

Aus der Reihe

# Astronomie

Astronomical Bulletin Wischnewski

No. 13: Vermessung eines P-Cygni-Profiles mit dem StarAnalyser

## Modellierung eines P-Cygni-Profiles und Messung von Geschwindigkeiten mit dem StarAnalyser.

**Abstract** Für die Bestimmung von Geschwindigkeiten bei Sternen mit einer zirkumstellaren Hülle werden sowohl die Halbwertsbreiten der Spektrallinien als auch die Lage der Peaks und die kurzwelligen Enden der Linien verwendet. Es wird eine knappe Übersicht der Thematik gegeben und als Resümee einer Diskussion die Verwendung der Halbwertsbreite als „charakteristische Geschwindigkeit“ einer Hülle empfohlen und begründet. Dabei findet der StarAnalyser besondere Beachtung. Es wird die Problematik bei der Bestimmung von Linienbreiten bei niedrigauflösenden Spektren behandelt und Mindestbedingungen vorgeschlagen.

|   |                                     |    |
|---|-------------------------------------|----|
| 1 | Einleitung                          | 2  |
| 2 | Modellierung eines P-Cygni-Profiles | 3  |
| 3 | Bestimmung von Geschwindigkeiten    | 6  |
| 4 | StarAnalyser 100                    | 11 |

Eine ausführliche Behandlung der Themen Veränderliche, Novae, Photometrie und Spektroskopie finden Sie im Buch *›Astronomie in Theorie und Praxis‹*, 6. Auflage (ISBN 978-3-00-040524-2).

---

Dr. Erik Wischnewski

Heinrich-Heine-Weg 13 • D-24568 Kaltenkirchen

E-Mail: [proab@t-online.de](mailto:proab@t-online.de) • Internet: <http://www.astronomie-buch.de>

Das Werk einschließlich aller seiner Teile ist urheberrechtlich geschützt. Jede Verwertung außerhalb der engen Grenzen des Urheberrechtsgesetzes ist ohne Zustimmung des Autors unzulässig und strafbar. Das gilt insbesondere für Vervielfältigungen, Übersetzungen, Mikroverfilmungen und die Einspeicherung und Verarbeitung in elektronischen Systemen.

Alle Rechte vorbehalten.

© Dr. Erik Wischnewski, Kaltenkirchen 2014

Version: 13.02.2014 08:04:39

# 1 Einleitung

Die Absorptions- und Emissionslinien eines Spektrums unterliegen unter anderem dem Doppler-Effekt. Das bedeutet, die Lage und die Form der Linien sind abhängig von der Geschwindigkeit der linienerzeugenden Materie. Für den Doppler-Effekt ist nur die Geschwindigkeitskomponente in Richtung des Beobachters relevant, die sogenannte Radialgeschwindigkeit.

Im Falle normaler Sterne beobachtet man Absorptionslinien, die in den atmosphärischen Schichten des Sterns entstehen, welche diesem vorgelagert sind. Rotiert der Stern, so zeigt sich das in der Form und Breite der Spektrallinie, bewegt sich der Stern im Weltall auf uns zu oder von uns fort, so zeigt sich diese in der Lage der Linie, deren Zentralwellenlänge  $\lambda_{\text{CWL}}$  gegenüber der Ruhe- oder Laborwellenlänge  $\lambda_0$  verschoben ist.

**Linienbreite** | Spektrallinien besitzen eine *natürliche Linienbreite*, bedingt durch die quantenmechanische Unschärfe (ca. 0.0001 Å). Dem überlagert sich die *Stoß- oder Druckverbreiterung*. Diese nimmt mit der Dichte des Gases zu und ist meistens deutlich kleiner als der *thermische Doppler-Effekt* (ca. 0.2–0.8 Å). Bis hierhin haben die Flügel der Linien einen asymptotischen Verlauf gegen das Kontinuum, sie laufen also allmählich aus.

Diesem Linienprofil überlagert sich der rotationsbedingte Doppler-Effekt. Dieser ist bei der Sonne mit 0.04 Å deutlich kleiner als der thermische Doppler-Effekt, kann aber bei anderen Sternen mehrerer Angström (Regulus: 7.2 Å). Ein reines Rotationsprofil läuft steil ins Kontinuum, was eine Festlegung der Rotationsgeschwindigkeit sehr vereinfacht. Allerdings kommen solche Idealprofile kaum vor. Meistens besitzen die Profile eine Mischform aus Druck-, Temperatur- und Rotationsverbreiterung.

**Zirkumstellare Hüllen** | Im Falle von Sternen mit zirkumstellarer Materie (Hülle) können Emissionslinien im Spektrum erscheinen. Diese entstehen im Umfeld heißer Sterne aufgrund der starken UV-Strahlung. Zu den Sternen mit zirkumstellarem Gas gehören vor allem die Be-Sterne, Wolf-Rayet-Sterne und die Novae. Be-Sterne besitzen schnell rotierende, flache Scheiben. Wolf-Rayet-Sterne sind durch starke Winde gekennzeichnet, die für kontinuierlichen Nachschub des Gases in der Hülle sorgen. Novae zeigen sowohl eine einmalige Ablösung einer schalenförmigen Hülle, die zuerst optisch dicht als sogenannter „Feuerball“ und später optisch dünn erscheint, als auch einen stellaren Wind.

**Rotation** | Solange die radiale Expansion der Hülle gegen die Rotation der äquatorialen Gas-scheibe vernachlässigt werden kann, ist das gesamte Linienprofil symmetrisch zur Ruhewellenlänge. Es zeigt lediglich je nach Blickwinkel (polar, schräg oder äquatorial) unterschiedliche Ausprägungen der Absorptions- und Emissionskomponente. Dabei kommen die Emissionslinien aus der Scheibe, die den Stern umgibt, und die Absorptionslinien aus der Photosphäre des Sterns und in der Sichtlinie des Beobachters (nur hier kann Absorption eintreten).

