

## Sonnenbeobachtung mit einfachen Mitteln

**Beobachtung der Sonnenflecken,  
Nachweis der Sonnenrotation,  
Analyse des Sonnenspektrums,  
Abschätzung der solaren Strahlungsleistung  
und der Oberflächentemperatur**



In diesem Aufsatz werden Möglichkeiten der Sonnenbeobachtung beschrieben, die mit möglichst geringem technischem Aufwand machbar sind. Sie können mit wenig Zeit und Geld auch in der Schule durchgeführt werden, sofern ein parallaktisch montiertes Fernrohr und ein Handspektroskop vorhanden sind.

Beschrieben werden die Projektionsmethode, die Dokumentation von Sonnenflecken und ihrer Wanderung über die Sonnenscheibe und die Beobachtung des Sonnenspektrums. Bilder zur Dokumentation der Sonnenflecken und des Spektrums werden mit einer handelsüblichen Digitalkamera geschossen, die freihändig hinter das Okular des Fernrohrs bzw. des Spektroskops gehalten wird. Die Qualität dieser Aufnahmen ist nicht herausragend, aber völlig hinreichend für eine Auswertung. Ergänzend werden einige Betrachtungen zur Strahlungsleistung der Sonne und zu ihrer Position im Hertzsprung-Russel-Diagramm durchgeführt.

*Lukas Böhm, Schülerpraktikant der Westfälischen Volkssternwarte im Juli 2009  
Burkard Steinrücken, Westfälische Volkssternwarte und Planetarium Recklinghausen  
steinruecken@sternwarte-recklinghausen.de*

### Inhalt

- 1) Anfänge der Sonnenbeobachtung
- 2) Sonnenbeobachtung in heutiger Zeit
- 3) Eigene Sonnenbeobachtungen mit der Projektionsmethode
- 4) Bestimmung der Rotationsdauer der Sonne anhand der Bewegung von Sonnenflecken
- 5) Bestimmung des Sonnendurchmessers
- 6) Beobachtung des Sonnenspektrums
- 7) Abschätzung der solaren Strahlungsleistung und -temperatur
- 8) Die Sonne im Vergleich zu anderen Sternen
- 9) Referenzen

## 1) Die Anfänge der Sonnenbeobachtung

Schon vor vielen tausend Jahren versuchten Menschen sich ein genaues Bild über die Sonne und ihren Lauf am Himmel zu machen. Es gibt viele Hinterlassenschaften vergangener Kulturen, die eindeutig deren Interesse an unserem Zentralgestirn oder sogar eine Verehrung beweisen. Naheliegende Beispiele sind die Himmelscheibe von Nebra, Überreste alter Sonnenobservatorien aus prähistorischer Zeit wie z.B. Stonehenge oder die Anbetung von Sonnengottheiten in vielen Kulturen wie z.B. bei den Inkas, Mayas, Azteken, Babyloniern, Ägyptern, Griechen und Römern.



Himmelscheibe von Nebra



Kreisanlage Stonehenge in Südengland



Griechischer Sonnengott Helios

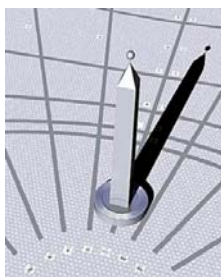


Sonnengottheit der Inka

Wie aber haben frühe Kulturen ohne jedes technische Hilfsmittel die Sonne beobachtet?

Schon ein kurzer Blick auf die gleißende Sonnenscheibe reicht aus, um die Augen zu schädigen. Darauf gibt es mehrere Antworten: So fand zum Einen meistens nur eine indirekte Beobachtung statt, d.h. die Sonne wurde nie direkt auf äußere Merkmale hin beobachtet. Stattdessen wurde viel mehr Wert auf ihre Bewegung und ihre Bahn am Himmel gelegt, z.B. durch die Beobachtung des Schattenlaufs oder der am Horizont im Lauf eines Jahres wechselnden Auf- und Untergangsorte.

Zum anderen gibt es Situationen in denen gefahrlos in die Sonne geschaut werden kann, so zum Beispiel während eines Sonnenunterganges oder bei einer Verdunkelung der Sonne durch Rauch oder Bewölkung. Es gibt sogar 2000 Jahre alte Aufzeichnungen aus China, in denen von Sonnenflecken berichtet wird.



Beobachtung des Sonnenlaufs anhand des Schattenwurfs



Auszeichnung einer Richtung durch die untergehende Sonne bei der Sonnenwende



Durch Wolken abgedämpfte Sonne bei einer partiellen Finsternis

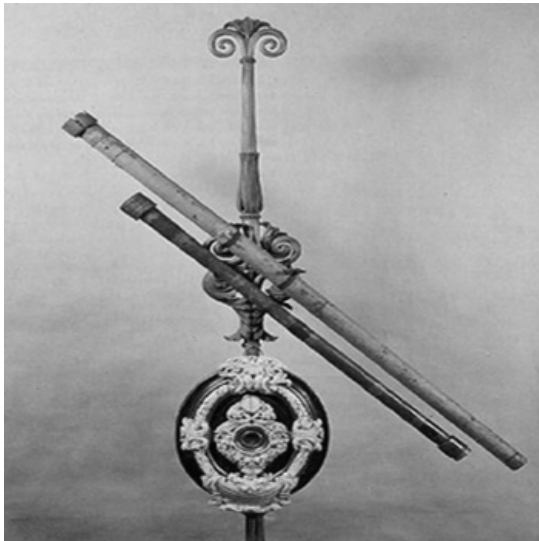


Mit bloßen Auge sichtbarer Sonnenfleck auf der Sonnenscheibe

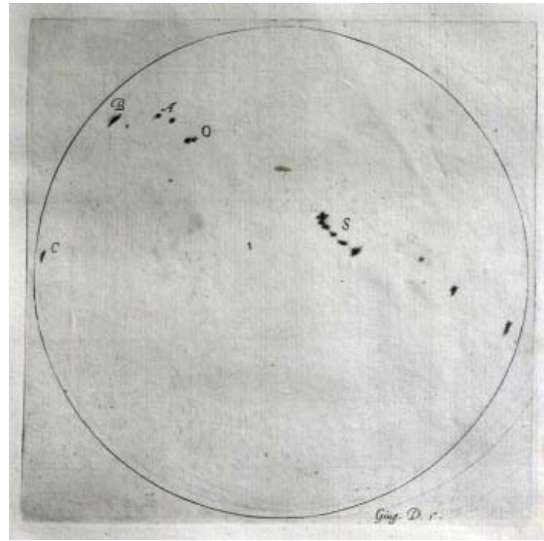
Auch in Europa wurden früh Sonnenflecken beobachtet, z.B. im 12. Jahrhundert von John of Worcester. Allerdings blieb seine Beobachtung weithin unbeachtet, da eine nicht vollkommen makellose Sonne zur damaligen Zeit unvorstellbar war. Johannes Kepler vermutete im Jahr 1607 einen Merkurdurchgang vor der Sonne, wovon er in seiner Schrift "... de mercuris in

sole" berichtet. Das schwarze Pünktchen, das er auf der Sonnenscheibe ausgemacht haben wollte, konnte aber unmöglich der Merkur sein. Vermutlich hat Kepler einen großen Sonnenfleck gesehen.

Gegenstand systematischer Beobachtungen wurden die Sonnenflecken erst im frühen 17. Jahrhundert mit der Erfindung des Teleskops. Galileo Galilei fertigte 1612 zahlreiche Zeichnungen von einer mit Flecken übersäten Sonne an, mit deren Hilfe sich die Eigenrotation der Sonne feststellen ließ. Er projizierte das Sonnenbild täglich mit einem Fernrohr und zeichnete es ab. Die im Abschnitt 4 beschriebene Messreihe zur Bestimmung der Rotationsdauer der Sonne in mittleren heliographischen Breiten folgt seinem Vorbild.



Eines der von Galilei benutzten Fernrohre



Zeichnung der mit Flecken übersäten Sonne von Galilei

Den Versuchsaufbau einer Sonnenprojektion zeigen die beiden folgenden Gemälde, in denen die erstmalige Beobachtung eines Venustransits vor der Sonne durch William Crabtree und Jeremiah Horrocks im Jahre 1639 festgehalten ist. Bei dieser Beobachtung geht es um die Beobachtung der in unterer Konjunktion vor der Sonne vorbeiziehenden Venus - ein äußerst seltenes Ereignis -, nicht um den Nachweis von Sonnenflecken. Die Projektionsmethode ist für die Beobachtung beider Phänomene ideal geeignet.



