



Günter Gebhard,  
**Die Reduktion von Sternspektren**

Artikel erschienen im  
Journal für Astronomie Nr. 13, Schwerpunkt Spektroskopie  
Vereinszeitschrift der [Vereinigung der Sternfreunde e.V. \(VdS\)](#).

Bereitgestellt durch die [VdS-Fachgruppe Spektroskopie](#).

Referenz:

G. Gebhard, VdS-Journal Nr. 13 (2004) 23ff

# Die Reduktion von Sternspektren

von Günter Gebhard

Das Sternspektrum erscheint auf dem CCD als schmaler Strich. Dieser Spektralfaden enthält leider nicht nur das Signal vom Stern. Das CCD selber hinterlässt seine Spuren im Rohbild, auch das Teleskop und vor allem der Spektrograph beeinflussen den Intensitätsverlauf des Spektrums. Dieser Artikel beschreibt, wie das Sternsignal aus der rohen Aufnahme herausgelöst werden kann. Es wird mit einer Wellenlängenskala versehen, das Auflösungsvermögen des Spektrographen wird bestimmt und die Äquivalentbreite einer Linie berechnet.

Die Abbildungen 1a und 1b zeigen einen Blick auf das CCD. Schon in der Falschfarbendarstellung 1a erkennt man Absorptionslinien im fadenförmigen Spektrum. Der Spektralfaden tritt in der 3D-Ansicht als Gebirgskette hervor, die sich über eine Ebene aus unerwünschten Signalen erhebt. Im Folgenden gehen wir davon aus, dass das Spektrum waagrecht im Bild liegt und die Wellenlänge von links nach rechts ansteigt. Notfalls dreht man das Spektrum mit einem Bildverarbeitungsprogramm.

## Dunkelstrom

Am einfachsten ist der Dunkelstrom zu entfernen. Dabei sollte man einen Mittelwert aus mindestens 4 Dunkelstromaufnahmen verwenden, die mit der gleichen Belichtungszeit und bei der gleichen CCD-Temperatur wie das Sternspektrum aufgenommen wurden.

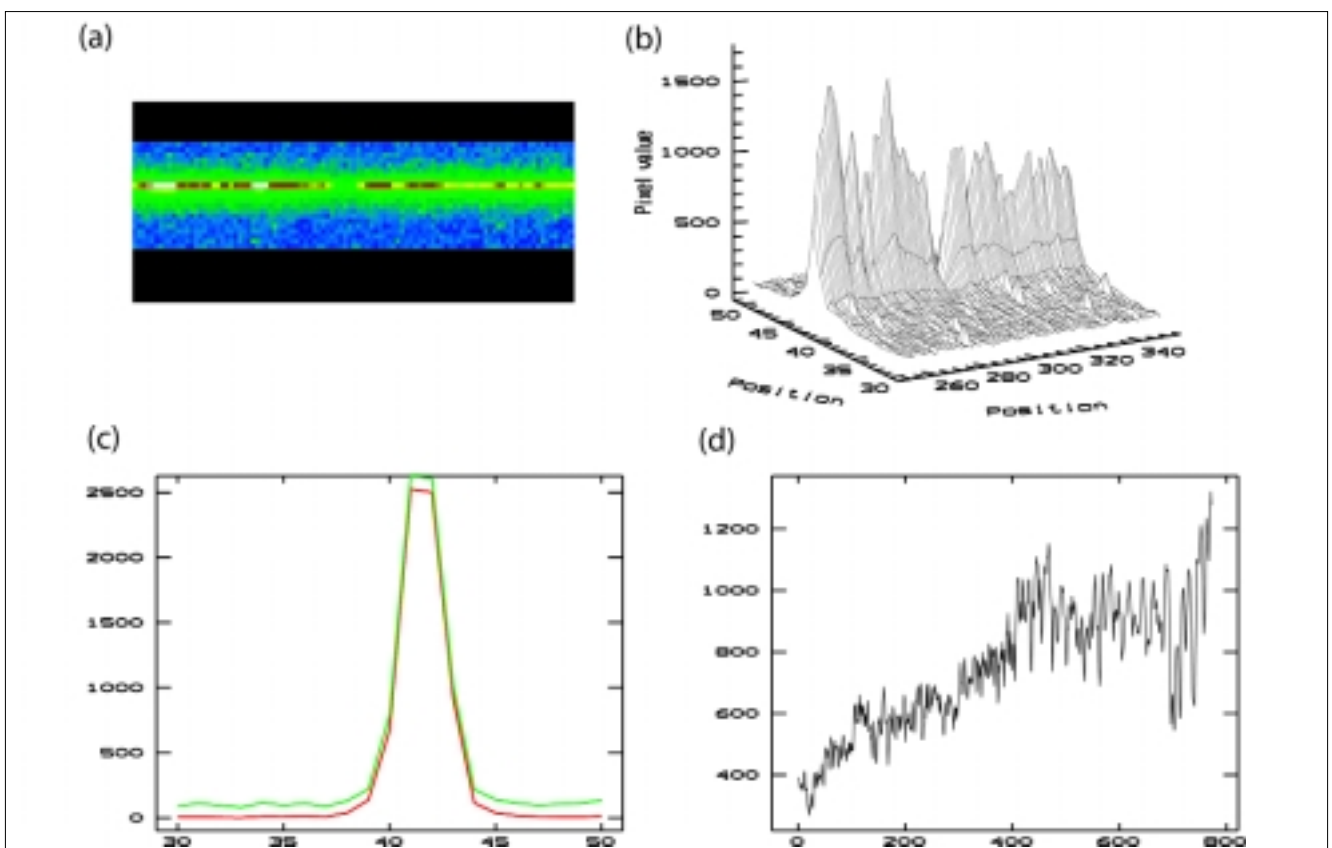
Jede (!) Aufnahme enthält zusätzlich zum erwünschten Signal auch noch Rauschen. Dieses Rauschen kann etwas zurückgedrängt werden, wenn man Einzelbilder mittelt. Bei der Addition von N Aufnahmen steigt die Signalstärke um den Faktor

