SPEKTRUM

Mitteilungsblatt
über

Astro-Spektroskopie für Amateure

Herausgeber:
Ernst Pollmann
Emil-Nolde-Str.12
51375 Leverkusen

Ausgabe Nr. 41 (04/2011)
ISSN: 1869-4454

Einzelheft als pdf-Datei: 2,00 €

Impressum
Das Mitteilungsblatt SPEKTRUM erscheint halbjährlich jeweils im April und Oktober in der alleinigen Herausgeberschaft von Ernst Pollmann, 51375 Leverkusen, Emil-Nolde-Straße 12.
Redaktionelle Bearbeitung: Roland Bücke, Ernst Pollmann
Für den Inhalt sind die Autoren selbst verantwortlich.

Kontakt
Ernst Pollmann
Emil Nolde Straße 12
51375 Leverkusen

eMail: ernst-pollmann@t-online.de
Telefon: 0214-91829

Bankverbindung:
Konto Nr. 202029344; Bankleitzahl 37551440;
Sparkasse Leverkusen

Inhalt

		Seite
A. Voulgaris T. Athanasiadis J. H. Seiradakis J. M. Pasachoff	A Comparison of the Red and Green Coronal Line Intensities at the 29 March 2006 and the 1 August 2008 Total Solar Eclipses: Considerations of the Temperature of the Solar Corona	1
E. Pollmann	Bericht zum Praxis-Workshop für Einsteiger in die Astrospektroskopie vom 14. - 17.10.10	13
R.-D. Schad	Sternspektren in Echtzeit – das Programm RSpec	16
R. Walker	Das Projekt „Spektralatlas für Astroamateure"	19
M. Winkhaus	Eine Sternwarte als Bildungseinrichtung auch für die Sternspektroskopie	25

A Comparison of the Red and Green Coronal Line Intensities at the 29 March 2006 and the 1 August 2008 Total Solar Eclipses: Considerations of the Temperature of the Solar Corona

A. Voulgaris

Evrivias 5c, GR-542 50 Thessaloniki, Greece

T. Athanasiadis, J.H. Seiradakis

Aristotle University of Thessaloniki, Department of Physics, Section of Astrophysics, Astronomy and Mechanics, GR-541 24 Thessaloniki, Greece

J.M. Pasachoff

Williams College-Hopkins Observatory, Williamstown, Massachusetts 01267, USA

For correspondence: John Seiradakis jhs@astro.auth.gr or Jay Pasachoff eclipse@williams.edu

Received 30 October 2009 / Accepted: 12 May 2010; in press in *Solar Physics* (Springer)

During the total solar eclipse at Akademgorodok, Siberia, Russia, on 1 August 2008, we imaged the flash spectrum with a slitless spectrograph. We have spectroscopically determined the duration of totality, the epoch of the 2nd and 3rd contacts and the duration of the flash spectrum. Here we compare the 2008 flash spectra with those that we similarly obtained from the total solar eclipse of 29 March 2006, at Kastellorizo, Greece. Any changes of the intensity of the coronal emission lines, in particularly those of [Fe X] and [Fe XIV], could give us valuable information about the temperature of the corona. The results show that the ionization state of the corona, as manifested especially by the [Fe XIV] emission line, was much weaker during the 2008 eclipse, indicating that following the long, inactive period during the solar minimum, there was a drop in the overall temperature of the solar corona.

Key words: *eclipses – corona – ionized iron – duration of totality – duration of flash spectrum*

1. Introduction

We have studied, with a slitless spectrograph, the flash spectrum emission lines of [Fe X] and [Fe XIV], during two solar eclipses: the total solar eclipse of 29 March 2006 observed at the island of Kastellorizo, Greece, and the total solar eclipse of 1 August 2008 at Akademgorodok (near Novosibirsk), Siberia, Russia (Pasachoff et al., 2007, 2009). The Sun was fairly active during the 2006 eclipse. In contrast, it was quiet and inactive during the 2008 eclipse, and for a very long interval before the eclipse. Any changes of the emission lines between the two epochs could be directly attributed to changes in the activity of the Sun (Esser et al., 1995; Kanno,

Tsubaki and Kurokawa, 1971; Singh, Gupta and Cowsik, 1997; Brickhouse, Esser and Habbal, 1995; Singh et al., 1999; Pasachoff, 2009a; Pasachoff, 2009b, Golub and Pasachoff, 2009).

2. The 1 August 2008 total solar eclipse at Akademgorodok, Russia

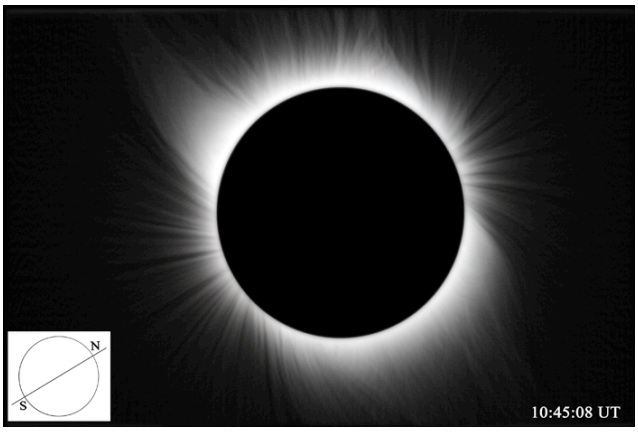


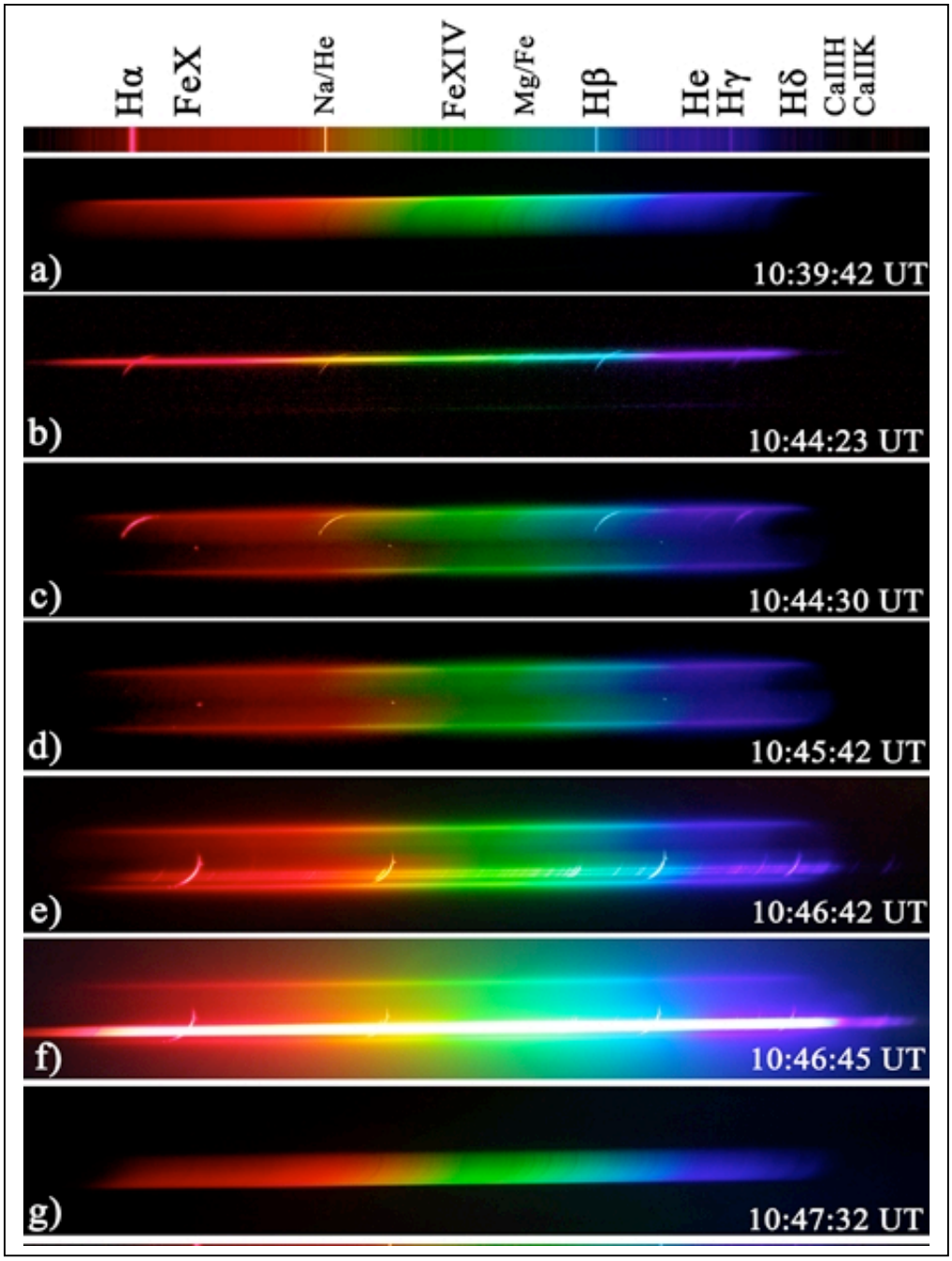
Figure 1. The inner and the outer corona during the total solar eclipse of 1 August 2008, shown in a composite of 7 of our images to flatten the dynamic range. The solar rotation axis is depicted in the inset at the lower left corner.

The observations of the 2008 total solar eclipse described herein (Figure 1) were undertaken at the roof of the Budker Institute of Nuclear Physics, in Akademgorodok, near Novosibirsk, in southern Siberia, Russia. At that location (λ = 83º 06′ 43″.8 E, φ = +54º 50′ 57″.1), the maximum of the eclipse occurred at UT $10^h45^m36^s.5$.

2.1. The slitless spectrograph used during the 2008 eclipse

In order to record the flash spectrum, a slitless spectrograph with a reflection grating of 300 lines/mm, blazed at 5000 Å, and an 135 mm f/3.5 telephoto lens was constructed by one of us (A.V.).

The system's efficiency was about 60% at 5303 Å (Fe XIV emission line) and 20% at 6374 Å (Fe X emission line). The grating was placed before the telephoto lens on a rotating turntable that allowed the rotation of the grating. The full range of the visible spectrum, from 3900 Å to 6700 Å, was projected on the CCD sensor of the digital camera. The resolution of the spectrograph was 1.5 Å /pixel. The diameter of the Sun corresponded to 275 pixels or 6.87 ″/pixel. With the help of the turntable, the direction of the grating lines could be set parallel to the direction of the last visible elongated crescent of the Sun; this narrow crescent played the role of the "slit" in the slitless spectrograph. The solar light was directed to the spectrograph by a simple reflection coelostat (Veio, 1977; Dougherty, 1982; Demianski and Pasachoff 1984; Pasachoff and Livingston, 1984), which was also constructed by one of us (A.V.).



2.2. The flash spectrum of the total solar eclipse of 1 August 2008

Data were recorded during the ingress and egress phases. However, the ingress data were underexposed. They were mainly used for adjusting the exposure time of the egress phase. They proved very useful for estimating the duration of totality and the exact time of 2nd and 3rd contact. A sequence of 91 spectra (some of which are presented in Figure 2) were recorded during totality and the partial phases, with ~1/50 s exposure time.

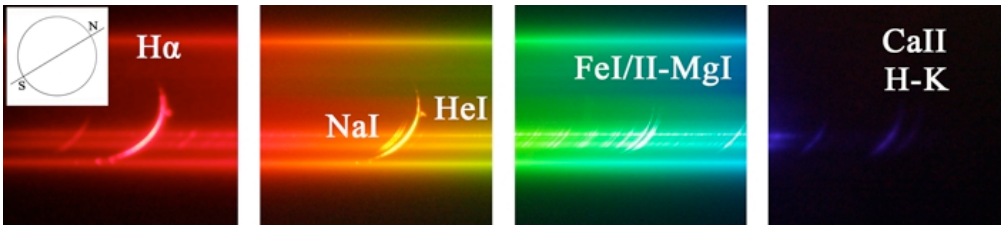


Figure 3. Snapshots of flash-spectrum emission lines from the chromosphere and a prominence.

Among the chromospheric emission lines observed (Figure 3) in the flash spectrum, were emission lines from hydrogen (6562.8 Å), sodium (5890 Å, 5896 Å), helium 5876 Å (the D_3 discovery line), magnesium I "b" (5167.3 Å, 5172.7 Å, 5183.6 Å), neutral and once-ionized iron (5168.9 Å, 5169.1 Å – blended with the magnesium lines) and the H (3968.5 Å) and K (3933.6 Å) lines of once-ionized calcium. (For the origin of the K-line notation, see Pasachoff and Suer, 2009, 2010.)

Of the two characteristic coronal emission lines that are produced by the multiply ionized iron in the visible part of the spectrum (Figure 5), the [Fe XIV] (5302.8 Å) coronal emission line, which requires a temperature of about 1.9×10^6 K, was barely visible, whereas the much lower-temperature (1.2×10^6 K) [Fe X] (6374 Å) line was clearly visible (Figure 4) (Singh et al., 2002; Takeda et al., 2000).

2.3. Spectroscopic definition of 2nd and 3rd contact, totality and the duration of the 1 August 2008 flash spectrum

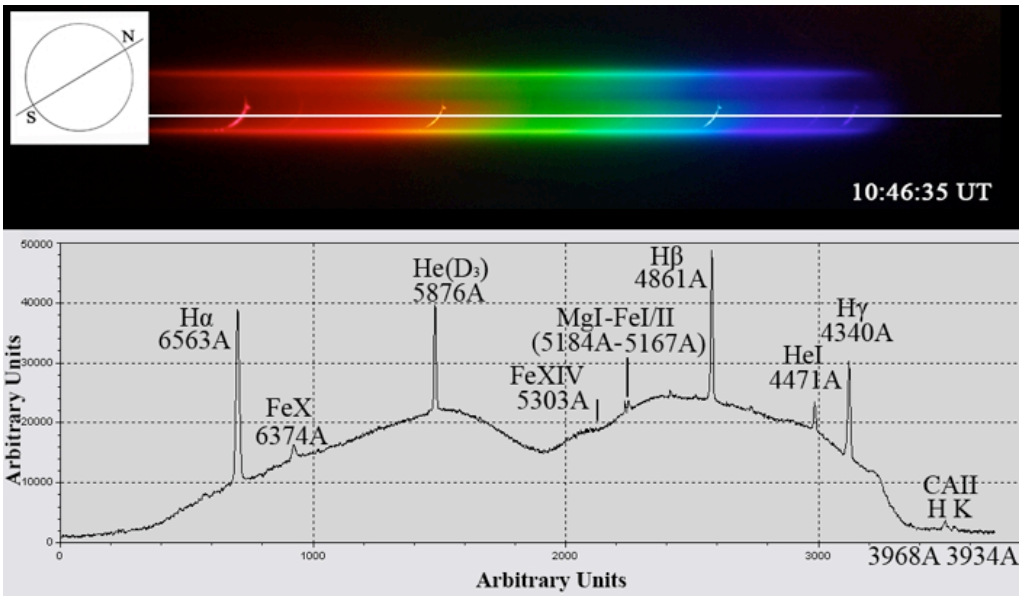


Figure 4. The flash spectrum of the 1 August 2008 total solar eclipse (top) and a cut through it, plotted on a linear scale (bottom). The cut in the bottom panel was taken along the white line in the top panel. The moderate intensity of the [Fe X] emission line is clearly visible. The extremely weak emission of the [Fe XIV] line is hardly visible.