William Crabtree beobachtet den Venustransit von 1639; Gemälde von F. M. Brown im Rathaus von Manchester



Jeremiah Horrocks bei der Dokumentation des Venustransits von 1639; Gemälde von J.W. Lavender

## 2) Sonnenbeobachtung in heutiger Zeit

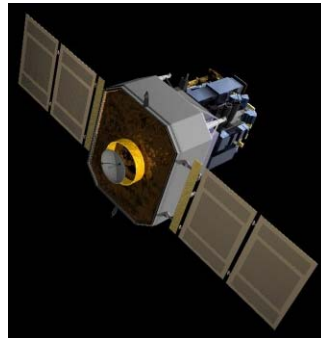
Sonnenbeobachtungen sind in der heutigen Zeit natürlich um ein Vielfaches professioneller und auch sicherer als vor ein paar hundert Jahren. Man benutzt dazu spezielle Sonnentelkope in turmähnlichen Sonnenwarten, Spektrographen zur Zerlegung des Sonnenlichtes in alle Farben des sichtbaren Spektrums oder Satelliten mit Nachweisgeräten für verschiedenste Spektralbereiche des Sonnenlichtes bzw. die Magnetfeldstärke an ihrer Oberfläche, um nur einige der wichtigsten Beobachtungsmöglichkeiten zu nennen.



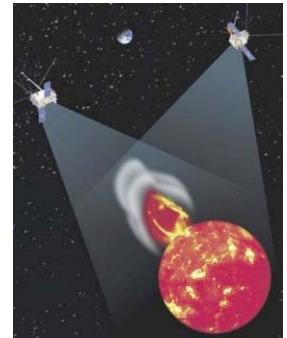
Der Einstein-Turm in Potsdam, ein spezielles Sonnenobservatorium



Modernes Turmteleskop der Sonnenforschung auf Teneriffa



Der Satellit SOHO

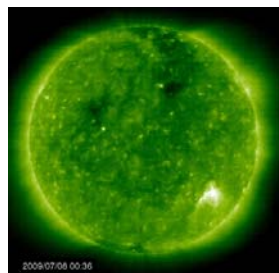


Grafik der beiden STEREO-Satelliten bei der Sonnenbeobachtung

Im Jahr 1995 wurde der Satellit SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) in einen Orbit innerhalb der Erdbahn um die Sonne gebracht. Er richtet andauernd zwölf verschiedene Messinstrumente auf die Sonne, deren Daten frei im Internet zugänglich sind (<http://sohowww.nascom.nasa.gov/data/realtime-images.html>). Die folgenden Bilder zeigen die Sonne in verschiedenen Wellenlängen am 8. Juli 2009. Die Fleckengruppe (rechts unten), die auch bei den eigenen Beobachtungen in dieser Arbeit dokumentiert wurde ist jeweils deutlich zu erkennen, sowohl im sichtbaren und im ultravioletten Licht als auch im Magnetogramm.



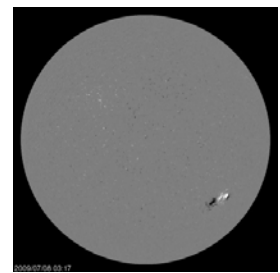
SOHO-Aufnahme bei 677 nm (MDI Continuum)



SOHO-Aufnahme bei 19,5 nm (UV)



SOHO-Aufnahme bei 30,4 nm (UV)



SOHO-Magnetogramm der Sonne

Die zwei Satelliten der STEREO-Mission (Solar TERrestrial RELations Observatory) betrachten seit ihrem Start im Jahr 2006 die Sonne aus unterschiedlichen Blickwinkeln und können somit ein dreidimensionales Bild unseres nächsten Sternes mit seinen Gasauswürfen liefern ([www.nasa.gov/mission\\_pages/stereo/main/index.html](http://www.nasa.gov/mission_pages/stereo/main/index.html)).

Im Amateur- und Bildungsbereich wird weiterhin oft die Sonnenprojektion eingesetzt, aber auch spezielle Glas- oder Folienfilter, die vor das Fernrohrobjektiv gebracht werden und das Sonnenlicht abschwächen. Da ein ungeschützter Blick in die Sonne die Augen zerstören kann,

muss man bei der Sonnenbeobachtung immer an die eigene Sicherheit denken bzw. an die des Publikums, wenn man öffentliche Beobachtungen durchführt. Für die Beobachtung der partiellen Phase einer Sonnenfinsternis z.B. gibt es kostengünstige "Finsternisbrillen" mit einer geeigneten Schutzfolie. Mit diesen Brillen kann man oft auch ohne weitere Hilfe eines Fernrohrs große Sonnenflecken auf der Sonne sehen. Man sollte aber niemals mit einer solchen Brille auf der Nase durch ein Fernrohr schauen, weil das gebündelte Sonnenlicht, das das Fernrohr verlässt, die Filterfolie sofort zerstören würde und das Auge ungeschützt einer Strahlung ausgesetzt wäre, die ohne weiteres Papier entzünden könnte. Will man die Sonne durch ein Fernrohr beobachten, so muss ein entsprechender Sonnenfilter vor dem Fernrohrobjektiv angebracht werden!



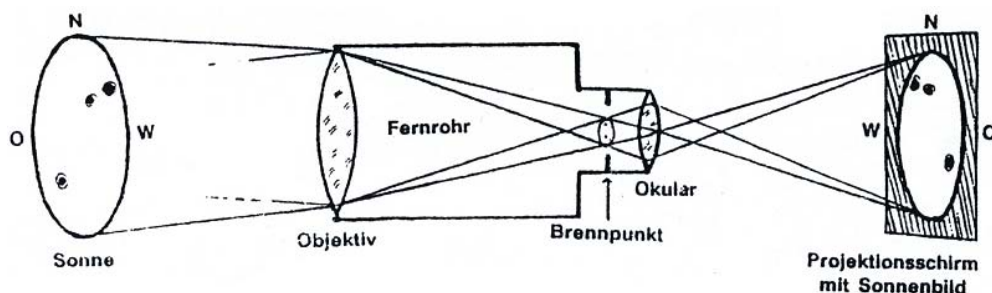
Gläserner Sonnenfilter vor dem Hauptteleskop der Sternwarte Recklinghausen



Sonnenfinsternisbrille aus verschiedenen Filterfolien. Diese Folienfilter sind preisgünstige Alternativen zu Glasfiltern und können auch vor dem Fernrohrobjektiv verwendet werden.

### 3) Eigene Sonnenbeobachtungen mit der Projektionsmethode

Die Projektionsmethode fußt, wie der Name es besagt, auf einer Projektion der Sonne. Diese Projektion kann durch ein Fernrohr oder ein Fernglas erfolgen, das Prinzip jedoch ist immer dasselbe: Das Licht der Sonne fällt durch das Objektiv in das Fernrohr, wird dabei im Brennpunkt des Objektivs gebündelt, wo ein kleines Bild der Sonne entsteht, das dann mit dem Okular vergrößert wird. Man blickt nicht wie bei der gewöhnlichen Fernrohrbeobachtung in das Okular hinein, sondern lässt das gleißende Sonnenlicht auf einen Projektionsschirm fallen, auf dem das Bild scharf gestellt wird. Auf diesem Projektionsschirm ist nach Möglichkeit eine beschreibbare Unterlage angebracht, um die Sonnenposition und die Lage der Sonnenflecken auf der Sonnenscheibe einzeichnen zu können.



Projektion der Sonne mit einem Fernrohr auf einem Schirm  
(Zeichnung entnommen aus W. Strickling, Sonnenbeobachtung für Amateure)

Mit einem Keplerschen Fernrohr (Objektiv und Okularlinse sind Sammellinsen) wird bei der direkten Fernrohrbeobachtung das Bild um  $180^\circ$  gedreht. Es steht dann sozusagen "auf dem Kopf". Beobachtet man aber das projizierte Bild aus der Richtung, aus der das Licht eingefallen ist, so sieht man ein gespiegeltes, kopfstehendes Sonnenbild. Bei den hier beschriebenen Versuchen war aber zwischen Objektiv und Okular noch ein Zenitprisma in den Strahlengang eingebracht, welches den Strahlengang um einen Winkel von  $90^\circ$  umlenkt. Dadurch wird das Bild ebenfalls noch gespiegelt. In diesem Fall sieht man ein ungespiegeltes Bild der Sonne auf dem Projektionsschirm.



Sonnenbeobachtung auf der Sternwarte Recklinghausen. Das Hauptteleskop mit dem Sonnenfilter ermöglicht die direkte Beobachtung. Mit dem Refraktor (im Bild oben) wird die Sonne auf einen Schirm (rechts unten) projiziert.

