

HELIOPHYSIK

Vom Kern zur Korona

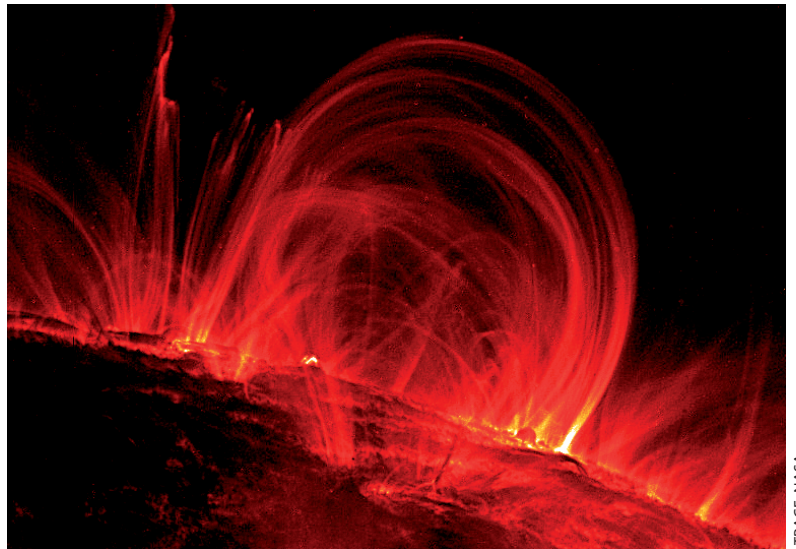
Das Magnetfeld spielt eine entscheidende Rolle bei den sichtbaren Strukturen auf der Sonne.

Hardi Peter, Rolf Schlichenmaier und Markus Roth

Die Dynamik der Sonne bietet spektakuläre Anblicke, die jeden Betrachter faszinieren. Dazu zählen die Sonnenflecken ebenso wie die Korona, die bei einer totalen Sonnenfinsternis sichtbar wird. Mit Instrumenten am Boden, Weltraummissionen und numerischen Simulationen ist es gelungen, wichtige Fragen zur Temperatur und Rotation der Sonne im Inneren, der magnetischen Aktivität an der Oberfläche und der Heizung der Korona zu beantworten.

Auf der Erde ist die Analyse von seismischen Wellen, die z. B. von einem Erdbeben ausgelöst werden, ein Standardwerkzeug, um den Aufbau des Erdinneren zu erforschen. Seit den 1970er-Jahren werden solche seismischen Untersuchungen auch auf das Sonneninnere angewendet. Während bei der Geoseismologie hauptsächlich laufende Wellen analysiert werden, schaukeln sich die „Sonnenbeben“, welche ihre Quelle in der turbulenten Konvektion haben, zu stehenden Wellen auf. Ein Großteil der Schwingungsenergie befindet sich in akustischen Schwingungszuständen mit einer Periode von etwa fünf Minuten, den „5-Minuten-Oszillationen“. Die Überlagerung dieser Schwingungen führt zu einem Heben und Senken der Sonnenoberfläche um etwa 1 km und äußert sich in Doppler-Verschiebungen und Intensitätsfluktuationen der Spektrallinien, welche dem Signal aus differentieller Rotation, Granulation, Flecken usw. überlagert sind [1]. Für diese Untersuchungen sind lange ununterbrochene Zeitreihen nötig, wie sie auf der Erde insbesondere die Global Oscillation Network Group (GONG) mit sechs automatisch arbeitenden kleinen Teleskopen seit 1995 liefert. Weltraummissionen wie SOHO (siehe Infokasten „Instrumente und Missionen“) zeichnen sich darüber hinaus durch gleichbleibende Beobachtungsbedingungen aus.

Auf der Grundlage physikalischer Gesetze wie Energieerhaltung, Gravitationsgesetz und Kontinuitätsgleichung ermöglicht es die *globale* Helioseismologie, ein sphärisch symmetrisches Sonnenmodell zu erstellen, das den Verlauf der Dichte und Schallgeschwindigkeit im Innern wiedergibt. Hiermit lassen sich die Eigenfrequenzen der Sonnenoszillationen berechnen. Der Vergleich mit den beobachteten Frequenzen führt dann iterativ zur Verfeinerung des Sonnenmodells. Dies mündet in einem „Standardmodell der Sonne“, das unter anderem auf der Physik der Energieerzeu-



TRACE, NASA

Rund 30-mal so groß wie der Erddurchmesser sind diese im extrem ultravioletten Spektralbereich (Wellenlänge: 17 nm) sichtbaren Bögen in der Sonnenkorona.

gung durch Kernfusion, des Energietransports und der Diffusion der schwereren Elemente basiert, und dessen Vorhersagen besser als 0,2% mit den seismisch ermittelten Parametern, z. B. der Schallgeschwindigkeit, übereinstimmen. Die so bestimmte Zentraltemperatur beträgt $(15,7 \pm 0,3) \cdot 10^6$ K, und der Boden der Konvektionszone liegt bei $0,713 \pm 0,001$ Sonnenradien. Die an der Oberfläche beobachtete differentielle Rotation – am Äquator beträgt die Umlaufzeit 25 Tagen, nahe den Polen 36 Tage – setzt sich in etwa konstant bis zum Boden der Konvektionszone fort, um dort in einer Übergangszone, der „Tachocline“, in eine starre Rotation überzugehen (Abb. 1).

KOMPAKT

- Die Sonnenoberfläche (Photosphäre) zeigt ein granulares Muster mit hellen Zellen und dunklen Zwischenräumen, das durch Konvektion zustande kommt.
- Die Helioseismologie erlaubt es, die Materiebewegungen im Sonneninneren zu untersuchen und hilft dabei, den Sonnendynamo, der für das Magnetfeld verantwortlich ist, zu verstehen.
- Magnetfelder sind für das Entstehen von Sonnenflecken ebenso verantwortlich wie für den damit einhergehenden 11-Jahres-Zyklus der Sonne.
- Das Magnetfeld spielt auch eine entscheidende Rolle beim Aufheizen der Korona auf bis zu einer Million Grad sowie beim Entstehen der Koronabögen.