2.3.1 Spectroscopic definition of the duration of the flash spectrum, the 2nd and 3rd contacts, and the duration of totality, using the Hα emission line.

The duration of the flash spectrum depends on the geometrical and physical characteristics of the investigated eclipse. In particular, it depends on the angular velocity of the Moon (relatively to the Sun) and the height of the chromosphere, which depends on solar activity. Statistics of spicule height and other parameters were recently re-measured by Pasachoff, Jacobson, and Sterling (2009). Furthermore, the *ingress* and *egress* events are symmetrical only when the center of the disks of the Sun and the Moon coincide during the middle of the eclipse.

Until 10:43:55 UT, the solar spectrum was dominated by absorption lines (Figure 2a). For the next 25 s, both absorption and emission lines were present (clearly seen in Figure 5). At 10:44:20 UT the absorption lines disappeared. At 10:44:30.5±0.5 UT, the maximum Hα emission was observed, corresponding to the spectroscopic Hα 2nd contact (Figure 2c). During the next 28 seconds, the intensity of the Hα emission line decreased (while the chromosphere on the east limb was being eclipsed). Between 10:44:58 UT and 10:46:21 UT, no chromospheric Hα emission was observed (but there was strong Hα and He emission from intense prominences in both the east and west limbs). The middle of the eclipse (assumed to be symmetrically centered between 2nd and 3rd contacts) occurred at 10:45:36±2 UT. After totality, chromospheric Hα emission increased (when the chromosphere on the west limb was emerging from eclipse), reaching a maximum at 10:46:43±1 UT (Figure 2e), indicating the spectroscopic Hα 3rd contact. For the next 25 s, Hα emission (Figure 2f) gradually decreased, and at 10:47:12 UT, the solar spectrum was again dominated by absorption lines (Figure 2g).

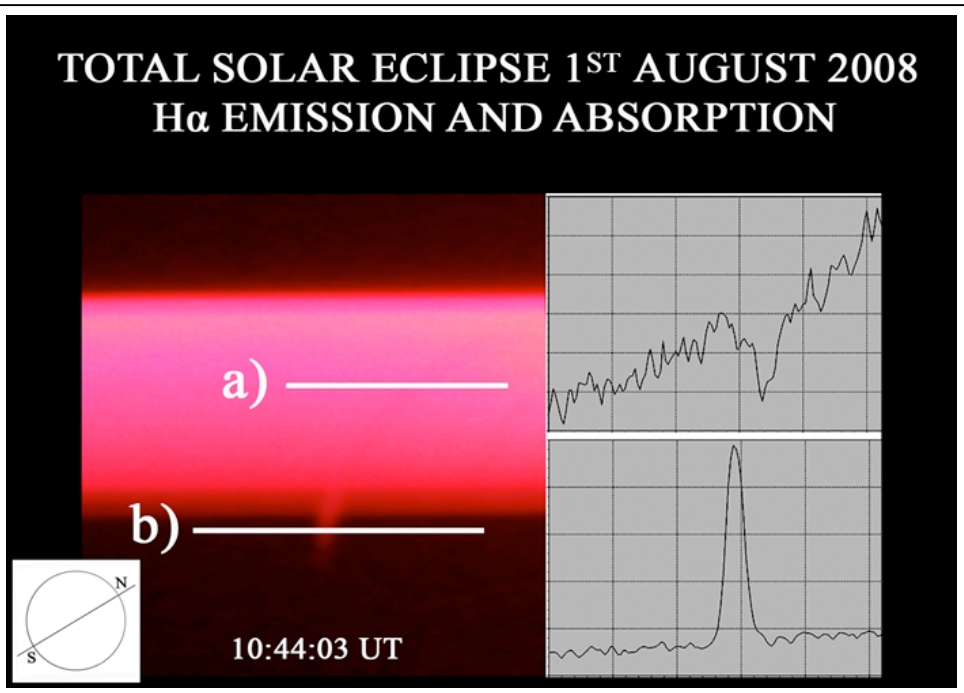


Figure 5. Before 2nd contact, both emission and absorption lines are observed.

In Figure 6, the intensity of Hα, Hα = $I_\lambda - I_c$ (where, I_λ is the integrated intensity underneath the Ha line profiles and I_c is the corresponding continuum intensity interpolated either side of the line emission) is presented as a function of time. The intensities were calculated by integrating the data underneath the line profiles. The intensity of the continuum emission was calculated by interpolating the continuum intensity either side of the line emission.

During ingress (east limb of the Sun), Hα and He emission lines were observed in our spectra for 63±2 seconds. During egress (west limb), this interval became smaller, 48±3 seconds (Figure 8). It is not surprising that the two durations are not equal, as the eclipse was not centrally symmetric. The duration of the eclipse (calculated between the two Hα peaks) according to the above measurements was $2^m\ 12^s$. During the 83 middle seconds of this interval, no Hα emission was detected (Figure 6).

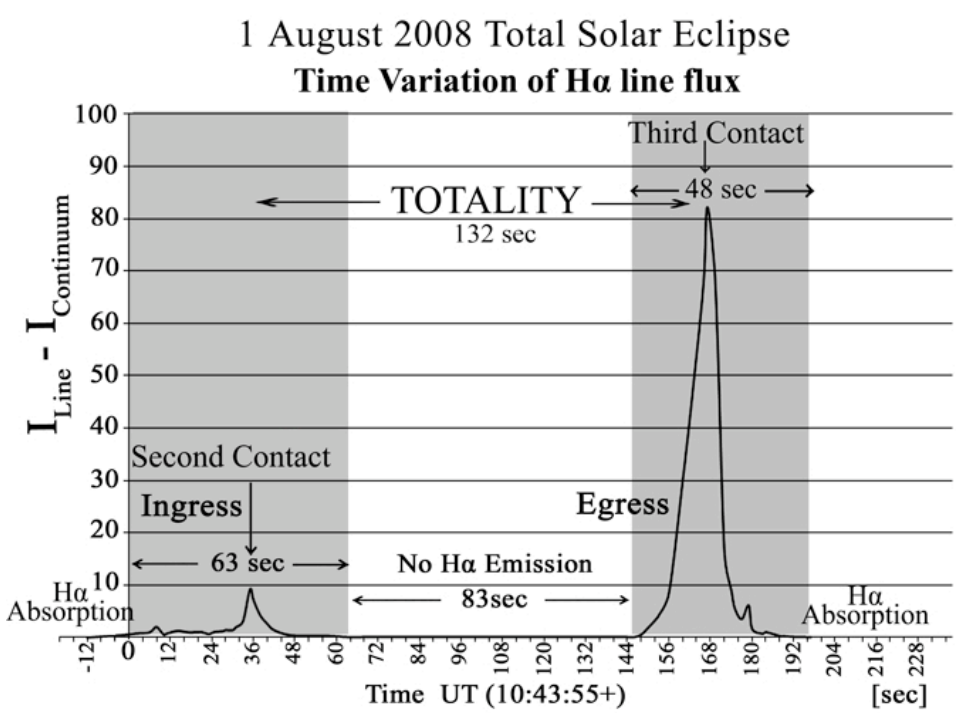


Figure 6. The intensity of the hydrogen Hα line as a function of time. The graph of the Hα intensity during part of ingress is lower, because the corresponding CCD images were underexposed.

The online manifestation of Espenak's calculations (http://eclipse.gsfc.nasa.gov/SEmono/TSE2008/TSE2008tab/TSE2008-Table13.pdf) by Xavier Jubier (http://xjubier.free.fr/en/site_pages/SolarEclipseCalc_Diagram.html), shows that at Akademgorodok the 2nd contact occurred at 10:44:26.0 UT and the 3rd contact at 10:46:44.3 UT, with mid-eclipse at 10:45:36.5 UT and a total duration of 2 min 17.3 s. Thus, the spectroscopic Hα measurements are 4.5±0.5 s later than the prediction of Jubier for the 2nd contact and 1.3±1 s earlier than the prediction for the 3rd contact. The duration of the eclipse is 5.3 s shorter than

Espenak's calculations, which is significant. However the mid eclipse differs by only 0.5±2 s, which, in effect, coincides with Espenak's calculations.

2.3.2 Spectroscopic definition of the 2nd and 3rd contacts, and the duration of totality, using the Mg I and Fe I/II spectral emission lines.

Among the most characteristic heavy-element emission lines, observed in the solar chromosphere, are those of Mg I b lines (5167.3Å, 5172.7 Å, 5183.6 Å), Fe I (5168.9 Å) and Fe II (5169.1 Å) in the green part of the spectrum. These are generated by elements in the lower chromosphere. In contrast, the hydrogen Hα and helium D_3 lines are emitted over a larger height range, extending well above the photosphere. The thin layer emitting the Mg I and Fe I/II lines can be used to identify the limb of the solar disk. Therefore the 2nd contact can be considered to correspond to the disappearance of the magnesium and iron emission lines and the 3rd contact to the reappearance of these lines. We observed the disappearance and the reappearance of these lines during the 1 August 2008 eclipse. According to the above consideration, the spectroscopically defined 2nd contact occurred at 10:44:32 ± 1 s UT and the 3rd contact at 10:46:33 ± 2 s UT, giving a duration of 2 m 01 s ± 2 s, centered at 10:45:32.5 ± 2 s UT. We note that the duration of the totality, defined by the Mg I and Fe I/II lines was shorter by 17.3 ±2 s than the photospheric duration calculated by Espenak (Espenak and Anderson, 2007).

3. The 29 March 2006 total solar eclipse at Kastellorizo, Greece

The observations of the total solar eclipse were undertaken at the patio of the Hotel Megisti (λ = 29º 35′ 28″.8, φ = +36º 09′ 08″.6) on the island of Kastellorizo. At that location the maximum of the eclipse occurred at $10^h53^m28^s.1$ UT.

3.1. The slitless spectrograph used during the 2006 eclipse

A holographic transmission grating, with 566 lines/mm, used with an f/3.5 135 mm telephoto lens, was used for the recording of the flash spectrum during the total solar eclipse of 29 March 2006 at Kastellorizo. The system's efficiency was about 3% at 5303 Å (Fe XIV emission line) and 2% at 6374 Å (Fe X emission line). The lower efficiency of this system does not affect the results but the exposure time had to be increased to ~1 s. We also used a digital Canon EOS 350D camera. The full range of the visible spectrum, from 3950 Å to 6700 Å, was projected on the CCD sensor of the digital camera. The resolution of the spectrograph was 0.9 Å /pixel. The diameter of the Sun corresponded to 285 pixels or 6.53″/pixel. Spectra were recorded only during ingress. No data were recorded during egress.

3.2. The flash spectrum of the total solar eclipse of 29 March 2006

The flash spectrum of the total solar eclipse of 29 March 2006 was recorded a few seconds before totality (Figure 7). Four CCD images were recorded, showing bright emission lines corresponding to chromospheric H and He. The [Fe XIV] green line, at 5303 Å was clearly visible, whereas the emission of the [Fe X] red line was almost absent.

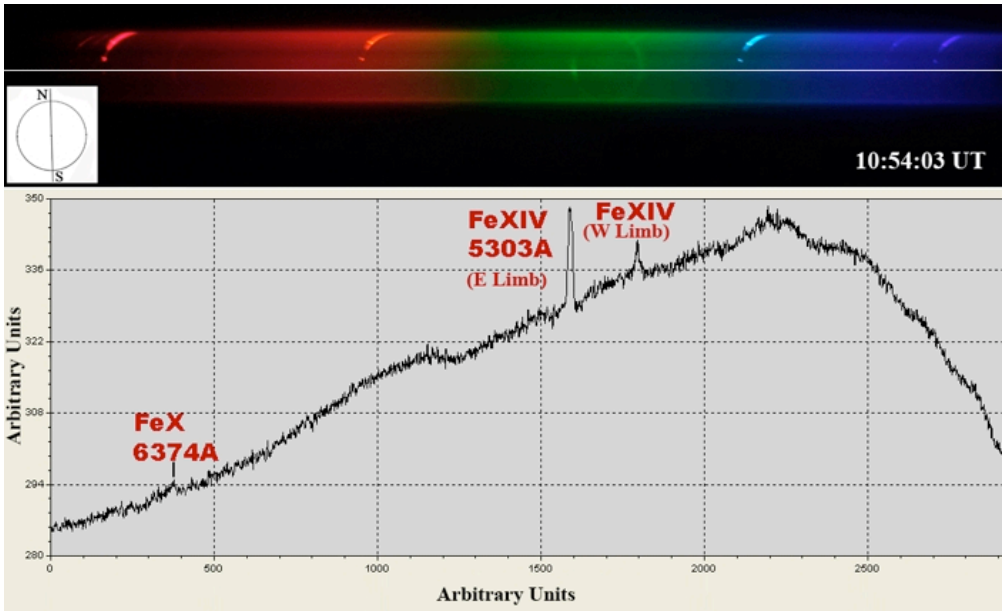


Figure 7. The flash spectrum of the 29 March 2006 total solar eclipse (top) and a cut through it (bottom). The cut in the bottom panel was taken along the white line in the top panel. The [Fe XIV] emission is line much stronger than the [Fe X] emission line.

4. Comparison of the 2006 and 2008 flash spectra

The [Fe X] and [Fe XIV] lines show obvious changes between the 2006 and 2008 eclipses. In particular the [Fe X] red line was much stronger in the 2008 spectra, whereas the [Fe XIV] green line was much stronger in the 2006 spectra (Figure 8). On the other hand, the chromospheric Hα and Hβ lines on the same spectra in Figure 8 are reasonably similar, which indicates that the above mentioned differences in the Fe emission lines were genuine.

5. Measurements and analysis

Initially, the original raw data were converted to FITS data, using the *IRIS* program (Buil, 2008). In order to be consistent, the calculations that follow were made at the same solar latitude for both the 2006 and the 2008 data. The orientation of the rotation axis of the Sun (see Figure 8, white lines) was estimated using the Observatoire de Paris – Meudon: 2010, *Bass 2000 Solar Survey Archive*, grid lines and spectroheliographic images. The alignment was achieved by overlaying the *Bass 2000* (2010) grid images on our spectra, using the prominences that were present at the time of the eclipse. However, either because the diffractive efficiency of the ruled gratings decreases with increasing deviation from their principal direction or because the intensity of the [Fe XIV] emission declines with distance from the solar equator, the useful range was limited between heliographic latitude 8°N and 28°N (±0.3°). No active regions were present in this range or its vicinity, in both 2006 and 2008 eclipses. Within this range, the integrated intensity over the emission line profile of [Fe X] and [Fe XIV] in the images was calculated

as well as above the continuum background. This was done for the east limb for the 2006 eclipse and for the west limb for the 2008 eclipse.