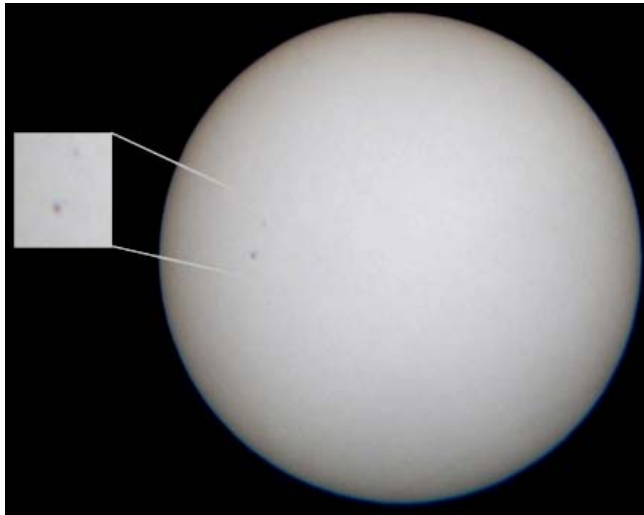


Das Sonnenbild auf dem Projektionsschirm. Aus Platzgründen wird der Strahlengang mit einem Zenitprisma um  $90^\circ$  umgelenkt.

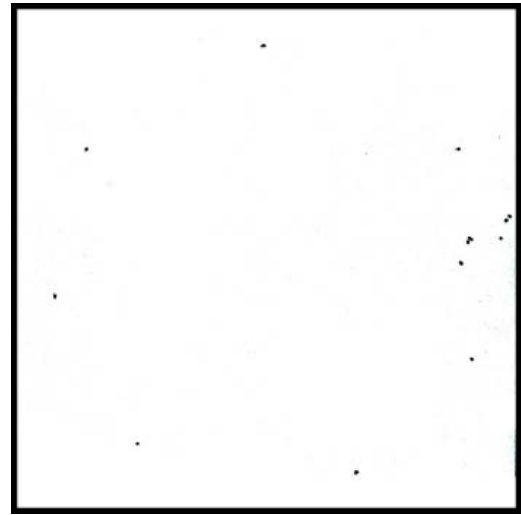
Dies sind die Grundlagen der Projektionsmethode, wie sie auch zu Hause oder in der Schule mit einem kleinen Fernrohr oder Fernglas durchführbar ist. Im Folgenden werden Messungen und Auswertungen beschrieben, die im Rahmen eines zweiwöchigen Schülerpraktikums an der Sternwarte Recklinghausen stattgefunden haben.

#### **4) Bestimmung der Rotationsdauer der Sonne anhand der Bewegung von Sonnenflecken**

Zwischen dem 6. und dem 9. Juli 2009 wurden insgesamt 6 Sonnenbeobachtungen zur Bestimmung der Lage einer Fleckengruppe auf der Sonne durchgeführt. Die Sonnenscheibe und eine Fleckengruppe waren auf der Projektion zwar wunderbar zu erkennen, jedoch konnten diese schlecht vollständig gezeichnet werden, weil der Projektionsschirm sich bei Berührungen, wie sie die aufgelegte Hand erzeugte, sofort bewegte. Deshalb wurden nur jeweils einzelne Randpunkte auf der Sonnenscheibe markiert und diese später mit Hilfe eines Computerprogramms zu einem Kreis ergänzt. Die Flecken wurden ebenfalls abgezeichnet.



Die Projektion der Sonnenscheibe mit Sonnenflecken

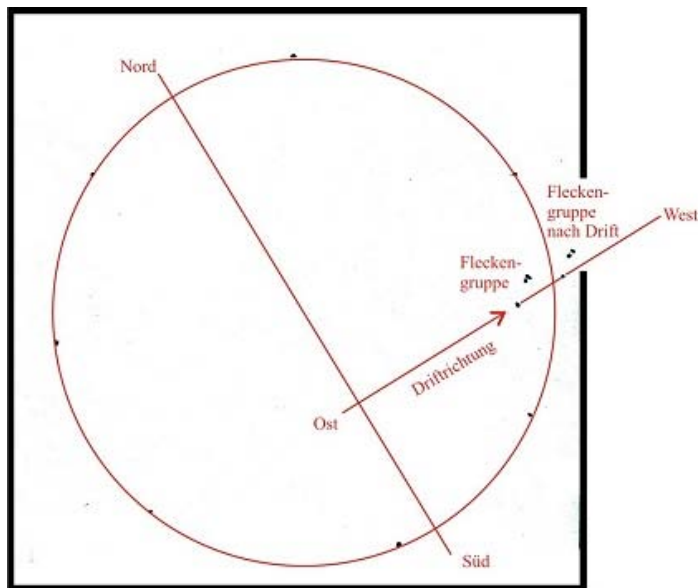


Beispiel einer abgezeichneten Sonne mit Flecken in zwei Positionen (vor und nach der Drift)

Für eine korrekte Bestimmung der Position und der Rotationsgeschwindigkeit ist die Bestimmung der Nordrichtung auf der Sonnenscheibe unabdingbar. Man macht sich dazu den Lauf der Sonne über den Himmel zunutze. Da durch die Drehung der Erde nichts still am Himmel steht, besitzt das Teleskop eine automatische Nachführung, die den täglichen Lauf der Sonne ausgleicht. Die Sonne verharrt dann an einer Stelle des Projektionsschirms. Schaltet man diese Nachführung aus, läuft die Sonne in westlicher Richtung aus dem Bildausschnitt heraus. Lässt man sie für ca. 30 Sekunden wandern und schaltet die Nachführung danach erneut an, kann man die verschobene Position der Flecken einzeichnen. Durch Verbinden zweier Fleckenpositionen erhält man die Ost-West-Achse auf der Projektion. Die Nord-Süd-Achse befindet sich zu dieser in einem rechtem Winkel. Arbeitet man ohne Zenitprisma, wobei man ein gespiegeltes Sonnenbild erhält, muss man acht geben, dass man bei der Richtungsbestimmung nicht Norden mit Süden vertauscht.

Um die gewonnenen Daten auswerten zu können, ist es sinnvoll, diese auf den PC zu übertragen. Dazu wird das Messblatt mit einem Scanner eingelesen und anschließend mit einem Bildbearbeitungsprogramm vermessen. Die  $(x, y)$ -Koordinaten der jeweiligen Punkte auf dem Bild werden dabei bestimmt. Durch ein mathematisches Programm kann aus diesen Punkten ein Kreis berechnet werden. Die einfachste Version dieser Berechnung erfolgt nach der "Holzhammer-Methode", bei der der Computer innerhalb gewisser vorgegebener Grenzen für die Kreisparameter Radius und die  $(x, y)$ -Koordinaten der Kreismitte einen beliebigen Kreis vorgibt und die Abstände der Punkte zu diesem Kreis errechnet, diese quadriert und dann addiert (Summe der Abstandsquadrate). Dann nimmt der Computer einen neuen Kreis und errechnet entsprechend die Summe der Abstandsquadrate. Am Ende wird jener Kreis ausgewählt, für den die Summe der Abstandsquadrate minimal ist. Er stellt die bestmögliche Anpassung eines Kreises an die gezeichneten Randpunkte dar.

Auf diese Weise kann man alle Messbilder bearbeiten und in eine unmittelbar vergleichbare Form bringen. Ziel der Messreihe ist die Bestimmung der Rotationsdauer der Sonne. Folglich muss die Position der Sonnenflecken im Koordinatensystem der Sonnenkugel umgerechnet werden, analog wie man zur Angabe der Position von Orten auf der Erdkugel Längen- und Breitengrade festlegt.



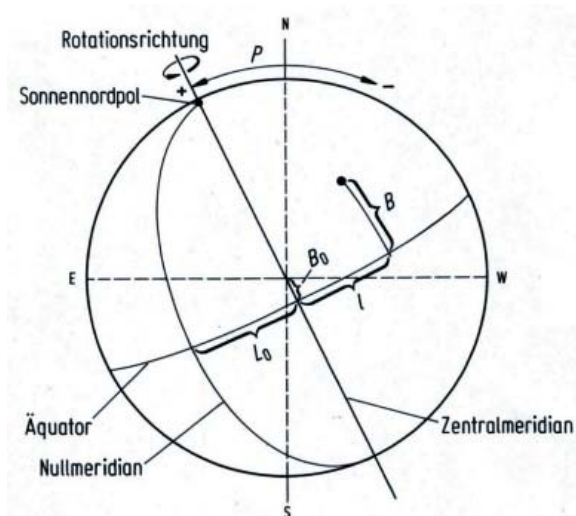
Eingescannte und ausgewertete Zeichnung. Der Kreis verbindet die sieben skizzierten Randpunkte der Sonnenscheibe. Die Sonne ist nach Ausschaltung der Montierung von links unten nach rechts oben gewandert. Die Nord/Süd Achse steht senkrecht zur Driftrichtung.