Priv.-Doz. Dr. Hardi Peter, Dr. Rolf Schlichenmaier, Kiopenheuer-Institut für Sonnenphysik (KIS), Schöneckstraße 6, 79104 Freiburg, Dr. Markus Roth, Max-Planck-Institut für Sonnensystemforschung, Max-Planck-Straße 2, 37191 Katlenburg-Lindau

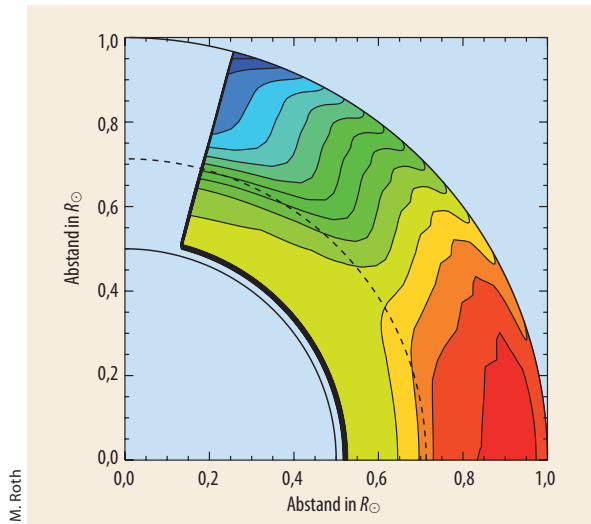


Abb. 1 Innerhalb der Konvektionszone variiert die Rotationsgeschwindigkeit in Abhängigkeit vom Ort (rot entspricht 25 Tagen Umlaufzeit, blau 36 Tagen). Der Abstand von Sonnenzentrum ist in Einheiten des Sonnenradius R_{\odot} gegeben. Unterhalb der Tachocline (gestrichelt) wird die Rotation zunehmend starrer.

Ergänzend zur globalen Helioseismologie, die nur zweidimensionale Abbildungen des Sonneninneren erlaubt, werden derzeit neue Methoden der *lokalen* Helioseismologie entwickelt. Hiermit lassen sich dreidimensionale Abbildungen des Sonneninneren gewinnen. Die grundlegende Idee ist dabei, Tiefeninformation aus der Laufzeit von Wellen zwischen zwei beliebigen Punkten an der Oberfläche zu gewinnen. Diese dreidimensionalen helioseismischen Verfahren sollen es ermöglichen, komplexe magnetohydrodynamische Vorgänge zu untersuchen und somit die Mechanismen des (magnetischen) Sonnenzyklus von 11 Jahren aufzudecken. Die

Suche nach dem Ursprung des Magnetfelds und seiner Variabilität ist derzeit der interessanteste Aspekt der Helioseismologie und zugleich eines der wichtigsten Probleme der Sonnenphysik. Allgemein wird angenommen, dass ein Dynamoprozess für den Sonnenzyklus verantwortlich ist, durch den kinetische Energie der Konvektion in magnetische Energie umgewandelt wird. Da sich der Sonnendynamo durch Oberflächenphänomene manifestiert, werden wir auf dieses Problem nach der Behandlung der Photosphäre der Sonne zurückkommen.

Ein Schlüssel zum Verständnis des Sonnendynamos ist die Vermessung der inneren Materiebewegungen, der Abweichungen von der Kugelsymmetrie und deren zeitliche Variationen. Die globale Helioseismologie hat hierzu grundlegende Erkenntnisse beigetragen, wie z. B. die Entdeckung von Scherungen der Rotationsgeschwindigkeit im Sonneninneren (Tachocline), Variationen der Rotationsrate mit dem Sonnenzyklus und noch unverstandene quasiperiodische Veränderungen am Boden der Konvektionszone.

Durch die dreidimensionale Abbildung ist es im Rahmen der lokalen Helioseismologie auch möglich, die obere Konvektionszone detailliert zu untersuchen und damit neue Einblicke in den Aufbau, die Entwicklung und die Ausbildung aktiver Gebiete und Strömungen zu gewinnen (Abb. 2). Dies ist z. B. für ein Verständnis der später noch zu behandelnden Sonnenflecken sehr wichtig. Ebenso erlaubt es die lokale Helioseismologie, aktive Gebiete sogar auf der Sonnenrückseite abzubilden, was natürlich für eine Vorhersage der Sonnenaktivität von großer Bedeutung ist.

Die Quelle des Lichts

Da die Sonne ein Gasball ist, ist ihre Oberfläche nicht scharf abgegrenzt, sondern eine wenige 100 km dicke und 5800 K heiße Schicht. Aufgrund der nach außen abnehmenden Temperatur rekombiniert der Großteil der freien Elektronen, sodass die mittlere freie Weglänge der Photonen in dieser Schicht rapide zunimmt: Das Plasma wird schlagartig durchsichtig bzw. optisch dünn. Diese optisch dünne Atmosphäre transportiert Wärme sehr effektiv durch Strahlung – effektiver als durch Konvektion –, sodass die Konvektion in der Photosphäre stoppt. Lediglich überschießende Konvektionsblasen dringen aufgrund ihrer aufwärtsgerichteten Geschwindigkeit und ihrer Trägheit in die Photosphäre ein. Das Material kühlt durch Abstrahlung ab, wird damit dichter und sinkt am Rande der Konvektionsblasen wieder nach unten. Hierdurch entsteht das typische granulare Muster mit hellen Zellen, den Granulen, und dunklen Zwischenräumen, dem Intergranulum. Die Granulen haben Durchmesser von etwa 1000 km (725 km auf der Sonne entsprechen von der Erde aus gesehen einem Sehinkel von einer Bogensekunde) und Lebensdauern von einigen Minuten (vgl. Abb. 3 außerhalb des Sonnenflecks). Die Dynamik und die Morphologie der Granulen und der intergra-

INSTRUMENTE UND MISSIONEN

Im sichtbaren und infraroten Spektralbereich kommen vor allem bodengebundene Sonnentelkope zum Einsatz:

- Das **deutsche Vakuum-Turm-Teleskop** (VTT; 70 cm Öffnung) auf Teneriffa liefert Informationen zu Magnetfeldern und dem Plasmazustand nahe der Sonnenoberfläche. www.kis.uni-freiburg.de/teneriffa.html
- Das im Aufbau befindliche **1,5-m-Teleskop GREGOR** wird das leistungsfähigste Teleskop weltweit sein. www.kis.uni-freiburg.de/GREGOR/
- Unter deutscher Führung wird derzeit das **1-m-Ballon-Teleskop Sunrise** gebaut, das die Sonne mehrere Tage ununterbrochen beobachten wird. <http://star.mpae.gwdg.de/Sunrise/>
- Ferner am Horizont steht das **4-m-Teleskop ATST** der USA, mit geplanter Inbetriebnahme 2012.