**Das Rohbild, so wie es vom CCD kommt, ist geprägt von:**

1. Dunkelstrom
2. Rauschen
3. Vignettierungen
4. lokalen Empfindlichkeitsunterschieden
5. spektralen Empfindlichkeitsunterschieden
6. Streulicht im Spektrographen
7. wellenlängenabhängiger Effizienz des Spektrographen
8. Licht vom Himmelshintergrund
9. Sternsignal

**Abb. 1 (unten):**

- a) Das Bild zeigt die Falschfarbendarstellung eines 100 Pixel breiten Ausschnitts aus einem Rohspektrum von Aldebaran um 400 nm.
- b) Der gleiche Bereich wie in (a). Dort ist die Empfindlichkeit der CCD und die Durchlässigkeit der Kamera schon recht gering und Störungen treten im Untergrund deutlich hervor.
- c) Der Schnitt durch das Rohbild ist grün dargestellt. Deutlich ist die Restintensität außerhalb des Sternspektrums zu sehen. Der Schnitt durch das vom Dunkelstrom und dem Streulicht befreite Spektrum ist rot abgebildet. Die Intensität außerhalb des Spektrums ist Null. Das Spektrum von Aldebaran liegt zwischen den Zeilen 36 und 47.
- d) Der Graph des Spektrums von Aldebaran. Hier ist ein anderer Spektralbereich dargestellt als in (a).



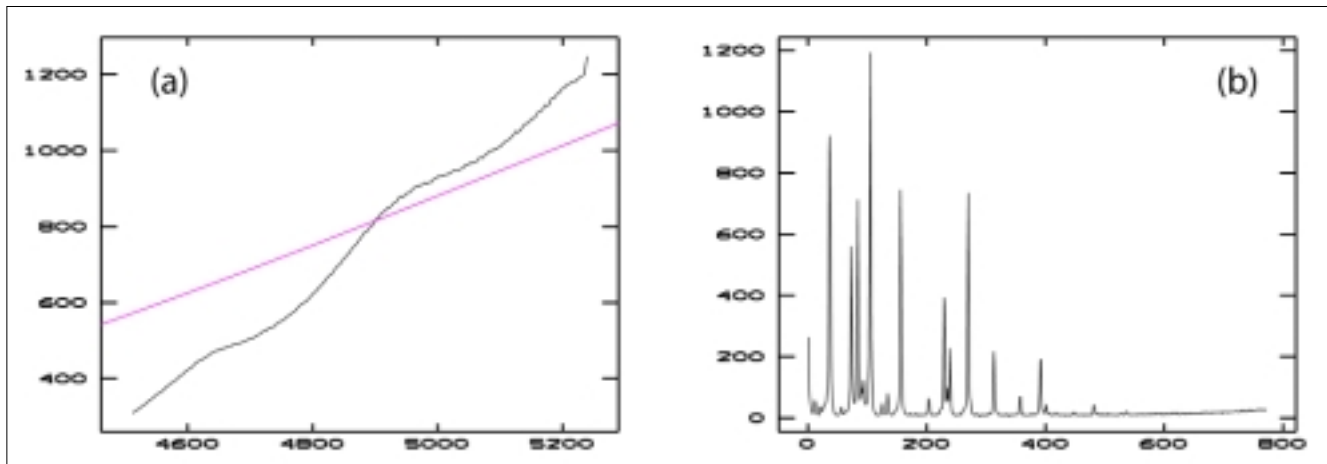


Abb. 2:

- a) Das linienlose Spektrum einer Halogenlampe. Zur Weiterverwendung wurde es noch schwach gefiltert, um das Rauschen zu entfernen. In Magenta ist noch das berechnete Spektrum eines Schwarzen Strahlers mit der Temperatur 3.300 K eingezeichnet.
- b) Das Spektrum einer Thorium-Argon-Lampe. Mit den Peaks kann einigen Pixeln ihre Wellenlänge zugeordnet werden. Die Software erstellt dann eine Zuordnungsvorschrift für alle Pixel.

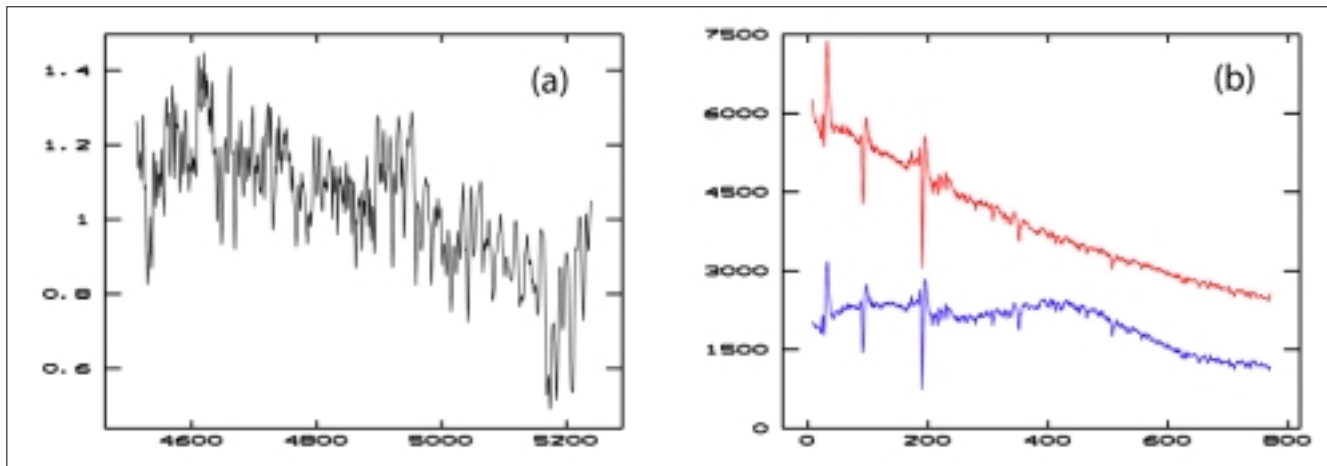


Abb. 3:

- a) Das Spektrum von Abb. 1d) nach der Korrektur mit dem Spektrum der Halogenlampe und mit korrekter Wellenlängenskala.
- b)  $\beta$  Lyr. Die Abbildung zeigt die Wirkung der Flatfieldkorrektur mit dem Spektrum einer Halogenlampe. Das blaue Spektrum enthält noch die Vignettierung durch den Spektrographen, die Wirkung der Blazefunktion des Gitters und spektrale Empfindlichkeitsunterschiede des CCD. Das rote Spektrum ist von all diesen Einflüssen befreit. Es ist nur noch mit dem glatten Spektrum der Halogenlampe gefaltet.

$N$ , das Rauschen aber nur um  $\sqrt{N}$ . Im gemittelten Bild wird also das Rauschen vermindert.

Es empfiehlt sich, den Dunkelstrom nicht gleich bei der Aufnahme mit der CCD-Software abzuziehen. Nur so hat man eine Kontrolle über die tatsächliche Intensität des Sternspektrums. Weil sich Linearitätsfehler dramatisch auf den Wert der äquivalentbreite auswirken können, sollten die hellsten Pixel mit nicht mehr als 80 % der maximal erreichbaren Intensität belichtet werden.

Der Mittelwert aus geeigneten Dunkelströmen wird einfach vom Rohbild abgezogen. Das so entstandene Bild nennen wir hier RDSTERN:

RDSTERN = ROHSTERN - DUNKELSTROM

#### CCD-Flatfield

Ebenso einfach können die lokalen Empfindlichkeitsunterschiede des CCD herausgerechnet werden. Dazu fertigen wir ein Flatfield des CCD an. Der Chip wird dabei ohne jede Optik gleichmäßig beleuchtet. Bei den üblichen Himmelaufnahmen geht man anders vor, in der Spektroskopie wird der Einfluss der Apparatur jedoch gesondert bestimmt.