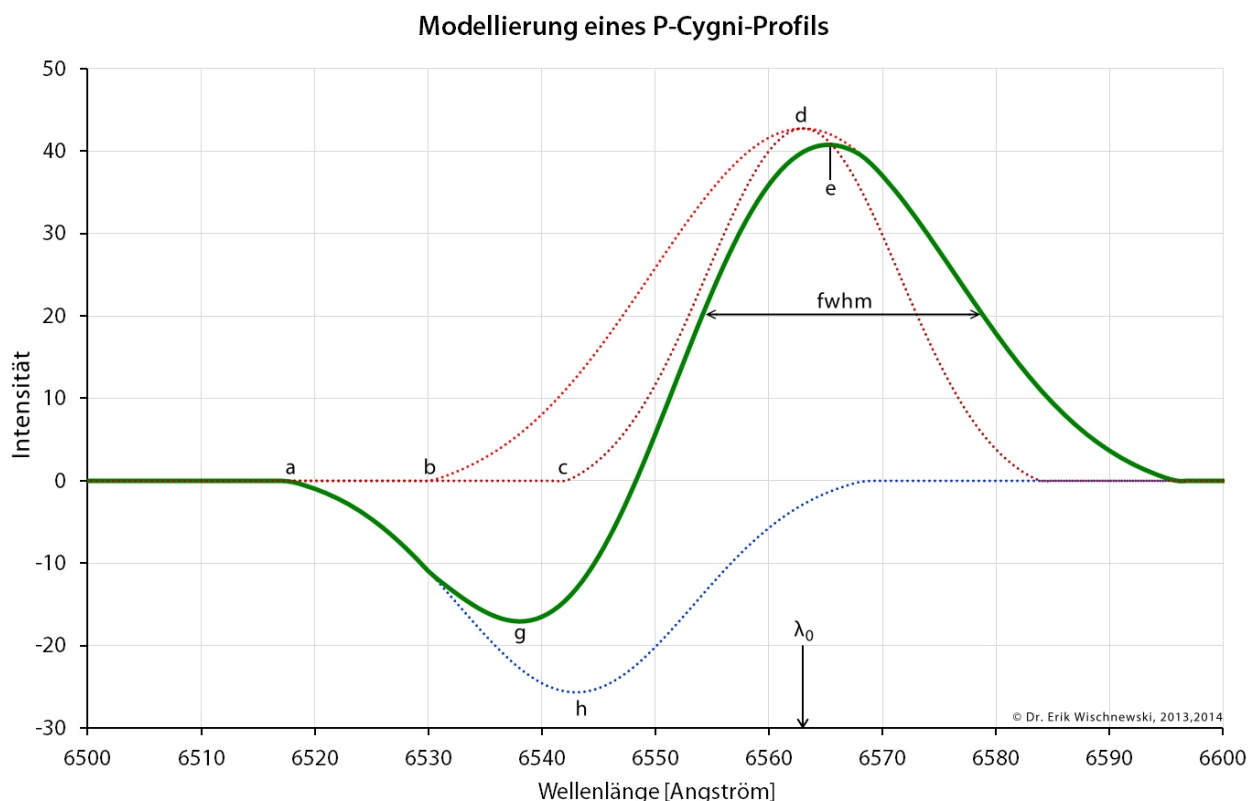
**Winde** | Oft kommen aber Winde hinzu, die sich radial von innen nach außen bewegen. Bei der Emissionslinie ist dieser Anteil ebenfalls symmetrisch zur Ruhewellenlänge. Die Zentralwellenlänge der Absorptionslinie wird aber entsprechend der Windgeschwindigkeit blauverschoben. Es entsteht ein P-Cygni-Profil (siehe Abbildung 1, grüne Kurve).

**Sonstige Effekte** | Die Zentralwellenlänge verschiebt sich auch durch eine räumliche Bewegung des Sterns innerhalb unserer Milchstraße. Zudem können Jets auftreten, die dann zu nichtsymmetrischen Emissionslinien führen. Auch kann das Licht der Emissionslinien, allen voran eine stark verbreiterte H $\alpha$ -Linie, kühlere Gase durchlaufen und dort schmale Absorptionslinien innerhalb der breiten Emissionslinie erzeugen. Ursache kann die Atmosphäre eines Begleiters, eine früher abgestoßene Hülle oder das interstellare Gas sein. Auch andere Effekte wie nichtkohärente Elektronenstreuung verändern das Profil.

**Randbedingung** | Die nachfolgenden Betrachtungen gelten nur für Hüllen, deren Emissionslinien näherungsweise symmetrisch zur Ruhewellenlänge liegen. Damit müssen die Hüllen mindestens den zweifachen Radius des Sterns besitzen, da sonst der rotverschobene Anteil verschwindet (vom Stern verdeckt).

## 2 Modellierung eines P-Cygni-Profiles

**Näherungsmodell** | In der gesamten Wissenschaft, und auch in der Astronomie, ist es oft sehr schwierig und aufwendig, ein exaktes mathematisches Modell der komplexen Physik zu erstellen. Für viele Wissenschaftler ist es im Rahmen ihrer Aufgabenstellung völlig ausreichend, idealisierte Modelle zu verwenden, deren Berechnung einfach ist. Davon machen naturgemäß auch Amateurastronomen Gebrauch.



**Abbildung 1:** Modellierung eines P-Cygni-Profiles (Erläuterungen siehe Text).

Für solche Modelle bietet die *Gaußfunktion* häufig die geeignete Alternative. In vielen Fällen kommt diese Funktion der Realität sehr nahe, in anderen Fällen ist sie oft die einzige Chance, überhaupt etwas numerisch auszuwerten. Dabei ist eine solche Gaußfunktion durch die drei Parameter Amplitude, Halbwertsbreite und Symmetrieachse gekennzeichnet. Im Falle von Spektrallinien spricht man von der Peakintensität (=  $I_0$ ), der Halbwertsbreite (engl. Abk. = FWHM) und der Zentralwellenlänge (engl. Abk. = CWL).

In dem hier verwendeten Modell sollen alle Komponenten einer Linie, die den Strahlungsfluss des Kontinuums abschwächen, durch eine einzige Gaußfunktion angenähert werden. Analog sollen alle Komponenten, die den Strahlungsfluss erhöhen, durch eine einzige zweite Gaußfunktion genähert wiedergegeben werden. Es wird in diesem Sinne von der Emissionslinie und der Absorptionslinie des P-Cygni-Profiles gesprochen. Um die vielen Effekte, die ein solches Linienprofil beeinflussen, in der Näherung des P-Cygni-Profiles durch eine solche Doppelgaußfunktion ansatzweise zu berücksichtigen, wurde eine einfache Modifizierung vorgenommen.