Zur Beobachtung kurzer Wellenlängen muss man die Erdatmosphäre verlassen:

- Das 1995 gestartete **Solar and Heliospheric Observatory (SOHO)** von ESA und NASA beobachtet die Sonne vom sog. Lagrange-Punkt L1 aus rund um die Uhr, vom Inneren bis in die äußere Korona und sogar in die Heliosphäre hinein, und hat phantastische Bilder und wichtige Informationen geliefert. <http://sohowww.nascom.nasa.gov/>

Neue Missionen werden nur Teile des SOHO-Programms abdecken können. Herauszuheben sind hierbei:

- **Solar B/Hinode** (Japan, USA, GB; gestartet im September 2006) <http://solarb.msfc.nasa.gov/>
- **Solar Dynamics Observatory** (SDO; NASA; Start 2008), <http://sdo.gsfc.nasa.gov/>
- Weiter in der Zukunft liegt die ehrgeizige Mission **Solar Orbiter** der ESA (Start 2015), mit einer SOHO fast vergleichbaren Instrumentierung und einer einzigartigen Umlaufbahn innerhalb der Merkurbahn, die einen Blick auf die Pole der Sonne erlaubt. <http://sci.esa.int/home/solarorbiter/>

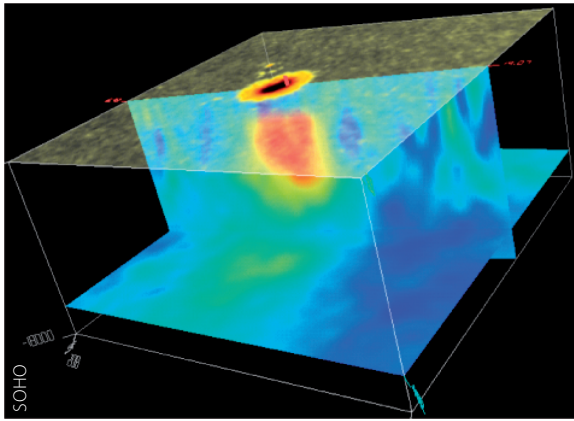


Abb. 2 Die lokale Helioseismologie ermöglicht es, die Schallgeschwindigkeit (rot: hoch; blau: gering) und damit auch die Temperatur unter einem Sonnenfleck orts aufgelöst zu bestimmen.

ularen Zwischenräume ist wesentlich bestimmt durch die hydrodynamische Konvektion und die Effekte der Strahlungskühlung [2].

Neben dem granularen Muster existieren in der Photosphäre eine Vielfalt von Phänomenen, die durch Magnetfelder verursacht werden. Diese Magnetfelder lassen sich mit Hilfe der Atomphysik nachweisen. In der Photosphäre, in der die Temperatur nach außen hin abfällt, entstehen die nach Fraunhofer benannten Absorptionslinien im Sonnenspektrum, das ansonsten in nullter Näherung einem Schwarzen Strahler entspricht. Einige dieser Spektrallinien werden durch den Zeeman-Effekt aufgespalten und je nach Feldneigung polarisiert. Sie enthalten somit Informationen über Temperaturgradient, Druck, Materiebewegung (Doppler-Effekt) und vor allem das Magnetfeld. Je nach den Bedingungen tragen auch andere atomphysikalische Effekte wie der Paschen-Back-Effekt und der Hanle-Effekt bei. Die Interpretation derartiger Messungen ist dadurch erschwert, dass die heute mögliche räumliche Auflösung nicht ausreicht, um die kleinsten Skalen der Photosphäre aufzulösen.

Magnetische Erscheinungen

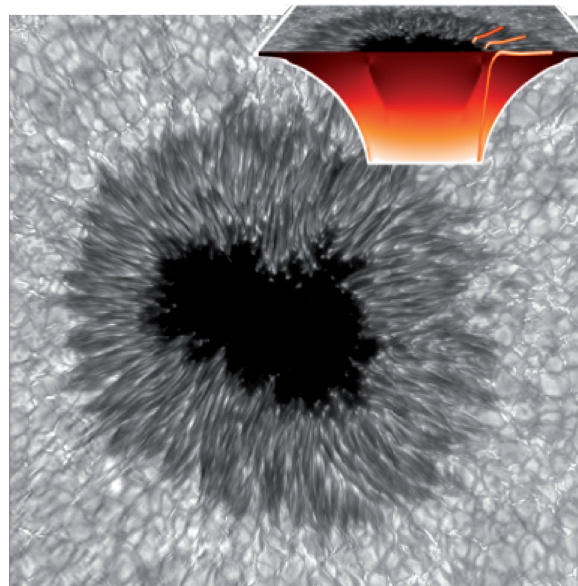
Die markantesten Erscheinungen auf der Sonne sind die Sonnenflecken (Abb. 3), die einen typischen Durchmesser von ca. fünf Erdradien, also etwa 30 000 km, und eine Lebensdauer von einigen Tagen bis hin zu wenigen Monaten haben. Das starke Magnetfeld von bis zu 0,3 Tesla im Fleck unterdrückt die Konvektion des ionisierten Plasmas und damit den Wärmetransport aus dem Inneren: Die Flecken sind kühler und erscheinen dunkler als die Umgebung. Im dunklen Kern, der Umbra, ist es mit nur 4000 K relativ kühl. Umgeben wird dieser von der radial filamentierten etwas helleren Penumbra, die im Mittel etwa 5250 K heiß ist. Kleinere Sonnenflecken erscheinen oft ohne Penumbra und heißen Poren. Besonders große Flecken sind sogar mit dem bloßen Auge sichtbar, wenn man z. B. im Morgennebel zur Sonne schaut. Ab Anfang des 17. Jahrhunderts, nach der Erfindung des Teleskops,

untersuchte und dokumentierte insbesondere Galileo sie genauer, der so auch auf die Rotation der Sonne aufmerksam wurde.

