Zeitschrift: Bulletin des Schweizerischen Elektrotechnischen Vereins

Herausgeber: Schweizerischer Elektrotechnischer Verein ; Verband Schweizerischer Elektrizitätswerke

Band: 55 (1964)

Heft: 18

Artikel: Magnetismus der Sonne

Autor: Waldmeier, M.

DOI: https://doi.org/10.5169/seals-916768

Nutzungsbedingungen

Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation

L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use

The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 09.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

BULLETIN

DES SCHWEIZERISCHEN ELEKTROTECHNISCHEN VEREINS

Gemeinsames Publikationsorgan des Schweizerischen Elektrotechnischen Vereins (SEV)
und des Verbandes Schweizerischer Elektrizitätswerke (VSE)

Magnetismus der Sonne

Von *M. Waldmeier*, Zürich

523.745

Neben den schon lange bekannten starken Magnetfeldern in den Sonnenflecken sind auch schwache bekanntgeworden, welche ihren Sitz in den Sonnenfackeln haben. Überdies besitzt die Sonne auch ein allgemeines, dipolähnliches Magnetfeld, welches jedoch nur in heliographischen Breiten über 50° in Erscheinung tritt. Dieses poloidale Feld, dessen Intensität in der Grössenordnung von 1 Oe liegt, kann durch die differentielle Rotation der Sonne verstärkt werden. Dies tritt besonders in niedrigen Breiten auf, wo das Feld unter der Sonnenoberfläche liegt. Die Gebiete mit verstärkten Feldern erfahren einen Auftrieb und erscheinen an der Oberfläche als Sonnenflecken.

Outre les puissants champs magnétiques des taches solaires, qui sont connus depuis fort longtemps, il existe également des champs faibles, qui sont dus aux éruptions solaires. De plus, le soleil présente un champ magnétique dipolaire général, qui n'apparaît toutefois que dans des bandes héliographiques de plus de 50°. Ce champ poloïdal, dont l'intensité est de l'ordre de 1 Oe, peut être renforcé par la rotation différentielle du soleil, ce qui se produit surtout dans des bandes plus basses, où le champ se trouve sous la photosphère. Les zones à champs plus intenses émergent et donnent lieu aux taches solaires.

1. Einführung

In neuerer Zeit hat die Technik der Beobachtung solarer und stellarer Magnetfelder bedeutende Fortschritte erzielt. Starke lokale Felder auf der Sonne von einigen tausend bis hinunter zu etwa 200 Oersted sind schon seit über einem halben Jahrhundert bekannt. Der Vorstoss zu noch schwächeren Feldern war mühsam und hat bei etwa 1 Oe eine vorläufige Grenze gefunden. In dem neu erschlossenen Bereich wurden Felder von grosser räumlicher Ausdehnung festgestellt; man kann sogar sagen, dass überall auf der Sonnenoberfläche und jederzeit magnetische Felder vorhanden sind. Sind diese Beobachtungen an sich schon bedeutungsvoll, so gewinnen sie noch dadurch an Interesse, dass sie in engster Beziehung stehen zu den zahlreichen Erscheinungen der Sonne, wie den Flecken, den Fackeln, den Eruptionen, den Protuberanzen und der Korona, ja sogar die Ursache sind für einige derselben. Neben die Thermodynamik und Hydromechanik tritt nun zur Behandlung der solaren Plasmen die Hydromagnetik.

2. Sonnenflecken als Magnetfelder

Schon um das Jahr 1880 war bekannt, dass sich viele Spektrallinien in den Sonnenflecken in zwei zur ungestörten Linie symmetrisch gelegene Komponenten aufspalten. Man hat damals diese Erscheinung als eine Druckverbreiterung mit Selbstumkehr gedeutet. Im Jahre 1896 hat *P. Zeeman* entdeckt, dass sich die Spektrallinien — im einfachsten Fall — in ein symmetrisches Dublett aufspalten, falls sich die Lichtquelle in einem Magnetfeld befindet und die Beobachtung in Richtung der Feldlinien erfolgt. Die Aufspaltung der Spektrallinien in den Sonnenflecken war inzwischen wieder in Vergessenheit geraten. Um die Jahrhundertwende hat *G. E. Hale* mit dem von ihm erfundenen Spektroheliographen auf monochromatischen Bildern, die im Lichte der roten Wasserstofflinie Hα erhalten worden waren, oft in der unmittelbaren Umgebung von Sonnenflecken spiralförmige Fäden beobachtet, welche mit einem Ende am Fleck verankert waren. Eine vage Vorstellung über die Natur dieser «Wirbelstruktur» führte *Hale* zu der Vermutung, die Sonnenflecken könnten der Sitz von magnetischen Feldern sein. Inzwischen war der Zeemaneffekt allgemein bekannt und ein einfaches Mittel geworden, Magnetfelder optisch nachzuweisen und zu messen. Im longitudinalen Effekt sind die Komponenten des Dubletts entgegengesetzt zirkular polarisiert, wobei mit der Umkehrung der Feldrichtung auch die Polarisationsrichtung wechselt. Gerade diese für die Zeemankomponenten charakteristischen Polarisationseigenschaften hat *Hale* 1908 an den Dubletts im Sonnenfleckenspektrum nachgewiesen und damit die magnetischen Felder in diesen entdeckt. Die «Wirbelstruktur» hat mit den Magnetfeldern nichts zu tun; Materie strömt in die Flecken ein, wobei ihre ursprünglich radiale Bahn durch die Corioliskraft zu einer Spirale deformiert wird. Es handelt sich um eine rein hydrodynamische Erscheinung, vergleichbar den Strömungen in irdischen Zyklonen. Dies ist einer der nicht seltenen Fälle, in denen eine falsche Vorstellung zu einer richtigen und wichtigen Entdeckung geführt hat.