**Modifizierte Gaußfunktion** | Aus dem vorher Gesagtem wird klar, dass die reine Gaußkurve als erste Näherung für ein Linienprofil nicht immer gut genug geeignet ist. Der Verfasser schlägt deshalb eine modifizierte Gaußfunktion vor, bei der der untere Teil abgeschnitten wird. Somit läuft die Kurve nicht mehr asymptotisch aus, sondern stößt mehr oder weniger steil auf das Kontinuum. Hierdurch wird eine realistischere Linienform erreicht, die auch andere Anteil wie z. B. Rotation berücksichtigt (siehe Abbildung 1, Endpunkte b und c der rot gepunktete Kurven).

$$I(\lambda) = I_0 \cdot \left( e^{-a \cdot \left( \frac{\lambda - \lambda_0}{m} \right)^2} - b \right)^{\min=0} \quad (1)$$

mit der Zentralwellenlänge  $\lambda_0$  (auch CWL genannt), der Amplitude  $I_0 = I_{\text{CWL}}$  und der Halbwertsbreite  $m$  (auch FWHM genannt). Ferner gilt  $a = 4 \cdot \ln 2 \approx 2.7726$ . Das zusätzliche Glied  $b$  ist die erwähnte Korrektur und liegt prinzipiell zwischen 0 und 1, wobei sinnvolle Werte etwa bis 0.1 reichen (in der Abbildung 1 wurde  $b = 0.05$  verwendet). Wird der Klammerausdruck negativ, so wird er auf 0 gesetzt, was dem oben erwähnten Abschneiden entspricht.

Das Modell sieht nun so aus, dass es die Emissionslinie und die Absorptionslinie getrennt berechnet und dann addiert. Für den endgültigen Fit des gemessenen Linienprofils wird noch eine Konstante und eine lineare Steigung ergänzt, die hier weggelassen wurden. Ferner wurde in Abbildung 1 angenommen, dass die Zentralwellenlänge der Emissionslinie ( $d$ ) der Ruhewellenlänge  $\lambda_0$  entspricht. Die Zentralwellenlänge der Absorptionslinie ( $h$ ) repräsentiert die effektive (mittlere) Geschwindigkeit des absorbierenden Gases in Richtung Beobachter. Beide Zentralwellenlängen ( $d$  und  $h$ ) sind im Summenprofil leicht verschoben in den Punkten  $e$  und  $g$  wieder zu finden. Die jeweiligen Halbwertsbreiten sind ebenfalls nicht mehr ablesbar, sondern nur zwei damit korrelierte im Summenprofil. Wie stark diese Abweichungen sind, hängt empfindlich von den Parametern ab.

**Instrumentelle Korrektur** | Die beiden rotgepunkteten Emissionslinien, deren kurzwelliges Ende mit b und c bezeichnet sind, unterscheiden sich durch die instrumentelle Korrektur. Bei genügend hochauflösender Spektren fallen diese zusammen, im Falle niedrigauflösender Spektren wie im etwa beim StarAnalyser 100, entspricht der Punkt b dem gemessenen Profil und c dem instrumentell korrigierten Profil. Da Gaußprofile als Näherung verwendet werden, macht es auch Sinn, die Einflüsse der Linienverbreiterung einer Gauß'schen Fehlerberechnung gleichzusetzen:

$$fwhm_{korrigiert} = \sqrt{fwhm_{gemessen}^2 - fwhm_{instrumentell}^2}, \quad (2)$$

wobei im Falle eines StarAnalyzers als instrumentelle Halbwertsbreite die der nullten Ordnung verwendet wird. Diese enthält auch die atmosphärischen Einflüsse des Seesings.

**Messgrößen** | Liegt eine reine Emissionslinie zur Vermessung vor, so besitzt der kurzwellige Endpunkt, wo der Linienflügel ins Kontinuum übergeht, diejenige Wellenlänge, die für die Bestimmung der Geschwindigkeit des Emissionsgebietes, verwendet wird. Hierbei wird die Differenz  $\Delta\lambda$  zur Zentralwellenlänge gebildet und gemäß

$$v = \frac{\Delta\lambda}{\lambda} \cdot c \quad (3)$$

in eine Geschwindigkeitsangabe umgerechnet. Im Allgemeinen kann auch die Hälfte der gesamten Breite der Emissionslinie verwendet werden (HWZI = Half Width at Zero Intensity). Wegen der oftmals schwierigen Situation, den Endpunkt der Linie genau zu bestimmen, verwendet man auch gern die Halbwertsbreite der Linie als „*charakteristische Geschwindigkeit*“. Welche Unterschiede sich hieraus ergeben, zeigen die Ergebnisse in Kapitel 3. Analog ist die Vermessung einer reinen Absorptionslinie zu betrachten.

Besonders schwierig wird es bei P-Cygni-Profilen. Die Emissions- und Absorptionslinie vermischen sich und treten nicht mehr in ihrer reinen Form auf. Hier gibt es deshalb mehrere Ansätze, die Geschwindigkeit zu bestimmen.

Eine Gaußfunktion läuft an den Flügeln asymptotisch ins Kontinuum. Theoretisch liegt das kurzwellige Ende einer solchen Gaußlinie bei 0 und ist somit unbrauchbar. Real wird man das kurzwellige Ende dort annehmen, wo der Funktionswert den Wert des Kontinuumsrauschens erreicht. Auch das ist nicht immer einfach, zumal es häufig zu Verschmelzungen („Blends“) mit Nachbarlinien kommt. Deshalb verwenden viele Wissenschaftler gerne die Halbwertsbreite, deren Festlegung zwar auch mit dem Kontinuumsrauschen verknüpft ist, aber doch genauer bestimmt werden kann. In wie weit diese Messgröße als Geschwindigkeit geeignet ist, sollen nachfolgende Untersuchungen zeigen.

## 3 Bestimmung von Geschwindigkeiten

### 3.1 Interpretation

**Idealmodell** | Häufig wird als Expansionsgeschwindigkeit die Differenz  $g-e$  (Peak–Peak gemessen) verwendet. Diesem liegt ein Idealmodell zugrunde, bei dem der Emissionspeak  $e$  der Ruhewellenlänge  $\lambda_0$  ( $=d$ ) entspricht und zwischen  $g$  und  $h$  keine Verschiebung vorliegt. Das Idealmodell geht davon aus, dass die gesamte Hülle einheitlich expandiert und dass die Geschwindigkeit der Emissionsgebiete gleich der der Absorptionsgebiete ist. Da die Absorption vor dem Stern stattfindet, wo der Radialanteil der Expansionsgeschwindigkeit maximal ist, repräsentiert der Absorptionspeak das kurzwellige Ende des Emissionsflügels. Dies entspräche in Abbildung 1 den Punkten  $c$  und  $h$ , die im abgebildeten Modell des Verfassers allerdings geringfügig gegeneinander verschoben sind.