Auf kleinen Skalen beherbergen Sonnenflecken faszinierende magnetokonvektive Prozesse. Besonders ausgeprägt sind die radial ausgerichteten Filamente in der Penumbra (Abb. 3), welche einen Durchmesser von wenigen 100 km haben. Diese Filamente bestehen wahrscheinlich aus horizontalen dünnen magnetischen Flussröhren, die sich in einem ruhenden Hintergrund mit vertikalerem Magnetfeld bewegen. Numerische Simulationen zeigen, dass diese Flussröhren eine Strömung tragen, die zum einen wesentlich zur Heizung der Penumbra beiträgt und zum anderen die beobachtete Topologie des penumbralen Strömungsfeldes erklären kann. Das Inset in Abb. 3 skizziert den Zusammenhang zwischen den dynamischen magnetischen Flussröhren und den penumbralen Filamenten.

Am unteren Ende der Skala der magnetischen Erscheinungen stehen nur ca. 200 km große helle Punkte, die „bright points“ (Abb. 4), die erst Ende des 20. Jahrhunderts mit modernen Großteleskopen entdeckt wurden. Sie werden durch kleine Magnetfeldkonzentrationen hervorgerufen, die entweder aus dem Zerfall von Sonnenflecken oder lokal durch magnetokonvektive Prozesse entstehen. Mit der Konvektion werden sie dann in die intergranularen Räume transportiert.

Warum sind diese kleinen Konzentrationen des vorwiegend vertikalen Magnetfeldes heller als ihre Umgebung, während die großen Sonnenflecken doch dunkel erscheinen? Zwischen dem Gesamtdruck inner- und außerhalb der magnetischen Flussröhre muss ein Gleichgewicht herrschen. Da das Magnetfeld und



F. Wöger, KIS, C. Berst, M. Komsa, NSO/AURA/NSF; Inset: D. Müller, KIS

Abb. 3 Sonnenflecken sind in die granulare Konvektion der Photosphäre eingebettet und bestehen aus einer dunklen Umbra und einer helleren radial filamentierten Penumbra. Das Bild hat eine Kantenlänge von ca. 40 000 km. Das Inset zeigt ein Modell des Flecks unterhalb der Photosphäre: Das Magnetfeld konzentriert sich mit zunehmender Tiefe zu immer größeren Feldstärken (kodiert durch Farbverlauf von dunkelrot bis weiß) und bildet dabei einen Trichter, in den dynamische dünne Röhren eingebettet sind, die die penumbrale Filamentierung verursachen.

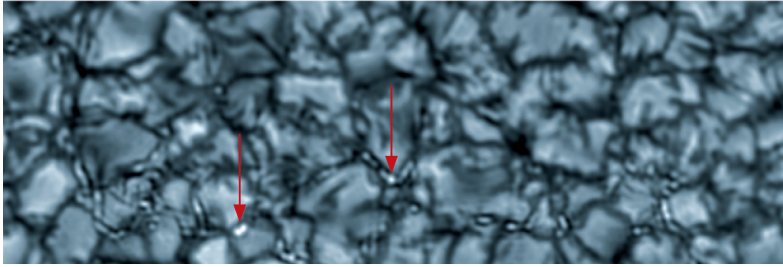


Abb. 4 Bei höchster Auflösung von 150 km sind in den dunklen intergranularen Kanälen die „bright points“ zu erkennen (Pfeile), welche die Konzentration

von Magnetfeldern widerspiegeln. Das Speckle-rekonstruierte Bild zeigt einen 23 000 km × 7 500 km großen Ausschnitt der Sonnenscheibe.

damit der magnetische Druck außen vernachlässigbar ist, ist die Massendichte in der Röhre aufgrund des endlichen magnetischen Drucks erheblich geringer als außen. In einer solchen evakuierten vertikalen Röhre kann man in tiefere Schichten blicken als in der unmagnetisierten Umgebung! Da die kleinen Röhren durch die umliegenden heißen Wände geheizt werden, blickt man in den evakuierten Flussröhren nicht nur in tiefere, sondern auch heißere Schichten: Daher erscheinen die kleinen magnetischen Konzentrationen heller als ihre Umgebung (Abb. 4). Bei großen Magnetfeldkonzentrationen, also den Sonnenflecken, überwiegt der Effekt der unterdrückten Konvektion, weil die zu heizende Fläche mit dem Quadrat, die Fläche der heißen Wände aber nur linear mit dem Durchmesser zunimmt.

Die beschriebenen magnetischen Phänomene resultieren letztlich aus der Wechselwirkung des Magnetfeldes mit der Plasmaströmung in der Konvektionszone der Sonne. Diese Magnetokonvektion erzeugt großskalige und kohärente Phänomene wie den 11-Jahres-Zyklus (Abb. 5). Eine wesentliche Rolle spielt hierbei die Scherströmung am unteren Rand der Konvektionszone. Dort existiert eine stabile Schichtung, in der Magnetfelder gespeichert, die Magnetfeldlinien durch die Scherströmung aufgewickelt und das Magnetfeld verstärkt werden können. Der erhöhte magnetische Druck verringert den Gasdruck und die Dichte in der magnetischen Schicht. Aufgrund des Auftriebs steigt dann magnetischer Fluss in Form von Magnetfeldschläuchen durch die Konvektionszone nach oben auf. Bricht ein solcher Schlauch durch die Sonnenoberfläche, bilden die Durchstoßpunkte bipolare Magnetfeldkonzentrationen, die sich als Sonnenflecken manifestieren.

Mit dem Zyklus des Dynamos schwankt die (mittlere) Zahl der Sonnenflecken in einem seit Mitte des 19. Jahrhunderts bekannten 11-Jahres-Rhythmus, nach seinem Entdecker Schwabe-Zyklus genannt. Ausgehend von etwa $\pm 30^\circ$ heliographischer Breite tauchen die bipolaren Regionen in immer niedrigeren Breiten auf, um dann zu Be-

ginn des nächsten Zyklusses wieder in hohen Breiten zu erscheinen. Trägt man die Breite der Auftauchpunkte gegen die Zeit auf, erhält man mit der typischen Streuung die Form von Schmetterlingsflügeln (Abb. 5). Durch die Umpolung des Magnetfeldes im Dynamozyklus wechselt von einem Sonnenfleckenmaximum zum nächsten auch die Polarität der bipolaren Fleckengruppen auf den Hemisphären. Somit ist ein Sonnenzyklus eigentlich 22 Jahre lang. Dieser magnetische oder Hale-Zyklus ist seit Anfang des 20. Jahrhunderts bekannt, als George E. Hale erstmals Magnetfelder in Flecken maß.

