

# Sonnenatmosphäre, Sonnenwind, Sonnenaktivität

Forschungs-Info (Juli/99)

Wenn während der totalen Sonnenfinsternis am 11. August 1999 der Tag für 2 Minuten zur Nacht wird, bietet sich die seltene Gelegenheit, die äußere Sonnenatmosphäre zu sehen. Diese nur sehr lichtschwache Umgebung der Sonne, die Korona, wird normalerweise von der millionenfach helleren Sonnenscheibe überstrahlt. Bei einer totalen Sonnenfinsternis wird die Sonnenscheibe vollständig durch den Mond verdeckt, so daß wir die Korona beobachten können (Abb. 1).

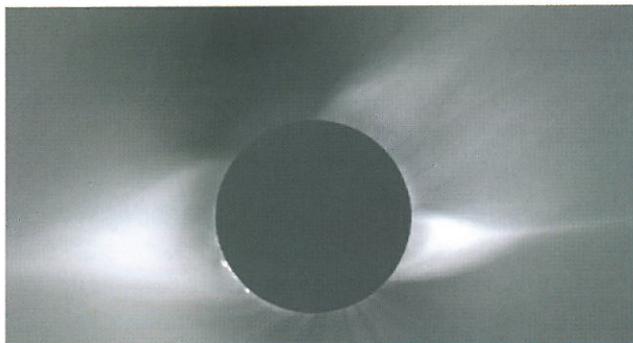


Abb. 1 Sonnenfinsternis vom 3. Nov. 1994. Die Sonnenkorona zeigt spitz auslaufende Lichtfahnen von Streulicht, die an einen Helm erinnern (engl. Helmet-Streamer).

Die Sonne, unser 'Hausstern', produziert in ihrem Kern durch die Verschmelzung von Wasserstoff zu Helium pro Sekunde die ungeheure Energie von etwa  $10^{20}$  kWh. Diese Energie wird als elektromagnetische Strahlung durch das Sonneninnere nach außen transportiert, wobei bemerkenswert ist, daß dieser Strahlungstransport viele Millionen Jahre dauert. Erst in den äußeren Schichten der Sonne übernimmt Konvektion den Energietransport. Von der Sonnenoberfläche und aus der Sonnenatmosphäre wird die Energie wiederum als elektromagnetische Strahlung, aber auch zu einem geringen Bruchteil als Partikelstrom (Sonnenwind) in den Weltraum abgestrahlt.

Das Spektrum der elektromagnetischen Strahlung der Sonne überstreicht einen weiten Bereich von der kurzwelligen Röntgenstrahlung (Wellenlänge einige  $\text{nm} = 10^{-9}$  m) bis zu Radiowellen von mehreren 100 m Wellenlänge. Die für die menschlichen Sinne wahrnehmbaren Anteile dieser Strahlung, nämlich das sichtbare Licht und die Wärmestrahlung (Infrarot) umfassen nur einen kleinen Teil dieses Spektrums.

## Aufbau der Sonnenatmosphäre

Die Sonne als glühendheißer Gasball hat keine feste Oberfläche. Man legt willkürlich den Rand der sichtbaren Sonnenscheibe als Oberfläche fest (Abb. 2). Die unterste Schicht ist die **Photosphäre**. Sie erhielt ihren Namen von dem sichtbaren Licht (griech. *phos*), das aus dieser Schicht emittiert wird. Die Konvektion unterhalb der Photosphäre erzeugt die **Granulation**, d.h. die 'Körnigkeit' der sichtbaren Sonnenscheibe, wie sie in Teleskopaufnahmen sichtbar wird (Abb. 3). Es handelt sich dabei um Zellen von ca. 1500 km Durchmesser. Auch die **Sonnenflecken** (s.u.) sind eine Erscheinung der Photosphäre. Die Temperatur der Sonnenoberfläche beträgt etwa 5800 Grad, die oberen Schichten der Photosphäre sind mit 4000 Grad etwas kühler.

