Dieter Goretzki,

Über die Doppler-Verschiebung solarer Absorptionslinien

Artikel erschienen im
Journal für Astronomie Nr. 24,
Vereinszeitschrift der Vereinigung der Sternfreunde e.V. (VdS).

Bereitgestellt durch die VdS-Fachgruppe Spektroskopie.

Referenz:
D. Goretzki, VdS-Journal Nr. 24 (2007) 95ff

Diese Datei ist nur für Ihren persönlichen Bedarf bestimmt. Änderungen sowie die Vervielfältigung auf einem anderen physischen oder virtuellen Datenträger sind untersagt!

Einen Tag vor der ATT war die Fleckengruppe schon deutlich an den westlichen Sonnenrand gerückt und hatte ihr Aussehen wieder radikal verändert. Aus dem l der Penumbra war ein kurzer Bogen geworden, die nur eine Lichtbrücke zeigte, die (Typ l) nur in einen Teil der Umbra hineingriff. Dafür gab es mehrere Lichtbrücken des Typ a, die am Fleckenrand zu sehen waren.

Am 5. Mai war ich auf der ATT in Essen, daher gab es an diesem Tag keine Aufnahmen der Fleckengruppe. Auf der Hinfahrt aber konnte ich in einer kurzen Pause auf einem Rastplatz mit meinem 80/400er Refraktor einen kurzen Blick auf die Sonne werfen: Eine Lichtbrücke von Typ l ging von der Penumbra zu Umbra hinüber und außerhalb der Penumbra stehende Einzelflecke waren verschwunden.
Der 6. Mai sollte den großen Wetterumschwung bringen. Nach vielen Wochen Sonnenschein, einer ununterbrochenen Beobachtungsfolge seit dem 24. März 2007 und vielen Sonnenfotos zeigte schon das Seeing, dass sich etwas am Himmel tun würde. Die Luft stand kaum still, ein Fokus war nur sehr schwer zu finden. Dennoch gelangen quasi unmittelbar vor dem Aufziehen der Schlechtwetterfront noch ein paar Aufnahmen. Der Wilson-Effekt war sichtbar, jene scheinbare Verschiebung des Umbra-Zentrums zur Sonnenscheibenmitte hin; Lichtbrücken waren keine mehr zu sehen.

Fazit:
Selbst in den Monaten des Fleckenminimums muss die Beobachtung von Sonnenflecken nicht langweilig sein, wie die AR 10953 bewies. Und wenn man Glück hat und das Wetter mitspielt, kann man auch in dieser Phase des Sonnenfleckenzyklus Detailuntersuchungen an einzelnen Fleckengruppen vornehmen.

Über die Doppler-Verschiebung solarer Absorptionslinien

von Dieter Goretzki

Die Bestimmung genauer Wellenlängen bereitet auf der Erde meist keine Schwierigkeiten, da die zu bestimmende Wellenlänge und die Vergleichswellenlänge im selben Bezugssystem gemessen werden. Bewegen sich aber beide Quellen gegeneinander, kommt es zu einer Verschiebung der Wellenlänge durch den Dopplereffekt: $\Delta\lambda = \lambda_0(v/c)$ mit λ_0 die Ruhewellenlänge, v die Relativgeschwindigkeit und c die Lichtgeschwindigkeit. Da die zu erwartenden Geschwindigkeiten im System Sonne-Erde klein gegenüber der Lichtgeschwindigkeit sind, werden relativistische Effekte nicht berücksichtigt [1].
Bei der Bestimmung der Wellenlänge solarer Absorptionslinien sind mehrere Effekte bezüglich der Bewegung des Beobachters relativ zur Sonnenscheibe zu berücksichtigen. Die Rotationsgeschwindigkeit am Sonnenäquator beträgt ca. 2 km/s. Dies bewirkt eine Verschiebung von 42 mÅ bei 6300 Å. Weitere Doppler-Verschiebungen entstehen durch die Bewegung der Erde relativ zur Sonne sowie durch die Rotation der Erde. Diese können eine Größenordnung von ±1 km/s ($\Delta\lambda = \pm 21$ mÅ) erreichen. Alle