Magnetfelder modulieren also mittels dunkler Sonnenflecken und heller Punkte die Helligkeit der Sonne. Zu Zeiten hoher magnetischer Aktivität (viele Flecken) erhöht sich die Gesamtstrahlungsleistung durch die vielen hellen Punkte mehr, als sie sich durch die Sonnenflecken verringert: Die Solar-„Konstante“ von etwa 1367 W/m^2 schwankt um etwa 0,1 % in Phase mit der Sonnenfleckenzahl. Dieser Zusammenhang erlaubt es, die Sonnenhelligkeit in die Vergangenheit zu rekonstruieren, und wirft interessante Fragen zum Zusammenhang z. B. der Temperatur der Erde mit Phasen geringer Sonnenfleckenzahl auf. So fällt das Maunder-Minimum im 17. Jahrhundert, eine Periode von ca. 50 Jahren praktisch ohne Sonnenflecken, grob mit der kleinen Eiszeit in Europa zusammen.

Entgegen der Thermodynamik: die heiße Korona

Die bisher beschriebenen Erscheinungen beziehen sich auf das Innere der Sonne und ihre Oberfläche oder genauer gesagt ihre innerste Atmosphäre. Wie man bei Sonnenfinsternissen jedoch eindrucksvoll sehen kann, ist die Sonne noch von einer dünnen äußeren Atmosphäre umgeben, dem Strahlenkranz der Korona. Nach den ersten spektroskopischen Untersuchungen der Korona ab Mitte des 19. Jahrhunderts [3] wurde in den 1930er-Jahren durch eine intensive Zusammenarbeit von Atom- und Astrophysikern klar, dass die bei Finsternissen beobachteten Spektrallinien nicht von exotischen Elementen wie dem postulierten Coronium stammen können – 1868 hatten Jules Janssen und Norman Lockyer bei einer Sonnenfinsternis zuerst Helium spektroskopisch entdeckt, lange vor der Entdeckung auf der Erde. Es zeigte sich, dass die Koronalinien verbotene Übergänge von hoch ionisierten Ionen sind, bei

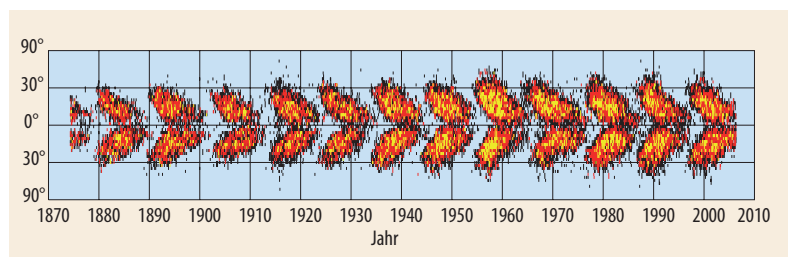


Abb. 5 Das Schmetterlingsdiagramm zeigt die heliographische Breite, in der Sonnenflecken auftreten, als Funktion der Zeit. Von schwarz über rot nach gelb nimmt der Anteil der Fläche zu, den die

neu aufgetauchten Flecken in dem jeweiligen Bereich bedecken. Zu Anfang des Zyklusses tauchen die Flecken meist in hohen, später in niedrigen Breiten auf.

530 nm von Fe^{13+} , bei 569 nm von Ca^{4+} und bei 637 nm von Fe^{9+} , die grüne, gelbe und rote Linie. Bei den geringen Dichten in der Korona verbunden mit einer aufgrund der langen Sichtlinie hohen Säulendichte resultieren aus diesen quantenmechanisch „verbotenen“ Übergängen vergleichsweise starke Emissionslinien. Diese Erkenntnis, von Walter Grotrian in Potsdam und Bengt Edlén in Lund mehr oder weniger gleichzeitig gewonnen [4, 5], zeigte, dass die Korona ein heißes Plasma bei etwa 10^6 K sein muss.

Dies stellte die Astrophysik vor ein Dilemma. Wie kann ein kühlerer Zentralkörper, die Sonne, seine Umgebung so stark über seine eigene Oberflächentemperatur hinaus aufheizen, da dies doch eigentlich den Gesetzen der Thermodynamik widerspricht? Zur Lösung wurde schon früh vorgeschlagen, dass von der Oberflächenkonvektion angeregte Schallwellen nach oben propagieren und in der Atmosphäre absorbiert werden. Spätestens in den 1970er-Jahren zeigte sich jedoch, dass dieser Prozess bei weitem nicht effektiv genug ist, um die Strahlung der Sonne im Röntgenbereich und im extrem Ultravioletten (EUV), die aus der heißen Korona stammt, zu erklären.

Schon beim Vergleich des 11-Jahres-Zyklus der Sonnenflecken mit dem Erscheinungsbild der Korona bei Finsternissen zeigte sich, dass die Korona von der Geometrie des Magnetfeldes dominiert wird. Noch

deutlicher wurde dies beim Vergleich des aus der Photosphäre extrapolierten Magnetfeldes mit Finsternisaufnahmen oder Röntgenbildern. Somit liegt es nahe, dass das Magnetfeld eine wesentliche Rolle bei der Aufheizung der Korona spielt. Leider erlauben es heutige Instrumente nur in Einzelfällen, das Magnetfeld der Korona zu messen.