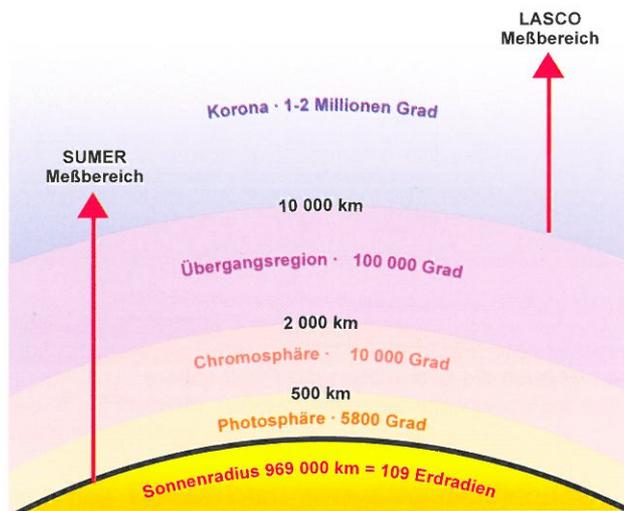


Abb. 2 Schematischer Aufbau der Sonnenatmosphäre

Die **Chromosphäre** liegt direkt über der Photosphäre. Ihren Namen "Farbhülle" hat sie von dem farbigen Saum, der bei einer Sonnenfinsternis für wenige Sekunden die abgedeckte Sonnenscheibe umgibt. Die Farben kommen durch mehrere Emissionslinien von Wasserstoff-, Helium- und Kalzium-Atomen zustande. Die Temperatur steigt in der Chromosphäre von 4000 Grad mit zunehmender Höhe bis auf etwa 10000 Grad am oberen Rande. Fernrohraufnahmen zeigen, daß die Chromosphäre keine homogene Schicht wie z.B. eine Wolkendecke

darstellt, sondern eher mit einem Rasen verglichen werden kann. Die einzelnen 'Grashalme' sind nach oben schießende Gasstrahlen, genannt **Spikulen** (siehe Abb. 9). Sie sind einige 1000 km dick und bis zu 10 000 km lang, ragen also bis in die darüberliegende **Übergangsregion**. Aus der Chromosphäre und der Übergangsregion wird vor allem die Ultraviolettstrahlung der Sonne emittiert.

An diese Schichten schließt sich die äußerste Hülle der Sonnenatmosphäre an, die bereits erwähnte **Korona**, mit Temperaturen von 1-2 Millionen Grad. Die Ursache für diese Temperaturzunahme oberhalb der Chromosphäre, ist ein bis heute nicht vollständig gelöstes Rätsel, das uns die Sonne aufgibt. Aufgrund der hohen Temperaturen wird aus der Korona vorwiegend extreme Ultraviolett- und Röntgenstrahlung emittiert. Dort, wo die Magnetfelder das heiße Koronagas nicht einschließen können, entweicht ständig Sonnenmaterie in den Weltraum. So entsteht der **Sonnenwind**.

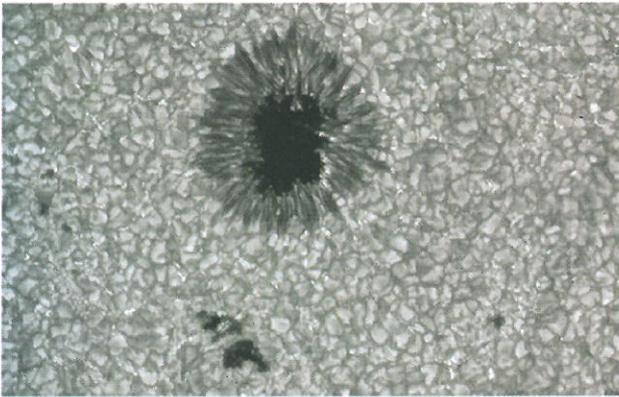


Abb. 3 Ausschnitt aus der Sonnenoberfläche von 600 000 mal 380 000 km mit einem Sonnenfleck und einer Pore darunter (die dunklen Gebiete im Bild). Gut zu erkennen ist auch die Granulation der Photosphäre.

## Sonnenflecken

Sonnenflecken kennt man schon seit fast 400 Jahren. Johannes Fabricius, Christoph Scheiner, Galileo Galilei und Thomas Harriot kämpften in den Jahren 1610 bis 1612 um den Ruhm ihrer Entdeckung. Sie bestehen aus einem dunklen Kern, der Umbra und einer etwas helleren Umrandung, der Penumbra (Abb. 3). Die Umbra stellt ein kühles Gebiet der Photosphäre dar, mit Temperaturen von etwa 4000 Grad, im Vergleich zur mittleren Photosphären-temperatur von etwa 5800 Grad. Die Sonnenflecken, die in ihrer Größe von einigen 1000 km bis zu 50 000 km variieren, sind immer mit starken Magnetfeldern verbunden.