Da die Sonnenflecken, wenn sie im Zentrum der Sonnenscheibe stehen, den longitudinalen Effekt zeigen, müssen die Feldlinien — jedenfalls im Zentrum des Flecks — vertikal verlaufen. Gegen den Rand des Flecks nimmt ihre Neigung zu und am Rand selbst verlaufen sie nahezu tangential an die Sonnenoberfläche. Bei Beobachtung senkrecht zu den Feldlinien (Beobachtung des Fleckenrandes, wenn Fleck im Zentrum der Scheibe oder Beobachtung des Fleckenzentrums, wenn Fleck am Rande der Scheibe) findet man den sog. transversalen Zeemaneffekt, in welchem neben dem Dublett des longitudinalen Effektes, dessen Komponenten jetzt linear polarisiert sind, auch die unverschobene Linie auftritt. Im sog. normalen Zeemaneffekt beträgt die Linienverschiebung:

$$\Delta\nu = \frac{e\,H}{4\,\pi\,m_e\,c}$$

bzw.

$$\Delta\lambda = 4{,}7 \cdot 10^{-5}\,\lambda^2\,H$$

33'215-221

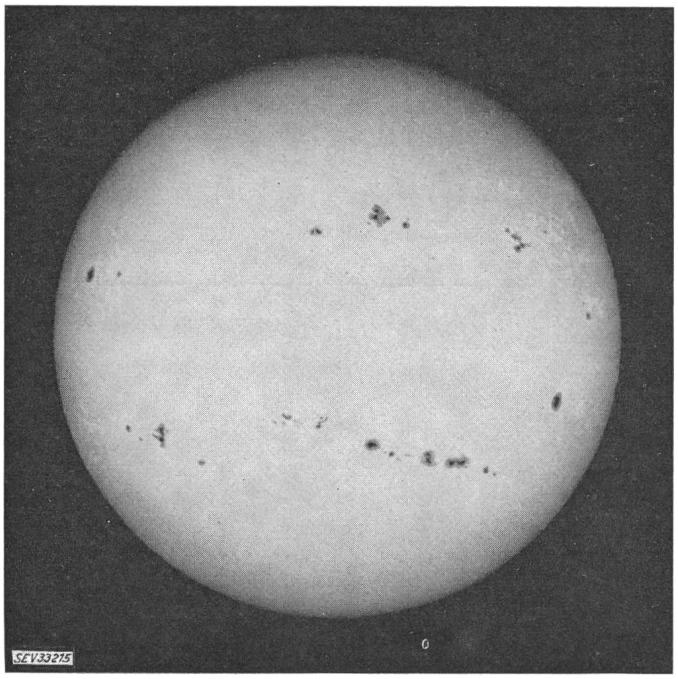

Fig. 1

Aufnahme der Sonne mit zahlreichen Flecken
Die starken Magnetfelder manifestieren sich als dunkle Sonnenflecken

(e und m_e bedeuten Ladung und Masse des Elektrons, ν die Frequenz, λ die Wellenlänge, c die Lichtgeschwindigkeit und H die magnetische Feldstärke). Aus der Grösse der Aufspaltung folgt die Stärke, aus der Polarisationsrichtung die Polarität des Magnetfeldes der Sonnenflecken. Die grössten Feldstärken liegen bei etwa 3000 Oe, was bei Beobachtung im roten Spektralgebiet eine Aufspaltung von etwa 0,1 Å liefert. Für Untersuchungen des Zeemaneffektes sind Spektrographen hoher Dispersion und Auflösung erforderlich. Die hohe Temperatur der Sternatmosphären bewirkt eine Verbreiterung der Spektrallinien (thermischer Dopplereffekt), weshalb Zeemaneffektmessungen an Sternatmosphären viel schwieriger sind als an Lichtquellen im Laboratorium.