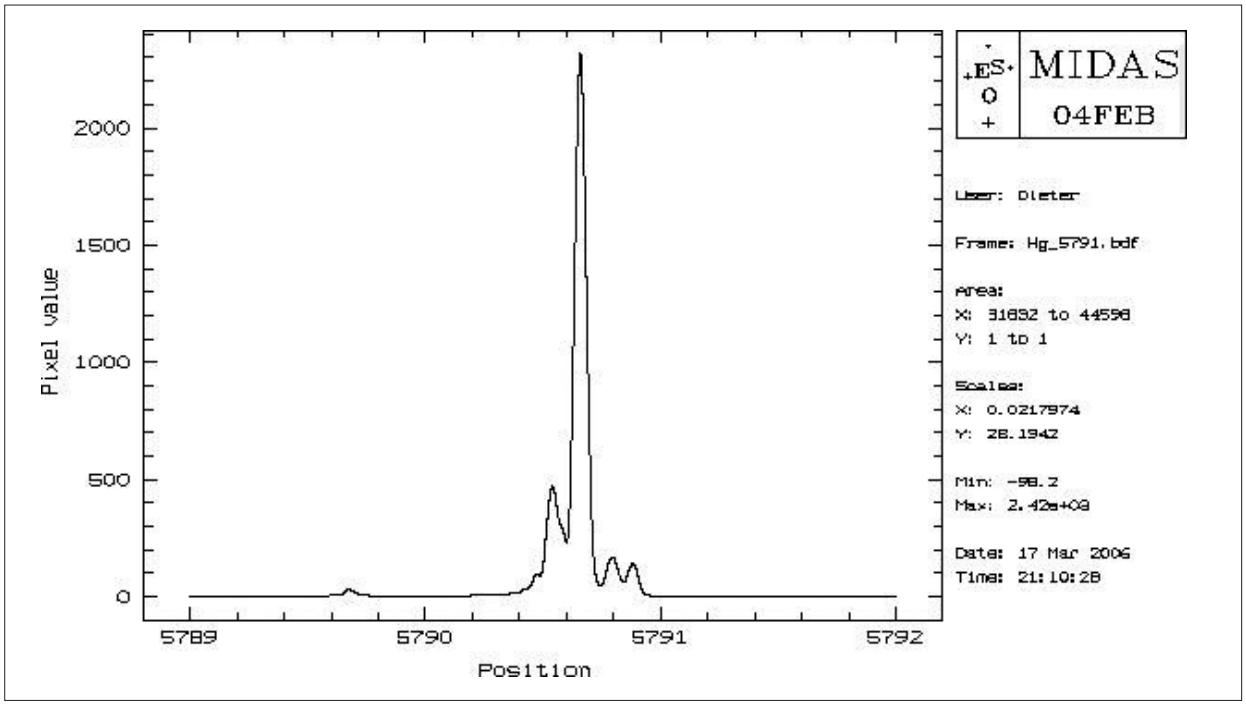

Abb. 1:
Feinstruktur der Hg-Linie bei 579,1 nm.

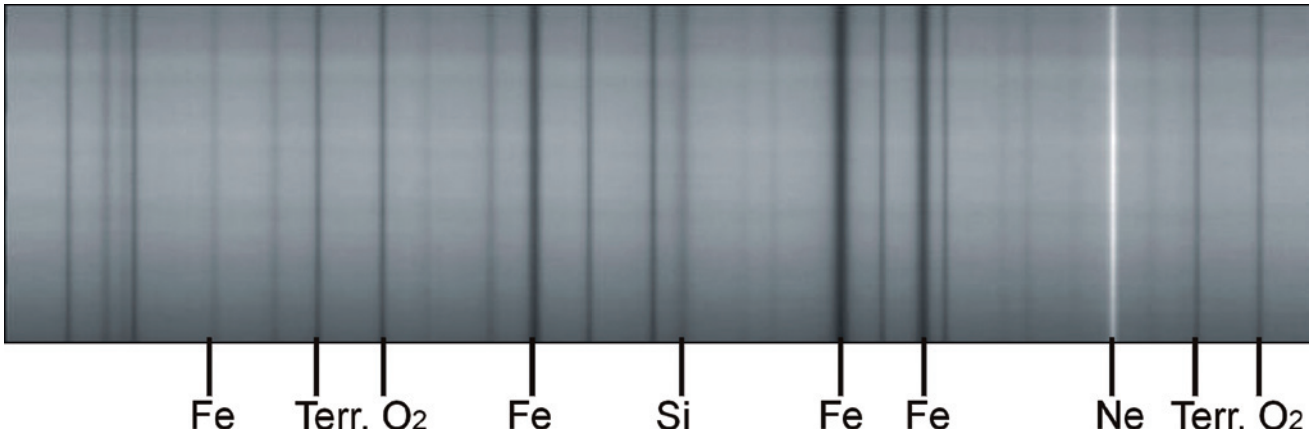

Abb. 2:
Spektralbereich von λλ 6290 bis 6310 Å. Einige ausgewählte Linien sind benannt.

diese Verschiebungen überlagern sich und müssen bei der Auswertung berücksichtigt werden. Zur Bestimmung dieser geringen Wellenlängenunterschiede ist - neben einem entsprechend leistungsfähigen Spektrografen - die Nutzung mehrerer fester Referenzwellenlängen erforderlich, die an den Bewegungen nicht teilnehmen. Mit Hilfe dieser Linien kann dann das solare Spektrum kalibriert werden.

