$$\vec{\nabla} T = \text{grad}(T) = \frac{\partial T}{\partial x}; \frac{\partial T}{\partial y}; \frac{\partial T}{\partial z} = \frac{dT}{dr}$$



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Es wurden die Kurven von 5560 bis 6000 K gemittelt. (Intervall je 20 K). Dabei zeigt sich, dass die Intensität, die durch dieses Mittelungsverfahren entsteht, im grünen und blauen zunimmt, was möglicherweise die große Intensität nahe dem Maximum erklärt.

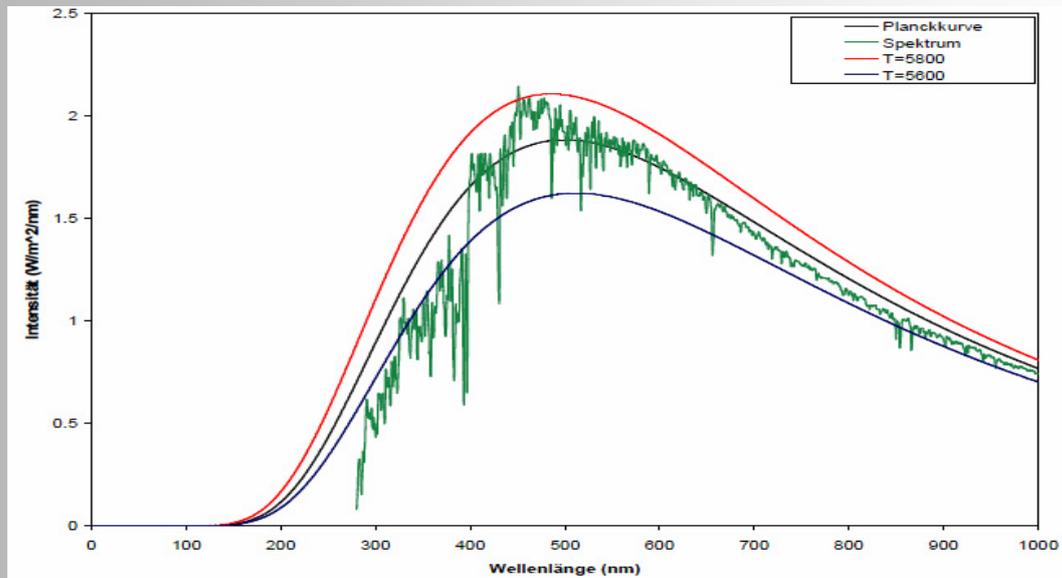
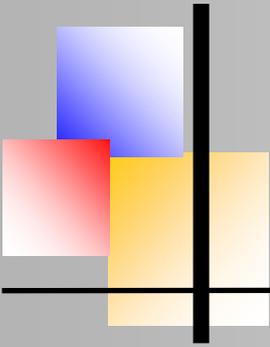


Abb. 15: Diagramm der absoluten Intensitäten der Sonnenstrahlung und einem Mittelwert der Planckschen Strahlungskurven zwischen 5640 und 5920 K (in $\text{W}/\text{m}^2 \text{nm}$). Zusätzliche Randkurven zur Modellierung bis 400 nm (blau), bzw. ab 400 nm (rot)

Auch hier zeigt sich eine gute Näherung des Planck'schen Strahlungsgesetzes zur Beschreibung der Sonnenstrahlung. Im Mittel ergibt sich für die Sonnenstrahlung ein Schwärzegrad von 0,94 bzw. 94% (Spektrum/Planck-Kurve). Betrachtet man nur den Spektralbereich ab 400 nm, liegt dieser Schwärzegrad sogar bei 0,98 bzw. 98%, was ein hervorragendes Ergebnis ist, da im Bezug auf das Absorptionsvermögen die besten auf der Erde erzeugbaren Materialien (Kohlenstoffbindungskomplexe sog. Nanotubes) ein Absorptionsvermögen von ca. 99 % besitzen.

Bei der Analyse zeigt sich ein starker Abfall der Intensität in Richtung des nahen UV, während die Kurve in Richtung des Infrarot auf ungefähr konstantem Niveau bleibt und im blaugrünen (400-500 nm) die Schwarzkörperstrahlung sogar übertrifft. Es stellt sich die Frage, warum das nahe UV sich nicht präzise durch einen schwarzen Körper beschreiben lässt. Mir erscheinen drei Erklärungen, bzw. Fehlerquellen möglich.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