Zur Koronaheizung wurde eine Vielzahl von Prozessen diskutiert, die man grob in Gleichstrom- und Wechselstrom-Mechanismen einteilen kann. Diese unterscheiden sich dadurch, dass die Fluktuationen im Magnetfeld, und damit im Strom, langsamer bzw. schneller als die hydrodynamischen Zeitskalen ablaufen. Ein Problem bei allen theoretischen Untersuchungen ist die enorme Spanne von zeitlichen und räumlichen Skalen. Aufgrund der hohen (klassischen) elektrischen Leitfähigkeit des koronalen Plasmas liegen die Skalen bei der Dissipation des Magnetfeldes bzw. seiner Störungen teilweise im Bereich von Metern, was weit unter der freien Weglänge der Elektronen liegt. Andererseits sind Strukturen in der Korona bis zu viele Millionen Kilometer weit ausgedehnt. Somit muss man sich entweder auf eine detaillierte mikrophysikalische Beschreibung im Rahmen der Plasmakinematik oder aber auf großskalige Modelle im Rahmen der Magnetohydrodynamik beschränken (siehe Infokasten „Numerische Simulationen“). Zu einer Beschreibung

NUMERISCHE SIMULATIONEN

Ein wichtiges Hilfsmittel zur Untersuchung der Sonnenatmosphäre bieten numerische Simulationen, in denen die Gleichungen der Magnetohydrodynamik (MHD) gelöst werden, d. h. zunächst die Kontinuitäts-, Bewegungs- und Energiegleichung,

$$\begin{aligned} \partial_t \rho + \nabla \cdot (\rho \mathbf{v}) &= 0, \\ \rho (\partial_t + \mathbf{v} \cdot \nabla) \mathbf{v} &= -\nabla p + \rho \mathbf{g} + \mathbf{j} \times \mathbf{B} + \nabla \cdot \boldsymbol{\tau}, \\ (\partial_t + \mathbf{v} \cdot \nabla) e + 5/2 \rho \nabla \cdot \mathbf{v} &= \\ &= -\nabla \cdot \mathbf{q} - L + \eta \mathbf{j}^2 + Q_{\text{visc}}. \end{aligned}$$

Hier sind ρ die Dichte, \mathbf{v} die Geschwindigkeit, \mathbf{B} die magnetische Induktion,

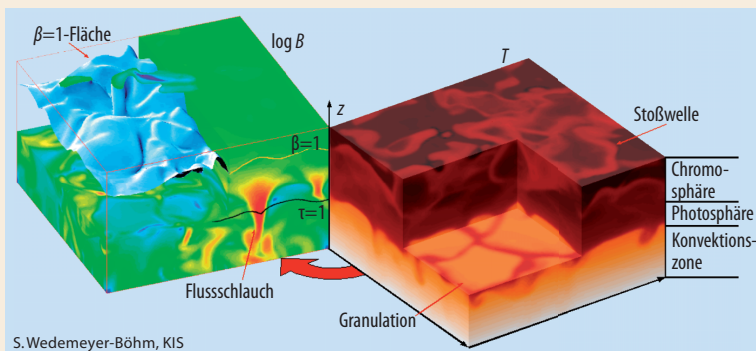
$\mathbf{j} = 1/\mu (\nabla \times \mathbf{B})$ die Stromdichte, \mathbf{g} die Schwerebeschleunigung und $\boldsymbol{\tau}$ der viskose Spannungstensor. Die innere Energie $e = 3/2 p$ hängt über das ideale Gasgesetz mit dem Druck p zusammen. Senken und Quellen der Energie sind gegeben durch den Wärmefluss \mathbf{q} , Strahlungsverluste L , Ohmsche Heizung $\eta \mathbf{j}^2$ und viskose Dissipation Q_{visc} .

Gekoppelt sind diese Gleichungen über das Magnetfeld mit den Maxwell-Gleichungen und dem Ohmschen Gesetz. Dies lässt sich zu einer Induktionsgleichung zusammenfassen:

$$\begin{aligned} \partial_t \mathbf{B} &= \nabla \times (\mathbf{v} \times \mathbf{B}) - \nabla \times (\eta \nabla \times \mathbf{B}) \\ \text{mit } \nabla \cdot \mathbf{B} &= 0. \end{aligned}$$

Diese gekoppelten nichtlinearen Gleichungen sind je nach Problem noch zu ergänzen durch z. B. den Strahlungstransport bei der Modellierung von Photosphäre und Chromosphäre, was den Rechenaufwand noch erheblich steigern kann. Zusätzliche Komplexität ergibt sich, wenn eine realistische Zustandsgleichung mit dynamischer Ionisation oder ein chemisches Netzwerk berücksichtigt wird.

In solchen MHD-Modellen fehlen mikrophysikalische Plasmaprozesse, wie z. B. Plasmawellen und ihre Wechselwirkung mit den Teilchen. Wegen der Längenskalen z. B. der Granulation oder aktiver Regionen in der Korona ist eine gleichzeitige feinere mikrophysikalische Beschreibung z. B. über eine Fokker-Planck-Gleichung nicht möglich. Daher wird eine der Herausforderungen in Zukunft darin bestehen, Wege zu finden, auch mikrophysikalische Prozesse in die Flüssigkeitsmodelle einzubinden. Ebenso müssen effiziente Lösungsverfahren z. B. für die MHD-Gleichungen mit Strahlungstransport oder Abweichungen vom lokalen thermodynamischen Gleichgewicht gefunden werden.



Standbild aus einer numerischen 3D-Simulation, die den Bereich von der Konvektionszone bis in die Chromosphäre hinein umfasst. Der rechte Würfel zeigt die Gastemperatur, der linke die Magnet-

felder. Die Atmosphäre ist strukturiert durch Granulation, Stoßwellen und magnetische Flussröhren. Die Fläche gleicher magnetischer und thermischer Energie ($\beta=1$) ist stark gekrümmt.

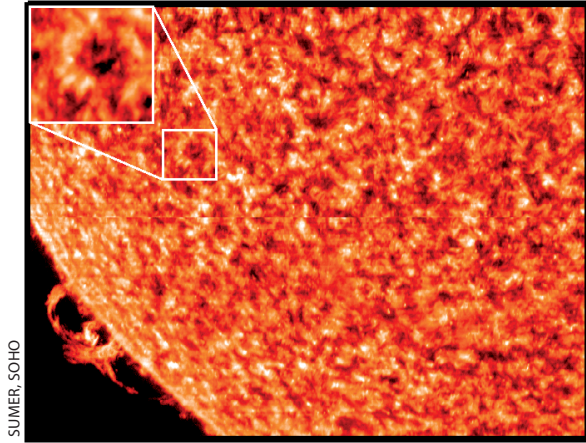


Abb. 6 Die Korona der Sonne ist bei unterschiedlichen Temperaturen von unterschiedlichen Strukturen dominiert. Im Licht einer Spektrallinie von C^{2+} bei 98 nm, die bei etwas unter 10^5 K entsteht, sieht man viele kleine Bögen, die entlang der Strukturen eines magnetischen Netzwerkes angeordnet sind, welches durch die Super-Granulation erzeugt wird.

der mikrophysikalischen Prozesse sei auf den Artikel von Büchner et al. in diesem Heft verwiesen.