3. Sonnenzyklus und magnetische Polaritäten

Alle Sonnenflecken sind der Sitz von Magnetfeldern; vermutlich sind diese sogar die Ursache der Flecken. Der Energietransport von innen nach aussen durch die Sonnenatmosphäre erfolgt teils durch Strahlung teils durch Konvektion. In einem ionisierten Gas wird aber durch ein Magnetfeld die Konvektion und damit der Energietransport behindert. An den Stellen der Magnetfelder strömt deshalb weniger Energie aus der Sonne aus als an ungestörten Gebieten, weshalb jene als dunkle Flecken erscheinen (Fig. 1).

Die Flecken treten gruppenweise auf. Unter den zahlreichen Flecken einer Gruppe dominieren nach Grösse und Lebensdauer die beiden Hauptflecken, der in der Rotationsrichtung der Sonne vorangehende P-Fleck und der nachfolgende F-Fleck. Die Fleckengruppen haben somit bipolaren Charakter, was auch in den Magnetfeldern zum Ausdruck kommt, indem die beiden Hauptflecken entgegengesetzte Polarität aufweisen.

Die Häufigkeit der Sonnenflecken unterliegt einer Periode von etwa 11 Jahren. Derselben Periode folgt auch die Verteilung der Flecken nach heliographischer Breite. Die Flecken finden sich stets nur in einer relativ schmalen Zone, welche bei Beginn eines Zyklus vom Äquator einen Abstand von etwa 35° besitzt. Mit dem Fortschreiten des Zyklus verschiebt sich diese Zone gegen den Äquator und verschwindet schliesslich bei etwa 5° heliographischer Breite. Während des ganzen Zyklus bleibt die Polarität der Flecken dieselbe, z. B. ist stets auf der einen Hemisphäre der P-Fleck ein N-Pol, der F-Fleck ein S-Pol, auf der entgegengesetzten Hemisphäre der P-Fleck ein S-Pol, der F-Fleck ein N-Pol. Jeweils beim Minimum wechselt die Polarität, indem diejenige der Flecken des neuen Zyklus in höheren Breiten umgekehrt ist zu derjenigen der Flecken des vorangegangenen Zyklus. Somit wird derselbe Zustand erste nach zwei 11-jährigen Zyklen wieder erreicht, d. h. die magnetische Periode beträgt 22 Jahre (Fig. 2).

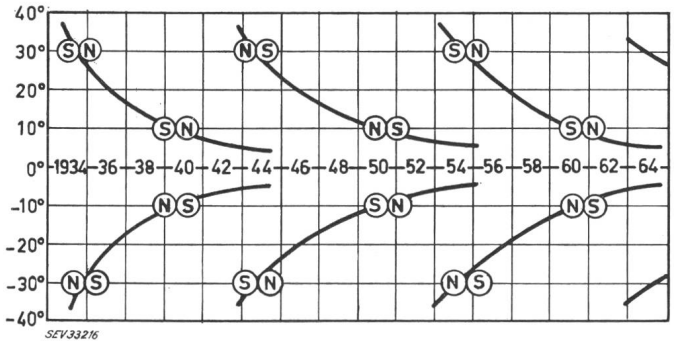

Fig. 2

Schematische Darstellung der Zonenwanderung und der magnetischen Polaritäten der Sonnenflecken in den drei Zyklen von 1934 bis 1964

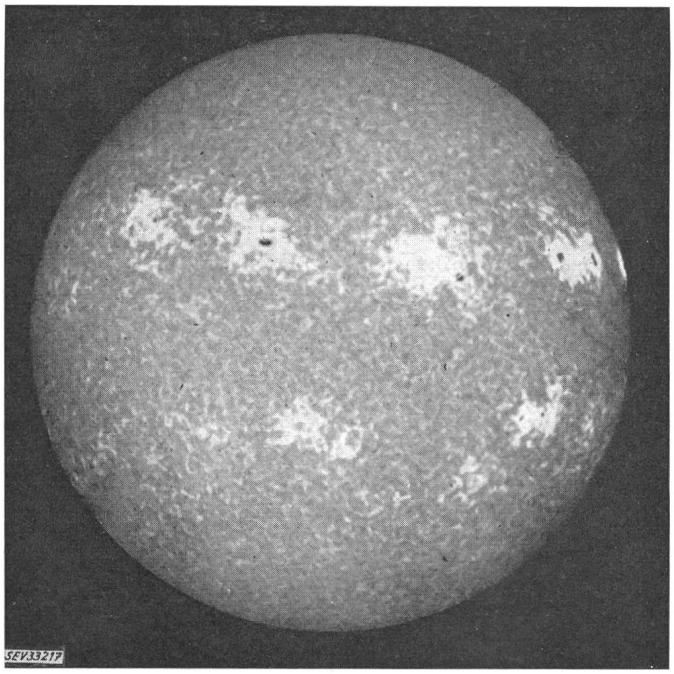

Fig. 3

Aufnahme der Sonne im monochromatischen Licht der Linie 3933 Å mit Flecken und ausgedehnten Fackelgebieten
Die schwachen Magnetfelder manifestieren sich als helle Fackelfelder