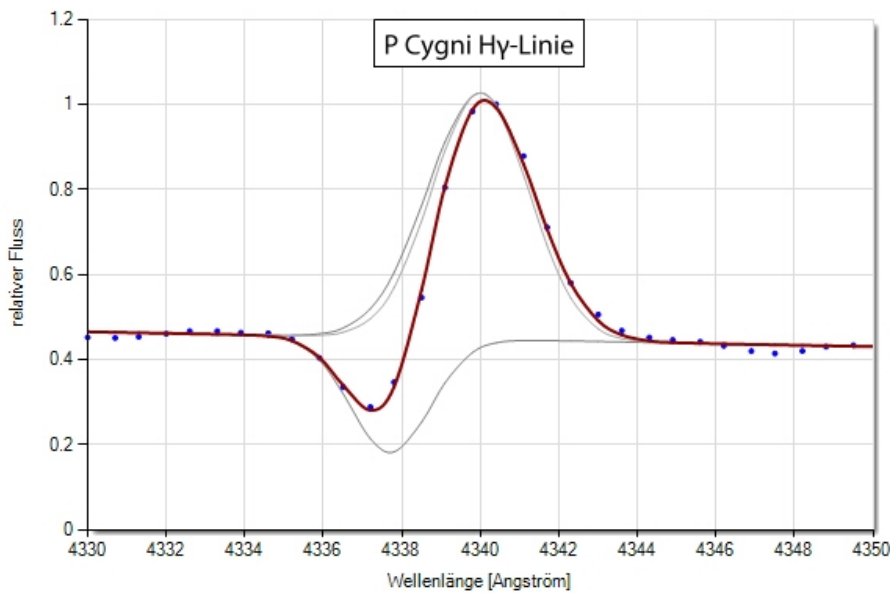
Wie dieses Modell zeigt, bestehen geringfügige Unterschiede zwischen den Punkten  $c$ ,  $g$  und  $h$ . Der Unterschied zwischen  $b$  und  $c$  ist die instrumentelle Auflösung und wurde schon besprochen. Die Absorptionslinie wird beim StarAnalyser praktisch ausschließlich durch die instrumentelle Verbreiterung bestimmt. Deshalb ist auch nur eine blau gepunktete Kurve eingezeichnet (und keine zwei). Anders verhält es sich beim Emissionsteil des P-Cygni-Profiles. Deren Halbwertsbreite *fwhm* setzt sich zusammen aus der Halbwertsbreite der intrinsischen Emissionslinie (= korrigierte) und der instrumentellen Auflösung. Diese instrumentell aufgeweitete Emissionslinie endet bei  $b$ , was physikalisch keine Bedeutung hat und zu große Geschwindigkeiten liefert. Wichtig ist dieser Effekt aber ohnehin nur bei niedrigauflösenden Spektren, ansonsten fallen die beiden roten Punktkurven und somit  $b$  und  $c$  zusammen.

Bleibt noch der Endpunkt  $a$ , der zu betrachten wäre, bevor wir zu den numerischen Ergebnissen kommen. Dieser schließt bei niedrigauflösenden Spektren die instrumentelle Aufweichung mit ein. Aber auch bei hochauflösenden Spektren scheint er ungeeignet zu sein, als Maß für die Expansionsgeschwindigkeit verwendet zu werden. Es handelt sich um das kurzwellige Ende der Absorptionslinie und liegt immer jenseits des kurzwelligen Endes der Emissionslinie. Letzteres ist aber als Expansionsgeschwindigkeit für die Hülle zu verwenden.

Es kommt sogar noch ein weiterer Gedanke hinzu: Die kühleren absorbierenden Gase müssen nicht dieselbe Geschwindigkeit haben wie die heißen emittierenden Gase. Sollte es aber trotzdem aus irgendwelchen Gründen sinnvoll sein, das kurzwellige Ende der Absorptionslinie und somit des gesamten P-Cygni-Profiles zu benutzen, so muss es in Bezug auf die zugehörige Zentralwellenlänge (Peak der Absorptionslinie) betrachtet werden.