Das CCD-Flatfield muss wieder ein sehr rauscharmer Mittelwert von vielen Einzelaufnahmen sein, damit es wirklich die unterschiedlichen Pixelempfind-

lichkeiten repräsentiert. Wenn man einmal so ein rauscharmes CCD-Flatfield erzeugt hat, kann man es mindestens 1 Jahr verwenden. RDSTERN wird nun durch das Flatfield dividiert:

RDFSTERN = RDSTERN / CCDFLAT

#### Streulicht und Himmelshintergrund

Bevor wir das eindimensionale Spektrum erzeugen, werden noch Streulicht und Himmelshintergrund entfernt. Gute Resultate werden schon mit einer einfachen Methode erzielt.

In den Flächen oberhalb und unterhalb des Spektrums bestimmt man den Mittelwert der Pixelintensitäten und zieht diesen von allen Pixeln des Bildes ab. Der Median ist

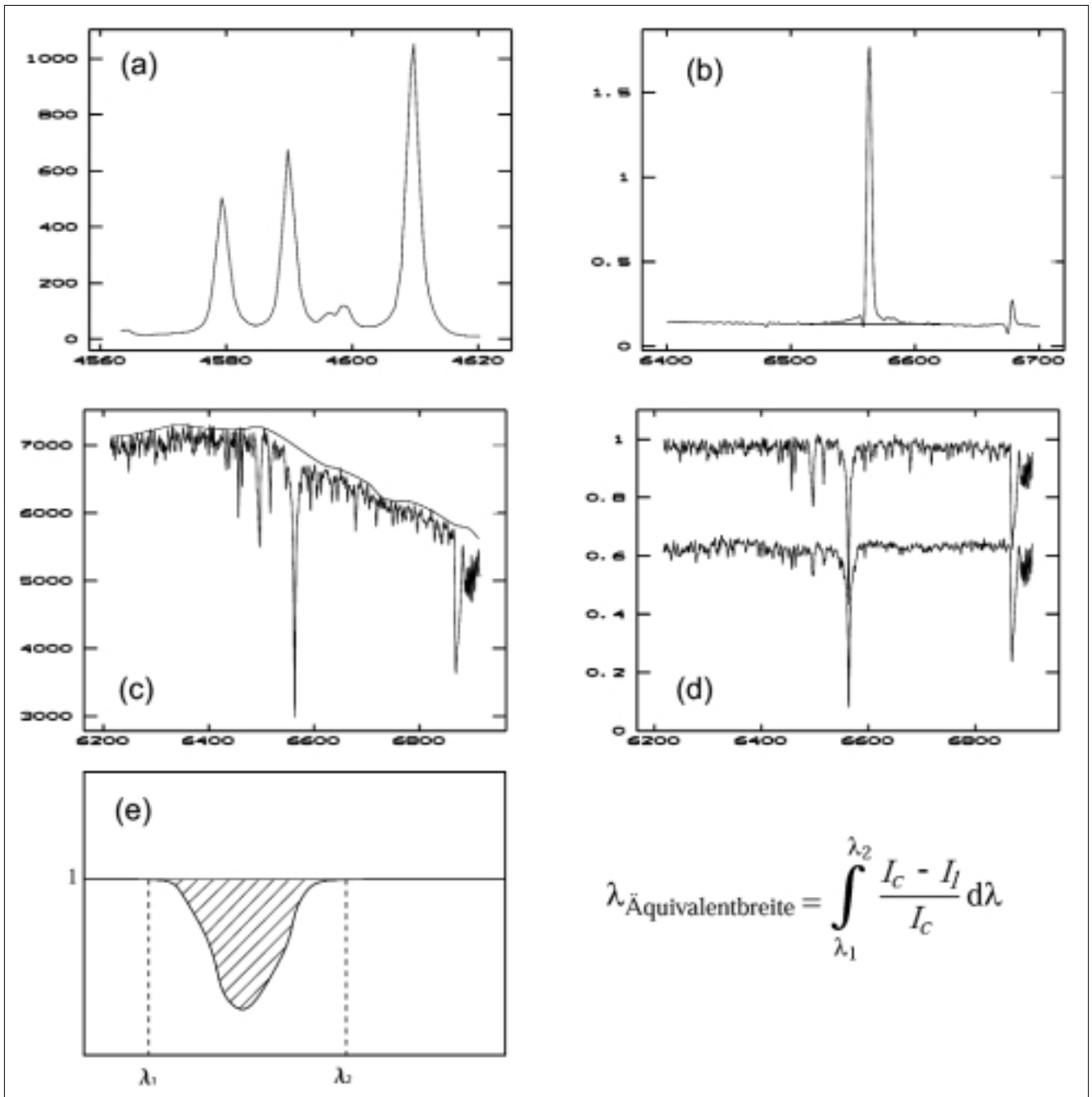


Abb. 4:

- a) Ausschnitt aus Abb. 2b). Die drei Linien haben in ihrer halben Höhe die gleiche Breite von etwa 2,5 Å. Die Auflösung beträgt ungefähr  $4600 \text{ \AA} / 2,5 \text{ \AA} \sim 1.800$ .
- b) Die blau eingezeichnete Strecke zeigt den angenommenen Verlauf des Kontinuums unter der Spektrallinie und das Integrationsintervall.
- c) Die blaue Kurve zeigt den angenommenen Verlauf des Kontinuums in einem Spektrum von  $\gamma$  Cyg.
- d) Normierte Spektren von  $\gamma$  Cyg (oben) und Procyon (unten).
- e) Im normierten Spektrum ist die Äquivalentbreite der Inhalt der gezeichneten Fläche. Da die Intensitätsachse dimensionslos ist, die Wellenlängachse die Dimension Å hat, erscheint als Dimension einer Fläche = Länge · Breite ebenfalls die Einheit Å.

dazu noch besser geeignet als das gewöhnliche arithmetische Mittel, weil beim Median einzelne Pixel mit stark abweichenden Werten (z. B. Cosmics) schwächer gewichtet werden:

SPEKSTERN = RDFSTERN - MITTELWERT

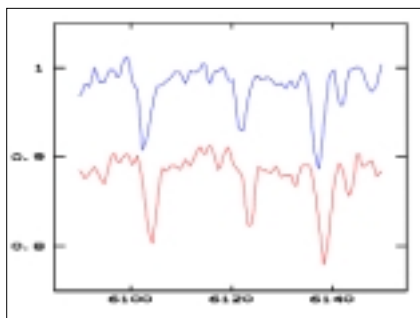
Man kann auch in jeder Spalte den

Mittelwert von geeigneten Bereichen oberhalb und unterhalb bestimmen lassen und diesen dann von jeder Spalte in RDFSTERN subtrahieren:

SPEKSTERN = RDFSTERN - MITTELWERT(spaltenweise)

Bei Spaltspektrographen werden so auch noch Linien des Himmelshintergrundes

entfernt, Emissionslinien von Straßenlampen und ungleichmäßiges Streulicht. Spektrographen, die mit einem Lichtleiter an das Teleskop gekoppelt sind, können den Himmel nicht, wie ein Spaltspektrograph getrennt vom Stern abbilden. Bei sehr lichtschwachen Objekten sollte deshalb das Teleskop auf eine sternfreie Stelle



**Abb. 5:**  
Die Rotation der Saturnringe verrät sich durch die Dopplerverschiebung der Absorptionslinien des reflektierten Sonnenlichts.

in der Nähe des Objekts eingestellt und noch ein Spektrum des Himmels mit der gleichen Zeit wie das Objektspektrum aufgenommen werden. Der Aufwand lohnt sich aber nur, wenn das so erzeugte Himmelspektrum deutlich aus dem unvermeidlichen Rauschen hervortritt. Wie man dieses Spektrum dann aus dem Objektspektrum entfernt, wird weiter unten beschrieben. Der Spektrograph des Autors ist mit einem Lichtleiter an ein Teleskop mit der Öffnung  $f/20$  gekoppelt. Bei Blende 20 ist auch bei 10 Minuten Belichtungszeit kein Spektrum vom Himmelshintergrund messbar. Die Abbildung 1c zeigt nun einen senkrechten Schnitt durch SPEKSTERN (rot), das nun vom Dunkelstrom und dem Himmels- und Streulicht befreit ist.

### 1D-Spektrum

Das Sternsignal liegt in den Zeilen 36 bis 47 von SPEKSTERN. Um einen Graphen des Sternspektrums zu erhalten, nehmen wir den spaltenweise Mittelwert von Zeilen, die genügend Signal enthalten, hier von 38 bis 45:

GRAPHSTERN = SPEKSTERN  
(Mittelwert der Zeilen 38 bis 45)

Die Besitzer von spaltlosen Spektrographen machen jetzt mit der Zuordnung der Wellenlängen weiter. Bei Spaltspektrographen sind noch weitere Bilder zu verarbeiten. Wir haben im gleichen Spektralbereich noch das Spektrum einer Gasentladungslampe zur Wellenlängendefinition und einer Halogenlampe um Vignettierungen und die Blazefunktion des Gitters aus dem Spektrum zu entfernen. Wenn das Spektrum später normiert wird, kann man sich den Schritt mit dem Halogenspektrum sparen. Ich führe ihn hier trotzdem auf, weil sich damit der Verlauf des Kontinuums korrigieren lässt. Eine absolute Flusskalibration des verwen-

deten Spektrographen ist das aber nicht. Die Gasentladungslampe erlaubt eine unabhängige Bestimmung des abgebildeten Wellenlängenbereichs.