Dazu ist es hilfreich, ein Koordinatennetz mit heliographischen Koordinaten auf das Sonnenbild zu legen. Man berechnet dieses Netz aus den vorgegebenen Koordinaten  $B$  und  $l$  für die heliographische Breite und Länge nach den folgenden Formeln:

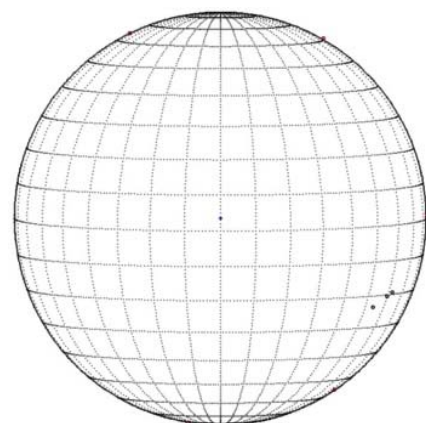
$$x = r \cdot \cos B \cdot \sin l$$

$$y = r \cdot (\sin B \cdot \cos B_0 - \cos B \cdot \sin B_0 \cdot \cos l)$$

Darin ist  $B_0$  die Breite des Sonnenmittelpunktes bei der Beobachtung von der Erde aus. Da die schief stehende Sonnenachse von einer die Sonne umlaufenden Erde, deren Äquatorebene selber wieder schief gegen die Umlaufbahnebene steht, betrachtet wird, hängt die Gestalt des aktuell gültigen Koordinatennetzes von zwei Positionswinkeln  $P$  und  $B_0$  ab. Man findet diese Größen in astronomischen Jahrbüchern für jeden Tag im Jahr tabelliert. Anfang Juli haben diese Winkel etwa die folgenden Werte:  $P = 0$ ,  $B_0 = 3,5^\circ$ .



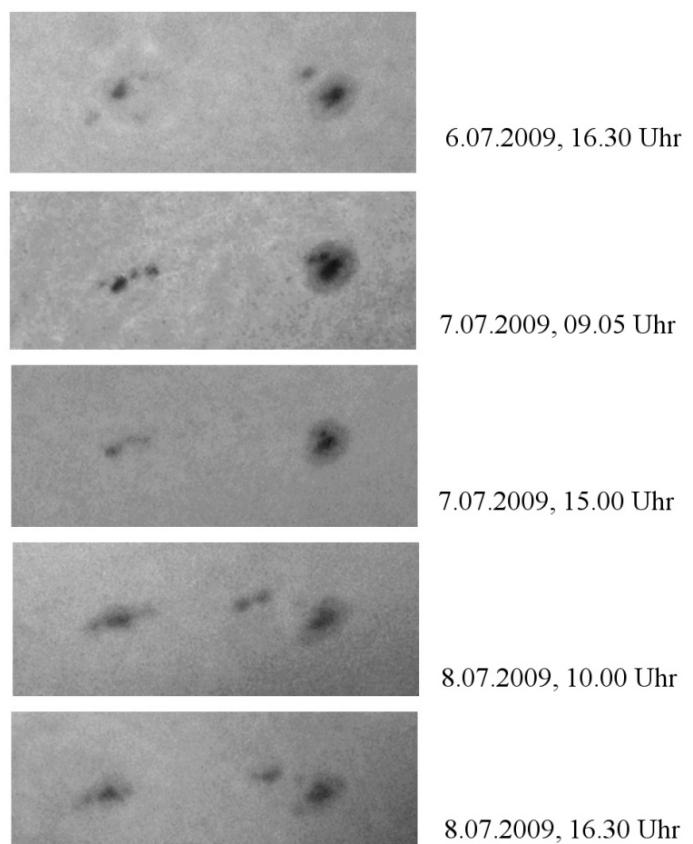
Heliographische Koordinaten aus der Sicht eines irdischen Beobachters. Die Positionswinkel  $P$  und  $B_0$  beschreiben die von der Erde aus zu einem bestimmten Datum sichtbare Form des Koordinatennetzes.



Darstellung der Sonnenflecken im Raster der heliographischen Koordinaten Anfang Juli. Der Sonnenmittelpunkt (eingezeichnet) liegt etwas oberhalb des Sonnenäquators.

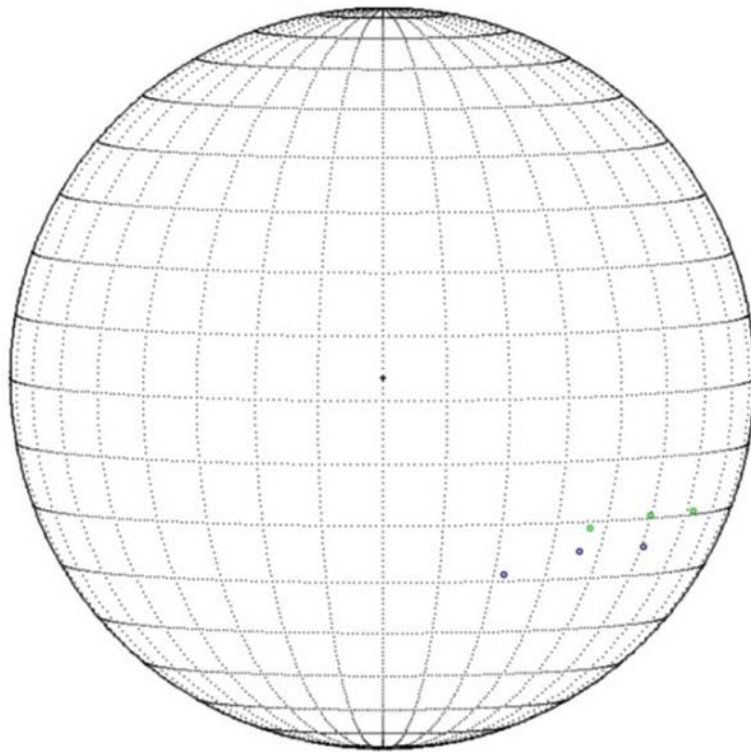
Die Sonnenflecken verändern sich von Tag zu Tag merklich und sie können auch ihre Lage auf der Sonne verändern. Die Fotoserie vom 6. bis 9. Juli 2009 zeigt die Entwicklung einer markanten Fleckengruppe in dieser Zeit. Die Aufnahmen wurden freihändig mit einer Digitalkamera durch das Okular am Hauptteleskop der Westfälischen Volkssternwarte gemacht, dessen Öffnung von ca. 35 cm bei Sonnenbeobachtungen mit einem gläsernen Sonnenfilter von ca. 10 cm Durchmesser abgedeckt wird. Der Rest des Teleskopspiegels bleibt inaktiv, weil es hier nicht auf die Lichtsammelleistung des Fernrohres ankommt und die Luftunruhe die Bildschärfe ohnehin begrenzt, so dass eine größere Öffnung als ca. 10 cm keine weitere Steigerung des Auflösungsvermögens mit sich bringt. Mit jedem Teleskop von 10 cm Öffnung kann man entsprechende Bilder gewinnen. Das Teleskop muss mit einem Sonnenfilter versehen sein. Entweder wie hier mit einem Glasfilter, der die Sonnenintensität um den Faktor 1/100 000 schwächt oder mit einem entsprechenden Folienfilter, wie er in den Sonnenfinsternisbrillen verarbeitet ist.

Fotoserie der Fleckengruppe, aufgenommen mit einer Digitalkamera, die freihändig hinter das Okular des Hauptteleskops gehalten wurde. Die Methode ist gut genug, um die Veränderung der einzelnen Flecken und der Fleckengruppe im Beobachtungszeitraum zu dokumentieren. Der große Fleck blieb nahe unverändert und er eignet sich zur Bestimmung der Rotationsdauer der Sonne am besten.



Für die Bestimmung der Sonnenrotation wird der besonders große Sonnenfleck herangezogen, der sich im Untersuchungszeitraum kaum veränderte. Die verschiedenen Positionen dieses Flecks werden zur Auswertung der Sonnenrotation in einem einzigen Bild dargestellt (siehe folgenden Seite).

Man erkennt, dass der Fleck sich generell nach rechts verlagert, aber auch etwas nach Norden driftet. Die Punkte aus Vormittags- und Nachmittagsmessungen eines bestimmten Tages sind allerdings in Länge fast gleichauf bei leicht verschiedenen Breiten zu sehen, was keinen Sinn macht. Offensichtlich hat das Verfahren der Nordrichtungsbestimmung versagt. Der Unterschied zwischen Vor- und Nachmittagsmessung deutet auf einen Fehler hin, der durch die zwei unterschiedlichen Lagen des parallaktisch montierten Fernrohres begründet sein mag.