Es ist jedoch unwahrscheinlich, dass es *den einen* Heizungsmechanismus gibt – je nach Struktur in der Korona dürften unterschiedliche Mechanismen dominieren.

Koronabögen für die Heizung

In der Photosphäre ist das Magnetfeld in begrenzten Gebieten konzentriert, also Flecken, Poren etc. Da der Gasdruck nach oben hin exponentiell und damit schneller als das Magnetfeld abfällt, muss in der äußeren Atmosphäre die magnetische gegenüber der thermischen Energiedichte dominieren. Damit füllt das Magnetfeld dort das gesamte Volumen aus. Auf der Sonne liegt die entsprechende magnetische Übergangsregion in einer Höhe von einigen 1000 km über der Photosphäre, wobei dies zeitlich und räumlich sehr variabel ist. Wenn aber überall Magnetfeld vorhanden ist, wie können dann feine bogenförmige Strukturen entstehen, die aussehen, als würden sie Magnetfeldlinien nachzeichnen (**Abb. 6** und **Abb.** auf S. 35)?

Diese Frage hängt eng mit der Heizung der Korona zusammen, und so soll an diesem Beispiel eine Möglichkeit der Koronaheizung erläutert werden. Bereits 1972 schlug Eugene Parker vor, dass die ständigen, praktisch zufälligen Strömungen der Oberflächenkonvektion die Fußpunkte der Magnetfelder verschieben und sich in der Folge die Magnetfeldlinien in der Korona verflechten [6]. So entstehen Ströme in der Korona, die dissipiert werden, wobei eine große Variabilität zu erwarten ist. Erst in jüngster Zeit ist es gelungen, diesen komplexen Prozess des magnetischen Flechtens in numerischen Simulationen zu untersuchen (siehe Infokasten). Aus den Ergebnissen einer solchen magnetohydrodynamischen Simulation kann man beobachtbare Größen ableiten und diese mit Beobachtungen vergleichen [7]. Hierbei sind insbesondere Emissionslinien im extrem Ultravioletten von Interesse, da diese in der Korona bei Temperaturen von 20 000 K bis über 10^6 K entstehen, also dem Übergang in die Korona hinein.

Wie in **Abb. 7** zu sehen, stellt sich bei einer solchen Simulation in der Tat eine Korona ein, die aus großen heißen magnetischen Bögen besteht, in der aber auch kühle, tiefliegende Bögen entstehen. Dies entspricht qualitativ recht gut den Beobachtungen aus **Abb. 6**. Aber auch quantitativ gibt es eine erstaunliche Übereinstimmung, wobei hier nur ein Beispiel erwähnt werden soll. Durch die hohe Dynamik in der Korona, getrieben von der zeitlich variablen Heizrate, entstehen starke Strömungen, mit Geschwindigkeiten bis hin zur Schallgeschwindigkeit. Da die Strömungen mit den Dichtefluktuationen zusammenhängen, bleibt auch bei Mittelung über Raum und Zeit eine Nettolinienverschiebung erhalten, die bei ca. $2 \cdot 10^5$ K eine maximale Rotverschiebung von etwa 10 bis 15 km/s erreicht, sowohl in der Simulation als auch bei der Beobachtung.

Doch warum entstehen nur einzelne leuchtende Bögen? Durch das Verflechten wird nicht überall gleichmäßig geheizt, sondern dort besonders stark, wo es auch starke Magnetfelder gibt. Die dissipierte Energie der Ströme wird größtenteils durch Wärmeleitung nach unten zur Sonne zurück geleitet, womit anschaulich gesprochen kühles Chromosphären-Material verdampft wird. Da sich ionisiertes Material nur entlang

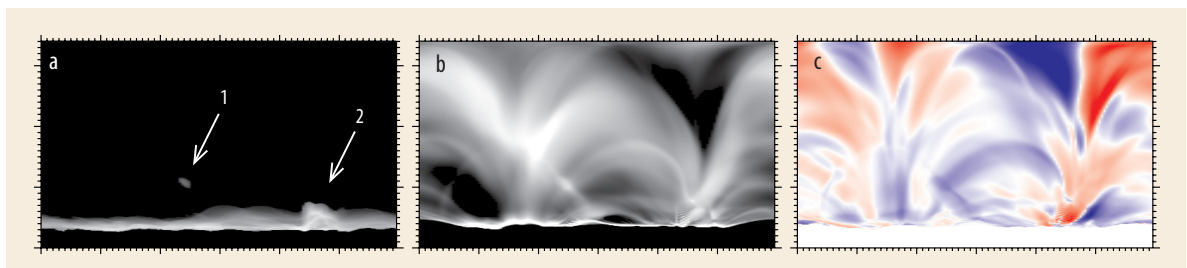


Abb. 7 Diese Schnappschüsse einer Simulation der Korona zeigen einen Blick auf die Simulationsbox von der Seite, entsprechend etwa 60 000 km \times 34 000 km. a) Im Licht einer Emissionslinie von Si^+ bei 153 nm (entspricht ca. 40 000 K) sieht man

gut eine Kondensation kühlen Materials eingebettet in der heißeren Korona (1) und flache Bögen (2). b) Die Intensität einer Linie von Ne^{7+} bei 77 nm (knapp 10^6 K) gibt deutlich koronale Bögen unterschiedlicher Größe wieder.

c) Die Doppler-Verschiebung dieser Spektrallinie (rot und blau entsprechen 25 km/s Rot- und Blauverschiebung) zeigt Strömungen entlang der Bögen und unterstreicht den dynamischen Charakter der Korona [7].

von Feldlinien ausbreiten kann, entsteht ein leuchtender Bogen evaporierten Materials entlang eines Bündels von Feldlinien. Benachbarte Feldlinien, die gerade nicht verflochten werden, werden nicht gefüllt und bleiben daher dunkel. Somit ist auch klar, dass die beobachtbaren Bögen keine statischen Gebilde sind, sondern sich ständig verändern, wobei heißere Bögen tendenziell stabiler sind.