Vom nahen Infrarot bis in den grünen Bereich ( $9000 \text{ \AA} - 5600 \text{ \AA}$ ) eignet sich dazu ein billiges Neonglimmlämpchen, wie es häufig in Lichtschaltern zur Anzeige des Betriebszustandes verwendet wird. Auch in Phasenprüfern findet man dieses äußerst preisgünstige Hilfsmittel. Für kürzere Wellenlängen gibt es leider keine ähnlich günstige Lampe. Hier muss man wohl die teure Thorium-Argon-Lampe der Profis verwenden, die oben drein noch ein eigenes Netzgerät benötigt. Die Halogenlampe ist ein Kontinuumsstrahler, also eine Lichtquelle mit recht gleichmäßigem Spektralverlauf ohne ausgeprägte Spektrallinien. Damit können wir alle Verfälschungen des Intensitätsverlaufs im Sternspektrum beseitigen. Dafür wird dem Sternspektrum jedoch der Verlauf des Spektrums der Halogenlampe aufgeprägt. Nach der Korrektur ist das Kontinuum des Sternspektrums ziemlich glatt, hat aber die falsche Steigung. Die Abbildung 3 zeigt das Ergebnis am Spektrum von Aldebaran und dem eher linienarmen Spektrum des Be-Sterns  $\beta$  Lyr. Hier ist das Kontinuum recht gerade geworden und der Hügel bei Pixel 400 verschwunden. Die Spektren zeigen aber noch nicht den richtigen Verlauf im Kontinuum. Dazu müsste der Spektrograph mit einem geeigneten Vergleichssterne geeicht werden. Eine aufwendige Prozedur, bei der man zuerst das Spektrum eines Standardsterns bestimmt, von dem ein kalibriertes Spektrum im Internet zu finden ist. Dieser Standardstern sollte etwa die gleiche Zenitdistanz haben wie der Programmstern, eine ähnliche Spektralklasse und eine vergleichbare Größe. Der Autor hat diese Kalibrierung noch nicht durchgeführt, weil alle Standardsterne bis auf Wega,  $\gamma$  UMA und  $\eta$  UMA ziemlich lichtschwach sind, und die veraltete Technik seiner Sternwarte aus den 70er Jahren den Wechsel von einem Stern zum ändern recht aufwendig macht.

Die Rohbilder ROHHALO und ROHGLIMM werden genauso wie ROHSTERN zu GRAPHHALO (Abb. 2a) und GRAPHGLIMM (Abb. 2b) verarbeitet. Mit einer Division wird das Sternspektrum von Vignettierungen des Spektrographen und wellenlängenabhängigen Empfindlichkeitsunterschieden des CCD, befreit:

$$\text{STERNHL} = \text{GRAPHSTERN} / \text{GRAPHHALO}$$

Vignettierung ist bei einem Spektro-

graphen nicht zu vermeiden. Das dispergierende Element schiebt ja das Licht je nach Wellenlänge in verschiedene Richtungen. Der Versuch, dieses Licht auf das CCD abzubilden, gleicht dem Versuch den rotierenden Lichtstrahl eines Leuchtturms in einem größeren Winkelbereich während seines Umlaufs auf den Film zu bannen. Wenn man wirklich ein Himmelspektrum aufgenommen hat, sollte man es vor der Division von GRAPHSTERN abziehen.

### Kalibration in Wellenlänge Spaltspektrographen

Ein linienreiches Spektrum ist ohne Hilfsmittel kaum in der Wellenlänge zu kalibrieren. Wir benutzen statt dessen das einfacher aufgebaute Spektrum der Glimmlampe und versuchen die Wellenlängen der abgebildeten Peaks in GRAPHGLIMM herauszubekommen. Das ist am Anfang recht zeitraubend. Im Internet findet man zwar Tabellen und Graphen von vielen Spektrallampen, trotzdem braucht es viel Geduld, bis der richtige Bereich gefunden ist.