Aufnahmeapparatur

Mit Hilfe eines 4”-SC (f/10) wird das Bild der Sonne auf einen Schirm projiziert, der mit dem Teleskop fest verbunden ist. Die Brennweite des Fernrohrs wird mit Hilfe einer Barlow-Linse so verlängert, dass das Sonnenbild einen Durchmesser von ca. 60 mm hat. Die Projektionsfläche hat in der optischen Achse ein Loch von 0,5 mm, hinter dem sich ein Ende des Lichtwellenleiters (LWL) befindet. Dieser hat einen Kerndurchmesser von 0,2 mm und eine Länge von 15 m.

Der Spektrograf ist ein Cherney-Turner-Aufbau. Das Licht gelangt via LWL auf den Spalt, der eine feste Breite von 10 µm und eine Höhe von 3 mm aufweist. Kollimator- und Kameraspiegel haben jeweils ca. 1 m Brennweite und einen Durchmesser von 50 mm.

Das drehbar gelagerte holografische Gitter hat eine Größe von 50 x 50 mm^2 mit 2400 Linien/mm. Der Arbeitsbereich beträgt 370 – 700 nm. Als Detektor wird eine CCD-Kamera Platinum USB mit Kodak KAF402ME verwendet.

Das Auflösungsvermögen des Spektrografen wurde mit Hilfe einer Hg-Linie (Abb. 1) zu etwa 80.000 ermittelt. Der Abbildungsbereich auf dem Chip ist abhängig vom Wellenlängenintervall und beträgt bei 6300 Å ca. 20 Å. Die Lineardispersion beträgt hier etwa 20 mÅ/Pixel.

Vorüberlegungen

Ausgehend von der Dispersion sollte versucht werden, bei der Bestimmung der Wellenlänge eine Genauigkeit von etwa ± 1 mÅ zu erreichen. Dies entspricht einer Geschwindigkeit von ± 0,05 km/s. Da die