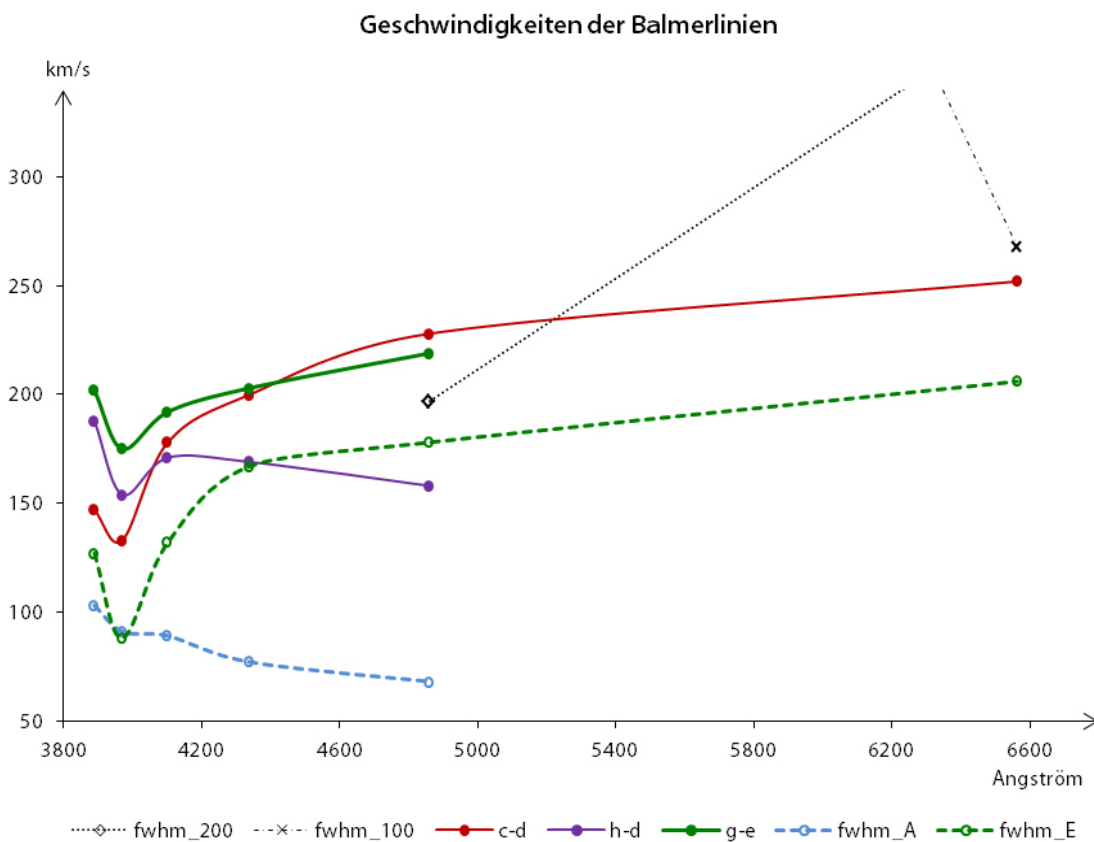
### 3.2 Numerische Ergebnisse

Die numerische Verifikation erfolgt zunächst an Spektren mit  $R \approx 4000$  (Auflösung etwa  $1 \text{ \AA}$ ), um den instrumentellen Einfluss vernachlässigen zu können. Es werden Spektren von P Cygni verwendet, deren Linienbreiten in der Größenordnung von  $5 \text{ \AA}$  liegen. Die Spektren wurden mit einem DADOS-Spektrographen erstellt und freundlicherweise von Richard Walker zur Verfügung gestellt. Vermessen wurden die ersten fünf Balmerlinien und drei HeI-Linien. In Abbildung 2 ist eine charakteristische P-Cygni-Profil-Simulation am Beispiel der H $\gamma$ -Linie dargestellt.



**Abbildung 2:** Profil der H $\gamma$ -Linie von des Sterns P Cygni, gemessen (blaue Punkte) und durch einen gekoppelten Doppelgaußfit (rote Kurve) angenähert. Die grauen Kurven zeigen die einzelnen Gaußkurven für die Emissions- und Absorptionslinie. In Emission erkennt man den geringen instrumentellen Einfluss. In Absorption ist die Verschiebung des Peaks deutlich sichtbar.

In Abbildung 3 sind die Ergebnisse für mehrere Möglichkeiten der Geschwindigkeitsbestimmung für die Balmerlinien graphisch dargestellt.



**Abbildung 3:** Gemessene und gerechnete Geschwindigkeiten der Balmerlinien bei P Cygni. Die Werte aus Halbwertsbreiten sind gemäß Gleichung (3) korrigiert.

Anhand von Abbildung 3 können die grundsätzlichen Möglichkeiten diskutiert werden. Zuerst gilt die Aufmerksamkeit der H $\beta$ -Linie (4861 Å). Es fällt auf, dass die Werte sehr unterschiedlich sind. Es ist also nicht egal, wie man die Geschwindigkeit bestimmt und es muss demzufolge bei jedem Messwert angegeben werden, wie dieser Wert bestimmt wurde. Das ist auch häufig in wissenschaftlichen Publikationen der Fall. Wenngleich die Variante **c-d** (rot, entspricht *HWZI*) dem Idealmodell einer gleichmäßig expandierenden Sternhülle entspricht und somit in diesem Sinne der „richtige“ Wert sein müsste, muss doch grundsätzlich – auch in diesem Falle – von „charakteristischen Geschwindigkeiten“ gesprochen werden. Die Bandbreite der Werte gibt Anlass zu der Annahme, dass das Realmodell des Sterns erheblich komplizierter ist und insofern jede Geschwindigkeit ihre Richtigkeit hat, bezogen auf bestimmte Regionen und bestimmte Ursachen.

Nach dem Idealmodell sollten die Werte **h-d** (violett) und **c-d** (rot) identisch sein, was nicht der Fall ist. Auch hieraus folgt, dass das reale Modell von P Cygni erheblich komplexer sein muss.

Dass die Peak des P-Cygni-Profiles (Punkte g und e) von den Peaks der isolierten Einzelprofile (Punkte h und d) abweichen, ist verständlich und eine Folge der Addition (Überlagerung) beider Linien. Salopp formuliert: Hierbei wird die kleinere Amplitude zur größeren hingezogen, abhängig vom Peakabstand und der Halbwertsbreite.

Allerdings wird deutlich, dass für die Interpretation von Messgrößen des Profils als Geschwindigkeit nicht das P-Cygni-Profil, sondern die rechnerisch ermittelten Einzelprofile verwendet werden müssen. Von diesem Gedanken ausgehend sollen zunächst nur die Werte **c-d** (rot) und **h-d** (violett) als physikalisch relevant betrachtet werden. Numerische Unterschiede möchte der Verfasser dadurch erklären, dass der Wert **c-d** (rot) eine Aussage über die Emissionsgebiete macht und der Wert **h-d** (violett) eine Aussage über die Absorptionsgebiete in der zirkumstellaren Hülle erlaubt. Diese müssen nicht identisch sein. Man sollte deshalb nicht von vornherein von *der* Expansionsgeschwindigkeit sprechen, sondern diese genauer beschreiben.

Wie eingangs bereits erwähnt, müssen sich die Astronomen für viele Aufgaben Vereinfachungen zum Werkzeug schaffen und können nicht jede Messgröße durch komplexe Simulationsrechnungen ermitteln. Nicht einmal – wie im vorliegenden Fall – durch einfache Simulationen. Oftmals muss man ganz einfach pragmatisch direkt aus den Messungen einen charakteristischen Wert für eine physikalische Größe ableiten. Ein theoretisches oder gemessenes Ergebnis, das bis auf einen Faktor 2 stimmt, galt lange Zeit als gut. Und das wird noch lange so bleiben. Unter diesem Aspekt müssen wir nach einem leicht bestimmbareren Messwert suchen, der als „*charakteristische Geschwindigkeit*“ angesehen werden kann. Sei es für eine Rotation, für einen Wind oder eine Novahülle.

Diese Vorgehensweise wird auch noch dadurch gestützt, dass man häufig möglichst viele Beobachtungen zusammen tragen möchte. Für den Fall von Näherungswerten, wie eben diskutiert, ist es unerlässlich, dass alle Werte nach demselben Verfahren bestimmt wurden. Es muss ein Verfahren sein, das einer möglichst großen Schar von Beobachtern möglich ist. Da bieten sich im Falle eines P-Cygni-Profiles nur zwei Werte an: Der Peak-Peak-Abstand **g-e** (grün) und die Halbwertsbreite der Emissionskomponente **fwhm<sub>E</sub>** (grün gestrichelt).

Vorsicht, wenn man die Geschwindigkeiten der Abbildung 3 mit denen der Literatur vergleicht. Hier muss man genau wissen, nach welcher Methode die Geschwindigkeit bestimmt wurde.