Die Position des großen Sonnenflecks bei allen sechs durchgeführten Messungen. Die Vormittagspositionen (grüne Punkte, gemessen in Fernrohrlage 1) lassen sich, ebenso wie die Nachmittagspositionen (blaue Punkte, gemessen in Fernrohrlage 2) durch eine Linie sinnvoll verbinden. Die Kombination von Vor- mit Nachmittagsmessungen ist dagegen nicht sinnvoll möglich.

Es stellte sich nachträglich heraus, dass das projizierte Sonnenbild nicht auf der optischen Achse lag, sondern im Randbereich des Gesichtsfeldes des Fernrohres. Die Drift bei ausgeschalteter Montierung erfolgte auch nicht radial zur optischen Achse hin oder radial von ihr fort, sondern quer durch den Randbereich des Gesichtsfeldes. Bei Vormittagsbeobachtungen wurde vom Sonnenbild ein anderer Bereich durchwandert als bei Nachmittagsbeobachtungen. Offensichtlich haben Verzerrungen in der Abbildung am Bildfeldrand das an sich einfache Verfahren der Nordrichtungsbestimmung empfindlich gestört bzw. eine Asymmetrie in die verschiedenen Projektionssituationen hineingebracht. Für nähere Untersuchungen dieses Fehlers war keine Gelegenheit, denn das Wetter verschlechterte sich am 9. Juli, und in den Folgetagen, bei wieder besserem Wetter, war die Fleckengruppe bereits auf der Rückseite der Sonne. Neue Flecken, mit denen diese Fehlervermutung nach verbesserter Fernrohrjustage hätte untersucht werden können, waren auch nicht zu sehen.

Dennoch lassen sich die Daten sinnvoll auswerten, wenn man nur Vormittags- bzw. Nachmittags-Messpunkte miteinander kombiniert. Die Verlagerung der Punkte nach Norden ist nicht besonders stark ausgeprägt. Wenn man aber annimmt, die Bewegung der Flecken erfolge ausschließlich in der Ost-Westrichtung (wovon man sich anhand der entsprechenden Aufnahmen des SOHO-Satelliten im Internet überzeugen kann, [http://sohodata.nascom.nasa.gov/cgi-bin/data\\_query](http://sohodata.nascom.nasa.gov/cgi-bin/data_query)), so kann man auch noch diesen Effekt in der Auswertung herausrechnen. Für die drei Nachmittagsmesspunkte gilt:

#### Nachmittagsmessungen

Datum, Uhrzeit in MESZ	heliogr. Länge l (Grad)	heliogr. Br. B (Grad)	Differenz zum Vortag	
			$\Delta l$ (Grad)	$\Delta t$ (Stunden)
6.07.2009, 16.30 Uhr	22	-28,5	---	---
7.07.2009, 15.00 Uhr	36	-25	14	22,5
8.07.2009, 16.30 Uhr	50,5	-24,5	14,5	25,5

Für drei Vormittagsmessungen gilt entsprechend:

#### Vormittagsmessungen

Datum, Uhrzeit in MESZ	heliogr. Länge l (Grad)	heliogr. Br. B (Grad)	Differenz zum Vortag	
			$\Delta l$ (Grad)	$\Delta t$ (Stunden)
7.07.2009, 09.05 Uhr	37	-21	---	---
8.07.2009, 10.00 Uhr	50	-19	13	24,9
9.07.2009, 09.30 Uhr	62,5	-19	12,5	23,5

Betrachtet man die grafische Darstellung der Ergebnisse, so stellt man bei der ersten Messung (blauer Messpunkt ganz links unten in der obigen Darstellung) eine große Abweichung von der Systematik der Verlagerung der übrigen Messpunkte fest. Bei der allerersten Messung der Sonnenposition wurde der Schirm oder das Fernrohrkular durch einen Stoß leicht verdreht, womit dieser Ausreißer erklärt werden kann. Bei der Auswertung wird dieser erste Punkt deshalb nicht berücksichtigt. Mit den verbleibenden drei Messwertepaaren erhält man einen durchschnittliche Längenzuwachs pro Stunde von  $0,54^\circ$ . Demnach rotiert die Sonne auf der heliographischen Breite von ca.  $-21^\circ$  bis  $-25^\circ$  innerhalb von  $T_s = 27,8$  Tagen (scheinbare bzw. synodische Rotationsdauer) einmal um die eigene Achse herum. Berücksichtigt man noch das Vorrücken der Erde auf ihrer Bahn während dieses Zeitraums, so erfolgt die Eigenrotation in  $T_w = 25,8$  Tagen (wahre bzw. siderische Rotationsdauer). Dazu muss auf die Winkelgeschwindigkeit der scheinbaren Sonnenrotation die des Erdumlaufs ( $T_E = 365,2422$  Tage) hinzu addiert werden, um zur wahren Rotationsdauer  $T_w$  der Sonne zu gelangen:

$$\frac{1}{T_w} = \frac{1}{T_s} + \frac{1}{T_E}$$

Aufgrund des methodischen Fehlers und der Schwankungsbreite der wenigen Werte für die tägliche Längendifferenz muss man einen Fehler von einigen Prozent für das Ergebnis veranschlagen. Im Rahmen dieser Genauigkeit bestätigt es den Literaturwert von  $T_s = 27,5$  Tagen auf einer heliographischen Breite von  $-20^\circ$  (28,3 Tage auf  $-30^\circ$ ) sehr gut.

Die Sonne rotiert nicht wie ein starrer Körper, sondern macht eine sog. differentielle Rotation. Am Sonnenäquator beträgt die scheinbare (oder auch synodische) Rotationsperiode 26,7 Tage, in der Polarregion 29,3 Tage. Nur mit einer Vielzahl von Sonnenfleckenbeobachtungen auf allen erdenklichen heliographischen Breiten lässt sich dieses differentielle Rotationsverhalten des Gasballs Sonne nachweisen.

## 5) Bestimmung des Sonnendurchmessers

Der Winkeldurchmesser der Sonne lässt sich einfach und schnell mit der Projektionsmethode bestimmen. Bei ausgeschalteter Nachführung bewegt sich das Sonnenbild in gut zwei Minuten seinen eigenen Durchmesser auf dem Projektionsschirm weiter. Die Driftgeschwindigkeit hängt neben der Rotationsdauer der Erde auch noch von der Deklination  $\delta$  der Sonne ab. Steht sie über dem Äquator (Deklination 0) so wandert sie schneller als bei größeren Abständen vom Himmelsäquator. Die Deklination der Sonne am Beobachtungstag entnimmt man einer Astronomie-Software, einem astronomischen Jahrbuch oder berechnet sie näherungsweise nach der folgenden Formel (nach W. Schlosser, Der Sonnendurchmesser als Schlüsselwert ...):

$$23,4^\circ \cdot \sin(\text{Tag} \cdot 1^\circ + \text{Monat} \cdot 30^\circ - 111^\circ)$$

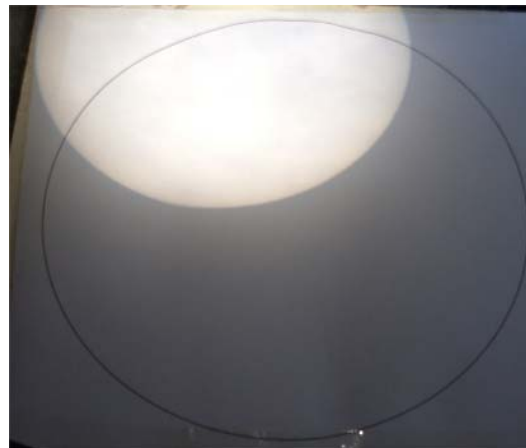
Für *Tag* und *Monat* sind die dem Datum des Beobachtungstages entsprechenden Zahlen einzusetzen. In 24 Stunden legt die Sonne, sofern sie auf dem Himmelsäquator steht, einen vollen Kreis von  $360^\circ$  zurück. Das entspricht einem Winkel von  $1^\circ$  in 4 Minuten bzw.  $1'$  in 4 Sekunden. Mit einer Deklination ungleich Null legt sie in 4 Sekunden eine Distanz von  $\cos \delta * 1'$  zurück. Die Zeitdauer  $\Delta t$  für die Drift der Sonne um ihren eigenen Winkeldurchmesser entspricht damit dem zurückgelegten Winkel  $\alpha$ :

$$\alpha = \frac{1'}{4 \text{ s}} \cdot \cos \delta \cdot \Delta t$$

Am 13. und 14. Juli 2009 (Sonnendeklination  $+21^\circ 45'$  bzw.  $+21^\circ 38'$ ; berechnet mit einer Astronomie-Software) wurden insgesamt 6 Versuche durchgeführt und dabei die folgenden Werte für  $\Delta t$  erhalten: 136 s, 133 s, 135 s, 135 s, 136 s, 132 s.