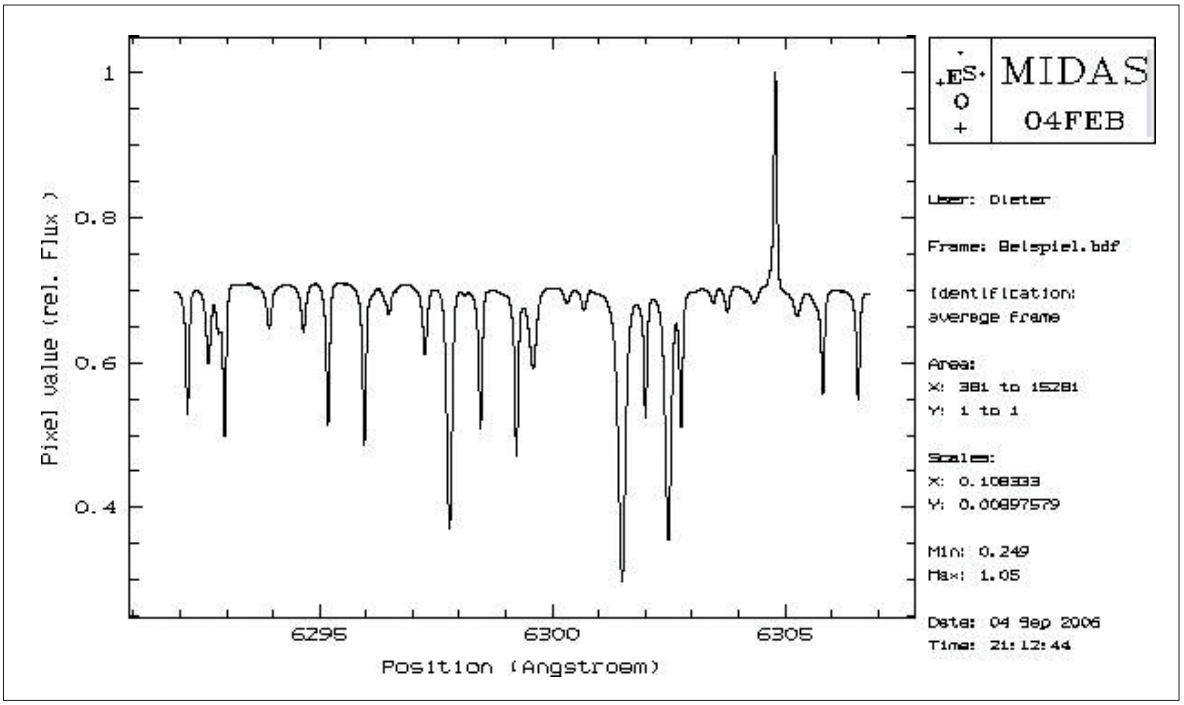

Abb. 3:
Beispiel eines extrahierten und normierten Spektrums.

zu erwartenden Geschwindigkeiten bei ± 1 km/s liegen, ist diese Genauigkeit ausreichend. Die Bestimmung auf Subpixel-Genauigkeit wird über eine Spline-Interpolation durch das Softwarepaket MIDAS [2] der ESO ermöglicht.

Die Rotationsgeschwindigkeit am Sonnenäquator beträgt ca. 2 km/sec. Die in der Literatur angegebenen Werte differieren je nach verwendeter Methode, da positionsstabile Punkte auf der Oberfläche fehlen. Die Rotationsgeschwindigkeit ist jedoch nicht über alle Breiten konstant, sondern nimmt zu den Polen hin ab (differentielle Rotation).

Mit der verwendeten Apparatur ist es nicht mit hinreichender Genauigkeit möglich, einen durch Höhe und Breite genau definierten beliebigen Punkt zu spektroskopieren. Deshalb wurden die Spektren zunächst auf der Mitte der projizierten Sonnenscheibe gewonnen. Diese ist hinreichend positionierbar. Die systematische Abweichung durch die jahreszeitliche „Nickbewegung" der Sonnenrotationsachse ist kleiner als die Positionsgenauigkeit des LWL und ist vernachlässigbar.

Die Entfernung Erde-Sonne ist zeitlich nicht konstant. Hinzu kommen noch Störungen durch die größeren Planeten und den Mond. Dieser sog. Orbitalbewegung ist die Bewegung des Beobachtungsortes auf der Erde bezüglich der Sonne überlagert. Durch die Erdrotation bewegt sich der Beobachter am frühen Morgen auf die Sonne zu, am Nachmittag entfernt er sich. Um diese komplexen Bewegungsabläufe auf eine Geschwindigkeit zu reduzieren, wurde folgendes zweistufiges Verfahren gewählt. Zunächst wird die Rektaszension und Deklination der Sonne für den jeweiligen Beobachtungszeitpunkt nach Montenbuck [3] berechnet (ohne Korrektur der Refraktion und der Lichtlaufzeit, berechnete Koordinaten beziehen sich auf die Sonnenmitte). Aus diesen Angaben wird mit MIDAS [2] die genaue heliozentrische Geschwindigkeit bezüglich des Beobachtungsortes berechnet. Der in MIDAS implementierte Algorithmus geht auf [4] und [5] zurück. Der maximale Fehler wird zu 42 cm/s angegeben.

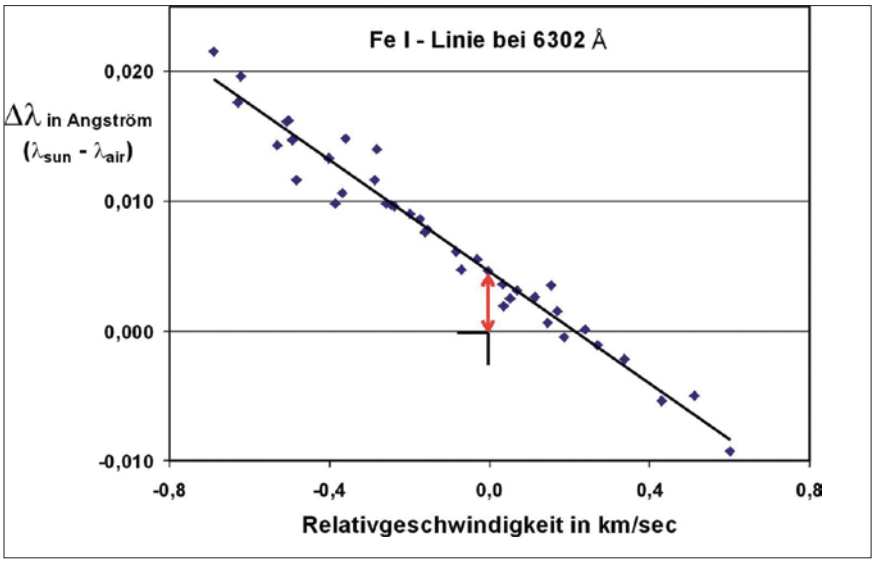

Abb. 4:
Wellenlängenverschiebung in Abhängigkeit von der Relativgeschwindigkeit der Fe I – Linie bei 6302 Å. Bei verschwindender Relativgeschwindigkeit ist ein Offset in Δλ sichtbar.