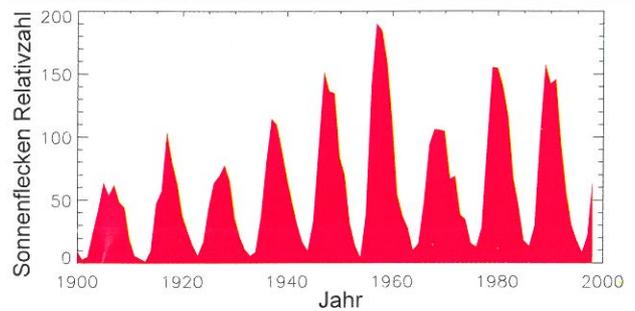


Abb. 4. Sonnenflecken-Relativzahlen (ein Maß für die Anzahl der Sonnenflecken) in unserem Jahrhundert als Zeichen der Sonnenaktivität. Maxima und Minima wechseln im Rhythmus von etwa 11 Jahren.

Schon seit mehr als 150 Jahren wird die Anzahl der Sonnenflecken als ein Indiz für die **Sonnenaktivität** benutzt. Der deutsche Amateurastronom Heinrich Schwabe hatte zwischen 1826 und 1843 entdeckt, daß ihre Häufigkeit im etwa 11-jährigen Rhythmus wechselt. Daraufhin führte der Schweizer Astronom Rudolf Wolf zur quantitativen Beschreibung die sog. **Sonnenflecken-Relativzahl** ein, die noch heute benutzt wird (Abb. 4).

Sonnenflecken, die eine Lebensdauer von einigen zehn Tagen haben, entwickeln sich aus kleinen dunklen Gebilden, den **Poren** (Abb. 3). Zu Beginn eines neuen Sonnenfleckenzyklus entstehen sie etwa 30° nördlich und südlich des Sonnenäquators. Im Laufe der folgenden 11 Jahre wandert das Entstehungsgebiet zum Äquator hin. Die Ursache für diese 'Wanderung' ist nicht vollständig verstanden.

Einzelne Sonnenflecken treten fast nie isoliert sondern immer in Gruppen auf, diese bilden die sog. aktiven Gebiete auf der Sonne.

## Solare Magnetfelder

Die Sonne besitzt, ähnlich wie die Erde, ein großräumiges Magnetfeld. Es wird durch einen Dynamo erzeugt, der auf Strömen heißen Plasmas in der Konvektionszone beruht. Dieses Hintergrund-Magnetfeld, das alle 11 Jahre seine Richtung wechselt, weist auf der Sonnenoberfläche eine mittlere Stärke von etwa 10 Gauß auf, und ist damit 20-mal stärker als das Erdmagnetfeld.

Darüber hinaus gibt es aber sehr viel stärkere Magnetfelder, die räumlich eng begrenzt sind. In Sonnenflecken hat man Magnetfeldstärken von einigen 1000 Gauß gemessen.

Magnetfelder spielen bei allen Prozessen auf der Sonnenoberfläche eine entscheidende Rolle. Sie bestimmen die Struktur der Korona, die

Form und Lebensdauer von Protuberanzen (s.u.), sowie die Anordnung von Sonnenfleckengruppen. Plötzliche Magnetfeldzusammenbrüche sind für die lokale Aufheizung und Instabilität der Korona verantwortlich.

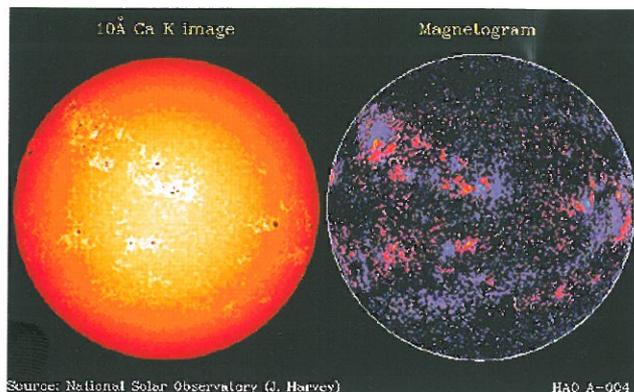


Abb. 5 Zuordnung von starken Magnetfeldern (rechts) zu Sonnenfleckengruppen (links). Rote und blaue Gebiete auf dem Magnetogramm (rechts) kennzeichnen eine erhöhte Feldstärke mit jeweils entgegengesetzter Polarität.