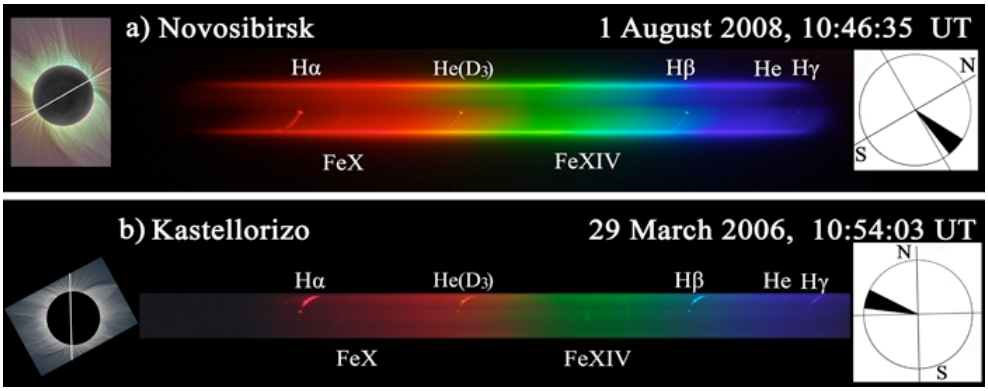


Figure 8. The solar spectra of the 1 August 2008 eclipse (top) and the 29 March 2006 eclipse (bottom). For each eclipse, the Sun's rotation axis is depicted as a white line in the left inset across one of our images. The wedge on the right inset depicts the heliographic latitude between 8° and 28°, where the observations were made (see text).

After the alignment of the spectra, the relative intensity, I_{Fe}, was calculated according to the formula

$$I_{Fe} = (I_\lambda - I_c)/I_c$$

where I_λ is the integrated intensity of each forbidden Fe coronal line and I_c is the corresponding intensity of the continuum background.

For the 2006 eclipse, the relative intensity for the [Fe XIV] line was $I_{Fe\ XIV}$ = 0.039±0.001 whereas for the [Fe X] line was I_{FeX} = 0.022±0.001. Therefore, the ratio of the relative intensities was

$$I_{Fe\ X}/\ I_{Fe\ XIV} = 0.58 \pm 0.01$$

This ratio shows that the emission line of [Fe XIV] was much brighter than the corresponding [Fe X] line during the 2006 total solar eclipse at Kastellorizo.

For the 2008 eclipse, the relative intensity for the [Fe XIV] line was $I_{Fe\ XIV}$ = 0.024±0.001, whereas for the [Fe X] line was I_{FeX} = 0.053±0.001. Therefore, the ratio of the relative intensities was

$$I_{Fe\ X}/\ I_{Fe\ XIV} = 2.16 \pm 0.05$$

This ratio shows that the emission line of [Fe XIV] was much weaker than the corresponding [Fe X] line during the 2008 total solar eclipse at Novosibirsk (Table 1).

Table 1. The relative intensities of the ionized iron lines for the 2006 and 2008 eclipses

Emission lines	2006, Kastellorizo Relative intensity	2008, Novosibirsk Relative intensity
[Fe X]	0.022	0.053
[Fe XIV]	0.039	0.024
[Fe X]/ [Fe XIV]	0.58	2.16

Finally, we compare the ratio of the intensities of the [Fe X] and [Fe XIV] emission lines for the above eclipses. The results are presented in Table 2, where it becomes obvious that the relative intensity of [Fe X] to [Fe XIV] in the solar corona has increased substantially between 2006 and 2008.

Table 2: Ratio of the relative intensities of the [Fe X] and [Fe XIV] lines between 2006 and 2008

[Fe X](Novosibirsk)/[Fe X](Kastellorizo)	2.38
[Fe XIV](Novosibirsk)/[Fe XIV](Kastellorizo)	0.63

6. Conclusions

As shown in Table 2, during the 2008 eclipse observed from Novosibirsk, the [Fe XIV] emission was much weaker than the [Fe X] emission. In contrast, during the 2006 eclipse observed from Kastellorizo, it was stronger. It should be noted that in the 1999 eclipse data, presented by Buil (2008), the [Fe XIV] line was also much stronger. Such changes could be attributed to the specific locations, where the data were taken in each observation. However, the continuous decline of the [Fe XIV] line intensity between 1999 and 2008 could be attributed to the decline of solar activity between 1999 and 2008. Solar activity was at a prolonged minimum during the 2008 eclipse, with sunspot number 0, whereas the sunspot number was about 20 during the period of the 2006 eclipse (still not high but certainly higher than 0) and 75 during the period of the 1999 eclipse. According to Esser et al. (1995), the intensities of the multiply ionized iron lines depend on the temperature of the corona (see their Figure 1b), so we are tempted to suppose that the decline of the [Fe XIV] emission was due to the decline of the corona temperature during the last two years (2006–2008). This, in turn, could be attributed to the very long and overdue minimum of the solar activity, which was reflected by the 345 (out of 856) spotless days between the 2006 and the 2008 total solar eclipses.

According to Nikolskaia and Utrobin (1984) the low intensity of the [Fe XIV] emission indicates that the temperature of the observed area must be less than 1.9×10^6 K. Similarly, the intensity of the [Fe X] emission line requires a corona temperature larger than 1.2×10^6 K. It is noted that the decrease of the [Fe XIV] emission line, could be attributed to either an increase or a decrease of the solar temperature. However, the absence of the high temperature lines of [Ni XV] 6702 Å (2.3×10^6 K), [Ca XIII] 4086 Å (2.3×10^6 K) and [Ca XV] 5694 Å (3.8×10^6K) justifies our assumption that the decrease is due to a lower corona temperature (and

not a higher one) (Halas et al., 1997), as is already obvious from the intensity of X-ray emission.

Esser et al. (1995 – see their Figure 1) used two independent models (by Brickhouse et al., 1995 and by Mason, 1975), to calculate the temperature of the solar corona as a function of the ratio of the [Fe XIV]/[Fe X] line intensities. Using the [Fe XIV]/[Fe X] data presented in Table 1, and the graphs of the above mentioned figure, the temperature of the regions of the solar corona that we analyzed can be estimated: According to the Brickhouse et al., (1995) model, the drop of the temperature between 2006 and 2008 was $(1.1\pm0.1)\times10^5$ K. According to the Mason (1975) model it was a little larger, $(1.3\pm0.1)\times10^5$ K. Mazzotta et al. (1998) present newer calculations of the ionization equilibrium for [Fe X] and for [Fe XIV]. Comparing our [Fe X]/[Fe XIV] estimates with the data presented in their Table 2, the drop of the temperature of the solar corona between 2006 and 2008 was $(3.0\pm0.5)\times10^5$ K. Similar calculations of the relation of the ionic stage to temperature were carried out by J. Raymond (quoted in Golub and Pasachoff, 2009).

Habbal et al. (2010) discuss the inference of electron temperature from emission lines, and the change of emission from collisional to radiative domination. Our observations were in the inner, collisional region. Habbal et al. (2010) and also Habbal et al. (2009) and Daw et al. (2010) provide 2006 and 2008 eclipse observations of the [Fe XI] infrared line at 7892 Å. The latter paper provides a two-dimensional spatial comparison of the [Fe XI] specified as being similar to [Fe X], [Fe XIII], [Fe XIV] regions of prime emission, extending much higher in the corona than the regions shown in our spectra.

As discussed above, we attribute the drop of the temperature to the observed prolonged minimum of solar activity.

The duration of the flash spectrum was spectroscopically estimated from the appearance of the Hα emission line, which was observed during the ingress and during the egress phases of the 2008 eclipse.

Finally the disappearance and later reappearance of the neutral magnesium "b lines" (5167.3Å, 5172.7 Å, 5183.6 Å) and the neutral (5168.9 Å) and the once-ionized iron (5169.1 Å) emission lines of the thin lower chromosphere were used to spectroscopically define the 2nd and 3rd contacts, respectively.

Acknowledgements We acknowledge the hospitality and assistance in Akademgorodok of Professor Alphya Nesterenko of the State University of Nobosibirsk and Dr. Igor Nesterenko of the Budker Institute of Nuclear Physics of the Russian Academy of Sciences. We also acknowledge the collaboration and assistance of Dr. Bryce A. Babcock throughout our observations at Kastellorizo and Akademgorodok. We are grateful for the assistance of John Antoniadis in the analysis used in Figure 6 and Professor Evaggelos Vanidhis of the Aristotle University in Thessaloniki, Greece, for help with the alignment of the optical instrumentation. We would also like to thank Marek Demianski, William G. Wagner, Eric Kutner, Jeffrey Kutner, Spyros Kanouras, George Pistikoudis and Kostas Tziotziou for logistical assistance. We benefited greatly from the comments of a referee. JMP and the Williams College Eclipse Expedition were funded by grants from the Heliospheric Division of the U.S. National Science Foundation and their Small Grants for

Exploratory Research program, NASA, and the Committee for Research and Exploration of the National Geographic Society.

References

Brickhouse, N., Esser, R., Habbal, S.R.: 1995, Demonstrating the limitations of line ratio temperature diagnostic using [Fe X] and [Fe XIV] spectral line intensity observations. Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics, International Solar Wind 8 Conference, p. 69.

Buil, C.: 2008; http://www.astrosurf.com/buil.

Daw, A., Habbal, S.R., Morgan, H., Druckmüller, M., Ding, A., Johnson, J., Rusin, V.: 2010, Eclipse Observations of the Fe XI 789.2 nm Line, *Bull. Am. Astron. Soc.* **41**, 323.

Demianski, M., and Pasachoff, J.M. 1984, Coelostat and Heliostat: Theory of Alignment, Solar Physics 93, 211 – 217

Dougherty, L.M.: 1982, A note on the principle and nomenclature of Heliostats, Coelostats Siderostats, *J. British Astron. Assoc.*, **92**, no. 4, 182 – 187.

Espenak, F., Anderson, J.: 2007, Total Solar Eclipse of 2008 August 01, NASA/TP-2007-214149

Esser, R., Brickhouse, N.S., Habbal, S.R., Altrock, R.C., Hudson, H.S.: 1995, Using [Fe X] 6374 Å and [Fe XIV] 5303 Å spectral line intensities to study the effect of line of sight integration on coronal temperature inferences, *J. Geophys. Research*, 100, No. A10, 19829 – 19838.

Golub, L., Pasachoff, J.M.: 2009, *The Solar Corona*, Cambridge University Press, Cambridge, UK (2nd edition)

Habbal, S. R., Daw, A., Morgan, H., Johnson, J., Druckmüller, M., Rusin, V.: 2009, The Curious Case of the Fe XI 789.2 nm Line, *Bull. Am. Astron. Soc.* **41**, 866

Habbal, S. R., Druckmüller, M., Morgan, H., Daw, A., Johnson, J., Ding, A., Arndt, M., Esser, R., Rusin, V., Scholl, I.: 2010, Mapping the distribution of Electron Temperature and Fe Charge States in the Corona with Total Solar Eclipse Observations, *Astrophys. J.* **708**, 1650 – 1662.

Halas, C.D., Habbal, S.R., Penn, M., Uitenbroek, H., Esser, R., Altrock, R., Guhathakurta, M.: 1997, Electron Temperature Distribution in Coronal Holes, *Bull Am. Astron. Soc.*, **29**, 1326.

Kanno, M., Tsubaki, T., Kurokawa, H.: 1971, On the Coronal Lines in the Chromosphere at the 1970 Eclipse, *Solar Phys.*, **21**, 314 – 324.

Mason, H.E.: 1975, The excitation of several iron and calcium lines in the visible spectrum of the solar corona, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*,. **170**, 651 – 689.

Mazzotta, G., Mazzitelli, G., Colafrancesco, S. and Vittorio N.: 1998, Ionization balance for optically thin plasmas: rate coefficients for all atoms and ions of the elements H to Ni, *Astron. Astrophys.*, **133**, 403 – 409.

Nikolskaia, K. I., Utrobin, V. G.: 1984, The coronal disturbance (W 90 deg, N 25 deg) in the eclipse spectra of July 31, 1981, *Solar Physics*, **91**, 141 – 157.

Observatoire de Paris – Meudon: 2010, http://bass2000.obspm.fr/home.php

Pasachoff, J.M.: 2009a, Solar Eclipses as an Astrophysical Laboratory, *Nature*, **459**, 789-795, DOI 10.1038/nature07987.

Pasachoff, J. M.: 2009b, Scientific Observations at Total Solar Eclipses*, Res. Astron. Astrophys.,* **9**, 613 – 634.

Pasachoff, J.M., Jacobson, W.A., Sterling, A.C.: 2009, Limb Spicules from the Ground and from Space, *Solar Phys.* **260**, 59 – 82, DOI 10.1007/s11207-009-9430-x.

Pasachoff, J.M., Livingston, W.C.: 1984, Coelostat and Heliostat: Alignment and Use for Eclipse and Other Field Purposes, *Appl. Optics*, **23**, 2803 – 2808.

Pasachoff, J. M., Suer, T.-A.: 2009, The Origin and Diffusion of the H and K Notation, *Bull. Am. Astron. Soc.* **41**, 301.

Pasachoff, J. M., Suer, T.-A.: 2010, The Origin and Diffusion of the H and K Notation, *J. Astronomical History and Heritage*, **113** (2), 121-127.

Pasachoff, J.M., Rusin, V., Druckmüller, M., Saniga, M.: 2007, Fine Structures in the White-Light Solar Corona at the 2006 Eclipse, *Astrophys. J.*, **665**, 824 – 829.

Pasachoff, J.M., Rusin, V., Druckmüller, M., Aniol, P., Saniga, M., Minarovjech, M.: 2009, The 2008 August 1 Eclipse Solar-Minimum Corona Unraveled, *Astrophys. J.,* **682**, 638 – 643.

Bericht zum Praxis-Workshop für Einsteiger in die Astrospektroskopie vom 14. - 17.10.2010 in der Starkenburg-STW Heppenheim

(von Ernst Pollmann, Leverkusen)

ASPA "Aktive Spektroskopie in der Astronomie" veranstaltete vom 14.-17. Oktober 2010 in der Starkenburg-Sternwarte zum vierten Mal einen Mehrtages-Praxis-Workshop für Einsteiger in die Astrospektroskopie. Erklärtes Ziel dieses Workshops war diesmal auch wieder die nächtliche Spektrengewinnung an Teleskopen der Sternwarte, sowie die gemeinschaftliche Bearbeitung und Auswertung derselben tagsüber im Tagungsraum. Erfreulicher Hintergrund dieser Veranstaltung:
a) der Praxis-Workshop ist ausdrücklich von Teilnehmern des vorausgegangenen Starkenburger-Einsteigerkurses 10/2009 gewünscht worden und
b) die Effektivität der Wissensvermittlung konnte aufgrund der überschaubaren aber zugleich auch optimalen Teilnehmerzahl von 13 Personen verglichen mit dem Oktoberkurs 2009 deutlich gesteigert bzw. verbessert werden; so jedenfalls der einstimmige Tenor der Teilnehmer im Rahmen der Abschlussbesprechung.