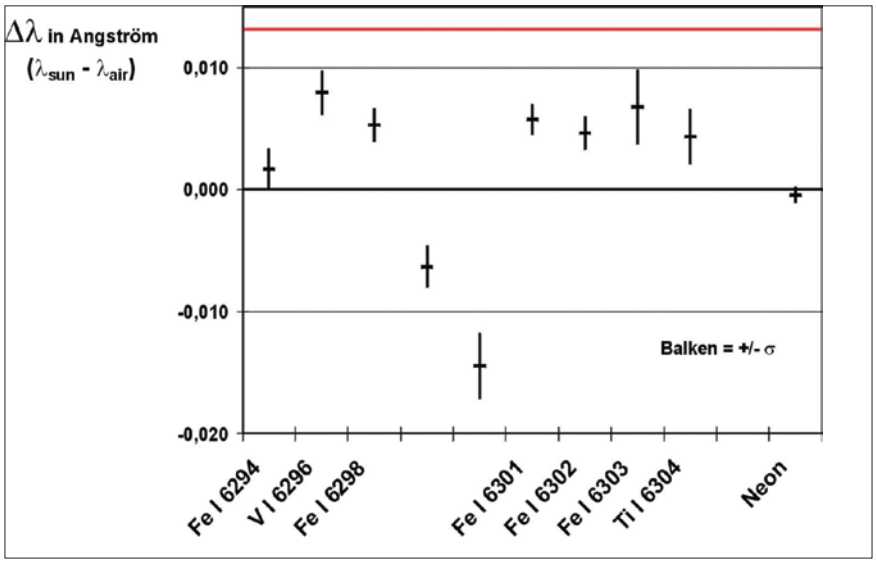

Abb. 5: Wellenlängenverschiebungen bei Relativgeschwindigkeit Null aller untersuchten Linien. Neon als Referenz. Rote Linie: Gravitative Rotverscheibung.

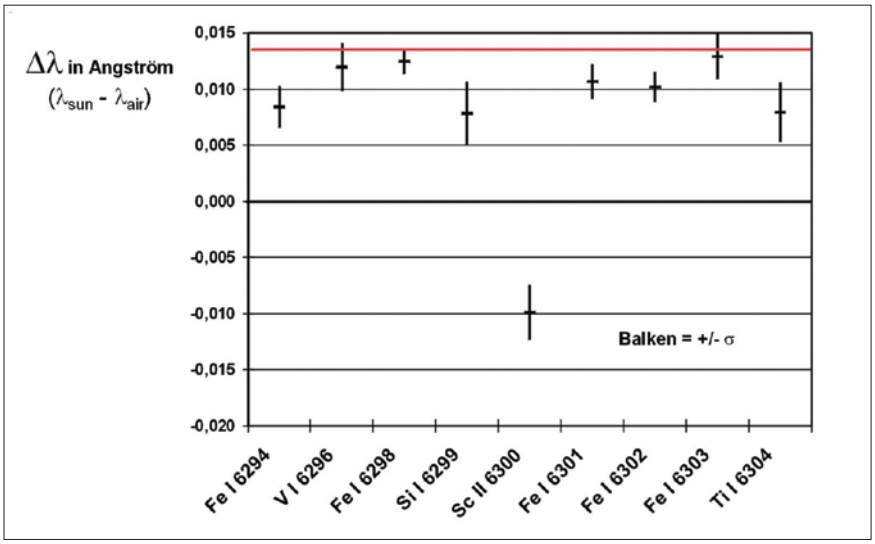

Abb. 6:
Wellenlängenverschiebung aus Messungen am Sonnen-Pol.

