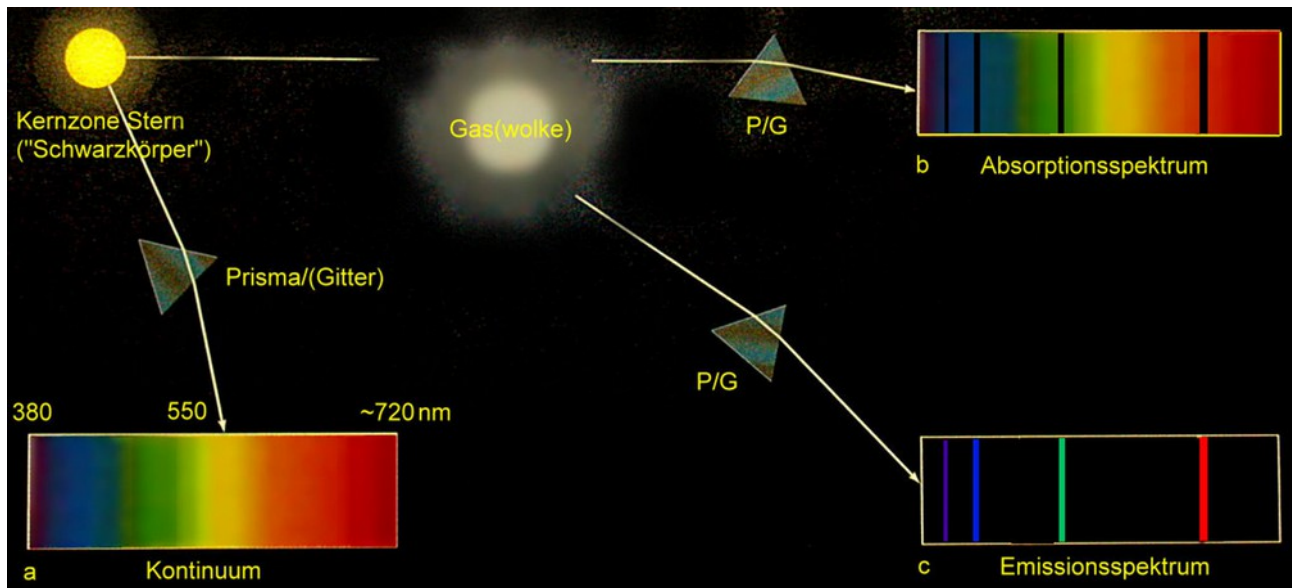


Astro-Spektroskopie – wieso, weshalb, warum?

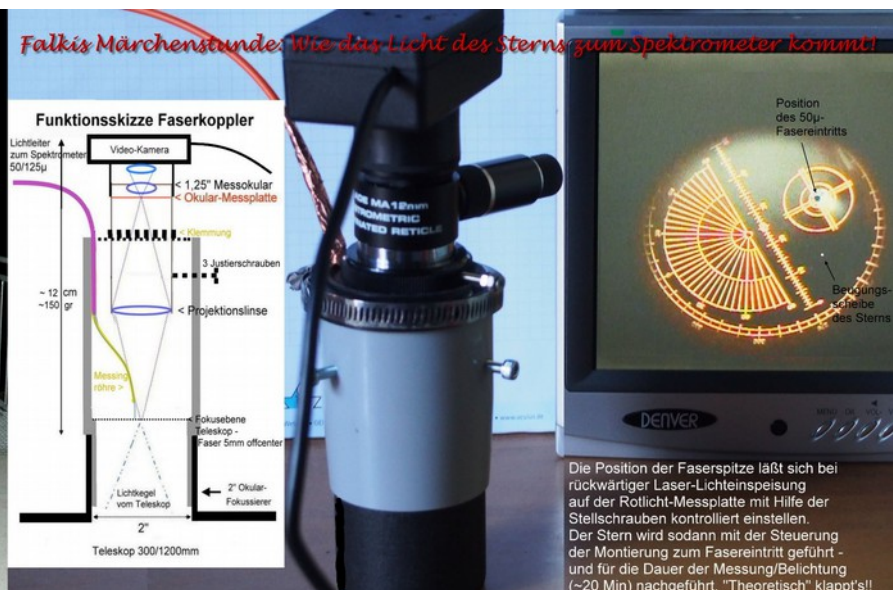
Es geht um ein Verfahren, mit dem man aus dem Licht der Sterne jede Menge zusätzlicher Informationen gewinnen kann. Je nach betriebenem Aufwand hat ein Spektrum eine entsprechende Länge, die von der Dicke eines Regenbogens auf der Netzhaut unserer Augen bis zu ~20 Metern Länge im Keller der Observatorien mit Großteleskopen reicht. Mit dem (geübten) Auge lässt sich bereits über die Farbe des jeweiligen Sterns erkennen, in welchem Wellenlängenbereich das Energiemaximum der Strahlung liegt - vom UV-reichen „Blau“ bis zum (nahen Infra-) „Rot“ der sichtbaren elektromagnetischen Schwingungen, gemessen in Nanometer von „Berg zu Berg“ der Welle.