Der Workshop begann am Donnerstag (17.10.2010, 20:00 Uhr) kurz mit der Darlegung der Erwartungen und Beobachtungsvorhaben bereits eingetroffener Teilnehmer, weil der plötzlich aufklarende Himmel und negative Wetterprognosen für die Folgetage dazu aufforderte, bereits mit dem erklärten Vorhaben der Spektrengewinnung zu beginnen. Leider kam es wie es kommen musste: nach der Instrumentenmontage zog sich der Himmel nahezu in Sekundenschnelle zu. Nicht zuletzt gepaart mit einem gewissen Maß an Enttäuschung entschieden wir uns dann doch „ersatzweise" zu einem gemütlichen Beisammensein im Heppenheimer Altstadtlokal „A-Z".

Nach der offiziellen Begrüßung durch Rainer Kresken (1. Vorsitzender der Starkenburg-STW) und Ernst Pollmann am Freitagmorgen begann programmgemäß der theoretische Teil der Veranstaltung - die Einführung in die Spektrenbearbeitung. Reisegepäckspektren diverser Sterne als Ersatz für die nicht selbstständig in der Starkenburg-STW gewonnenen Spektren, ermöglichten ausnahmslos allen Teilnehmern die Enttäuschung des Vorabends rasch wettzumachen. Die Vor- und Nachmittagsstunden der folgenden Tage standen sodann ganz im Zeichen von Diskussionen, Fragestellungen und Anliegen aus dem Einsteigerbereich der Teilnehmer (Abb. 1).

Abb. 1: Teilnehmer des Workshops (leider nicht vollzählig)

Das erklärte Ziel des Workshops - Spektrengewinnung sowie vor allem die Spektrenbearbeitung in einer Tiefe zu verstehen, die es jedem Teilnehmer am Ende der Veranstaltung erlauben sollte, völlig eigenständig die Einzelspektrenserie eines gegebenen Sterns (hier γ Cas) zu reduzieren, zu kalibrieren und nach Äquivalentbreiten auszuwerten - wurde in einer bewundernswerten Arbeitswut in Angriff genommen, die erstaunlicherweise von

Vormittags bis in die frühen Nachtstunden hinein andauerte. Einen Eindruck zur Arbeitsatmosphäre vermitteln Abb. 2 und 3. Man könnte sagen, hier waren „wechselwirkende" Motivationen am Werk.

Abb. 2 und 3: Teilnehmer bei der Spektrenauswertung in arbeitsamer Atmosphäre

Diese Teilnehmerbereitschaft zur intensiven Mitarbeit war zur Überraschung und großen Freude der Moderation (E. Pollmann) ebenso am darauf folgenden Samstag vom frühen Morgen bis spät in den Abend hinein anzutreffen, wobei zur Entspannung über das Mittagessen hinaus Rolf-Dieter Schad sehr anschaulich das neue Programm R-Spec zur Bearbeitung von Star-Analyser-Spektren (Abb. 4) vorstellte.

Vorteilhaft wirkte sich unbestritten bei der Spektrenreduktion und Kalibration das Arbeiten mit nur zwei Programmen aus: GIOTTO zur Erzeugung der Summenspektren aus bereitgestellten Einzelspektrenserien von ζ Tauri unter Berücksichtigung aller wichtigen Parameter, und VSpec zur Spektrenscannung, Darksubtraktion, Kalibration, Bestimmung der Instrumentenfunktion, des Pseudokontinuums und vieles mehr.

Ich möchte hier die Teilnahme unseres inzwischen sehr ans Herz gewachsenen und weit angereisten Sternfreundes aus Dänemark, Knud Strandbaek (Abb.1, fünfter von links, im Vordergrund) nicht unerwähnt lassen, dessen Intention der Etablierung der Amateurastrospektroskopie im eigenen Lande durch kooperative Zusammenarbeit mit ASPA unterstützt wird.

Abb. 4: Rolf-Dieter Schad stellt das Programm R-Spec vor

Ich möchte hier die Teilnahme unseres inzwischen sehr ans Herz gewachsenen und weit angereisten Sternfreundes aus Dänemark, Knud Strandbaek (Abb. 1, fünfter von links, im Vordergrund) nicht unerwähnt lassen, dessen Intention der Etablierung der Amateurastrospektroskopie im eigenen Lande durch kooperative Zusammenarbeit mit ASPA unterstützt wird.

Die Erwartungshaltung der Teilnehmer einerseits war riesig, die quälenden Fragen nach dem guten Gelingen der oben definierten Zielsetzung seitens der Moderation im Vorfeld der Veranstaltung andererseits aber nicht minder. Die bestens organisierten gemeinschaftlichen Mittagessen im Burgrestaurant und das gemütliche Beisammensein im „A-Z" trugen ganz wesentlich dazu bei. Der Sonntagvormittag als verabredeter Veranstaltungsausklang stand ganz im Zeichen a) eines wunderschönen Südamerika-Reiseberichtes von Olaf Simon mit imposanten, z. T. atemberaubenden Bildern verschiedener Stationen seiner Route, die ihn u. a. auch zu den verschiedenen Großteleskopen der ESO in die Atakama-Wüste führte und b) einer ausgiebigen Abschlussbesprechung, deren positives Fazit bereits am Anfang dieses Berichtes wiedergegeben worden ist.

Unser Wunsch, unsere ASPA-Oktoberworkshops regelmäßig und jährlich in der Starkenburg-STW stattfinden zu lassen, ist auch diesmal wieder von der STW-Administration (Rainer Kresken) ausdrücklich unterstrichen worden, wofür ich an dieser Stelle im Namen aller Workshopteilnehmer meinen tiefen Dank aussprechen möchte.

Sternspektren in Echtzeit
- das Programm Rspec -
(von Rolf-Dieter Schad, Zweibrücken)

Beginnt man sich mit der Sternspektroskopie zu beschäftigen, ist der Einstieg nicht so ganz einfach. Versucht man andere dafür zu begeistern und zum Mitmachen zu bewegen, winken diese meistens ab: ist mir zu kompliziert.
Wenn man bisher „nur" visuell beobachtet hat, entsteht in der Tat ein erheblicher finanzieller und zeitlicher Aufwand für den Neueinsteiger: Spektrograph, Digitale Spiegelreflex- bzw. gekühlte CCD-Kamera, verbunden mit ausgefeilter Foto- und Bildbearbeitungstechnik, sowie Programme zur Datenreduktion, auch in englischer oder französischer Sprache, welche einige Einarbeitungszeit erfordern.
Seit einiger Zeit hat sich diese Situation glücklicherweise für den Einsteiger entscheidend verbessert. Mit einem niedrigdispersiven Beugungsgitter in einer 1 1/4" Filterfassung (z.B. der Staranalyser 100, der für etwa 100 € erhältlich ist) in Verbindung mit einer preiswerten Webcam ab etwa 70 €, ist man in der Lage erste Spektren aufzunehmen.

Seit kurzem gibt es mit dem Programm RSpec von Tom Field für ca. 80 € eine schnelle und einfache Möglichkeit Spektren auszuwerten, und dies sogar in Echtzeit.
Es bietet z. Zt. die Benutzersprachen Deutsch, Englisch, Französisch und Italienisch und kann darüber hinaus um weitere Sprachen erweitert werden. Dies ist für den Einsteiger, aber auch zur Demonstration bei öffentlichen Beobachtungsabenden auf der Sternwarte und im Unterrichtsbereich interessant.

Die Funktionalität des Programms in seiner Gesamtheit vorzustellen, würde den Rahmen dieses Beitrags sprengen. Deshalb hier beispielhaft eine kurze Übersicht darüber, wie man bei der Aufnahme von Spektren und deren Bearbeitung vorgeht:
Man schraubt den 1 ¼" Adapter vor die Webcam und den Staranalyser wie ein Filter davor. Die ganze Einheit kommt anstelle des Okulars in den Okularauszug und man startet nun das Programm VSpec (Abb. 1).

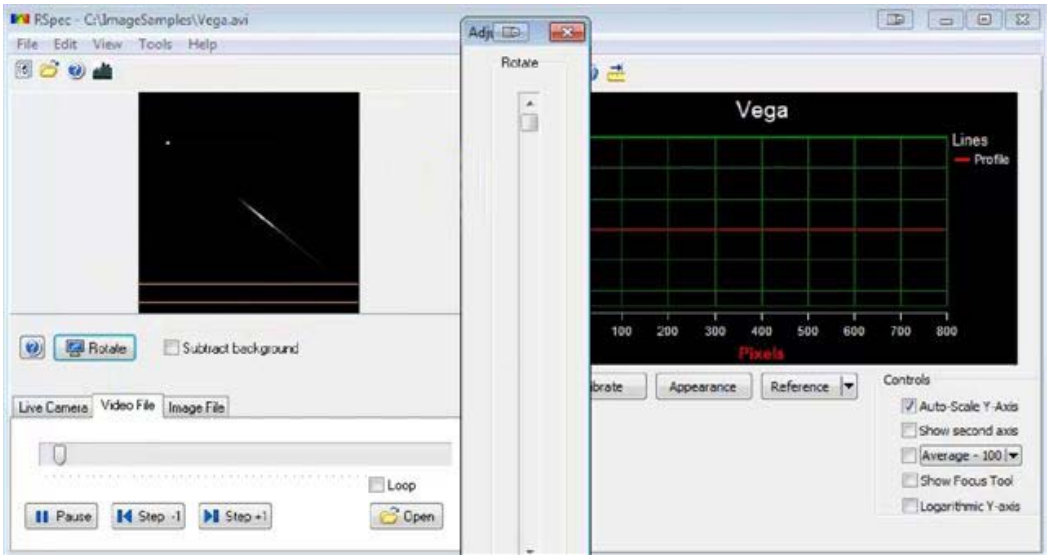


Abb. 1: Oberfläche des Programms VSpec

In der linken Hälfte erscheint je nach Auswahl eine Bild- oder Videodatei (avi-Dateien, verschiedene raw-Formate sowie Bilder in den Formaten jpeg, tif oder fits) oder das Livebild der angeschlossenen Webcam. In Abb. 1 handelt es sich um ein Spektrum von alpha Lyrae (Wega). Über die Funktion Rotate / Drehen kann man das Spektralband horizontal ausrichten. Zieht man dann die „capture box" (die 2 orangefarbenen Balken im linken Fenster unten) auf das Spektralband, erscheint im Fenster auf der rechten Seite das Profil des Spektrums in Echtzeit (Abb.2).

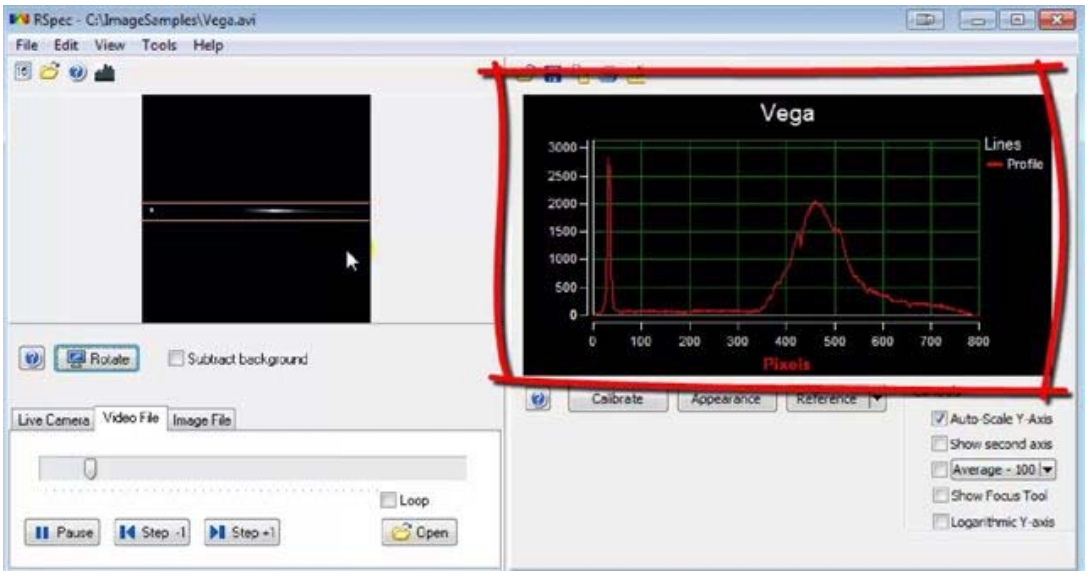


Abb. 2: Horizontal ausgerichtetes Spektrum (links) mit Intensitätsprofil (rechts)

Der Abbildungsbereich der Webcam hat eine Länge von 800 Pixeln und erfasst damit das komplette Spektrum incl. der nullten-Ordnung. Diese liegt etwa bei Pixelnummer 35. Dieses Rohspektrum kann mit Hilfe der nullten Ordnung und einer direkt oder über einer Referenz identifizierten Emissions- bzw. Absorptionslinie wellenlängenkalibriert werden (2-Punkt-Kalibrierung). Zu diesem Zweck ruft man den „calibration wizzard" auf (Abb. 3).

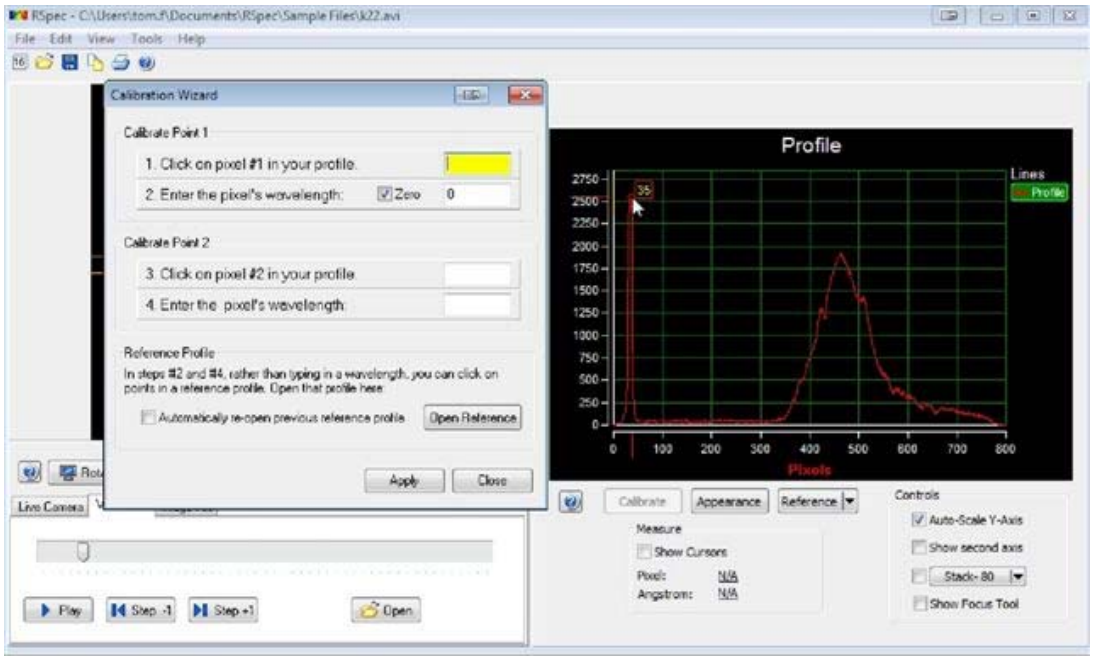


Abb. 3: Kalibrierung mit Hilfe des „calibration wizzard"

Zunächst ist die Pixelposition der nullten Ordnung einzugeben (Abb. 3, gelb markiertes Feld). In diesem Beispiel ist dies die Nummer 35. Der zweite Kalibrationspunkt ist etwas schwieriger festzulegen. Entweder identifiziert man selbst eine bekannte Linie oder greift auf die umfangreiche Liniendatenbank des Programms zurück. Hier legen wir ihn mit 4860 Å fest und geben dies in das gelb markierte Feld ein (Abb. 4). Klickt man auf „apply", erscheint unser Echtzeitspektrum in Ångström kalibriert (siehe Abb.5). Hier ist noch das Referenzspektrum der Datenbank in blau eingeblendet. Man sieht die gute Übereinstimmung mit dem selbst aufgenommenen Spektrum. Mit ein wenig Übung dauert dieser Vorgang nur ein paar Minuten.