Üblicherweise werden zur Kalibration eines Spektrums definierte Linien von Spektrallampen genutzt, die zeitgleich mit dem Spektrum aufgenommen werden. Infolge der hohen Auflösung des Spektrografen in Verbindung mit der limitierenden Größe der Detektorfläche ist es nicht möglich, mit einer handelsüblichen Ne-Lampe genügend Kalibrierlinen (> 2) auf dem Chip abzubilden. Andere Spektrallampen wie Ar/Th können ebenso wenig genutzt werden, da auch hier die Linien zu weit auseinander liegen. Als Alternative wurde deshalb ein Spektralbereich gewählt, in dem zahlreiche terrestrische Sauerstofflinien vorhanden sind, die durch die Absorption des Sonnenlichts in der Erdatmosphäre entstehen. Nach Balthasar et al. [6] sind diese Linien zur Kalibration für die erwähnten Genauigkeitsansprüche verwendbar. Das spektrale Fenster ist so zu wählen, dass einerseits die O_2-Linien nicht zu stark und andererseits genügend solare Linien dazwischen liegen. Im Intervall λλ 6290 bis 6310 Å können zehn gleichmäßig verteilte O_2-Linien abgebildet werden. Überdies kann hier auch eine Neonlinie bei λ 6305 Å zeitgleich aufgenommen werden, um die Kalibration zu verifizieren. Diese Ne-Linie wird gleichzeitig mit dem Sonnenlicht in den LWL eingespiegelt. Die Ne-Linie wurde nicht zur Kalibration herangezogen, sondern diente nur als interne Referenz. Abb. 2 zeigt den gewählten Spektralbereich. Neben den scharf abgebildeten terrestrischen Linien und der Ne-Linie (in Emission) sind auch einige solare Linien bezeichnet.

Die Auswahl der solaren Linien im vorgegebenen Spektralbereich erfolgte nach den folgenden Kriterien:
– nicht zu schwach,
– innerhalb des Rasters der O_2-Linien,
– möglichst frei von Blends,
– unterschiedliche Anregungsniveaus und
– möglichst verschiedene Elemente.

Die gewählten Linien sind in Tab. 1 verzeichnet.
Die Beschaffung der Ruhewellenlänge in Luft für die ausgewählten Linien gestaltete sich schwierig. In der Literatur werden häufig die Angaben nicht besser als ± 1 mÅ angegeben. Auch fehlt meist, ob sich diese Werte auf Luft, Vakuum oder direkt auf die Sonne beziehen.
Deshalb wurde der folgende Weg beschritten: In den Tabellen von Kurucz [7] sind für die ausgewählten Linien die Wellenzahlen der beteiligten Energieniveaus angegeben. Daraus wurden die Wellenlängen des jeweiligen Übergangs für das Vakuum berechnet. Diese Wellenlänge muss nun auf Luft umgerechnet werden. Dazu wird eine Formel von Labs & Neckel [8] verwendet, nach der eine Abweichung von weniger als 1 mÅ zu erwarten ist.
Für die Untersuchungen ist die Kenntnis der Referenzwellenlängen möglichst genauer als 1 mÅ notwendig.
Neon-Linie: Die Wellenlänge der Neonlinie wurde der NIST-Datenbank [9] entnommen. Die Angabe bezieht sich auf Luft: λair = 6304,7893 Å.
Terrestrische O_2-Linien: In Babcock [10] sind die Wellenzahlen der Bande 2-0 des Sauerstoff-Moleküls sehr genau vermessen worden.
Genau genommen ist die Wellenlänge einer Linie in Luft vom Brechungsindex abhängig. Dieser wiederum ist u.a. eine Funktion der Wellenlänge selbst, der Temperatur, des Drucks und des Wassergehalts in der Luft. Diese Messwerte wurden bei der Beobachtung nicht erfasst, sondern ausschließlich die in [8] angegebene Approximation benutzt.

Reduktion der Spektren

Da nicht zu erwarten war, dass die Wellenlängenbestimmung bei einer einzigen Aufnahme mit der notwendigen Genauigkeit durchzuführen sei, wurden mehrere Spektren zu verschiedenen Jahreszeiten gewonnen und mit Hilfe einer Ausgleichsrechnung ausgewertet. Bedingt durch die begrenzte Beobachtungszeit war die Wahl der Relativbewegung Erde-Sonne nicht frei möglich. Dennoch wurde versucht, die sich mehr oder weniger zufällig ergebenden Geschwindigkeiten gleichmäßig über den Beobachtungszeitraum zu verteilen. In der Zeit von Januar bis September 2006 wurden insgesamt 45 Spektren aufgenommen und davon je nach Linie und Ausreißerbereinigung 31 - 41 Datensätze ausgewertet.
In der Regel wurden 5 Spektren unmittelbar nacheinander aufgenommen. Die Belichtungszeit jedes Einzelspektrums betrug 20 - 40 Sekunden. Als Beobachtungszeitpunkt wurde die mittlere Aufnahme genommen. Unmittelbar danach wurden die Flat-Field- und Dark-Spektren gewonnen. Mit MIDAS erfolgte die Reduktion der Spektren nach folgendem Schema:
– Ausschneiden des Spektrums (Höhe 3 mm),
– Dark- und Flat-Field-Korrektur,
– Ausrichtung des Spektrums anhand der terr. O_2-Linien mittels MIDAS-Befehl „rectify/long“ und
– Mittelung aller Serienspektren und Überführung in 1D-Spektrum mit „average/row“.