**Halbwertsbreite der Absorptionslinie** | Zum Vergleich ist auch die Halbwertsbreite der Absorptionskomponente  $fwhm_A$  (blau gestrichelt) in Abbildung 3 eingezeichnet worden. Wie aber bereits diskutiert, ist diese schmaler und liegt somit im unteren Geschwindigkeitsbereich. Würde man beispielsweise von einer radial beschleunigten Windhülle ausgehen, so müsste man dies dahingehend interpretieren, dass die Absorption in den unteren Schichten der Hülle (eventuell sogar in der Chromosphäre) erfolgt.

**Halbwertsbreite der Emissionslinie** | Zunächst einmal erkennt man in Abbildung 3, dass die beiden grünen Graphen in allen Balmerlinien einigermaßen beisammen liegen und synchron verlaufen. Obwohl zunächst scheinbar keiner der beiden favorisiert werden kann, möchte ich doch der Halbwertsbreite  $fwhm_E$  (grün gestrichelt) den Vorzug geben. Und zwar aus genau demselben Grund, wie bereits hinsichtlich der Beobachtervielfalt genannt. Es ist höchst nützlich, in Zeitreihen und anderen Betrachtungen, in denen viele Beobachtungen zusammen getragen werden, die Daten nach derselben Methode gewonnen zu haben. In Hüllensternen sämtlicher Nuancen verändern sich die Emissionslinien mit der Zeit. So dauert die Phase des P-Cygni-Profiles bei einer Nova nur eine relativ kurze Zeit an. Danach ist die Emissionslinie so dominant, dass von der Absorptionskomponente nichts mehr viel im Spektrum zu sehen ist. In diesem Falle ist es oft nicht mehr möglich, den Peakabstand zu bestimmen, wohl aber die Halbwertsbreite. Eine solcher Fall liegt bei  $H\alpha$  vor: Hier konnte das Modell des Verfassers keinen Fit berechnen, der auch eine Absorptionskomponente enthält.

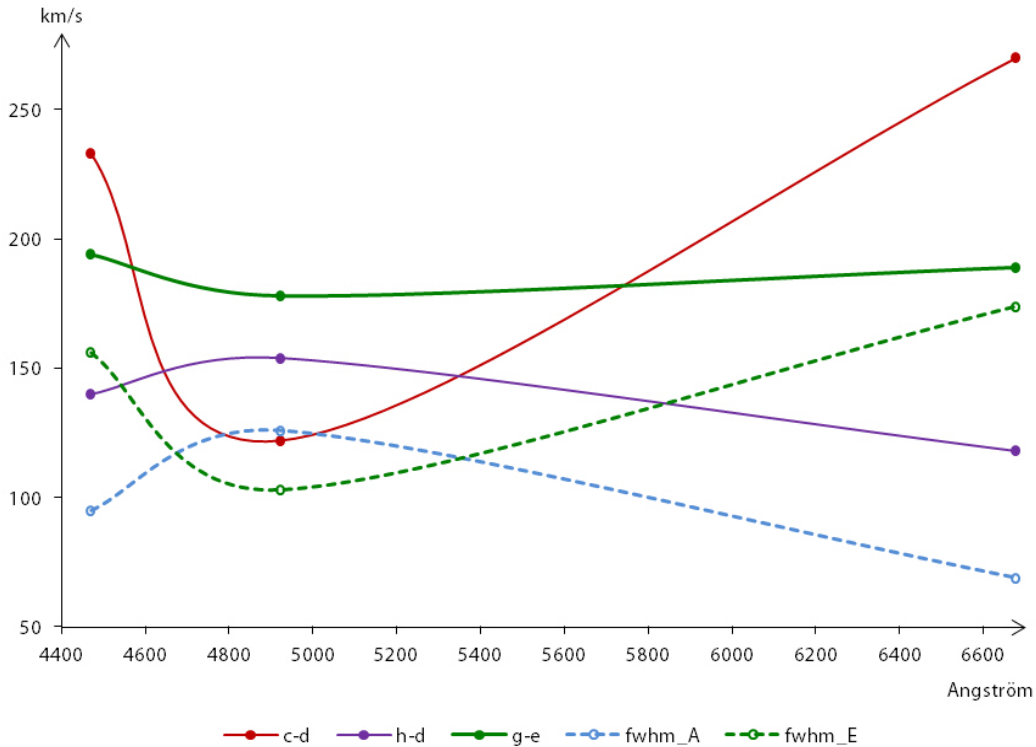
Der Verfasser möchte nicht missverstanden werden. Die anderen Bestimmungsmethoden sind auch relevant, solange es nicht auf die Vergleichbarkeit ankommt. Mit den anderen Werten kann man teilweise spezifischere Aussagen zum Sternmodell machen. Diese Entscheidung muss aber in jedem einzelnen Fall getroffen werden. Und auf jeden Fall sollte man immer die Halbwertsbreite mit angeben, selbst wenn man andere Ziele mit seinen Beobachtungen verfolgt. Allein schon deswegen, damit andere die Messung für deren Betrachtungen übernehmen können.

**StarAnalyser 100** | Bleibt zuletzt die Betrachtungen von Spektren mit dem StarAnalyser 100. Hier ist der signifikante Unterschied zu den bisherigen Erörterungen, dass der instrumentelle Einfluss die Auflösung so stark einschränkt, dass die instrumentell bedingte Linienbreite von gleicher Größenordnung ist wie die intrinsische Linienbreite.

Die sich aus der  $H\alpha$ -Linienbreite  $fwhm_{100}$  ergebende Geschwindigkeit (Kreuz) liegt inmitten des Feldes der genaueren Werte. Der Wert für  $H\beta$  liegt viel zu hoch (die Punkt-Strich-Linie in Abbildung 3 deutet die Richtung an).

**Baadergitter 200** | Zum Vergleich wurde das Spektrum auch mit dem Baader Blazegitter (200 Linien/mm) aufgenommen. Für die Leihgabe bedankt sich der Verfasser bei der vhs-Sternwarte Neumünster. Hier ist es umgekehrt: Der  $H\beta$ -Wert liegt glaubwürdig gut, während der  $H\alpha$ -Wert zu hoch liegt (Raute,  $fwhm_{200}$ ).

### Geschwindigkeiten der Heliumlinien



**Abbildung 4:** Gemessene und gerechnete Geschwindigkeiten einiger Linien des neutralen Heliums (4471 Å, 4922 Å, 6678 Å) bei P Cygni. Die Werte aus Halbwertsbreiten sind gemäß Gleichung (2) korrigiert.