Der Mittelwert beträgt 134,5 s und die Standardabweichung des Mittelwertes (Gauß'scher Fehler) 0,4 s. Man erhält einen Sonnendurchmesser von  $31,25'$ , was gegenüber dem richtigen Wert von  $31,47'$  etwas zu klein ist. Die Abweichung liegt bei einigen Promille, was durch die Schwankungen bei der Zeitmessung und die Schwierigkeit beim Erkennen des Sonnenrandes erklärt werden kann.

Für die Messung erstellt man sich ein Arbeitsblatt mit einem Kreis, der etwas größer als das Sonnenbild der Projektion ist. Man klebt das Blatt auf den Projektionsschirm und platziert die Sonne mittig im Kreis. Danach schaltet man die Nachführung des Fernrohrs aus, beginnt die Zeitmessung, wenn der Sonnenrand den Kreis berührt und beendet sie, wenn die Sonne den Kreis ganz verlassen hat.



Den Winkeldurchmesser der Sonne kann man in den realen Durchmesser der Sonnenkugel umrechnen, wenn man die Astronomische Einheit als bekannt voraussetzt. Sie zu bestimmen liegt außerhalb des hier beschriebenen Praktikumsprojektes, weshalb auf den Literaturwert von 149,6 Millionen km zurückgegriffen wird. Damit erhält man für den Sonnendurchmesser:

$$D = 149,6 \text{ Mio. km} \cdot \tan(31,25') \cong 1,36 \text{ Mio. km}$$

$$R = \frac{D}{2} = 680 \text{ 000 km}$$

Der Literaturwert für den Sonnendurchmesser ist 1,39 Mio. km.

## 6) Beobachtung des Sonnenspektrums

Eine weitere wichtige Möglichkeit der Sonnenerforschung ist die Beobachtung der verschiedenen Farben des Sonnenlichtes. Dazu zerlegt man das Sonnenlicht mit einem Prisma oder einem Beugungsgitter - ein Gitter aus sehr feinen Linien, oft viele hundert auf einem Millimeter - in ein Spektrum. Im Spektrum sind alle Wellenlängen des sichtbaren Lichtes getrennt analysierbar.

Ein glühender Körper sendet ein kontinuierliches Spektrum aus, das alle Wellenlängenbereiche, wenn auch mit unterschiedlichen Intensitäten, abdeckt. Dem Spektrum der Sonne (oder allgemein dem der meisten Sterne) fehlen jedoch im Kontinuum einige Farben. Dies äußert sich in Form von abgeschwächten oder gar schwarzen Linien bei bestimmten Wellenlängen. Sie werden "Fraunhofer-Linien" genannt, benannt nach Joseph von Fraunhofer, der sie 1814 im Sonnenspektrum fand. Sie kommen durch die Absorption des Lichtes durch Atome oder Moleküle in den äußeren Schichten der Sonne zustande. Die Atome absorbieren dieses Licht, werden dadurch angeregt und versenden es bei der Abregung wieder in alle Richtungen. In der Durchlassrichtung ist deshalb die ursprüngliche Intensität herabgesetzt. Im kontinuierlichen Spektrum ist dann ein Intensitätseinbruch zu verzeichnen, der sich bei der Beobachtung oder Fotografie des Spektrums als dunkle Linie äußert. Mit der Atom- und Quantenphysik kann das Linienspektrum der unterschiedlichen Atome und Moleküle berechnet werden. Die Linien sind demnach charakteristisch für die einzelnen Elemente und verraten etwas über die Zusammensetzung der Sonne bzw. des Sterns. Das Element Helium z.B. wurde überhaupt erst anhand seiner Linien im Sonnenspektrum entdeckt - daher der Name dieses Elements, der an den griechischen Sonnengott Helios erinnert.

Bei der Analyse von vielen Sternspektren stellte man fest, dass es einige wenige vergleichbare und immer wiederkehrende Muster gibt, weshalb man in der Astronomie von "Spektralklassen" spricht, mit deren Hilfe sich die Sterne gemäß ihrer inneren Eigenschaften zuordnen und vergleichen lassen. Hier soll mit einer vergleichsweise einfachen Methode das Sonnenspektrum beobachtet, dokumentiert und die Spektralklasse der Sonne ermittelt werden.

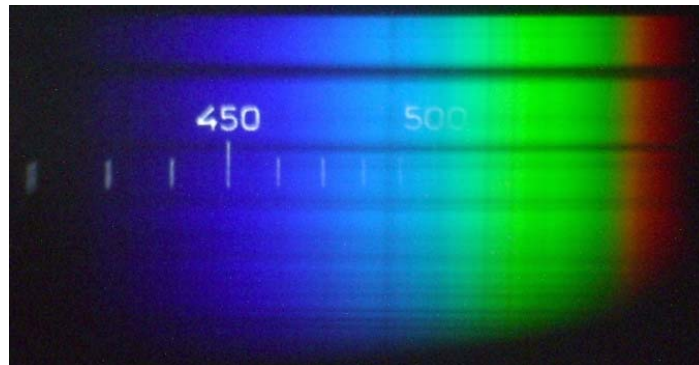
Zur Verfügung stehen zwei Handspektroskope, eines mit einem Geradsichtprisma nach Amici und ein selbstgebasteltes Handspektroskop mit einem Beugungsgitter mit 1000 Linien pro Millimeter. Das handelsübliche Prismenspektroskop besitzt eine Wellenlängenskala, mit deren Hilfe unmittelbar bei der Beobachtung die Wellenlänge einer Spektrallinie bestimmt werden kann. Der Nachteil eines Prismenspektroskops besteht darin, dass die Aufspaltung der Wellenlängen durch das Prisma - die sog. "Dispersion" - nicht gleichmäßig über den gesamten Spektralbereich erfolgt. Im blauen Spektralbereich ist die Dispersion größer als im roten, weshalb sich im blauen und grünen Bereich viele Fraunhoferlinien, welche gut voneinander getrennt sind, leicht vermessen lassen, während das rote Farbband am anderen Ende des sichtbaren Spektrums eng zusammengedrängt erscheint.

Die Dokumentation des Sonnenspektrums erfolgt wieder mit einer Digitalkamera, die freihändig ans Okular gehalten wird. Man erreicht erstaunlich gute Ergebnisse mit diesem Ad-hoc-Verfahren, wenn man das Spektroskop, welches auf den blauen Tageshimmel gerichtet wird, fixiert und die Kamera auf Nahaufnahme schaltet. Die Digitalkamera fokussiert selbsttätig, und man muss darauf achten, dass sie tatsächlich auf das Spektrum scharf stellt. Zur Vermeidung von Reflektionen kann der Übergang zwischen Kamera und Spektroskop mit einer Decke oder einem dunklen Tuch abgedeckt werden. Hier werden die besten Bilder gezeigt, die nach mehreren Versuchen mit dem Prismenspektroskop und dem Gitterspektroskop gewonnen wurden.

### Sonnenspektrum im Prismenspektroskop:



Prismen-Handspektroskop mit Wellenlängenskala

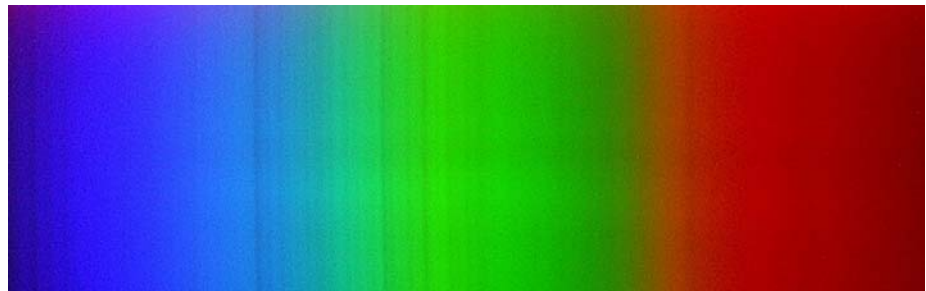


Mit der Digitalkamera freihändig durch das Okular fotografiertes Sonnenspektrum. Man erkennt eine Vielzahl von Fraunhoferlinien.

### Sonnenspektrum im Gitterspektroskop:



Selbstgebautes Gitterspektroskop (das Gitter ist vorne links zu sehen).



Sonnenspektrum des Gitterspektroskops mit Fraunhoferlinien, freihändig fotografiert mit der Digitalkamera. Die Aufspaltung der Wellenlängen durch das Gitter erfolgt - im Gegensatz zum Prismenspektroskop - linear, was die Auswertung erleichtert.