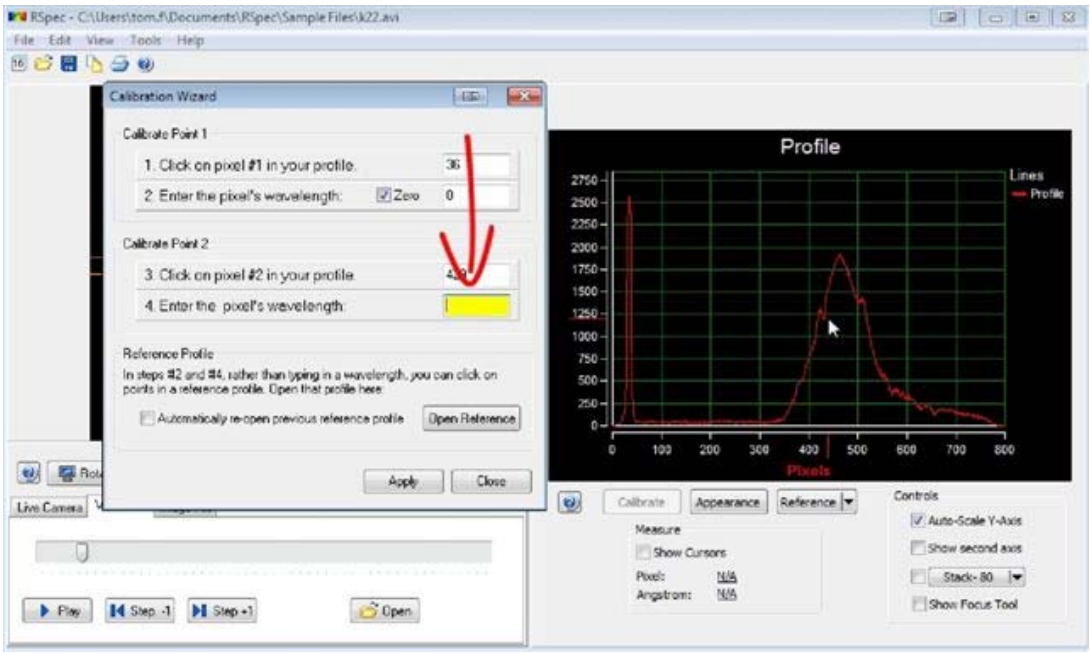


Abb. 4: Eintragung der Wellenlängenpositionen zur Kalibrierung in den „calibration wizzard"

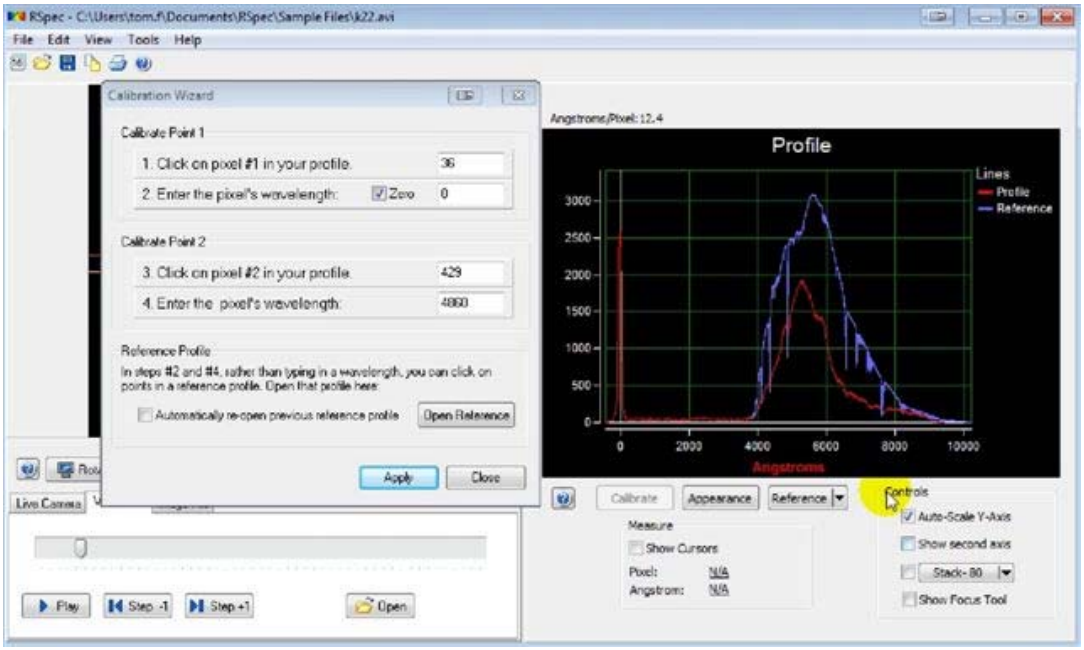


Abb. 5: Kalibriertes Spektrum (rot) mit dem Referenzspektrum der Datenbank (blau)

Dies war nur ein kleiner Einstieg in das Programm. Es bietet eine Fülle weitere Möglichkeiten und ist in sehr dynamischer Weiterentwicklung begriffen.
Auf der Webseite des Programms sind einige anschauliche Video- Demos eingestellt.

http://www.rspec-astro.com

Das Projekt „Spektralatlas für Astroamateure"

(von Richard Walker, CH-8911 Rifferswil)

Einleitung

Seit November 2010 kann die erste Basisversion des *Spektralatlas für Astroamateure* vom Internet heruntergeladen werden. Dieser soll dazu beitragen, eine empfindliche Publikationslücke zu füllen. Konzipiert als Führer durch die stellaren Spektralklassen, soll er dem Amateur die Identifikation vieler Absorptions- und Emissionslinien in gering bis mäßig hochaufgelösten Spektren ermöglichen und entsprechende, stellar-physikalische Hintergründe vermitteln. Dieser Artikel beschreibt mehrere Aspekte des Projektes. Der geplante, etappenweise erfolgende Ausbau wird noch längere Zeit in Anspruch nehmen.

Gründe für ein solches Atlasprojekt

Substantielle technologische Fortschritte, z.B. im Bereich der CCD Kameras, aber auch erschwingliche Spektrographen auf dem Astromarkt bewirken heute in Amateurkreisen einen erfreulichen Aufschwung der Spektroskopie. Diverse Freewarepakete, sowie detaillierte Anleitungen, erleichtern das korrekte Gewinnen, Aufbereiten, Kalibrieren und Normieren der Spektren. Mehrere Publikationen befassen sich auch mit dem Selbstbau von Spektrographen. Die zahlreich existierenden Auswerte- und Interpretationsmöglichkeiten von Spektralprofilen leiden jedoch immer noch an einem deutlichen Defizit an amateurgerechter Literatur.

Der erste sinnvolle Schritt in diesen Bereich wäre die sichere Identifikation der wichtigsten Spektrallinien. Aber bereits hier stieß der Amateur bisher auf Probleme. Es fehlte nach wie vor ein Atlas, der es erlauben würde, im gesamten sichtbaren Spektralbereich einen namhaften Teil der Linien zu identifizieren, welche innerhalb der Klassen O bis M mit einem mäßig hoch auflösenden Spektrographen erkennbar sind. Dies motivierte mich zu Recherchen, zuerst mit dem Ziel, die Linien meiner eigenen Spektralprofile so vollständig wie möglich zu identifizieren und dazu physikalische Hintergrundinformationen zu sammeln. Zahlreiche positive Feedbacks mehrerer Sternfreunde führten schließlich zur Zusammenführung dieser Unterlagen in ein „Atlasprojekt". Das aktualisierte Dokument kann in deutsch oder englisch von der Internetplattform von Urs Flükiger heruntergeladen werden [9].

Zielsetzung und gegenwärtiger Stand

„Projekt" nennt sich das Ganze deshalb, weil das Vorhaben sicher noch lange Zeit in Anspruch nehmen wird. Ferner weil dieser Atlas etappenweise erweitert werden wird und gegenwärtig noch keine Grenzen des Ausbaus absehbar sind. Dies sind auch Gründe, weshalb (noch) keine Publikation als Buch geplant ist. Die aktuelle, erste *Grundversion* des Atlasses (1.4) ist bereits im Internet veröffentlicht und deckt die Spektralklassen O9.5 bis M5, sowie den groben Einfluss der Leuchtkraftklassen ab. Weiter sind bereits interessante, stellare „Exoten" wie die *Wolf-Rayet-, Be-*, und *Kohlenstoffsterne* behandelt, mit denen sich auch mehrere Amateure erfolgreich beschäftigen.

Der Atlas soll in erster Linie die Identifikation der wichtigsten Absorptions- und Emissionslinien im *sichtbaren Spektralbereich* erleichtern. Von vornherein war aber klar, dass keine isolierte Sammlung beschrifteter Spektraltafeln entstehen soll. Deshalb wird jede einzelne Klasse und ihr charakteristisches Linienmuster kommentiert. Eine Tabelle im Anhang liefert für eine Auswahl wichtiger Elemente die minimal benötigten Energiewerte, die zur Generierung bestimmter Ionisierungszustände notwendig sind. Dies soll eine grobe Vorstellung über die Intensität der Anregungsstrahlung vermitteln, welche zur Generierung bestimmter Spektrallinien notwendig ist. Dies ist z. B. nützlich für die Interpretation der Emissionslinien von H-ll-Regionen, Planetarischen Nebeln und Wolf-Rayet-Sternen. Die Spektren wurden mit dem DADOS Spektrographen, d.h. mit einer gering bis mäßig hohen Auflösung gewonnen. Bestückt mit den Gittern 200 oder 900 Linien/mm und der Meade DSI III Pro, wurden R-Werte im Bereich von ca. 600 resp. 4000 erreicht. Diese Grössenordnung hat sich für die Präsentation der markantesten, spektralen Merkmale als ideal erwiesen. Der Großteil der Profile wird mit einem 8 Zoll Schmidt-Cassegrain Nexstar 8i von Celestron aufgenommen. Dank der Mitarbeit von Martin Huwiler, technischer Leiter der Sternwarte Mirasteilas [10] in Falera, können wir dort lichtschwache Objekte mit dem 90 cm CEDES Teleskop spektroskopieren.

Bestandesaufnahme und Informationsbeschaffung

Abgesehen vom sehr gut dokumentierten Sonnenspektrum [7], [8] erwies sich die Informationsbeschaffung als aufwendig. Erst ein tieferes Graben in der Wissenschaftsgeschichte ergab als „aktuellstes" Werk den längst vergriffenen „Bonner Spektralatlas" aus den 70er Jahren [2]. Dieser besteht noch aus beschrifteten, fotografischen Spektralstreifen. Der folgende Ausschnitt zeigt frühe F-Typen der Leuchtkraftklasse Ia (Abb. 1).

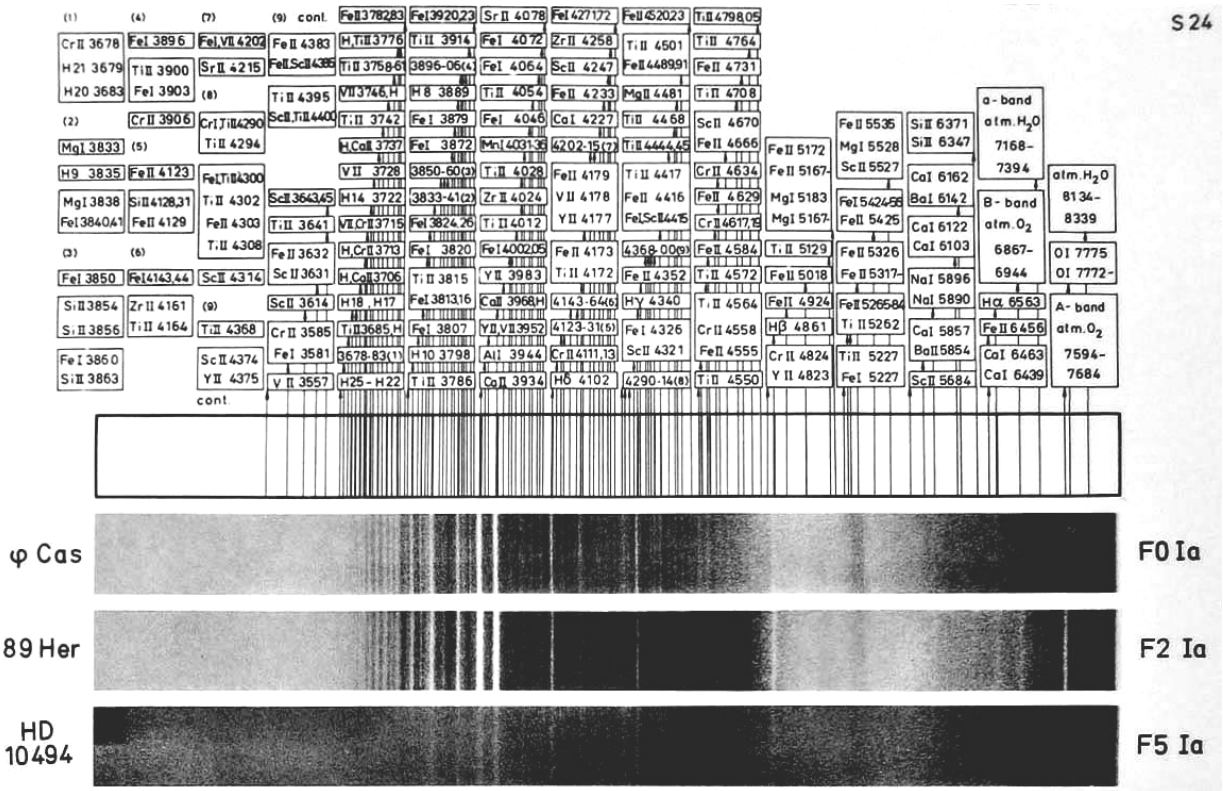


Abb. 1: Ausschnitt aus dem Bonner Spektralatlas

Sein legendärer Vorgänger von 1943, der amerikanische MKK Atlas [1], bleibt aus damals technologisch verständlichen Gründen auf den Violett- und Blaubereich des Spektrums limitiert (Abb. 2).