Die Kamera an unserem Spektrometer kann den Unterschied in der Wellenlänge von 0.02 Nanometer detektieren (genannt Auflösung „R“; später mehr dazu). Was mit dem Licht im Spektrometer geschieht, behandelt der Theorie-Teil ausführlicher; die Geschichte der Astro-Spektroskopie ist ebenso wichtig für ein tieferes Verständnis.

Im Hier und Jetzt einer Schulsternwarte mit Spektrometer stehen also ein strahlendes Objekt am Himmel und unser Teleskop mit dem Spektrografen (Spektrometer mit Kamera) bereit zur digitalen Datenanalyse, später am Computer. Im folgenden Bild erkennt man den Zusammenhang der Spektren mit den Objekttypen:

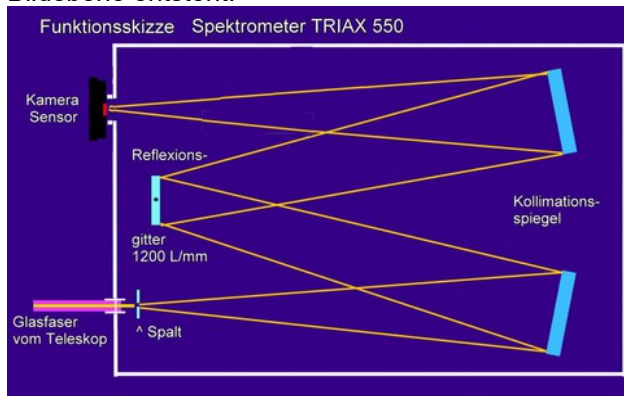


Da in unserem Teleskop auch der größte und hellste Stern nur als eine winzige Scheibe abgebildet werden kann, müssen wir für ein hochaufgelöstes Absorptionsspektrum, bzw. dessen Ausschnitt das Licht dieses Scheibchens - leider umständlich - mit einer Glasfaser in den Spektrografen leiten. Immerhin kann das Spektrum dann ~3 Meter Länge erreichen – was für die Herstellung eines Sonnen(licht)spektrums allerdings schon mehrere Stunden beansprucht. Daher muss man sich bei Sternen - aus Zeitgründen - mit einem Spektrums-Ausschnitt von nur wenigen Nanometern begnügen. Hier die Geräte und Arbeitsschritte:



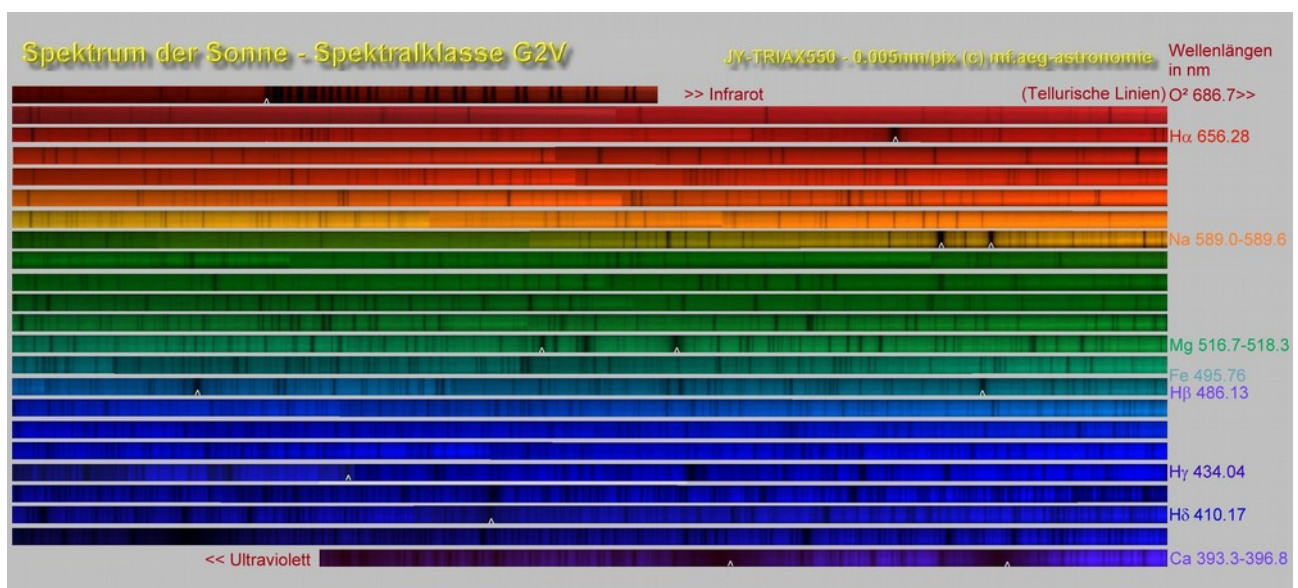
Gegen die Ermüdung auf der Leiter hilft die Videokamera, aber es ist dennoch echte Arbeit, kein „Begucken“ von Sternchen. Wenn es also gelingt, die Faser im Fokus des Teleskops ausreichend lange auf dem Sternabbild zu halten, macht der Spektrograf daraus einen Streifenabschnitt. Man muss sich also vor Augen führen - im wörtlichen Sinn, dass die Helligkeit des Scheibchens nun als ~3m langer dünner Streifen wie unter einem Mikroskop betrachtet wird. Dann wird augenscheinlich, dass nur die hellsten Sterne vermessen werden können – wir haben schließlich nur eine Schulsternwarte, aber eine gute.

Das Kernstück eines Spektrometers bzw. Spektrografen (bei Anschluss einer Kamera in der Bildebene), ist ein **Reflexionsgitter** mit möglichst vielen Linien pro Millimeter, das den einfallenden Lichtkegel reflektiert und unter einem bestimmten Winkel so in die Länge zieht, dass ein möglichst langer Streifen in der Bildebene entsteht.