Für die Auswertung wird das Gitterspektrum verwendet. Es ist linear in den Wellenlängen aufgespalten, d.h. ein Abstand im roten Bereich entspricht derselben Wellenlängendifferenz wie ein gleicher Abstand im blauen Bereich. Die Identifikation der besonders markanten Spektrallinien gelingt allerdings besser mit dem Prismenspektroskop, welches sogleich eine Skala mitliefert. Man sieht sehr auffällige dunkle Linien bei Wellenlängen von ca. 589 nm (Natrium), 486 nm (Wasserstoff,  $H_\gamma$ ), 438 nm (Eisen), 434 nm (Wasserstoff,  $H_\beta$ ), 431 nm (Eisen, Calcium). Nachdem diese Linien, die man in beiden Spektroskopen, bzw. auf beiden Aufnahmen sieht, identifiziert sind, kann man das Gitterspektrum eichen. Man erhält eine lineare Eichfunktion, die Bildabstände (gemessen mit einem Grafikprogramm in Pixeln) in Wellenlängen übersetzt. Nun können auch die Wellenlängen der bislang unidentifizierten Linien bestimmt werden.

Die folgende Tabelle listet die Wellenlängen der im Gitterspektrum erkannten Linien auf. Die zweite Spalte enthält die theoretischen Werte der erkannten Linien, die dritte die Elementidentifikation, sofern sie hier gelungen ist. Das war nicht durchweg der Fall, aber zumindest die auffälligsten Linien konnten leicht den bekannten Fraunhoferlinien zugeordnet werden. Die Genauigkeit der Wellenlängenbestimmung liegt bei  $\pm 2$  nm.





Fazit: Die visuelle bzw. fotografische Spektroskopie mit einer handelsüblichen Digitalkamera erfasst vor allem die Linien im hellen Bereich des Spektrums und dort sogar feinere, während stärkere Linien im Tiefblauen bzw. Dunkelroten, die eigentlich markanter sind und wesentlich in das Verfahren der Spektralklassenbestimmung eingehen, aufgrund der dort geringeren Intensität des Spektrums dem Nachweis verborgen bleiben.

## 7) Abschätzung der solaren Strahlungsleistung und -temperatur

Mit einer sehr einfachen Methode lässt sich die Größenordnung der Strahlungsleistung der Sonne anschaulich bestimmen. Dazu vergleicht man den Wärmeeindruck, auf der der Sonne zugewandten Wange mit dem auf der anderen Wange, den eine Glühbirne bekannter Leistung in einem bestimmten Abstand hervorruft. Man bringt die Glühbirne in den Abstand, bei dem beide Sinneseindrücke gleich sind. Dann ist gewährleistet, dass die Bestrahlungsstärken durch das Kunstlicht und der Sonne gleich sind.



Die Bestrahlungsstärke kann nun aus der elektrischen Leistung und dem Abstand der Glühbirne zur Wange abgeschätzt werden. Man nimmt dazu an, die Glühbirne strahle - wie die Sonne - gleichmäßig in alle Richtungen ab. In einem Experiment mit einer 40 Watt-Glühbirne erhielt man den Abgleich bei einem Abstand von  $r = 6 \text{ cm}$  (Fehler ca. 10 %).

Damit berechnet sich die Bestrahlungsstärke  $S$  der Glühlampe bzw. der Sonne auf der Haut des Beobachters zu:

$$S = \frac{P}{4\pi \cdot r^2} = \frac{40 \text{ W}}{4\pi \cdot (0,06\text{m})^2} \cong 880 \frac{\text{W}}{\text{m}^2}$$

Oberhalb der Erdatmosphäre beträgt die Bestrahlungsstärke der Sonne  $1367 \text{ W/m}^2$  (Solarkonstante). Die Extinktion der Sonnenintensität durch die irdische Atmosphäre führt auf einen geringeren Wert am Erdboden, wie das Experiment ja auch erbracht hat. Es macht wenig Sinn, bei der Einfachheit und Grobheit des Experimentes die höhenwinkelabhängige Extinktion der Sonne zu berücksichtigen, weshalb sie im Folgenden vernachlässigt wird. Man erhält nun für die Gesamtstrahlungsleistung der Sonne (die Entfernung  $s$  zwischen Erde und Sonne ist die Astronomische Einheit):

$$P_{\text{Sonne}} = S \cdot 4\pi \cdot s^2 = 880 \frac{\text{W}}{\text{m}^2} \cdot 4\pi \cdot (1,5 \cdot 10^{11} \text{ m})^2 \cong 2,5 \cdot 10^{26} \text{ W}$$

Der Literaturwert ist  $3,8 \cdot 10^{26}$  Watt. Die Sonne ist ein glühender Körper und strahlt mit einer für Wärmestrahlung charakteristischen spektralen Verteilung elektromagnetische Strahlung in allen Wellenlängenbereichen ab. Die Intensitätsverteilung hängt allein von der Temperatur des glühenden Körpers ab. Kennt man die Gesamtstrahlungsleistung  $P$  und die Größe der Oberfläche, über die abgestrahlt wird, so lässt sich diese sog. "Strahlungstemperatur" nach dem Gesetz von Stefan-Boltzmann ermitteln, welches besagt, dass die Strahlungsleistung

eines glühenden Körpers proportional zur vierten Potenz der Strahlungstemperatur ist (die Temperatur wird dabei in der absoluten Temperatureinheit Kelvin gemessen):

$$P = \sigma \cdot A \cdot T^4, \quad \sigma = 5,67 \cdot 10^{-8} \frac{W}{m^2 \cdot K^4}$$

Die Strahlungsleistung der Sonne wurde mittels des sehr einfachen Experiments mit der Glühlampe abgeschätzt. Der Radius der Sonnenkugel ist bekannt, so dass nach  $A = 4\pi R^2$  auch die Oberfläche der Sonne berechenbar ist. In diese Betrachtung floss als einzige hier nicht selbst bestimmte Größe der Abstand Erde-Sonne (die Astronomische Einheit) ein. Diese wurde durch die Beobachtung des Venustransits am 8. Juni 2004 mit einer Genauigkeit von rd. 20% bestimmt. Alle zur Berechnung der Strahlungstemperatur der Sonne erforderlichen Größen liegen demnach aus eigenen Experimenten vor, wenn auch nicht mit den in der modernen Physik machbaren Genauigkeit. Es sollen hier aber nur Abschätzungen durchgeführt werden, die sich im Schulunterricht oder zu Hause selbst mit möglichst wenig Aufwand wiederholen lassen. Man erhält nach Umstellung des Stefan-Boltzmann-Gesetzes für die Strahlungstemperatur der Sonne (mit "unserem" Sonnenradius  $R = 680\,000\text{ km}$ ):

$$T = \sqrt[4]{\frac{P}{\sigma \cdot 4\pi \cdot R^2}} \cong 5250\text{ K}$$

Ein Stern mit dieser Temperatur ist gemäß der Spektralklassifikation vom Spektraltyp K. Die benachbarte Spektralklasse bei etwas höheren Strahlungstemperaturen ist G. Durch die Analyse der Spektrallinien im Sonnenspektrum (siehe Abschnitt 6) konnte die Sonne bereits als G- oder K-Stern identifiziert werden. Tatsächlich ist sie vom Spektraltyp G2. Mit der hier beschriebenen möglichst einfachen Methode kann diese Feinklassifizierung allerdings nicht vorgenommen werden. Auch die Methode der Strahlungsleistungsbestimmung ist nur sehr elementar, weshalb eine Abweichung der gemessenen Temperatur vom Literaturwert nicht überrascht. Insgesamt aber kommt man zu in sich stimmigen Ergebnissen.