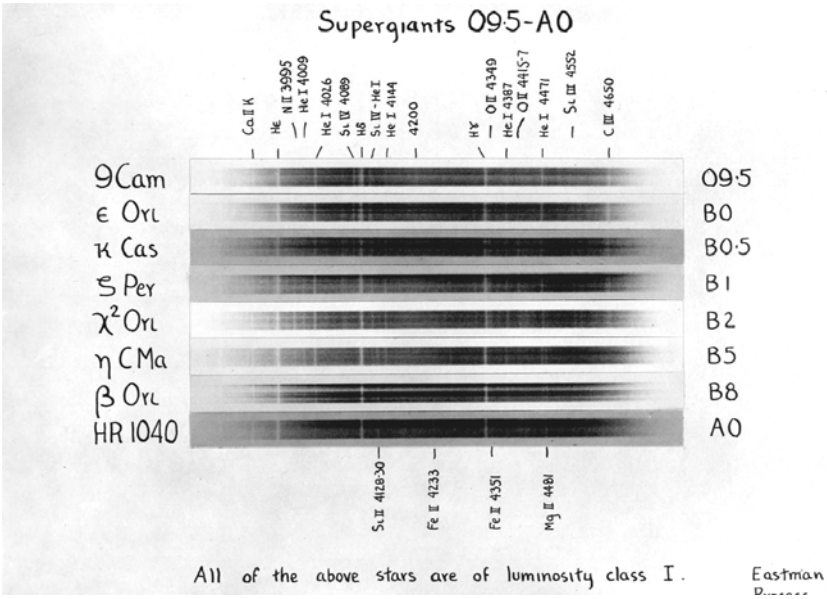


Abb. 2: Ausschnitt aus dem MKK Atlas

Aber auch aktuellere Werke, wie der Spektralatlas von R. O. Gray [3] und das Buch *Sterne und ihre Spektren* von J. Kaler [5], beschränken sich vornehmlich auf die Identifikation weniger Linien innerhalb charakteristischer, meist kurzer Abschnitte, hauptsächlich im Blaubereich des Spektrums (Abb. 3).

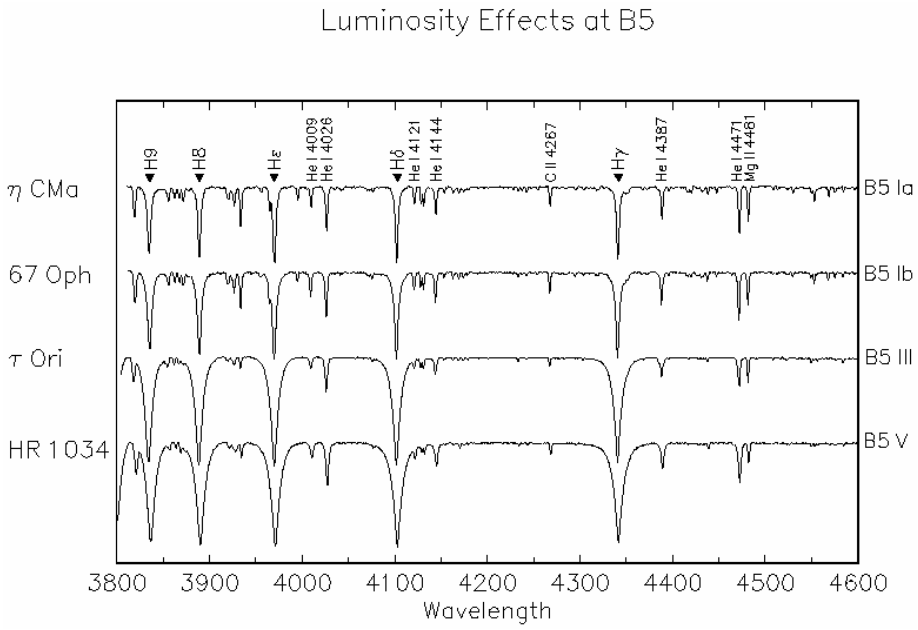


Abb. 3: Ausschnitt aus dem Atlas von R. O. Gray [3]

Erst kürzlich herausgekommen ist das bemerkenswerte und sehr umfangreiche Werk (knapp 600 Seiten!) *Stellar Spectral Classification* von R. O. Gray und C. J. Corbally [4]. Es richtet sich vorwiegend an Studenten und professionelle Astronomen. So liegen viele der kommentierten Spektralabschnitte im Ultraviolett- oder ferneren Infrarotbereich, was wohl nur für wenige Amateure von praktischem Nutzen sein dürfte. Trotzdem bietet es dem englisch sprechenden und deutlich fortgeschrittenen Amateur wertvolle Einblicke, z.B. in die Feinklassifizierung der dezimalen Subklassen sowie in die spektralen Besonderheiten seltener Sterntypen.
Eine echtes Highlight innerhalb der frei zugänglichen Internetquellen bildet seit 2005 die unter der Leitung von Alex Lobel vom Royal Belgium Observatory entwickelte, interaktive *Spectroweb* Plattform [6]. Sie bietet im sichtbaren Spektralbereich hochaufgelöste und praktisch vollständig kommentierte Profile bekannter Fixsterne; gegenwärtig aber noch beschränkt auf späte Spektralklassen. Die sehr hohe Liniendichte erschwert jedoch den Link auf eher gering bis mäßig hochaufgelöste Profile. Spätestens hier wird auch klar, wieso Spektralatlanten für verschiedene Auflösungsbereiche erforderlich sind.

Darstellungskonzept für den Spektralatlas
Grundsätzlich besteht auch die Möglichkeit der softwaregestützten Linienidentifikation, basierend auf stellaren Modellatmosphären. Diese Variante ist jedoch nur für erfahrene Amateure eine realistische Option und kann einen Atlas nicht ersetzen. Sie ist anspruchsvoll, erfordert die Eingabe diverser Sternparameter und hinterlässt oft Interpretationsspielräume. So ist sie auch nicht geeignet, schnell und unkompliziert eine bestimmte Linie „nachzuschlagen". Ähnliches gilt auch für die Verwendung von Element- und Ionentabellen, wie sie beispielsweise das Programm Vspec anbietet. Die Entscheidung, welche der zahlreich gelisteten Alternativen für eine bestimmte Spektrallinie in Frage kommt, erfordert einschlägige stellar- und quantenphysikalische Kenntnisse. Als einzige Möglichkeit verbleibt daher die herkömmliche Darstellung und Beschriftung typischer Profile, getrennt nach Spektral- und Leuchtkraftklassen.
Der heutige Standard erfordert kalibrierte und normierte Intensitätsprofile. Da der Hauptfokus des Atlasses auf der Linienidentifikation liegt, wäre der enorme Aufwand für eine absolut flußkalibrierte Kontinuumsintensität nicht zu rechtfertigen. Solche Darstellungen wären zudem unzweckmässig, da der kurvenförmige Profilverlauf den optischen Intensitätsvergleich zwischen einzelnen Spektrallinien erschwert. Diesbezügliche „Klassiker" sind

z. B. die beiden Fraunhofer H und K Linien (Ca II) im Sonnenspektrum (Abb. 4). In ein Pseudokontinuum eingebettet sind sie am blauen Ende des sichtbaren Spektrums meist nur noch verkümmert wahrnehmbar (blauer Pfeil). Erst nach der Entfernung des Pseudokontinuums wird in der resultierenden „Flachdarstellung" augenfällig, dass sie die mit Abstand stärksten Absorptionslinien sind, welche von der Sonne selbst erzeugt werden (roter Pfeil).

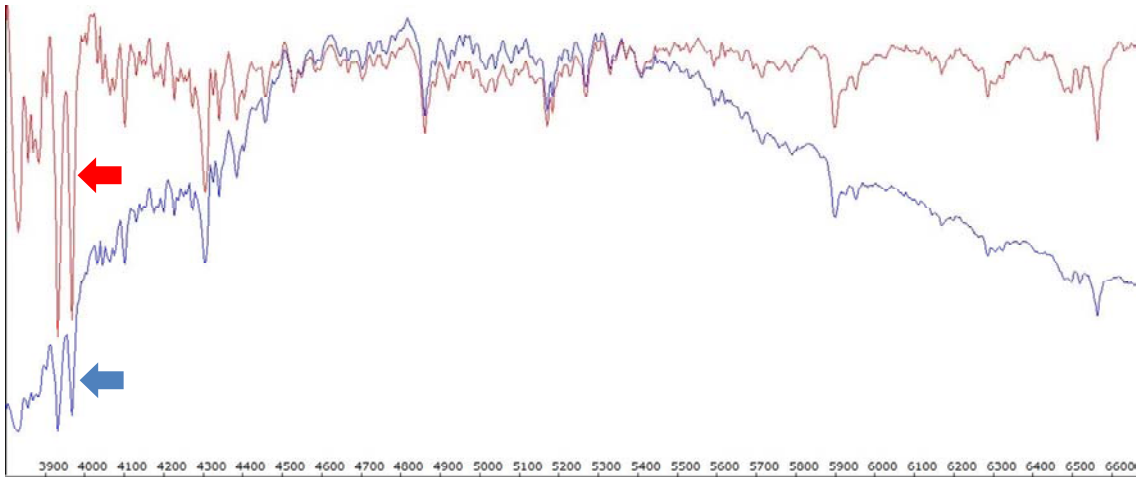


Abb. 4: H und K Linien des Ca II

Der Intensitätsvergleich zwischen den einzelnen Atlasprofilen wird durch eine einheitliche Normierung der flachen Kontinua auf $I_c = 1$ angestrebt. Da aus Platzgründen meist nicht der gesamte Sättigungsbereich von 1 – 0 dargestellt wird, ist der entsprechende Wert auf dem Niveau der Wellenlängenachse deklariert. Das beschriftete Spektralprofil wird noch mit einem synthetisch erzeugten Spektralstreifen ergänzt, welcher vom Programm Vspec aus dem Profilverlauf generiert wird. Dessen Farbverlauf soll auch die Orientierung und Übersicht über die dargestellten Wellenbereiche erleichtern. Abb. 5 zeigt dies anhand des Siriusspektrums.

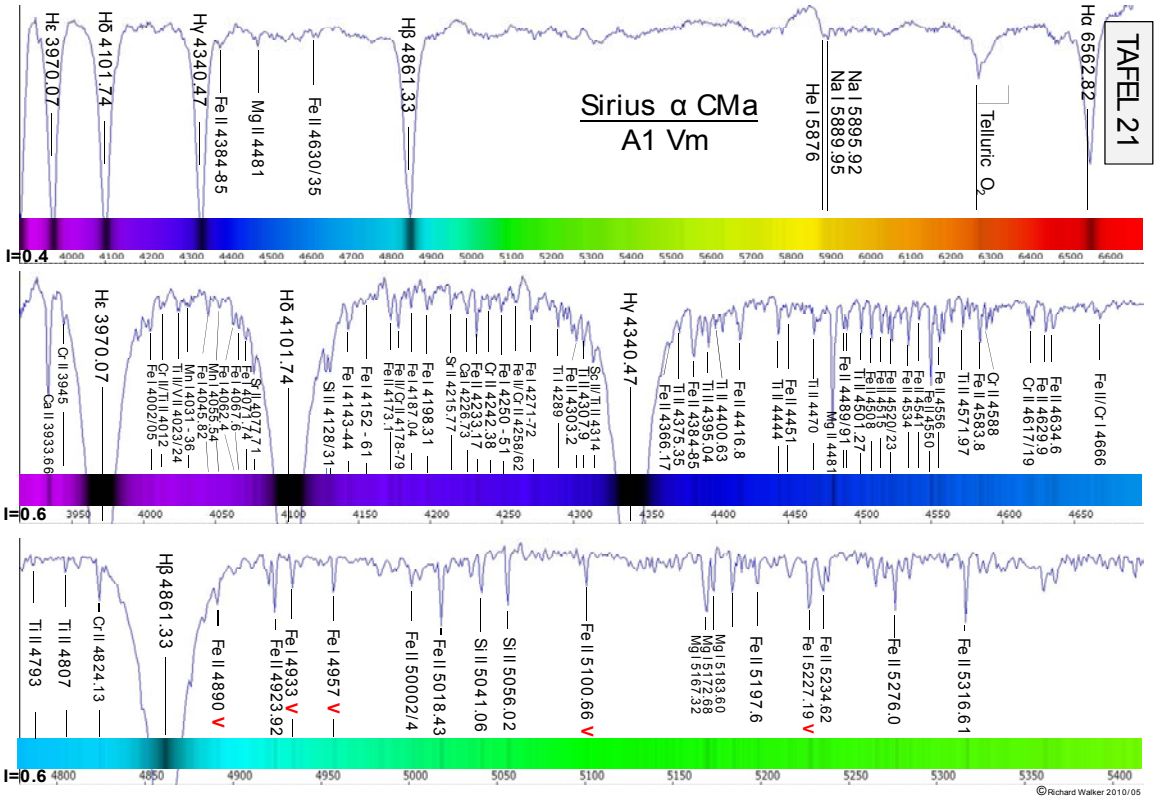


Abb. 5: Auszug (Siriusspektrum) aus dem Spektralatlas für Amateure

Der theoretische Kontinuumsverlauf wird bei den einzelnen Spektralklassen mit synthetischen Profilen aus der Vspec Datenbank demonstriert. Diese werden zusätzlich zur Kommentierung klassentypisch auffälliger Merkmale verwendet. Die Abb. 6 zeigt als Beispiel den Kontinuumsverlauf eines F5 V Standardsterns gemäss Vspec / Tools / Library. Markiert ist hier das „Linien-Duo" von G-Band und Hγ als unverwechselbares Merkmal der F-Klasse.