Auch wenn dies nur einer von vielen Vorschlägen zur Koronaheizung ist, so weist die äußerst gute Übereinstimmung von Simulation und Beobachtung darauf hin, dass das hier vorgestellte Flechten von Magnetfeldlinien eine dominante Rolle bei der Heizung der magnetisch geschlossenen Korona spielt.

Verbindung zum interplanetaren Raum

Eine magnetisch geschlossene Struktur wie ein Koronabogen kann natürlich nicht direkt den interplanetaren Raum beeinflussen. Es gibt jedoch auf der Sonne ausgedehnte Gebiete, in denen eine magnetische Polarität (leicht) überwiegt und von denen aus dann Magnetfeldlinien in den interplanetaren Raum hinausreichen. In diesen magnetisch offenen Gebieten verlässt ein steter Strom geladener Teilchen die Korona und bildet den Sonnenwind. Hier wird ein wesentlicher Teil der Heizenergie zum Beschleunigen des Windes benötigt und steht so nicht mehr zur Evaporation von Chromosphären-Material zur Verfügung. Damit ist die Korona-Emissivität aus diesen Gebieten geringer, im Röntgenbereich sogar fast Null (vgl. Abb. 6).

Während der stete Sonnenwind geringe Auswirkungen auf unsere Erde hat, können größere Störungen in der Korona die Magnetosphäre und Atmosphäre der Erde und der anderen Planeten stark beeinflussen. Durch an der Sonnenoberfläche neu auftauchenden magnetischen Fluss sowie durch großräumige Scherbewegungen kann sich das Magnetfeld weit von einem Zustand minimaler Energie entfernen. Diese angesammelte magnetische Energie kann dann über einen sehr kurzen Zeitraum freigesetzt werden. Die Folgen für die Erde reichen von Polarlichtern über Satellitenstörungen bis zu Problemen beim GPS (siehe den Artikel von Scherer und Fichtner in diesem Heft).

Die Sonne und andere Sterne

Die Sonne ist ein gekoppeltes System, in dem die Prozesse im Inneren indirekt auf die Heliosphäre wirken – über eine Kette von Prozessen, in denen die Kopplung durch das Magnetfeld die entscheidende Rolle spielt. So hängen die Helligkeitsvariationen der Sonne ebenso mit dem Magnetfeld zusammen wie die Aktivität in der Korona, die bei koronalen Massenauswürfen zu globalen Störungen der Heliosphäre führen kann.

Zum Studium der Sonne gehört natürlich auch die Untersuchung anderer Sterne im Rahmen der solarstellaren Beziehungen. So lassen sich Vorstellungen

für solare Strukturen über einen weiten Parameterbereich testen. Dies betrifft z. B. die Übertragung der Helioseismologie auf andere Sterne, die Asteroseismologie, die Beziehung von Sonnenflecken zu Flecken, die mit spektroskopischen Methoden (Doppler-Imaging) auf anderen Sternen gefunden wurden, genauso wie den Vergleich der Röntgenemission von Sonne und Sternen.

Die wesentlichen Herausforderungen für die Sonnenphysik in näherer Zukunft sind der Zugang zu Magnetfeldern im Inneren und der Korona der Sonne, ein besseres Verständnis der magnetischen Feinstruktur an ihrer Oberfläche und der dynamischen Prozesse zur Heizung der Korona und der Beschleunigung des Sonnenwindes. Zum Erreichen dieser Ziele werden nicht nur eine adäquate Instrumentierung von Nöten sein, sondern auch verbesserte numerische Simulationen, die Weiterentwicklung der Theorie der Magneto-konvektion sowie die Verbindung von Plasmakinematik und Magneto-hydrodynamik.

Literatur

- [1] M. Roth, *Sterne und Weltraum* **8**, 24 (2004)
- [2] M. Stix, *The Sun*, 2. Auflage, Springer-Verlag, Berlin (2002)
- [3] A. Secchi und H. Schellen, *Die Sonne*, Westermann, Braunschweig (1872)
- [4] W. Grotrian, *Naturwissenschaften* **27**, 214 (1939)
- [5] B. Edlén, *Zeitschrift für Astrophysik* **22**, 30 (1943)
- [6] E. N. Parker, *Astrophys. Journal* **174**, 499 (1972)
- [7] H. Peter, B. Gudiksen und A. Nordlund, *Astrophys. Journal* **618**, 1086 (2006)

DIE AUTOREN



Hardi Peter (rechts) studierte Physik in Darmstadt und Göttingen und promovierte 1996 am MPI für Aeronomie in Lindau, bevor er für einige Jahre als Postdoc nach Boulder, USA, ging. Seit 1999 ist er am Kiepenheuer-Institut für Sonnenphysik in Freiburg, wo er 2002 auch habilitierte und die Arbeitsgruppe Korona leitet. Als Ausgleich zum akademischen Leben arbeitet er in seiner Freizeit gerne mit Holz.

Rolf Schlichenmaier (Mitte) studierte Physik in Regensburg, Boulder, USA, und Freiburg. Er promovierte 1997 am MPI für extraterrestrische Physik in Garching. Seit 1998 forscht er am Kiepenheuer-Institut für Sonnenphysik, wo bei sein Hauptinteresse der Struktur von Sonnenflecken gilt. In seiner Freizeit spielt er Waldhorn.

Markus Roth (links) promovierte 2002 nach seinem Physikstudium in Freiburg am Kiepenheuer-Institut für Sonnenphysik. Nach einigen Jahre als PostDoc arbeitet er seit 2005 in der Nachwuchsgruppe Helio- und Asteroseismologie am MPI für Sonnensystemforschung in Katlenburg-Lindau. Dort beschäftigt er sich unter anderem mit Helioseismologie, der Konvektion in Sternen und Sonnenmodellen. Seine Hobbies sind Tanzen und Reisen.