Viele erinnern sich vielleicht noch an den Moment, wie sie als beginnender Astroamateur zum ersten Mal den Ausschnitt einer Sternkarte mit dem Anblick im Teleskop in Übereinstimmung bringen konnten. Die Freude, die man empfindet, wenn die Linien im eigenen Spektrum widerspruchsfrei identifiziert werden konnten, ist mindestens genauso groß. Eine wichtige Hilfe ist es da zu wissen, wie groß der abgebildete Spektralbereich überhaupt ist. Das lässt sich für einen Gitterspektrographen aber relativ einfach ausrechnen.

Wenn man dann endlich den richtigen Bereich gefunden hat, kann den Emissionslinien im Glimmlampenspektrum ihre Wellenlänge zugewiesen und damit jedem Pixel im Spektrum seine Wellenlänge zugeordnet werden:

WLGLIMM = GRAPHGLIMM  
(in Wellenlänge)

Für das Sternspektrum gilt natürlich die gleiche Zuordnung:

WLSTERN = STERNHL (in Wellenlänge)

Die Abbildung 3a zeigt nun endlich das fertige Spektrum. Der dargestellte Bereich umfasst etwa 800. Das ist typisch für Amateurspektrographen mit ihren kleinen CCD-Chips von 6 mm Kantenlänge.

### Spaltlose Spektrographen

Hier muss man die Wellenlänge aus dem Sternspektrum selbst entnehmen. Bei linienarmen Spektren von heißen Sternen ist

das leicht möglich. Die Abbildung 4b zeigt das Spektrum des Be-Sterns P Cygni. Hier findet man zwei Merkmale, deren Wellenlängen bekannt sind: die starke H $\alpha$ -Emission bei 6563 Å, und Helium mit der Wellenlänge 6678 Å.

### Das Auflösungsvermögen

Ähnlich wie für die Trennung von Doppelsternen gibt es auch für Spektrographen eine genaue Definition des Auflösungsvermögens. Eine einzeln stehende Linie im Spektrum einer Glimmlampe ist so schmal, dass wir sie bei dem bescheidenen Auflösungsvermögen unserer Spektrographen als senkrechte Linie mit der Breite von unter einem Pixel annehmen können. Der Spektrograph bildet sie aber mit einer endlichen Breite ab. Im Spaltspektrographen wird ja der Spalt auf das CCD abgebildet, so dass eine Emissionslinie nicht schmalere als der Spalt dargestellt werden kann. Das Auflösungsvermögen ist nun definiert als der Quotient aus der Wellenlänge der Linie und ihrer Breite in halber Höhe.

Mit WLGLIMM kann auf einfache Weise das Auflösungsvermögen des Spektrographen bestimmt werden. Der verwendete Spektrograph hat ein Auflösungsvermögen von ca. 1.800 (vgl. Abb. 4a).

### Die Äquivalentbreite

Eine kleine Energiebetrachtung an den Emissionslinien führt uns zu dem Begriff der Äquivalentbreite einer Spektrallinie. Sie ist ein wichtiger Messwert, gerade bei veränderlichen Sternen. Die Äquivalentbreite einer Spektrallinie ist ein Maß für die Häufigkeit des Elements, das sie verursacht, für die Dichte und die Temperatur der Schicht, in der die Linie entsteht.

Die schmalen Emissionslinien werden im Spektrographen breiter dargestellt als sie eigentlich sind. Das heißt aber, dass die Pixel neben der eigentlichen Wellenlänge auch belichtet werden. Da aber der Spektrograph kein zusätzliches Licht erzeugt, muss dieses Licht aus der Emissionslinie stammen. Ihre Höhe ist deshalb im Spektrumplot verringert, so dass die gesamte dargestellte Energie gleich bleibt. Die Fläche unter der Linie ist damit ein Maß für diese Energie. Für Absorptionslinien gilt die gleiche Überlegung.

Die Äquivalentbreite gibt an, wie viel Intensität eine Absorptionslinie aus dem Kontinuum weg nimmt, bzw. eine Emissionslinie dem Kontinuum hinzufügt. Da die Spektrallinien auf Grund ihrer

Entstehung eine gewisse Breite haben und der Spektrograph diese noch weiter verbreitert, müssen wir, wie oben dargelegt, über die gesamte Breite der Linie integrieren. Wenn sichergestellt ist, dass unser Spektrum nur noch Signal vom Stern enthält, ist das Ergebnis vom verwendeten Spektrographen unabhängig.

Wenn  $I_c$  die Intensität des Kontinuums ist und  $I_l$  die Intensität des Spektrums, dann erhält man die Äquivalentbreite als Integral über den Quotienten  $(I_c - I_l) / I_c$ , wenn man über einen genügend großen Spektralbereich integriert. Wenn die verwendete Software das nicht unterstützt, kann man das Spektrum vorher normieren. Dann braucht nur noch über  $I - I_c$  integriert zu werden (vgl. Abb. 4e).