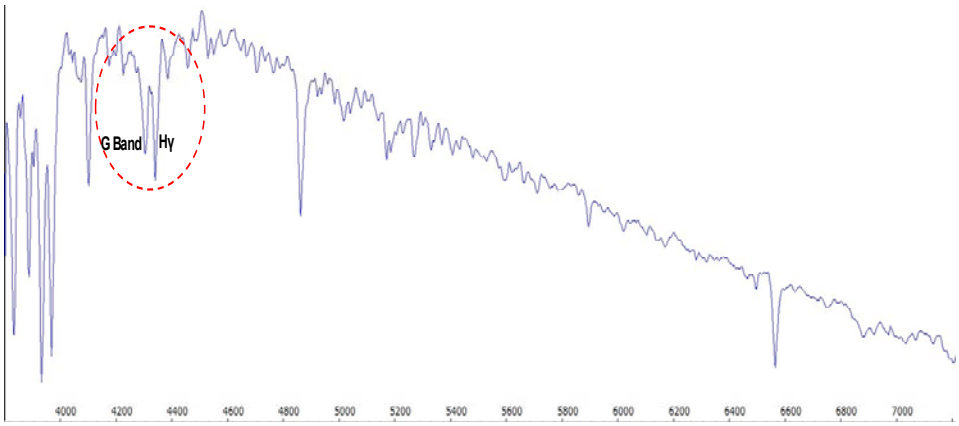
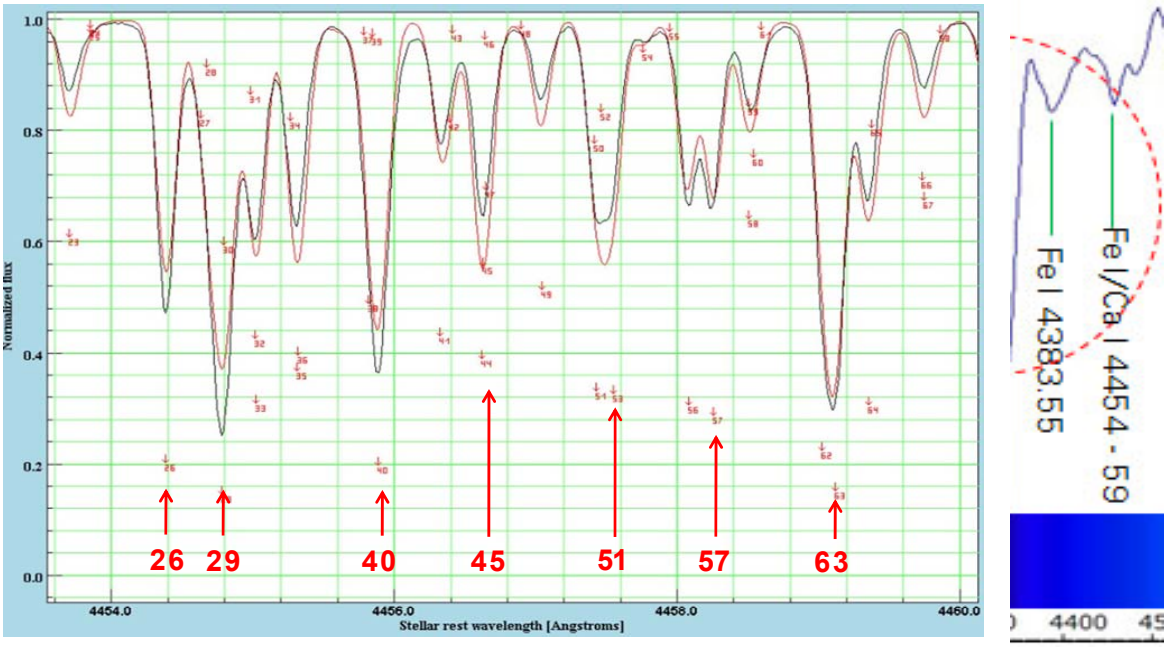


Abb. 6: Kontinuumsverlauf eines F5 V Standardsterns

Das Beschriftungsproblem der sog. „Blends"

Je niedriger die Auflösung eines Spektrums und je später (kühler) die Spektralklasse, desto stärker tritt das Problem der Blends in Erscheinung. Was niedrig aufgelöst als eine einzige, meist etwas deformierte Spektrallinie erscheint, entpuppt sich dann in hochaufgelösten Profilen als eine Ansammlung vieler Absorptionen unterschiedlicher Elemente / Ionen. Die Abb. 6 unten rechts zeigt einen kurzen Ausschnitt aus dem Prokyon Spektrum. Was dort summarisch mit *Fe I / Ca I 4454 – 59* beschriftet ist, zeigt hochaufgelöst die Grafik links (Spectroweb). Hier sind bei niedrig auflösenden Spektren vernünftige Kompromisse erforderlich. Solche Blends werden hier deshalb nur mit den intensivsten der beteiligten Elemente beschriftet.



26: Fe I (4454.380 Å)
29: Ca I (4454.779 Å)
40: Ca I (4455.887 Å)
45: Fe I (4456.628 Å)
51: Ti I (4457.427 Å)
56: Fe I (4458.080 Å)
57: Mn I (4458.254 Å)
63: Fe I (4459.117 Å)

Abb. 6: Blend im Spektrum von Prokyon, links hochaufgelöst, rechts unaufgelöst

Geplante weitere Ausbauschritte

In Zukunft soll der Bereich der stellaren Spezialklassen noch ausgebaut werden. Gegenwärtig in Arbeit ist z.B. die Sequenz der Mira Variablen und der seltenen Spektralklasse S, welche Absorptionen von Zirkoniumoxid zeigt. Ferner ist die Vorstellung weiterer extragalaktischer Objekte geplant, welche bisher lediglich durch M31 vertreten sind. Bei extrem lichtschwachen Objekten (z. B. Quasaren) werden auch gering auflösende Transmissionsgitter eingesetzt werden. Bei entsprechender Gelegenheit sollen zukünftig auch Sonderereignisse, wie Kometen oder gar helle Novae / Supernovae, spektroskopisch dokumentiert werden. Dabei sollen aber Informationsredundanzen im Atlas vermieden werden. Profile gleicher Spektral- oder Objektklassen werden nur dann mehrfach aufgenommen, wenn charakteristische Unterschiede kommentiert werden können. So wird auch zukünftig mancher helle Fixstern im Atlas fehlen, weil eben sein Spektrum bereits durch ein anderes Exemplar mit vergleichbarer Klassierung repräsentiert wird. Dafür liefert eine Tabelle im Anhang für fast alle dezimalen Subklassierungen der Reihe O, B, A, F, G, K, M bekannte Beispielsterne, welche von Zentraleuropa aus sichtbar sind.

Literatur und Internetlinks

[1] *An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification, Morgan, Keenan, Kellman (1943): http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/ASS_Atlas/frames.html*

[2] *Atlas für Objektiv Prismen Spektren – Bonner Spektralatlas, Waltraut Carola Seitter. 1975, vergriffen*

[3] *Digital Spectral Classification Atlas, R.O. Gray, (2000): http://nedwww.ipac.caltech.edu/level5/Gray/frames.html*

[4] *Stellar Spectra Classification, R.O. Gray/ J. Corbally (2009): Leseprobe Kapitel 1: http://press.princeton.edu/chapters/s8963.pdf*

[5] *Sterne und ihre Spektren, deutsche Übersetzung von Stars and their Spectra, James B. Kaler, Spektrum Akademischer Verlag, 1994*

[6] *The Interactive Database of Spectral Standard Star Atlases: http://spectra.freeshell.org/SpectroWeb_news.html*

[7] *Hochaufgelöstes, kommentiertes Sonnenspektrum bei Bass2000 http://bass2000.obspm.fr/download/solar_spect.pdf*

[8] *Lunettes Jean Roesch (Pic du Midi), praktisch vollständig kommentiertes, hochaufgelöstes Sonnenspektrum, gewonnen auf dem Jungfraujoch (Université de Genève): http://ljr.bagn.obs-mip.fr/observing/spectrum/index.html*

[9] *Spektralatlas für Astroamateure, Richard Walker, (2010), Deutsch und Englisch Download: http://www.ursusmajor.ch/astrospektroskopie/richard-walkers-page/index.html*

[10] *Sterwarte Mirasteilas, Falera http://www.mirasteilas.net/sternwarte-mirasteilas/*

Eine Sternwarte als Bildungseinrichtung auch für die Sternspektroskopie

(von Michael Winkhaus, Carl-Fuhlrott-Gymnasium, Jung-Stilling-Weg 45, 42349 Wuppertal)

Kurzfassung

Mit der Sternwarte auf dem Dach des Wuppertaler Carl-Fuhlrott-Gymnasiums ist am 30.10.2009 eine einzigartige Bildungseinrichtung eingeweiht worden, das das naturwissenschaftliche Bildungsangebot nachhaltig stärken wird. Es wird einer breiten Öffentlichkeit die Faszination der Astronomie und Astrophysik vermitteln. Diese Ausbildungssternwarte besteht aus sechs Beobachtungsinseln und einem Sternwartengebäude, so dass insgesamt sieben Gruppen gleichzeitig astronomische Beobachtungen durchführen können. Ein von der schuleigenen Astronomie-AG selbstgebautes Planetarium sorgt überdies für stimmungsvolle astronomische Lehrprogramme und Shows. Die Vernetzung mit dem SchulPOOL-Projekt und den Bergischen Science Labs (BSL) der Bergischen Universität Wuppertal wird zu einer nachhaltigen Verbesserung der Physiklehrerausbildung an der Universität und zu einem erweiterten naturwissenschaftlichen Angebot sowohl an der in Wuppertal beheimateten „Junior-Uni" als auch an allen Schulen im Bergischen Städtedreieck führen. Die zentrale innovative Idee ist die Durchführung astronomischer Kurse, die zeitlich begrenzt unterschiedliche astronomische und astrophysikalische Inhalte vermitteln soll. Dabei ist u. a. auch an ein Kursangebot zur Sternspektroskopie gedacht, die für Einsteiger und Fortgeschrittene jeden Alters eine Möglichkeit bieten soll, in dieses faszinierende Gebiet der Astrophysik einzutauchen.

Vorstellung des Schülerlabors Astronomie

Die innovative Idee unseres "Schülerlabors Astronomie", die wir europaweit erstmals realisieren wollen, besteht darin, eine Sternwarte als Bildungseinrichtung zu etablieren. Typische Sternwarten gibt es entweder als Forschungseinrichtungen oder als Vereinssternwarten für Amateure und auch bereits bestehende Schulsternwarten orientieren sich ausnahmslos an diesen Vorbildern. Man findet also stets eine Einrichtung vor, in der ein Einzelner oder ganz wenige Eingeweihte arbeiten können.
Mit unserem Konzept der Schülersternwarte betreten wir insofern Neuland, als wir eine Sternwarte als *Schülerlabor* (Abb.1) einrichten wollen: Viele Schülergruppen können gleichzeitig und unabhängig voneinander astronomische Beobachtungen praktisch durchführen.

Abb. 1: Der Aufbau des Schülerlabors Astronomie

Das besondere Merkmal unseres Schülerlabors ist, dass ein zentrales Sternwartengebäude ergänzt wird durch sechs astronomische Beobachtungsinseln, die völlig identisch ausgestattet sind und sechs Schülergruppen völlig gleichwertige Plattformen für astronomische Beobachtungen bieten.
Im Sternwartengebäude befindet sich u. a. ein Beobachtungsraum mit einem großen Teleskop auf einer schweren Zeiss-Montierung (Abb. 2), die ehemals an der Universitätssternwarte Bochum zum Einsatz gekommen ist und in komplett überarbeiteter Form nun eine ideale Möglichkeit in unserem Schülerlabor eröffnet, auch anspruchsvolle Einzelprojekte (JugendForscht, Röntgen-Physikpreis, Facharbeiten, Projektarbeiten, Praktikumsexperimente, ...) verwirklichen zu können. Das Dach über diesem Beobachtungsraum kann

man über eine Schienenkonstruktion einfach abschieben und somit sofort mit der Beobachtung beginnen. In einem zweiten Raum des Sternwartengebäudes werden vor allem die sechs Zubehörwagen für die Beobachtungsinseln (Abb. 3) gelagert. Aber auch als Steuerraum für das Hauptteleskop und als gemütlicher und warmer Aufenthaltsraum ist er unverzichtbar (Abb. 4).

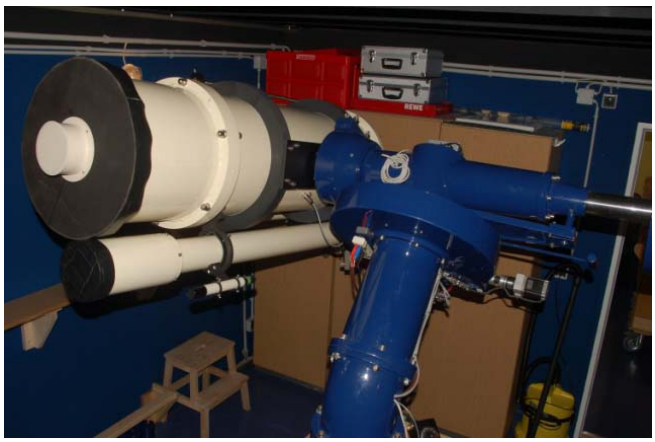


Abb. 2: Das 12,5"-Newton-Cassegrain-Teleskop neben dem 110mm-Achromat-Refraktor auf der schweren Zeiss-Montierung

*Abb. 3**:** In diesen Rollwagen befindet sich das gesamte astronomische Zubehör für die Beobachtungsinseln*

Abb. 4: Von diesen PC-Arbeitsplätzen aus können die Schüler das Hauptteleskop steuern. Ein Stockwerk tiefer befindet sich ein weiterer Computerraum mit sechs Arbeitsplätzen für die Fernsteuerung der Inselteleskope.

Zu Beginn eines Beobachtungsabends schieben die Schüler nun die Zubehörwagen auf die einzelnen Inseln, nehmen die Wetterhauben ab und setzen die Teleskope per Adapterschiene auf die bereits vormontierte und fertig eingerichtete Montierung. In sehr kur-

zer Zeit kann somit mit dem praktischen Beobachtungsprojekt begonnen werden (Abb. 5). Die Beobachtungsplätze sind ferner EDV-vernetzt, so dass das jeweilige Teleskop auch von einem extra für die Sternwarte eingerichteten Computerraum aus ferngesteuert werden kann. Dieser befindet sich ein Stockwerk tiefer und besitzt folgerichtig sechs Arbeitsplätze.

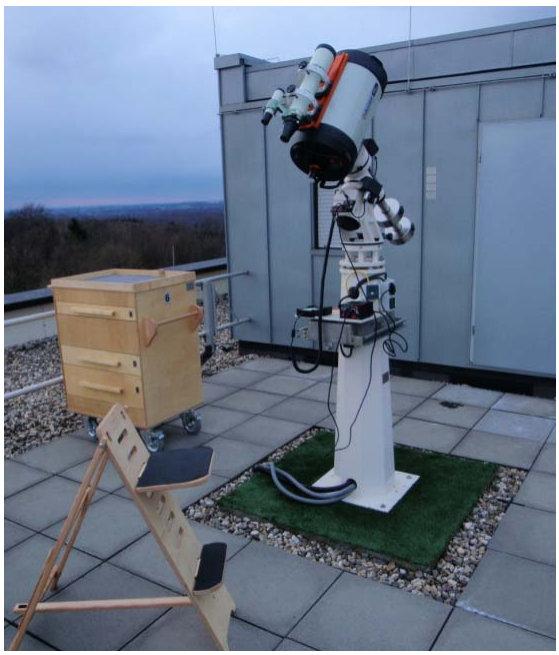


Abb. 5: Nach wenigen Handgriffen ist das Teleskop (Celestron EdgeHD11" mit Pentax 75mm) auf die AP900-Montierung gesetzt. Strom- und EDV-Anschlüsse sind vorhanden und sofort benutzbar.