## Die aktive Sonne

Neben den bereits erwähnten Sonnenflecken zeigt die aktive Sonne noch andere spektakuläre Erscheinungen:

- Über aktiven Gebieten bilden sich häufig Magnetfeldbögen mit relativ kühler Sonnenmaterie, die für einige Stunden, bisweilen Tage aus der Sonnenoberfläche herausragen. Beobachtet man sie am Sonnenrand so spricht man von **Protuberanzen**, die sich hell gegen den dunklen Himmel abheben. Mit der Sonnenscheibe als Hintergrund erscheinen sie als dunkle Linien. Man nennt sie dann **Filamente** (Abb. 6).

- **Flares** sind plötzliche Strahlungsausbrüche im sichtbaren, ultravioletten und Röntgenlicht. Sie ereignen sich meistens über aktiven Gebieten. Zusammen mit Flares werden häufig auch **koronale Massenauswürfe** beobachtet. Dies sind riesige Gasmassen (bis zu  $10^{13}$  kg, entsprechend etwa der Masse der Zugspitze), die mit hoher Geschwindigkeit (bis zu über 2000 km/s) aus der Korona in den Weltraum geschleudert werden. Sie stellen meistens die abrupte Auflösung eines 'Helmet-Streamers' dar. Die explosionsartigen Massenauswürfe verursachen Stoßwellen innerhalb des stetig fließenden Sonnenwinds, vergleichbar mit einem Überschallknall eines Flugzeugs. Treffen diese Stoßwellen auf die Erdmagnetosphäre, entladen sich auf der Erde **geomagnetische Stürme**. Energiereiche Protonen, die zusammen mit der Röntgenstrahlung bei Flares

ausgeschleudert werden, bestimmen wesentlich das **Weltraumwetter** in Erdnähe.

## Der Sonnenwind

Der Sonnenwind ist ein Strom geladener Teilchen, der ständig aus der heißen Sonnenkorona in den Weltraum abströmt. Er besteht hauptsächlich aus Protonen (96%) und  $\alpha$ -Teilchen (4%) sowie einem geringen Anteil von schwereren Ionen. Außerdem enthält er gerade soviel Elektronen, daß die Ladung der positiv geladenen Ionen ausgeglichen wird, er ist also elektrisch neutral. Die Geschwindigkeit des langsamen Sonnenwinds liegt bei etwa 400 km/s. Aus sog. **koronalen Löchern**, die vorwiegend über dem Nord- und Südpolgebieten der Sonne liegen (Abb. 9), strömt der schnelle Sonnenwind, der Geschwindigkeiten von 600-800 km/s erreichen kann (Abb. 7). Der Sonnenwind durchdringt das ganze Sonnensystem, wobei er auch das Magnetfeld der Sonne mitzieht. In Erdnähe beträgt seine Dichte etwa 10 Teilchen/cm<sup>3</sup>.



Abb. 6 Filamente auf der Sonnenscheibe und Protuberanzen am Sonnenrand.

## Forschungen des MPAE

Die Erforschung des Sonnenwinds hat am MPAE in Lindau eine lange Tradition. Mit Hilfe der Sonnensonden HELIOS 1 und 2 wurde in den Jahren 1974 bis 1986 der Sonnenwind im Detail über mehr als einen Sonnenfleckenzyklus beobachtet und seine Daten wissenschaftlich ausgewertet. Wissenschaftler des MPAE setzten dabei Teilchenanalysatoren ein, die Geschwindigkeit, Richtung, Dichte und Zusammensetzung des Sonnenwinds registrierten. Im Verlauf der Jahre wurden diese Teilcheninstrumente immer weiterentwickelt und auch auf anderen Raumsonden eingesetzt (z.B. ISEE, GIOTTO, ULYSSES, Abb. 7).

Die über den Sonnenwind gewonnenen Erkenntnisse erforderten eine Ausdehnung der Forschungsaktivitäten auf das Quellgebiet dieses Windes, die Sonnenkorona. Das führte zur Entwicklung eines Koronagraphen (LASCO) und eines Ultraviolett-spektrometers (SUMER). Beide Instrumente wurden zusammen mit dem Sonnenwindanalysator CELIAS auf dem Sonnenobservatorium SOHO eingesetzt und lieferten in den letzten Jahren eine Fülle neuer Erkenntnisse. SOHO ist im Weltraum zwischen Erde und Sonne am sog. Lagrange-Punkt positioniert und hat seit Ende 1995 die Sonne im Visier.