Das Resultat ist exemplarisch in Abb. 3 gezeigt.
Nun erfolgt die Anwendung der Spline-Funktion. Mit „rebin/spline“ wird eine konstante Schrittweite von 0,001 Å erzwungen. Anschießend muss das Spektrum allerdings nochmals kalibriert werden, da durch die Anwendung der Spline-Funktion die erste Kalibration zerstört wird. Die Kalibration wird dabei ausschließlich mit den terr. Sauerstoff-Linien durchgeführt, indem ein Polynom 2-ten Grades zur Anwendung kommt. Dies ist hinreichend, da die rückgerechneten Residuen kleiner als 1 mÅ sind.
Die Prozedur wird durch ein Skript, das in großen Teilen auf „OPA“ von G. Gebhard [12] basiert und an die Besonderheiten von Spaltspektren angepasst wurde, automatisch erledigt.

Ergebnisse und Diskussion

In Abb. 4 ist die über den Beobachtungszeitraum gemessene Wellenlänge der solaren Eisenlinie Fe I bei λair = 6302,4944 Å relativ zur „Ruhewellenlänge“ dargestellt. Die Abbildung zeigt auf der Ordinate die Abweichung der gemessenen Wellenlänge bzgl. der Ruhewellenlänge und auf der Abszisse die Relativgeschwindigkeit des Beobachters relativ zur Sonne. Es wird die Voraussage bestätigt, dass eine Einzelmessung nicht mit der notwendigen Genauigkeit zu erhalten ist. Dennoch ist aus der Vielzahl der Messungen ein linearer Zusammenhang zwischen Δλ und der Relativgeschwindigkeit gut erkennbar. Weiter ist ersichtlich, dass bei einer interpolierten Relativgeschwindigkeit von 0,0 km/s eine Abweichung von etwa +5 mÅ verbleibt. Trägt man Δλ bei Relativgeschwindigkeit Null für alle untersuchten solaren Linien auf, erhält man Abb. 5. Hier sind die Messwerte mit ihren jeweiligen Fehlerbalken (±σ entspricht Standardabweichung) dargestellt. Neon zeigt den Wert der zeitgleich mit den solaren Linien aufgenommenen Neon-Linie. Der Fehler beträgt rund 1 mÅ und die Abweichung zur Referenzwellenlänge ist von gleicher Größe. Daraus kann gefolgert werden, dass die beiden Kalibiersysteme zur Bestimmung der Neonlinie und der Sauerstoff-Linien auf ±1 mÅ übereinstimmen. Ferner ist mit der verwendeten