Kooperation mit der Bergischen Universität

Ein wesentliches Charakteristikum des Schülerlabors ist die langfristige und nachhaltige Schulung der Lehrer der Region im Fach Astronomie. Die bisherigen Fortbildungen an der Hochschule Wuppertal zu Themen des SchulPOOL-Projektes (z.B. zum Strahlenschutz, zu ausgewählten Experimenten, zum Thema Energie, etc.) waren erfolgreich. Die SchulPOOL-Planungsgruppe hat daher die Erweiterung auf den Bereich Astronomie beschlossen. Weiter haben wir in der Ausbildung der künftigen Grundschullehrkräfte und der Lehrkräfte für Haupt- und Realschulen, die im Bachelor-Studiengang „Grundlagen der Naturwissenschaften" stattfindet, ein Praktikum von insgesamt 15 x 2 Stunden (laufend über 2 Semester) eingebaut. In diesem Rahmen können die astronomischen Inhalte gelehrt werden.

Damit kann an der Universität eine Lücke geschlossen werden; denn bislang gab es in der Lehrerausbildung keine rein astronomischen Inhalte. Andererseits werden in den studentischen Seminaren zukünftige Lehrer als potentielle Nutzer der Sternwarte ausgebildet und können auch als versierte Betreuer für Klassen- und Kursbesuche an der Sternwarte eingesetzt werden.

Zusätzlich erarbeiten die Studenten im Rahmen des Astronomieseminars astronomisches Unterrichtsmaterial und Praktikumsexperimente für die Sternwarte aus. Dies hat mittlerweile zu einem beachtlichen Pool an astronomischen Einführungsvorträgen, etlichen interessanten Beobachtungsaufgaben und auch richtigen astronomischen Praktikumsexperimenten geführt. In den letzten 1,5 Jahren haben sich auch bereits vier Studenten für die Anfertigung ihrer Examensarbeit an der Sternwarte entschieden, die allesamt sehr erfolgreich die Nutzung des Schülerlabors für Belange der Universität vorangetrieben haben. Diese Kooperation ist zweifellos zu einer Bereicherung für die Lehrerausbildung an der Universität geworden und auch die Schulen profitieren uneingeschränkt davon. Einerseits können sie über eine Buchung bei SchulPOOL die Sternwarte für eine astronomische Beobachtung nutzen und andererseits kann sich jeder Lehrer auf der Internetseite von

SchulPOOL das mittlerweile sehr umfangreiche astronomische Unterrichtsmaterial herunterladen und damit verstärkt astronomische Inhalte in den Unterricht einfließen lassen.

Kooperation mit der Wuppertaler Kinder & Jugend-Universität (Junior-Uni)
Die Zusammenarbeit mit der Wuppertaler Junior-Uni bietet nun eine ganz andere Schwerpunktsetzung, die ebenso einen idealen Bildungswert verspricht. Das Konzept der Junior-Uni ist darauf ausgerichtet, zeitlich begrenzte Kurse ohne Notenzwang und Leistungsdruck durchzuführen und mit Teilnehmern aller Altersstufen speziellen Themen vor allem aus Naturwissenschaft und Technik "richtig" auf den Grund zu gehen.

In ihrer Grundidee heißt es: "*Ihre Dozenten erklären kompetent, respektvoll und freundlich die Welt und ihre naturwissenschaftlichen Gesetzmäßigkeiten… Die Freiwilligkeit verlangt ein besonderes Eigeninteresse der Kinder und Jugendlichen.*"

Aktuell ist die Junior-Uni mit dem Preis "Ausgewählter Ort 2010 im Land der Ideen" unter mehr als 2.200 Bewerbungen ausgezeichnet worden. Die Kurse an der Junior-Uni dauern in der Regel 6-10 Doppelstunden.

Die Grundidee und die Form der Kurse passen geradezu ideal zum Konzept des Schülerlabors Astronomie und zur richtigen Vertiefung eines astronomischen Themas. Es wurde daher eine Kooperation mit der Junior-Uni Wuppertal ins Leben gerufen.

Ein Dozent - hierfür kommt auch ein externer Experte oder von der Universität ein Studierender des Lehramtes in Frage - bietet also ein astronomisches Thema für eine vorher festgelegte Doppelstundenanzahl an. Interessierte Teilnehmer melden sich speziell für diesen Kurs an, aus reinem Interesse, ohne irgendeinen verpflichtenden Schulungszwang. Der Dozent wird in das Thema zunächst im Unterrichtsraum an der Junior-Uni oder auch in Räumen der Schule je nach Möglichkeit einführen und je nach Wissensstand und Neugierde der Teilnehmer bereits Vertiefungen anbieten.

Abb. 6: Schüler können auch astronomische Kurse an der Sternwarte besuchen und selbständig an den Teleskopen arbeiten.

Das Thema wird immer einen praktischen Bezug zur beobachtenden Astronomie haben, weil die Sternwarte ja genutzt werden soll. In einem weiteren Teil wird dann der richtige Umgang mit der Steuerung der Montierung und den Teleskopen im Klassenraum gelernt. Dazu steht bereits ein "Klassenraumsystem" bereit, das genauso aufgebaut ist wie das System auf den Inseln. Und nun sind die Teilnehmer auch dazu in der Lage, dem Thema mit den optischen Geräten auf den Beobachtungsinseln selbständig auf den Leib zu rücken und auch kompliziertere Beobachtungstechniken anzuwenden.

Nach ausgiebiger Beobachtung wird man dann wieder gemeinsam an die Auswertung der Beobachtungen gehen, seine Ergebnisse miteinander vergleichen und neue Entdeckungen machen. In ca. 6-10 Doppelstunden bekommt man das astronomische Thema dann auch schön "rund" und erreicht für alle Teilnehmer einen zufriedenstellenden und eben nicht nur oberflächlichen Erkenntnisgewinn.

Bei Bedarf und Interesse kann der Dozent auch einen Fortsetzungskurs anbieten. Auf diese Weise kann sich die ganze Faszination, die die Beschäftigung mit der Astronomie bietet, voll entfalten!

Angebote zur Sternspektroskopie

Alles, was man an einer Sternwarte mit Hilfe von Teleskopen direkt machen und betrachten kann, betrifft die Astronomie. Sie beinhaltet die Betrachtung der Position, der Gestalt und des Aussehens der Himmelskörper. Die AstroPHYSIK wird aber erst erfahrbar, wenn man mittels der Spektroskopie des Sternenlichts auf die physikalischen Eigenschaften der Sterne schließen kann. Damit öffnet sich ein Gebiet, das die eigentliche "Erforschung" eines Sterns zugänglich macht. Erst mit der Spektralanalyse des Lichts kann man die Sterne verstehen lernen - und dazu lernt man noch eine Menge Atomphysik und kann in interessanten Laborexperimenten tiefergehende Kenntnisse über unsere Welt gewinnen. Man betrachtet nicht nur die Welt, man versteht sie auch. Das ist der Unterschied, den die Spektroskopie bietet. Aber dazu braucht man spezielle Spektrographen, die man an ein Teleskop anschließen kann und es ist ein Glücksfall, dass die Firma Baader-Planetarium in Zusammenarbeit mit dem Max-Planck-Institut für Extraterrestrische Physik in Garching einen solchen Sternspektrographen ("DADOS") entwickelt hat, den man direkt ohne weiteren Aufwand an unsere Teleskope anschließen kann (Abb. 7). Mit diesem "DADOS"-Spektrographen öffnet sich dann bereits das gesamte Paradies der Astrophysik und wir können unsere Sternwarte damit zu einem wahren "Forschungs"labor machen. Mit Hilfe von Stiftungen und Sponsoren ist es nun gelungen, für jede Beobachtungsinsel einen DADOS-Sternspektrographen anzuschaffen, so dass der Durchführung von Kursen im Bereich der Sternspektroskopie nichts mehr im Wege steht.

Abb. 7: Der DADOS-Spektrograph, angeschlossen am Pentax-Teleskop unserer Sternwarte

In Einsteigerkursen lässt sich zunächst mit einfachen Mitteln ein Spektrograph selber bauen, mit dem wir Lichtquellen des Alltags wie Neonröhren, Leuchtdioden, Straßenlampen oder Kerzen untersuchen. Im Labor können wir dann alle möglichen Spektrallampen untersuchen und mit atomphysikalischen Mitteln verstehen, wie diese Spektren zustande kommen. An der Sternwarte würden wir dann mit Hilfe der speziellen DADOS-Sternspektrographen die Spektren von Sternen beobachten und aufnehmen (Abb. 8). Aus dem Vergleich mit unserem bereits erworbenen spektralen Wissen im Labor öffnet sich jetzt das wahre Verständnis über die Sterne. Wir werden aus unseren selbst aufgenommenen Spektren die Elemente in seiner Atmosphäre "sehen", die Oberflächentemperatur messen, die Masse des Sterns bestimmen, sein Alter erfassen, den weiteren Lebensweg und den Todeszeitpunkt abschätzen lernen, oder auch erfahren, wie und wann

der Stern entstanden ist. All das ist nur mit der Spektroskopie möglich und öffnet uns erst den Blick für das physikalische Verständnis der Welt, in der wir leben.

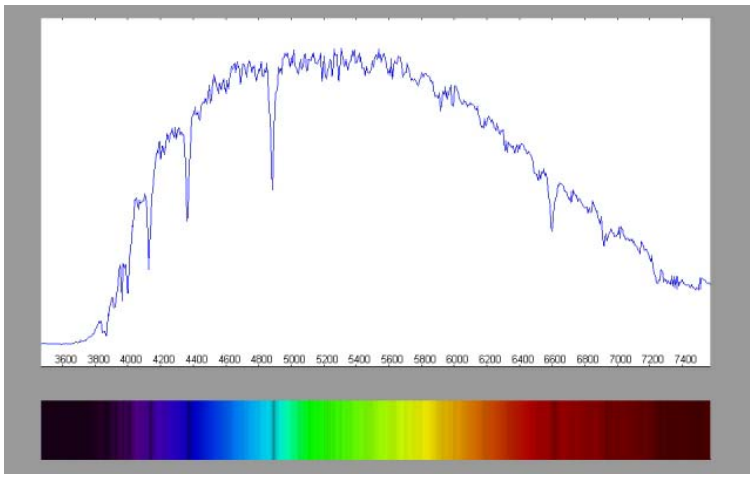


Abb. 8: Mit dem DADOS-Spektrographen aufgenommenes Sternspektrum

In Fortgeschrittenenkursen kann es dann um die Technik der exakten fotografischen Aufnahme und um die Spektrenreduktion gehen, die für eine genaue Analyse von Sternspektren unerlässlich ist. Zahlreiche aktuelle Forschungsbereiche der professionellen Astrophysik sind heute auch für ambitionierte Amateure und Schüler zugänglich, denn Veränderungen in den Spektren einiger Sterne können nur durch Langzeitbeobachtungsprojekte erfasst und gedeutet werden. Hier können Amateure und Schüler ganz wichtige Beiträge leisten.

Eine Übersicht über die Inhalte eines ersten kompakten Wochenkurses zur Sternspektroskopie vom 18.-21.4.11 findet man auf den folgenden zwei Seiten.
Anmeldungen an: Michael Winkaus@t-online.de oder ernst-pollmann@t-online.de

Kursblock 1:
Theorie und Einführung in die Sternspektroskopie
Dozent: Michael Winkhaus

Kurs 1.1 Einführung in die Spektroskopie

- Was ist Licht und wie zerlegen wir es?
- Beobachtungen zum Aussehen und zum Zustandekommen von Spektren
- Atomphysikalische Erklärung für das Zustandekommen der verschiedenen Spektren
- Genauere quantitative Analyse zum Spektrum von Wasserstoff
- Durchführung von Experimenten zur Spektroskopie (4 Stationen):
- Aufbau eines Prismen- und Gitterspektralapparates auf einer optischen Bank
- Ausmessen von Emissionslinienspektren verschiedener Spektrallampen
  (ca. 20 verschiedene Spektralröhren stehen dafür zur Verfügung)
- Flammenspektroskopie diverser Salze
- Aufnahme und Analyse der Spektren von verschiedenen Lichtquellen mit dem Leybold-Spectralab (wellenlängenkalibrierte Echtzeitdarstellung von Spektren) im Direktlicht und im Durchsichtlicht)

Kurs 1.2 Spektroskopie in der Astronomie

- Was sind Sternspektren ?
- Was bedeutet Sternspektroskopie ?
- Aussehen und Analyse der Sternspektren
- Spektralklassifikation (auch mit Übungen)
- Physikalische Strahlungsgesetze ==> Oberflächentemperatur kosmischer Objekte
- Dopplereffekt und Linienverbreiterung
- Leuchtkraftklasse (Morgan-Keenan-Klassifikation) (mit Übungen)
- 2-dimensionale Klassifikation und Herzsprung-Russel-Diagramm
- Interpretation des HRD und Lebenswege der Sterne

Kursblock 2:
Reduktion, Bearbeitung und erste Auswertungen von Sternspektren
Dozent: Ernst Pollmann

Kurs 2.1 Spektrenbearbeitung und Spektrenreduktion

- Erzeugung eines Summenspektrums
- Erzeugung von Flat/Dark/Bias
- Instrumentenfunktion
- Wellenlängenkalibration

Kurs 2.2 Auswertung von Sternspektren

- Messung von Äquivalentbreiten
- Messung des Peakhöhenverhältnisses V/R
- Messung von Radialgeschwindigkeiten
- Bedeutung der Messungen in der praktischen Astrospektroskopie

Kursblock 3:
Praktische Sternspektroskopie
Dozenten: E. Pollmann & M. Winkhaus & Bernd Koch

Kurs 3.1 Erste Schritte in der Arbeit mit dem Spektrographen (E. Pollmann)

- Spektrengewinnung mit dem Prismenspektrographen / Star-Analyser
- Welche Kamera?
- Welcher Spektralbereich ?
- Aufnahmetechnik mit dem Dados-Spektrographen und einer CCD-Kamera
- Spektrenbesprechung diverser Objekte

Kurs 3.2 Praktische Gewinnung von Spektren mit den Teleskopen am Schülerlabor Astronomie (M. Winkhaus & E. Pollmann & B. Koch)

- Aufbau und Bedienung der Teleskope auf den Beobachtungsinseln
- visuelle Beobachtung von Sternspektren
- Aufnahme von Sternspektren mit dem Staranalyser und mit dem Dados-Spektrographen unter Verwendung einer CCD-Kamera

Kurs 3.3 Reduktion der selbst aufgenommenen Spektren und Auswertung der Daten (E. Pollmann)

- Reduktion der Sternspektren mit Giotto und VSpec
- Auswertung der reduzierten und bearbeiteten Spektren
- Besprechung von hochauflösenden Spektren
- Einblick in die Physik der Emissionsliniensterne
- Vorstellung konkreter Projektideen

Jeder Kursblock kann kompakt an einem Wochenende (Sa/So, jeweils ganztags von 11.00 - 18.00 Uhr, bei gutem Wetter praktische Beobachtungen samstags an der Sternwarte von 19.0 - 22.00 Uhr) durchgeführt werden.
Für auswärtige Gruppen mit langer Anreise ist es ferner möglich, alle drei Kursblöcke in einem 4-5-tägigen Seminar (Osterferien, Herbstferien) abzuhalten.