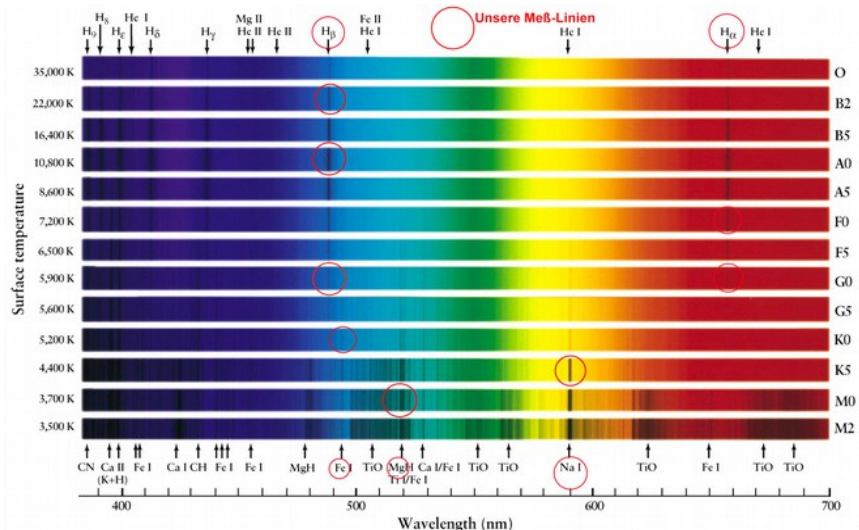
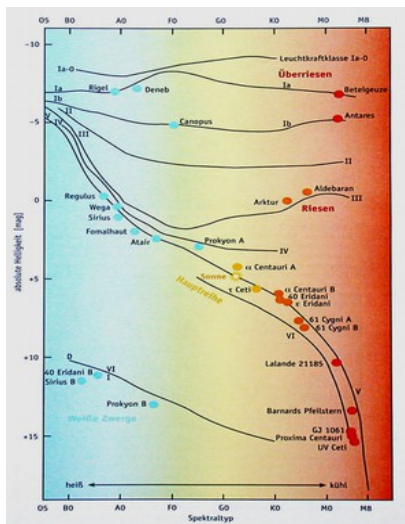
Unser Gerät wird für den zu betrachtenden Ausschnitt aus dem Streifen zunächst über eine Wellenlängenskala in der Computersteuerung eingestellt. Die Spiegel sorgen durch ihren Spezielschliff, dass über die Länge des (kleinen) **Sensors** das Spektrum dann als Streifen unverzerrt abgebildet wird. Da unsere Kamera für die visuellen Wellenlängen des Lichts von ~400-700nm optimiert ist, sind wir bei dem relativ schwachen Sternenlicht nur im Visuellen messbereit. Prinzipiell arbeitet ein Spektrometer auch für UV- und Infrarot-Licht. (Das Verständnis der Reflexion am Gitter verlangt einen tieferen Blick in den Spektrum-Lexikon-Artikel!)

Das Ergebnis bei Sonnenlicht ist dieses Spektrum, hier als eine Anordnung der 30-40 Einzelabschnitte - mit Hilfe eines Bildprogramms, auch gleich beschriftet hinsichtlich der wichtigsten Linien.



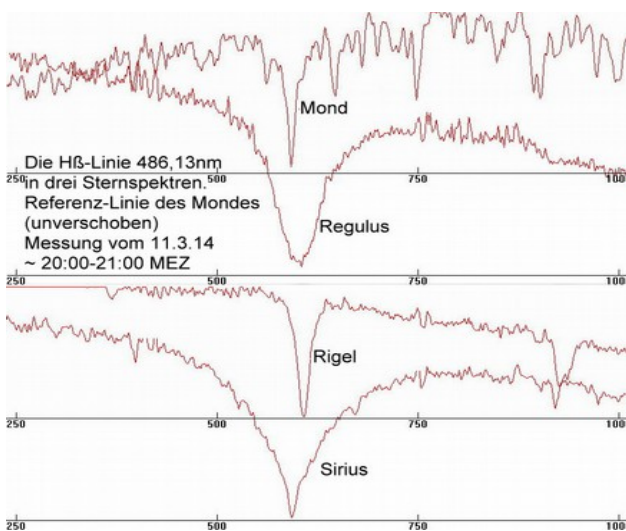
Es zeigt alle messbaren Absorptionslinien, die aufgrund der Optik-Gesetze mit unserem Gerät möglich sind. (Es ist ja bereits ein Profi-Gerät – dank der Spende des Herstellers und der Heraeus-Stiftung; lediglich die Größe des Teleskops beschränkt unsere Messmöglichkeiten bei Sternen.)