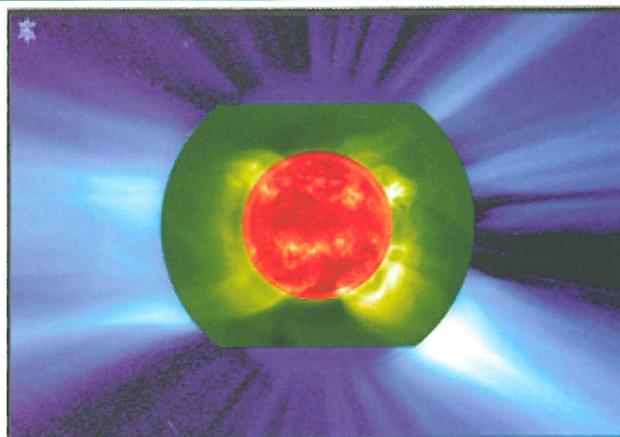


Abb. 8 Die Sonnenkorona aus der Sicht von drei Teleskopen auf SOHO. Rot: Die Sonnenscheibe im Ultraviolettlicht bei 19.5 nm. Grün und blau: die Sonnenkorona aufgenommen mit dem LASCO Koronagraphen.



Abb. 7 Sonnenwindgeschwindigkeit (rote Kurve) in Abhängigkeit von der heliographischen Breite gemessen auf der Raumsonde ULYSSES, kombiniert mit einem Koronagraphenbild (LASCO, grün) und der vollen Sonnenscheibe im Licht der 7-fach ionisierten Neon-Linie, aufgenommen mit SUMER.

Der Koronagraph LASCO simuliert eine künstliche Sonnenfinsternis, d.h. die helle Sonnenscheibe wird durch eine Blende abgedeckt. Mit diesem Instrument konnten detailreiche Bilder der Korona aufgenommen werden, die u. a. dazu beitrugen, daß wir die Beschleunigung des Sonnenwindes von der Sonne weg heute besser verstehen (Abb. 8)

SUMER lieferte viele neue Ergebnisse über das Ultraviolett-spektrum der Sonne im Wellenlängenbereich von 46 - 161 nm. Beobachtungen in diesem Bereich sind vom Erdboden aus nicht möglich, weil die zu messende Strahlung in der Erdatmosphäre absorbiert wird.

SUMER kann mit seinem Spektrometerspalt die gesamte Sonnenscheibe abtasten und dabei Strukturen von etwa 1000 km Größe auflösen. Aus der Breite und Dopplerverschiebung der gemessenen Spektrallinien können Temperatur und Geschwindigkeit der heißen Sonnenmaterie in solchen kleinräumigen Strukturen bestimmt werden. SUMER-Ergebnisse brachten wichtige Fortschritte bei der Lösung des Rätsels der Koronaaufheizung: Magnetfeldverschmelzung spielt danach eine entscheidende Rolle.

P. Daly, B. Inhester, E. Marsch, K. Schlegel, R. Schwenn, S. Solanki, K. Wilhelm

Internet-Seiten über die Sonne:

<http://www.kis.uni-freiburg.de/kiswww.html>  
<http://hao.ucar.edu/public/slides/slides.html>  
<http://soho.www.nascom.nasa.gov>  
<http://nssdc.gsfc.nasa.gov/solar/>  
<http://sundog.caltech.edu/daily/image.html>

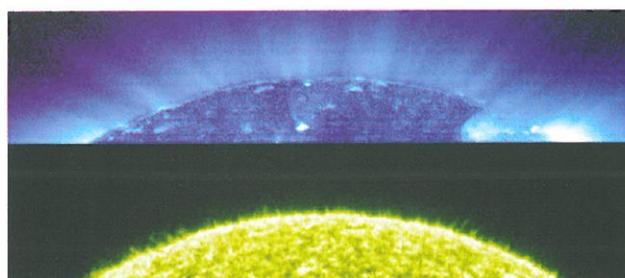


Abb. 9 Der Nordpol der Sonne im Licht von 9-fach ionisiertem Magnesium (oben) und 4-fach ionisiertem Stickstoff (unten) aufgenommen mit SUMER. Im oberen Bild sind dunkle koronale Löcher und darüber Polarstrahlen zu erkennen, im unteren die Spikulen der Chromosphäre.