1. Im nahen UV gibt es eine höhere Konzentration an Absorptionslinien, dadurch werden Photonen aus dem UV eher absorbiert, wodurch ihre Intensität geringer wird. Gerade, da man mithilfe der Mittelwertkurve, die maximalen Intensitäten im Blauen gut modellieren kann ist es möglich, dass dieser Differenzbetrag durch Elemente in der Sonne absorbiert wird. Gerade da die UV Strahlung nur zu einen Bruchteil von der Sonnenoberfläche stammt und dieses hochenergetische Licht dadurch ein Medium durchqueren muss wo Absorption stattfindet
2. Die Sonne ist kein Körper mit homogener Temperatur von 5778 K. Die Temperatur nimmt nach innen hin zu. Auf der Oberfläche ist sie deutlich geringer als die Oberflächentemperatur eines vergleichbaren Körpers. Nach dem Wienschen Verschiebungsgesetz stammt die rote und infrarote Strahlung aus den der Oberfläche näheren Regionen, während die Photonen der UV Strahlung einen längeren Weg zur Oberfläche zurücklegen. Daher ist die Wahrscheinlichkeit höher, dass diese reflektiert oder gestreut werden. Durch den Compton-Effekt werden Photonen höherer Energie gestreut, indem sie Energie an freie Elektronen abgeben. (Im Plasma sind die Wasserstoffatome alle in ionisiertem Zustand vorhanden). Ein Photon braucht zwischen 10.000 und 17.000.000 Jahre, um die Oberfläche zu erreichen. Auch hochenergetische γ -Strahlen, die bei Fusionsprozessen im Kern entstehen, verlieren dabei kontinuierlich Energie.

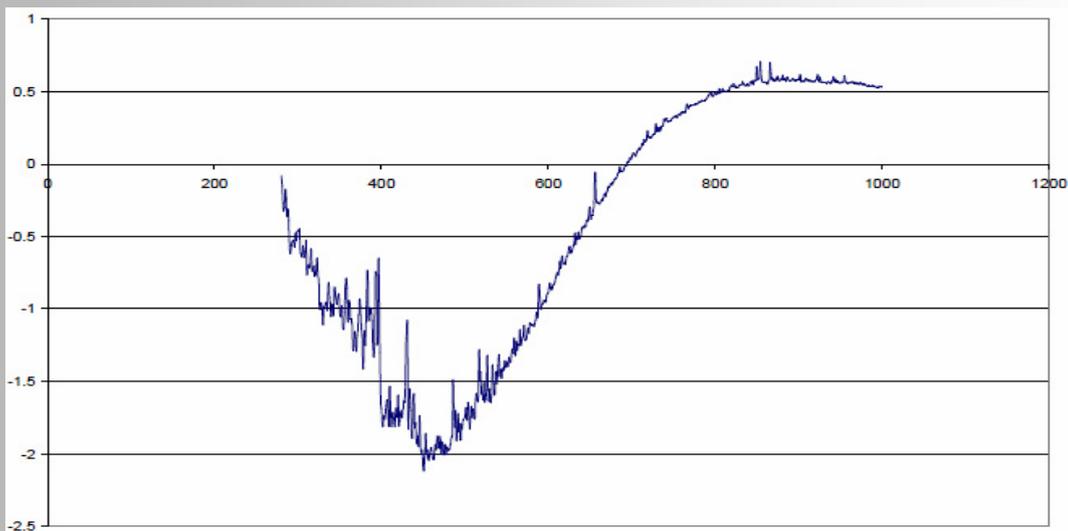
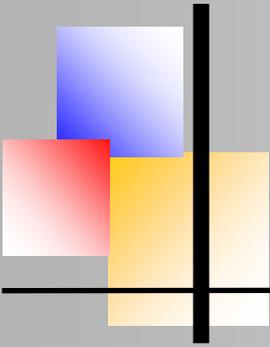


Abb. 16: Differenz zwischen Strahlungskurve und Intensität



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Der Differenzbetrag von Planck'scher Kurve und Spektrum entspricht dem Überschuss im sichtbaren Bereich und ist zum Fehlbetrag im UV ähnlich. Daraus ergibt sich die Vermutung, dass einige blaue Photonen in der Sonne Energie verlieren, was auch mit im Sonnenkern entstehenden γ -Strahlen passiert.

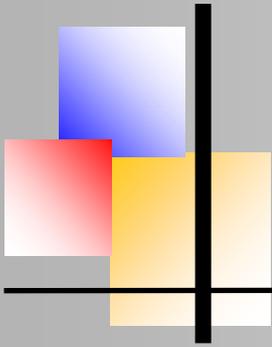
3. Das Schwarzkörpermodell ist möglicherweise nur für bestimmte Wellenlängen gegeben. Ist die Absorptionsfähigkeit der Sonne im UV geringer, wäre nach Kirchhoffs Gesetz auch ihre Emissionsfähigkeit in diesen Wellenlängen geringer. Das Diagramm für den Anteil an der Schwarzkörperkurve legt nahe, dass die Absorptions- bzw. Emissionsfähigkeit wellenlängenabhängig ist. Zudem sind diese Größen bei realen Körpern nur proportional zueinander und nicht identisch.