In Abbildung 4b ergab sich eine Äquivalentbreite von -74 Å (Bei Emissionslinien ist die Äquivalentbreite negativ). Die Äquivalentbreite der H $\alpha$ -Linie von P Cygni ist übrigens ein guter Test für die Qualität der Reduktion. Wenn Sie hier Werte um -80 Å erhalten, ist alles in Ordnung. Spektrographen mit höherer Auflösung liefern höhere, aber schmalere Peaks.

### Spektren normieren

Zu einer einheitlichen Darstellung der Spektren gelangt man, indem man den Verlauf des Kontinuums auf 1 setzt. Gewöhnlich bestimmt man mit der Maus interaktiv den Verlauf des Kontinuums im Spektrum. Das ist in linienarmen Spektren wie in Abbildung 3b sicher leichter, als im gezeigten Abschnitt von Aldebaran (Abb. 3a).

Am Beispiel von  $\gamma$  Cyg wird das Vorgehen gezeigt. Mit der Maus klickt man im entsprechenden Programm einzelne Punkte an, die man für das Kontinuum hält, und erzeugt so subjektiv den Verlauf des Kontinuums. Dieser Verlauf ergibt das Bild NORM. Es ist in der Abbildung 4c blau eingezeichnet.

$NORSTERN = WLSTERN / NORM$

Die Abbildung 4d zeigt das Ergebnis. Zum Vergleich ist noch der gleiche Bereich von Procyon darunter geplottet. Durch die Normierung der Spektren werden die feinen Unterschiede deutlich.

### Dopplerverschiebung

Die Position von Spektrallinien hängt nicht nur vom jeweiligen chemischen Element ab, sondern auch noch davon, wie sich die Materie, die die Linie erzeugt, relativ zum Beobachter bewegt.

Man kennt den Dopplereffekt im Alltag

von Motorrad- oder Autorennen. Bei der Annäherung des Fahrzeugs ist die Tonhöhe, die der Zuschauer am Straßenrand hört, zunächst höher, nach dem Vorbeifahren tiefer, als das Geräusch, das vom Fahrzeug selber erzeugt wird. Der Tonhöhe in der Akustik entspricht die Farbe in der optischen Spektroskopie. Und diese kann wiederum durch die Wellenlänge ausgedrückt werden. Kurze Wellenlängen entsprechen blauer Farbe bzw. hohen Tönen, rote Farbe hat eine größere Wellenlänge. Die Geschwindigkeit  $v$  erhält man nach der Formel

$$v = c \times \Delta\lambda / \lambda$$

Dabei ist  $\Delta\lambda$  die Verschiebung der Absorptions- bzw. Emissionslinie und  $c$  die Lichtgeschwindigkeit.

Ein Beispiel zeigt die Rotation des Saturnrings. Der Lichtleiter des Spektrographen wurde einmal auf den linken Teil des Rings positioniert, einmal auf den rechten. Die Spektren des reflektierten Sonnenlichts zeigen eine deutliche Verschiebung. Da der Lichtleiter bei jeder Aufnahme etwa ein Viertel des ganzen Rings erfasst, ist das Geschwindigkeitsprofil des Rings natürlich nicht räumlich aufgelöst. Die Linienverschiebung kann man aus der Abbildung 5 entnehmen und mit der oben angegebenen Formel die Geschwindigkeit berechnen. Da reflektiertes Licht beobachtet wird, ist die berechnete Geschwindigkeit zu halbieren. Da wir den linken Rand des Rings mit dem rechten vergleichen, muss der Wert noch ein zweites Mal halbiert werden. Die Rotationsgeschwindigkeit, die man mit dieser einfachen Messung erhält, sollte aber schon zu Keplerbahnen im Bereich der helleren Ringe gehören. Die Durchführung dieser Rechnung bleibt dem Leser überlassen.

### Software

Da der Verfasser dem Charme der Open-Source-Bewegung erlegen ist, verwendet er als Betriebssystem Linux und zur Reduktion seiner Spektren die umfassende Programmsammlung ESO-Midas, die die europäische Südsternwarte sowohl in kompilierter Form als auch im Quellcode zum freien Download bereit hält. In guter Unixmanier wird das Programm über eine Kommandozeile gesteuert und alle Reduktionsschritte sind damit in einsichtiger Art und Weise durchführbar. Eine erste Einführung in die Reduktion von Spektren mit ESO-Midas ist von der Homepage des Verfassers unter [www.spektros.de](http://www.spektros.de) als PDF-Dokument zu erhalten.