Für die Spektroskopie von Sternen müssen daher Vorüberlegungen erfolgen, die die Temperatur der jeweiligen Sternoberfläche=**Photosphäre** berücksichtigt (repräsentiert bereits durch die Farbe des Sterns im Auge des Betrachters). Die Linien im Spektrum entstehen, weil das Licht aus dem Inneren des Sterns an Atomen/Molekülen in der Atmosphäre des Sterns gestreut/verschluckt wird (s.Theorie-Teil). Daher zeigt eine heißer Riesenstern weniger Linien als ein kühler Zwergstern, weil die Temperatur die Stabilität der Moleküle bestimmt – wird es zu heiß, zerreißen die Atome zu Plasma. Einen ersten Überblick über die „Sorten“ der Sterne liefert das **Hertzsprung-Russel-Diagramm**. Die **Spektral-Klasse** eines Sterns (s. Theorie-Teil) ist demnach entscheidend für Spektralanalysen – denn wo nichts strahlt, kann man auch nichts messen. Daher gehören die beiden folgenden Grafiken ins Lern-Portfolio eines jeden Spektroskopikers:



Die Auswahl der zu messenden Linien bestimmen die Theorie und die bisherige Erfahrung, dass unter angemessenem Zeitaufwand ein verwertbares Ergebnis erzielbar sein sollte. (Zu „dicke“, bzw. „hauchzarte“ Linien sind bezüglich des Signal-Rauschabstandes des Sensors kritisch bis unmöglich.)

Nun beginnt die Bildauswertung - die Entschlüsselung der jeweiligen Linien. Der pure Anblick ist dabei zu ungenau; es muss der Helligkeitsunterschied eines jeden Pixels auf einer Linie durch den Spektrumsstreifen gemessen werden. Dafür ist das **Iris-Programm** ein Standard-Werkzeug, mit dem man z.B. aus dem Sensor-Bild eine Helligkeitsgrafik (bezüglich Tiefe, Breite und Verschiebung der Absorptionslinie) erhält. Hier ein Beispiel (als Bildgrafik zusammengesetzt):

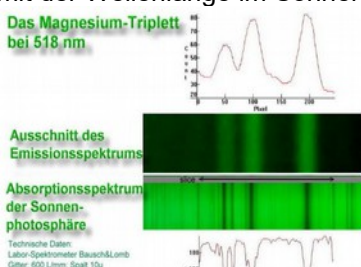


Die vier unterschiedlichen Erscheinungsformen der H-beta-Linie aus den vier Quellen müssen interpretiert werden. Der Mond reflektiert das Sonnenlicht, und während des Messvorgangs haben Mond und Erde eine konstante Entfernung. Die Spitzen der drei Sterne sind verschoben, haben also eine geringfügig andere Wellenlänge und sind zusätzlich noch unterschiedlich breit und tief. Was hat das zu bedeuten?

Eine **Dopplerverschiebung** (benannt nach dem Entdecker Christian Doppler, s. Theorie-Teil) bedeutet eine Relativgeschwindigkeit, bezogen auf Quelle und Messsternwarte: Kommt der Stern auf die Erde zu (bzw. die Erde auf ihn) sind die Linien nach links (in den blauen Spektralbereich) verschoben. Berühmt ist die starke Rotverschiebung der Linien kosmologisch ferner Objekte, (weil sich der Raum zwischen uns und dem Objekt mit $\sim 70 \text{ km/sec}$!! pro Einheit ausdehnt.

Details im Theorie-Teil.) Der Stern Rigel entfernt sich also, während sich Sirius nähert.