Abschließende Bewertung des schwarzen Körpers

Natürlich ist die Sonne kein perfekter schwarzer Körper. Die von der Erde aufgenommenen Spektren sind in ihrem Fehler durch die Rayleigh-Streuung und Absorption an der Erdatmosphäre nicht einfach zu bereinigen. Um diese Fehlerquelle zu umgehen, muss man auf Daten von Satelliten zurückgreifen. Dabei zeigt es sich, dass das Planck'sche Strahlungsgesetz und damit der schwarze Körper für die Sonne ein sehr nützliches Modell für astronomische Objekte ist. Im Durchschnitt beträgt der Schwärzegrad der Sonne im sichtbaren Bereich 0,94. Hinzu kommen Abweichungen durch Absorptionslinien im Spektrum, die die Intensität reduzieren. Nimmt man die Gesamtabsorption von ca. 10%, erscheint dieser Wert plausibel, auch wenn hier nur die in der Sonnenphotosphäre entstehenden Absorptionslinien zu berücksichtigen sind.

Bei Betrachtung der Kurvenverläufe in Abb. 15 fällt auf, dass im Bereich von 400-500 nm die Intensität die Schwarzkörperstrahlung übersteigt. Das widerspricht dem Kirchhoffschen Strahlungsgesetz, das fordert, dass die Emission eines realen Körpers die des schwarzen Körpers nicht übersteigen darf, da Absorption und Emission zueinander proportional sind bzw. sich im Zustand des thermischen Gleichgewichts entsprechen. Wenn man sich jedoch überlegt, dass das Sonnenspektrum eine Überlagerung von verschiedenen Kurven sein muss, da die Sonne keine homogene Temperatur besitzt, ist dieses möglich, zumal die Intensität des Maximums proportional zu $1/\lambda^5$ zunimmt.

Zudem befindet sich die Sonne nicht im thermischen Gleichgewicht mit ihrer Umgebung, sodass nicht gilt $\epsilon = a$. Eine dritte Fehlerquelle ist, dass die Sonne kein Körper mit homogener Temperatur ist und auch Strahlung aus tieferen Regionen von der Sonne abgestrahlt wird, wobei diese jedoch auch gestreut wird.



Das Plancksche Strahlungsgesetz in Anwendung auf die Sonne

Ein Photon braucht bis zu 17.000.000 Jahre vom Kern zur Oberfläche, wobei es häufig an Elektronen gestreut wird. Das verfälscht natürlich die Verteilung der Strahlung. Dennoch ist die Spektralanalyse die wichtigste Informationsquelle über einen Stern und erlaubt uns Aussagen über die Temperatur und Strahlungsleistung des Sterns und weitere aus der Spektralklasse folgende Informationen über die Physik des Sterns.

Eingrenzend zum Modell des schwarzen Körpers muss natürlich erwähnt werden, dass ein Stern bzw. die Sonne im konkreten Fall sich weder mit ihrer Umgebung im thermischen Gleichgewicht befindet noch einen perfekten schwarzen Körper darstellt. Dennoch ist der schwarze Körper eine sehr nützliche Approximation für reale Körper. Durch das Modell des schwarzen Körpers lassen sich auch aus einem von der Erde aufgenommenen Spektrum Aussagen über den zu analysierenden Körper treffen. Das Maximum der auf der Erde aufgenommenen Kurve liegt bei 481 nm.

Durch die Atmosphäre und die Rayleigh-Streuung (durch die der Himmel blau erscheint), verschiebt sich das Maximum in den blauen Spektralbereich. Insgesamt ist der schwarze Körper jedoch ein wichtiges Modell in der Kosmologie, das uns auch die Kategorisierung von Sternen im Hertzsprung-Russell-Diagramm ermöglicht. Sterne sind in guter Näherung schwarze Strahler, sieht man die Sonne als „grauen Körper“, für den gilt: $0 < \epsilon < 1$.

Für die Sonne lässt sich im sichtbaren Bereich ein Wert von 98 % für das Emissionsvermögen bestimmen. Berücksichtigt man, dass die besten schwarzen auf der Erde erzeugbaren Materialien (Kohlenstoff-Nanotubes) ein Absorptionsvermögen von ca. 99 % besitzen, zeigt sich, dass die Sonne einem solchen Schwarzkörper sehr nahe kommt, wenn man zudem berücksichtigt, dass die Bedingung des thermischen Gleichgewichts für die Sonne nicht gelten kann.

Das Modell des schwarzen Körpers ist jedoch insbesondere nützlich, da sämtliche physikalischen und chemischen Eigenschaften keine Bedeutung für die Abstrahlung haben, sondern der einzige relevante Faktor die absolute Temperatur des Körpers ist. Nahezu perfekte schwarze Körper sind schwarze Löcher (Hawking-Strahlung) und die kosmologische Hintergrundstrahlung, deren Strahlungskurven im Radiowellenbereich liegen.