Messkette eine Präzession von ±1 mÅ belegt.
Betrachtet man nun die Fehlerbalken der solaren Linien in der Abb. 5, so fällt auf, dass diese deutlich größer als die der Neon-Linie sind. Bei den stärkeren solaren Linien betragen diese etwa 1,5 mÅ und steigen bei den schwächsten Linien bis auf 3 mÅ an.
Die Szintillation der Erdatmosphäre beträfe neben den solaren Linien auch die O2-Linien. Die bei der Kalibration erhaltenen Residuen liegen aber unter 1 mÅ, so dass dieser Einfluss ausgeschlossen wird.
Das Verhalten kann nicht durch die Messapparatur hervorgerufen sein, sondern muss eine Eigenschaft der solaren Linien sein. Eine mögliche Erklärung ist die Granulation der Sonnenphotosphäre. Diese bewirkt, dass die Linien nicht so scharf ausgeprägt sind wie die Neonlinie.
Ein weiterer Aspekt ist die beobachtete Rot- bzw. Blauverschiebung gegenüber der Ruhewellenlänge. Diese Abweichungen von der „Null-Linie“ sind signifikant, wie die Fehlerbalken zeigen. Alle solaren Linien sollten eine gravitative Rot-Verschiebung [11] zeigen. Diese beträgt $\Delta\lambda/\lambda = 2{,}12\times10^{-6}$, somit im beobachteten Spektralbereich bei 6300 Å etwa +13 mÅ. Die Messdaten sollten sich um die in Abb. 5 eingezeichnete rote Linie gruppieren. Das ist aber nicht der Fall.
Dies kann daran liegen, dass die verwendeten Daten zur Bestimmung der Ruhewellenlänge der solaren Linen mit Fehlern behaftet sind. Andererseits kann eine Blauverschiebung durch die turbulenten Bewegungen in der Photosphäre erzeugt werden.
Um dies genauer zu verifizieren, müssen Spektren am Sonnenrand aufgenommen werden. Hier schaut man schräg auf die Photosphäre. Der Einfluss der Vertikalkomponente der Gasmassenbewegung nimmt ab. Solche Aufnahmen sind allerdings, wie eingangs erwähnt, mit dem vorhandenen Equipment nicht ohne erhebliche Korrekturen möglich.
Allerdings stand im Juni 2006 die Rotationsachse der Sonne fast „senkrecht“, so dass zu diesem Zeitpunkt Spektren definiert vom Sonnen-Pol gewonnen werden konnten. Dieser Punkt hat den Vorteil, dass hier - wie auf der Sonnenmitte - die Eigenrotation der Sonne keine wesentliche Rolle spielt und man zudem auf den Sonnenrand schaut.
Leider konnten vom 15.-17.07.2006 nur 6 Spektren gewonnen werden, so dass die statistische Aussagekraft im Vergleich zu den Ergebnissen von der Sonnenmitte nicht so hoch ist. Die Spektren wurden soweit wie möglich am Sonnenrand gewonnen. Der Austrittswinkel wurde auf $\cos\theta \approx 0{,}15$ geschätzt. Dennoch ist erkennbar, dass sich die Rotverschiebung dem gravitativen Limit annähert.
Auffällig ist die Sc II-Linie, die nach wie vor eine deutliche Blauverschiebung zeigt. Möglicherweise ist dies durch einen nicht aufgelösten Blend mit anderen solaren bzw. terr. Linien verursacht. In der professionellen Astronomie werden für gleichartige Untersuchungen Spektrografen mit Auflösungen >500.000 verwendet und zudem nur Linien, deren Äquivalentbreiten >10 mÅ sind. Die Sc II-Linie hat aber eine Äquivalentbreite von nur 6 mÅ.

Fazit

Die vorliegende Arbeit zeigt, wie mit einem selbstgebauten Spektrografen solare Absorptionslinien vermessen werden. Eine Genauigkeit von ±2 mÅ wurde erreicht. Effekte, die die Linienlage beeinflussen, wurden diskutiert und Besonderheiten aufgezeigt.

Linie	λvac [Å]	λair [Å]
Fe I	6295,6648	6293,9246
V I	6298,2287	6296,4877
Fe I	6299,5344	6297,7931
Si I	6301,3410	6299,5992
Sc II	6302,4402	6300,6982
Fe I	6303,2427	6301,5004
Fe I	6304,2369	6302,4944
Fe I	6305,2052	6303,4568
Ti I	6305,4990	6303,7569

Linie [Nr.]	λvac [Å]	λair [Å]
1	6293,9023	6292,1625
2	6294,7117	6292,9598
3	6296,9199	6295,1793
4	6297,7027	6295,9619
5	6300,1988	6298,4573
6	6300,9721	6299,2304
7	6303,7430	6302,0005
8	6304,5072	6302,7646
9	6307,5541	6305,8106
10	6308,3109	6306,5672

Tab. 1

Literatur

[1] F. Hase, Bau eines Spektrometers zur Beobachtung des Dopplereffektes, Rundbrief Nr. 19 der VdS-Fachgruppe Spektroskopie
[2] www.eso.org/esomidas/
[3] O. Montenbuck, Astronomie mit dem Personal Computer, Springer, 2004
[4] P. Stumpff, Astron. Astrophys. 78, 229 (1979)
[5] P. Stumpff, Astron. Astrophys. Suppl. 41, 1 (1980)
[6] H. Balthasar, U. Thiele, H. Wöhl, Astron. Astrophys. 149, 357 (1985)
[7] R. L. Kurucz, http://kurucz.harvard.edu/
[8] H. Neckel, D. Labs, Solar Phys. 90, 205 (1984)
[9] http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html
[10] H. D. Babcock, L. Herzberg, Astrophys. J. 108, 167 (1948)
[11] J. C. Lopresto et al., Solar Phys. 66, 245 (1980)
[12] G. Gebhard, http://www.spektros.de