Für die Breite und Tiefe der Linie wird es noch komplizierter: Ein hoher Druck auf der Oberfläche des Sterns verursacht eine sog. **Druckverbreiterung** der Linie, weil die Moleküle, die das Licht streuen, quasi auf den „Haufen“ gepresst werden, sich daher gegenseitig in ihrem „Naturzustand“ der Lichtabsorption und Streuung behindern. (Die Laborwellenlängen der Emissionslinien sind definiert durch ein bestimmtes Vakuum, in dem die Gase möglichst störungsfrei „arbeiten“.) Wenn man z.B. Magnesiumlicht herstellt, es spektroskopiert und mit der Wellenlänge im Sonnenspektrum vergleicht, ist der Unterschied deutlich zu sehen:

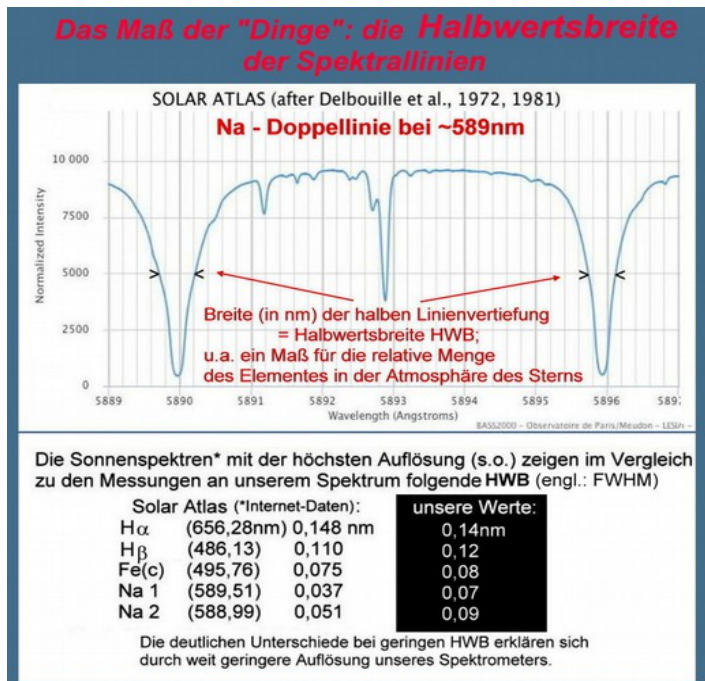


Der Luftdruck und die Gravitation im Physikhörsaal verbreitern die Linien, aber die Dopplergeschwindigkeit der Erde relativ zur Sonne ist Null.

Die Sterne Regulus und Sirius hätten demnach einen höheren Druck in ihrer Photosphäre als Rigel, was sich z.B. an den Massen-Daten der Sterne beweisen lässt.

Eine weitere Besonderheit hat einen erheblichen Einfluss auf die Form der Linie. Sterne rotieren und je schneller sie das tun, um so mehr verbreitern sich die Linien – daher der Ausdruck „Rotationsverbreiterung“. Die Dopplergeschwindigkeit der verschiedenen Teile der Sternoberfläche bei hoher Rotation ist die leicht-verständlichste Erklärung: läuft z.B der linke Rand des Sterns auf die Erde zu, der rechte weg von der Erde, sorgen Blau- und Rotverschiebung bei einer hohen Rotationsgeschwindigkeit für die Verbreiterung der Linie. Immerhin hat ein Punkt am Äquator der Sonne eine Geschwindigkeit von ~4km/sek!! (für unsere Anlage erst ab ~8+Km/sek messbar). Und dabei ist die Sonne ein besonders langsam rotierender Stern!