**Heliumlinien** | Nach diesem vorläufigen Resümee sollen noch die Messungen der Linien He I 4471, 4922 und 6678 betrachtet werden. Auch hier liegt die gemessene Halbwertsbreite  $fwhm_E$  (grün gestrichelt) einigermaßen nahe und synchron der roten Kurve und bei zwei Linien auch inmitten der Lösungsvielfalt. Es spricht also auch aus Sicht der Heliumlinien nichts gegen die Verwendung der Emissions-Halbwertsbreite als charakteristisches Geschwindigkeitsmaß der zirkumstellaren Hülle. Es sei noch darauf hingewiesen, dass die Heliumlinien in anderen Anregungsregionen der Hülle entstehen und insofern andere Geschwindigkeiten als die Balmerlinien aufweisen dürfen.

## 4 StarAnalyser 100

### 4.1 Messung von Geschwindigkeiten

Nach dem etwas ernüchternden Ergebnis mit niedrigauflösenden Spektren stellt sich die Frage, wo genau die Grenzen eines spaltlos prefokal benutzten Gitters liegen, und was wissenschaftlich nutzbar noch möglich ist.

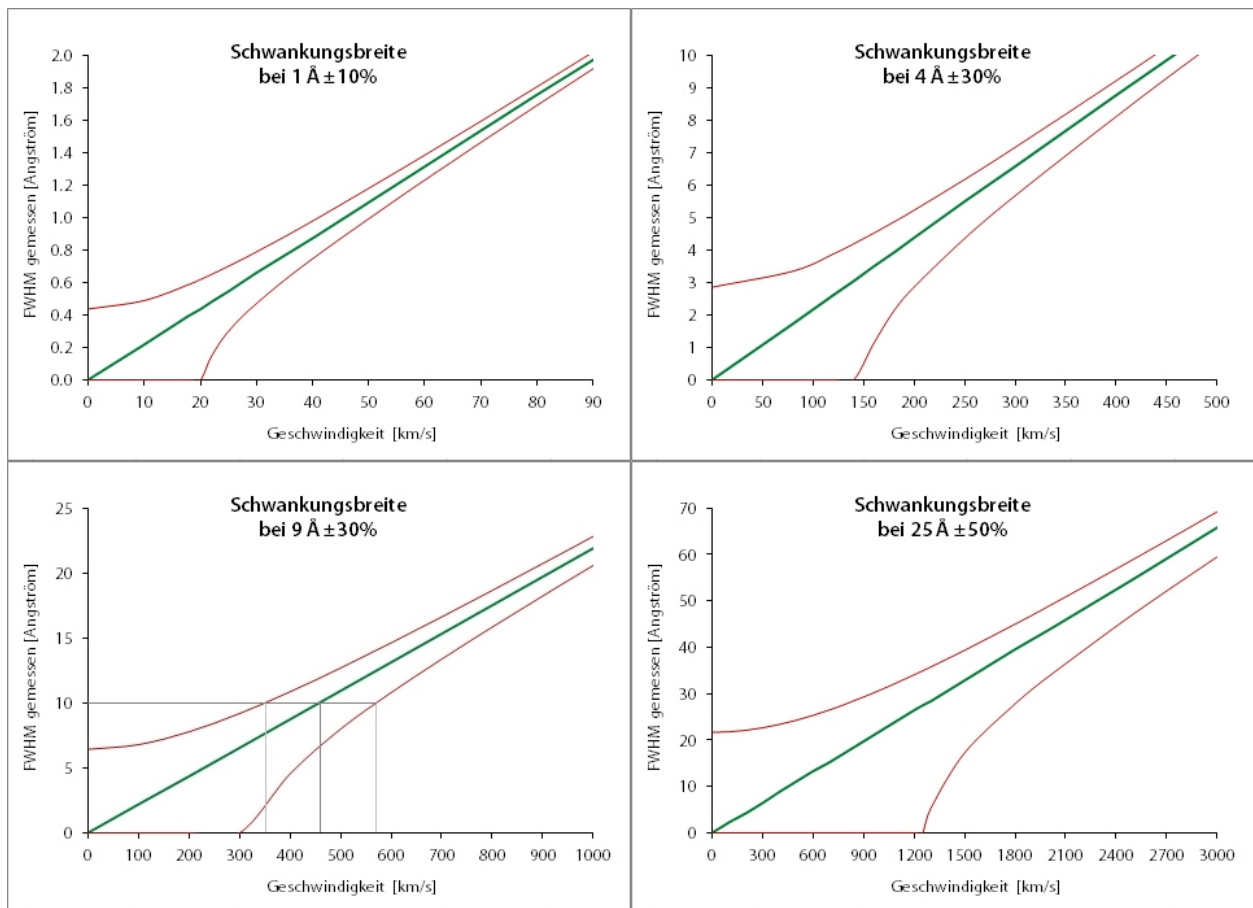
Die Problematik der unsicheren Geschwindigkeitsmessung liegt in der Korrektur gemäß Gleichung (3). Ist der zu subtrahierende Teil der instrumentell bedingten Aufweichung fast so groß wie der Messwert, den es zu korrigieren gilt, bleibt eine sehr kleine Differenz. Eine Unsicherheit des Korrekturwertes  $fwhm_{instrumentell}$  überträgt sich somit sehr stark auf das Messergebnis.

Im Falle von Spaltspektrographen wird die Unsicherheit des Seeings durch den Spalt eliminiert. Der instrumentelle Einfluss auf die Linienbreite lässt sich recht genau bestimmen (der Fehler sollte unter 10% liegen, vermutlich eher bei 1%). Wohlgemerkt, es geht nicht um die Korrekturgröße selbst, sondern um ihre Genauigkeit.

Im Falle spaltlos prefokal eingesetzter Gitter ist die spektrale Auflösung vom Seeing abhängig. In den seltensten Fällen ist dieses so gut, dass die Auflösung der Optik zum Tragen kommt. Betrachtet man eine seeingbegrenzte Aufnahme des Sternenhimmels, so stellt man bei der Vermessung der Sterne fest, dass die Halbwertsbreiten ( $fwhm$ ) sehr stark schwanken. Das hängt sowohl von der Helligkeit (Belichtung) als auch von der Position innerhalb der Aufnahme und Farbe der Sterne ab (z. B. wegen Farbfehler der Optik). Zur Korrektur verwendet man einen „sinnvollen“ Mittelwert und muss die Streuung als Unsicherheit für die Korrektur der Linienbreite akzeptieren. Diese Streuung liegt im Bereich von 30% und kann in ungünstigen Fällen auch 50% erreichen. Als „sinnvoll“ wird bei der Mittelwertbildung angesehen, dass die verwendeten Sterne helligkeitsmäßig von gleicher Größenordnung sind und nicht extrem am Rande der Aufnahme liegen (wegen möglicher Bildfehler). Die Abhängigkeit des Seeings von der Position ist auch dadurch zu erklären, dass das Licht durch unterschiedliche atmosphärische Zonen gelaufen ist.