Die Kenngrößen der Sonne seien nun noch einmal zusammengefasst und mit den jeweiligen Literaturwerten verglichen:

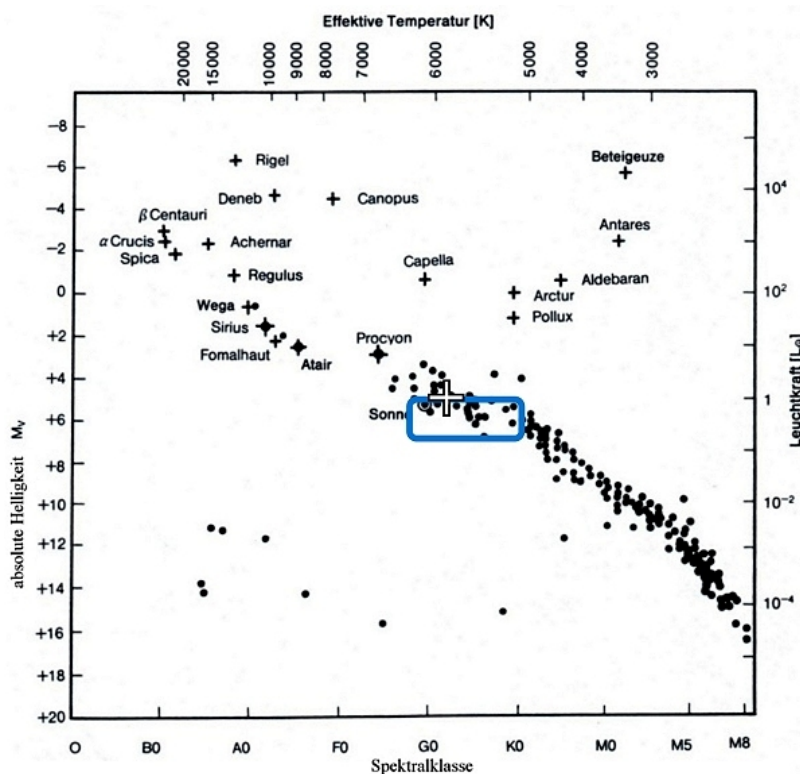
Kenngröße	Ergebnis dieser Arbeit	Literaturwert
Strahlungsleistung	$2,5 \cdot 10^{26}\text{ W}$	$3,846 \cdot 10^{26}\text{ W}$
Sonnenradius	$680\,000\text{ km}$	$696\,000\text{ km}$
Strahlungstemperatur	$5250\text{ K}$	$5778\text{ K}$
Spektraltyp	G oder K	G2

## 8) Die Sonne im Vergleich zu anderen Sternen

In der Astronomie trägt man die Sterne, deren Kenngrößen wie hier im Fall der Sonne ermittelt werden konnten, in einem Diagramm auf, welches sie nach der Strahlungstemperatur (bzw. Spektralklasse) und ihrer Strahlungsleistung (bzw. der sog. Absoluten Helligkeit) klassifiziert. Diese Darstellung wird Hertzsprung-Russel-Diagramm (HRD) genannt. Es verrät viel über die Art der Sterne und ihre Verteilung im Parameterraum dieser beiden Zustandsgrößen.

Die vom HRD aufgespannte Fläche ist nicht gleichmäßig mit Sternen gefüllt, denn es gibt eine auffällige Korrelation zwischen Strahlungsleistung und Spektralklasse (bzw. Strahlungstemperatur). Die meisten Sterne liegen auf einer Linie im Diagramm, die heiße helle Sterne mit schwachen kühlen verbindet. Es sind die Sterne, die sich im Zustand des Wasserstoffbrennens befinden. Da die Fusion von Wasserstoff im Vergleich zu anderen Phasen wie die Heliumfusion vergleichsweise langsam abläuft, ist dies die am längsten andauernde Lebensphase eines Sterns.

Man findet im HRD auch helle kühle und lichtschwache heiße Sterne. Es muss sich hierbei um rote Riesensterne (rot = geringe Temperatur) und um weiße Zwergsterne (weiß = hohe Temperatur) handeln, denn mit dem Strahlungsgesetz von Stefan und Boltzmann lässt sich der Radius eines Sterns leicht ausrechnen, wenn seine Strahlungsleistung  $P$  und die Temperatur  $T$  bekannt sind. Der Durchmesser von Sternen ist somit über ihre Strahlungseigenschaften bestimmbar.



Hertzsprung-Russel-Diagramm der scheinbar hellsten (Kreuze) und der sonnenächsten Sterne (Punkte) bis zu einer Entfernung von 10 Parsec (entnommen aus Karttunen, Kröger, Oja, Poutanen, Donner: Astronomie - Eine Einführung).

Die Hauptreihe zieht sich von links oben nach rechts unten durchs Bild. Rechts oben sind die roten Riesensterne und links unten die weißen Zwergsterne eingetragen.

Die Position der Sonne (Spektraltyp G2) ist als weißes Kreuz markiert. Mit Kenngrößen dieser Arbeit (siehe Tabelle im Abschnitt 7) kommt man auf eine etwaige Position der Sonne im HRD, die im Diagramm durch das blaue Rechteck dargestellt ist. Auch mit den einfachen Methoden dieser Arbeit findet man demnach die richtige Lage der Sonne im HRD.

Die Sonne ist ein typischer "Hauptreihenstern", denn sie liegt mitten auf der diagonal durchs HRD laufenden Häufungslinie, die als "Hauptreihe" bezeichnet wird. Dort kann sie insgesamt 10 Milliarden Jahre verbleiben, denn bei ihrer vergleichsweise geringen Temperatur verbrennt sie ihren Wasserstoffvorrat sehr gemächlich. Schwerere Sterne erreichen eine höhere

Zentraltemperatur, verbrennen ihre Reserven damit sehr viel schneller (weil die Rate der Kernfusionsreaktionen im Sterninneren von der Zentraltemperatur abhängt) und "leben" deshalb nicht so lange wie die Sonne oder noch kleinere Sterne. Die kurzlebigen Sterne sind die hellen, heißen (und damit blauen) Sterne links oben in der Hauptreihe. Die Lebensdauer eines Hauptreihensterns ist somit auch mit seiner Farbe bzw. Oberflächentemperatur korreliert. Die langlebigen kleinen und roten Sterne stehen rechts unten im Diagramm.

Die Sonne ist bereits seit ca. fünf Milliarden Jahren auf der Hauptreihe und hat etwa die Hälfte ihres "normalen" Sternenlebens absolviert. Bei den Roten Riesen und weißen Zwergen (recht oben bzw. links unten im HRD) handelt es sich dagegen um Spät- bzw. Endphasen des Sternenlebens.

Ein Hauptreihenstern leuchtet in über sehr lange Zeit nahezu gleichmäßig und auch die Strahlungstemperatur variiert in diesem Zustand seines Sternenlebens nicht sonderlich. Die Sonne bot und bietet damit ihrem dritten Planeten eine gleichmäßige Energieversorgung, unter deren Einwirkung das irdische Leben entstand und sich entwickelte. Ein langlebiger Stern und gleichmäßig leuchtender Stern wie die Sonne ist Grundvoraussetzung für die Evolution des Lebens, die auch uns Menschen hervorgebracht hat. In den verbleibenden vier bis fünf Milliarden Jahren ihres Hauptreihenlebens wird die Sonne weiterhin die energetische Grundlage beisteuern, die den Fortgang der Evolution auf der Erde ermöglicht.

## 9) Referenzen

- 1) W. Schlosser: Der Sonnendurchmesser als Schlüsselwert in der Schulastronomie; Praxis der Naturwissenschaften / Physik. 4/37. Jahrgang 1988, 2 -15
- 2) G. D. Roth: Handbuch für Sternfreunde Bd. 2, Beobachtung und Praxis, Springer-Verlag, Berlin Heidelberg New York 1989, Kap. 1, Die Sonne
- 3) R. Beck, H. Hilbrecht, K. Reinsch, P. Völker (Hrsg.): Handbuch für Sonnenbeobachter; eine Veröffentlichung der Vereinigung der Sternfreunde e.V. (VdS), Berlin 1982
- 4) W. Strickling: Sonnenbeobachtung für Amateure; <http://www.strickling.net/sonneanf.htm>
- 5) Meyers Handbuch Weltall, 7. Aufl., Meyers Lexikonverlag, Mannheim Leipzig Wien Zürich, 1994, Kap. 7, Die Zustandsgrößen der Sterne
- 6) H. Karttunen, P. Kröger, H. Oja, M. Poutanen, K. J. Donner (Hrsg.): Astronomie - Eine Einführung, Springer Verlag, Berlin Heidelberg New York, 1990, Kap. 9.5, Das Hertzsprung-Russell-Diagramm
- 7) J. Herrmann: dtv-Atlas der Astronomie. 14. Aufl., Deutscher Taschenbuch Verlag, München 2000, Bild der Spektralklassen auf S. 150
- 8) Zur Bestimmung der Astronomischen Einheit:  
B. Steinrücken: Der Venustransit am 8. Juni 2004 - Auswertung der Beobachtungen und Fotoserien der Sternwarte Recklinghausen; [www.sternwarte-recklinghausen.de/venustransit.html](http://www.sternwarte-recklinghausen.de/venustransit.html)
- 9) Bezugsquelle für Sonnenfilterfolie und Sonnenfinsternisbrillen:  
Original Baader-Sonnenfilter-Folie; AstroMedia Verlag, Pilziggrund 67, 97076 Würzburg
- 10) B. Steinrücken: Bastelanleitung für ein Gitterspektroskop; <http://www.sternwarte-recklinghausen.de/unterricht.html#Gitterspektroskop>