Allein diese Grundüberlegungen bei der Interpretation von Linienprofilen führen dazu, dass wir schon mit den Messungen von Relativgeschwindigkeiten genug zu tun haben. Ein wichtiger Grundsatz in der Spektroskopie kommt uns aber bei allen Überlegungen zu Hilfe: wo viel ist, kann auch viel gemessen werden. Das gilt für hohe Geschwindigkeiten wie für die relative Anzahl der Atome/Moleküle, aber auch für Massen und dem jeweiligen Gravitationsdruck an der Oberfläche. Der Stern Rigel ist so riesig (62 Sonnenradien), dass der relativ geringe Druck an der Oberfläche so feine Linien (s.o.) verursacht.



Wie im Theorie-Teil genauer angesprochen, sind die **Fraunhofer-Linien** der Sonne in vielerlei Hinsicht Referenzlinien der Astrospektroskopie. Dadurch ergeben sich Möglichkeiten der Vergleichsmessungen unterschiedlicher Art.

Eine Besonderheit muss allerdings noch bedacht werden. Die sog. Auflösung „R“ im Spektrum bestimmt die Messgenauigkeit nach einem einfachen (linearen) Zusammenhang:
je lichtschwächer das Objekt, umso geringer die erzielbare Auflösung.

Als Formel: $R = \text{Wellenlänge in nm} / \text{geringste Trennbarkeit der Linien in nm} \Rightarrow$

$$R = \sim 550\text{nm} / \sim 0.02\text{nm} = \sim 27\,500$$

D.h. „aufgelöst“ - aus dem Hintergrundrauschen der Elektronik - werden hier zwei benachbarte Linien im Abstand von nur 0.02nm! Ab einem Wert von ~20 000 kann man von professioneller Hoch-Auflösung sprechen.

Bei Sternen der ersten beiden Größenklassen und bei den hellsten Planeten lässt sich diese Auflösung von 0.02nm erreichen. Die Pixel-Auflösung der Kamera kann hier mithalten, so dass, umgerechnet (s. Theorie-Teil) in Radialgeschwindigkeit, $V \sim 10\text{km/sek}$ sicher detektierbar ist. Die benötigte Belichtungszeit und der Signal-Rauschabstand (s. Sternenlicht – was kommt da auf uns zu?) hält sich im Rahmen von ~max. 10min.

Für alle schwächeren Objekte reduziert sich die erreichbare Auflösung um den Faktor 100-200! (Vgl. das Übersichtsspektrum des Quasars 3C273 im Theorie-Teil.) In dieser geringen Auflösung zeigen sich aber sehr deutlich die Spektralklassen auf einem Blick. Jedoch müssen dann messbare Radialgeschwindigkeiten von bereits ca. 1-2000km/sek vorherrschen. Solch hohe Geschwindigkeiten sind aber kosmologischen Objekten vorbehalten, denn hier dehnt sich der Raum zwischen uns und dem Rest der Welt mit einer bestimmten Rate aus.

Verglichen mit den Auflösungen der Großteleskope für den Beweis eines Exo-Planeten - $v = \sim 1\text{m/s}$ - geht es bei uns gemächlich zu. Aber immerhin können wir die Rotationsgeschwindigkeit des Jupiters, der Ringe des Saturns und diverse Spektroskopische Doppelsterne vermessen. Besonders reizvoll wäre unter optimalen Bedingungen die Messung der Annäherungsgeschwindigkeit der Andromeda-Galaxie; die Helligkeit ihres Kerns könnte dafür gerade so ausreichend sein.

Alle Radialgeschwindigkeiten beziehen sich immer auf das Zentrum des Sonnensystems, so dass die jeweilige Position der Erde berechnet und berücksichtigt werden muss. Ohne komplexe Vorüberlegungen ergibt also das Spektroskopieren wenig Sinn, dafür irrt man dann im Weltraum nicht sinnlos herum. Auf geht's!

Weitere verbleibende Fragen und Antworten via Email:

martin.falk@aeg-buchholz.com oder martin.falk2@ewe.net; oder über die Astrobox der ZuWe.

II. Teil: Merkblatt zur Geschichte der Astro-Spektroskopie und weitere Theorie-Details