Bei genügender Belichtungszeit sind meistens mehrere Umgebungssterne vorhanden. Ansonsten muss geschätzt werden, was beispielsweise durch die Bewertung der Streubreite der Einzelaufnahmen, die zum Summenbild aufaddiert werden, erfolgen kann.

Die Abbildung 5 zeigt für vier typische Situationen die Auswirkungen der Unsicherheit der Korrekturgröße.



**Abbildung 5:** Einfluss der Schwankungsbreite der instrumentellen Korrekturgröße. Senkrecht aufgetragen ist die korrigierte, gemessene H $\alpha$ -Linienbreite gegen die Geschwindigkeit der linienverbreiternden Region einer zirkumstellaren Hülle.

**Diagramme** | Eine spektrale Auflösung von  $1 \text{ \AA}$  und eine Unsicherheit von 10% ist für einen Spaltspektrographen vom Typ DADOS bei etwa 900 Linien/mm charakteristisch. Eine Auflösung von  $4 \text{ \AA}$  mit einer Streuung von 30% ist unter sehr günstigen Umständen mit dem Baader Blazegitter (200 Linien/mm) möglich und setzt sehr ruhige Luft und einen optimierten Aufbau („Setup“) voraus. Der dritte Fall geht von einer Auflösung bei  $9 \text{ \AA}$  und 30% Streuung aus, was einer realistisch möglichen Situation beim StarAnalyser 100 entspricht (wurde bereits vom Verfasser in der Praxis verifiziert). Der vierte Fall betrachtet eine spektrale Auflösung von  $25 \text{ \AA}$  und einer Schwankungsbreite von 50%. Diese Situation geht von mäßiger Luft und nicht voll optimierten Aufbau aus, oder sehr schlechter Luft bei optimiertem „Setup“.

**Fallbeispiel** | Für die Interpretation dieser Diagramme sind im Falle von  $9 \text{ \AA}$  (30%) einige Hilfslinien (grau) eingetragen. Die waagerechte Hilfslinie liegt bei  $10 \text{ \AA}$ , die als Linienbreite gemessen worden sei. Dies ist bereits der um  $9 \text{ \AA}$  korrigierte Wert. Das bedeutet, die Linie im Spektrum hatte eine Halbwertsbreite von  $13.5 \text{ \AA}$ . Ein Wert von  $10 \text{ \AA}$  ergibt gemäß Gleichung (1) eine Geschwindigkeit von  $\approx 460 \text{ km/s}$ . Die Unsicherheit dieses Wertes ist hauptsächlich durch die Unsicherheit der Korrekturgröße gegeben, die mit 30% angenommen wird. Daraus ergibt sich eine untere Grenze der Geschwindigkeit von  $\approx 350 \text{ km/s}$  und eine obere Grenze von  $\approx 570 \text{ km/s}$ .

Eine Fehlerabschätzung von 110 km/s (=24%) ist schon beachtlich, aber extrem wird die Situation, wenn der korrigierte Messwert unter 6.5 Å absinkt. Dann lässt sich nämlich nur noch eine Obergrenze angeben. Diese liegt bei einem Messwert von 5 Å beispielsweise bei 410 km/s. Eine solche Information ist nicht mehr aussagestark, wenn man bedenkt, dass der richtige Wert bei 230 km/s liegt. Noch extremer wäre es bei einem Messwert von 2 Å entsprechend 92 km/s. Hier wäre die Obergrenze bei 350 km/s anzugeben.

**Mindestgeschwindigkeit** | Die nachfolgende Tabelle 1 enthält für die vier Diagramme in der Abbildung 5 die charakteristischen Zahlenwerte, insbesondere die Mindestgeschwindigkeiten und die Obergrenzen.

| Auflösung | Streuung | Mindestbreite | Geschwindigkeit | Obergrenze |
|-----------|----------|---------------|-----------------|------------|
| 1 Å       | 10 %     | 0.44 Å        | 20 km/s         | 29 km/s    |
| 4 Å       | 30 %     | 2.86 Å        | 130 km/s        | 240 km/s   |
| 9 Å       | 30 %     | 6.4 Å         | 290 km/s        | 450 km/s   |
| 25 Å      | 50 %     | 21.7 Å        | 990 km/s        | 1620 km/s  |

**Tabelle 1:** Mindestwerte für die Linienbreite bzw. Geschwindigkeit in Abhängigkeit der spektralen Auflösung und Unsicherheit (Streuung) mit Angabe der Obergrenze.

Die zu messenden Geschwindigkeiten müssen also mindestens den Wert in der Spalte „Geschwindigkeit“ erreichen. Mit einem Spaltspektrographen wird man also relativ viele Objekte messen können, erst Recht bei  $R \geq 10000$  und genau bekannter instrumenteller Verbreiterung (möglichst besser als 5%).

Bei spaltlos verwendeten Blazegittern, die wie ein Filter vor den Fokus in den Strahlengang eingesetzt werden (prefokal), ist im Allgemeinen das Seeing ausschlaggebend. Hinzu kommt bei digitalen Farbkameras (speziell also DSLR-Kameras) die Aufweichung durch das Debayering. Hier sind 3 Pixel als Halbwertsbreite der Sterne bzw. nullten Spektralordnung kaum zu unterschreiten. Dies gilt vor allem für Pixelgrößen um 4-5 µm und Brennweiten um 1000 mm.

Mit Hilfe der linearen Auflösung lässt sich dies in Angström umrechnen. Der optimierte Aufbau des Verfassers bringt es auf 2.8 Å/Pixel und somit auf günstigenfalls 9 Å. Messreihen ergaben Streuungen der Sternabbildungen (0. Ordnung) von 10–50% um den Mittelwert. Unter realistischen Annahmen sollten also Objekte mit charakteristischen Geschwindigkeiten von mehr als 300 km/s vermessbar sein. Damit kommt P Cygni als Objekt nicht mehr in Betracht, wohl aber einige Wolf-Rayet-Sterne und Novae. In diesen Fällen hat man dann nur noch mit der Helligkeit des Objektes zu kämpfen. Dies ist ein anderes Thema, dass vor allem etwas mit der Optik und der Belichtungszeit (und damit auch der Mechanik) zu tun hat.