4. Schwache Felder und Sonnenfackeln

Gegen den Rand der Sonnenflecken fällt die magnetische Feldstärke auf niedrige Werte ab, doch erstreckt sich ein

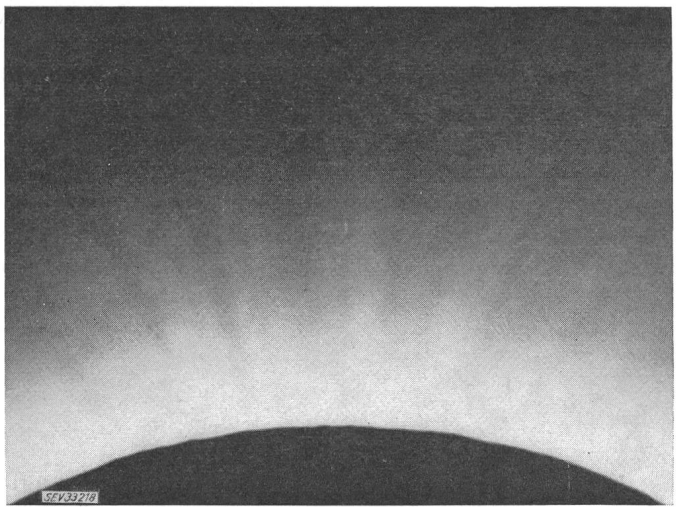

Fig. 4
Die Strahlen im südlichen Polargebiet der Korona bei der Sonnenfinsternis vom 30. Juni 1954
In den Polarstrahlen manifestiert sich die Form des poloidalen Magnetfeldes

schwacher Ausläufer weit über die Flecken hinaus. in diesen Gebieten liegen die Feldstärken in der Grössenordnung von 20...40 Oe. Auch diese schwachen Felder sind im optischen Bild erkennbar: es sind die, gegenüber der ungestörten Photosphäre heller erscheinenden, die Fleckengruppen umgebenden Fackelgebiete. Im weissen Licht erscheinen sie mit schwachem, im monochromatischen Licht einzelner Spektrallinien, z. B. der Ca II-Linie 3933 Å, mit hohem Kontrast (Fig. 3). Die magnetische Polarität der Fackelfelder ist dieselbe wie die der darin enthaltenen Flecken. Die Fackelfelder sind somit ebenfalls bipolar. Sie erscheinen etwa gleichzeitig mit den Flecken, überleben diese aber um einige Wochen. Im allgemeinen ist der P-Fleck grösser und langlebiger als der F-Fleck. Dasselbe gilt für die zugeordneten Fackelfelder. Gegen Ende der Entwicklung eines Aktivitätszentrums bleibt somit nur das unipolare P-Gebiet des Fackelfeldes übrig. Wichtig für die Beobachtung ist, dass man beide Arten der Magnetfelder optisch erkennen kann: die starken Felder als dunkle Sonnenflecken, die schwachen Felder als helle Fackelgebiete.

5. Das allgemeine Magnetfeld der Sonne

G. E. Hale hat auch nach einem allgemeinen Magnetfeld der Sonne gesucht und glaubte 1913 ein solches mit der Polfeldstärke von etwa 50 Oe gefunden zu haben. Dieses Resultat liess sich jedoch wie einige spätere nicht bestätigen. Ein allfällig vorhandenes allgemeines Magnetfeld konnte nur bei stark verbesserter Messmethode aufgefunden werden. Bei schwachen Feldern ist die Linienaufspaltung direkt gar nicht mehr beobachtbar, indem sie klein ist gegenüber der Linienbreite. Mit einer — im Prinzip rotierenden — Polarisationsoptik kann alternierend eine der beiden Komponenten unterdrückt werden. Die Linie wird somit mit der Periode der Polarisationsoptik im Spektrum oszillieren. Diese Linienverschiebung ist für eine direkte Beobachtung zu klein, kann aber photometrisch gemessen werden. Bei der Oszillation der Linie ändert sich die Helligkeit am stärksten in den Flanken des Linienprofils. Deshalb wird auf jede der beiden Flanken der Linie ein Monochromatorspalt und hinter diesen ein Elektronenvervielfacher gesetzt. Bei Verschiebung der Linie nimmt die Helligkeit auf dem einen Elektronenvervielfacher zu, auf dem andern ab. Die Amplitude der Spannungsdifferenz ist ein Mass für die Linienverschiebung und damit für die magnetische Feldstärke. Um die Konstruktion mit dem Monochromator-Doppelspalt mechanisch zu ermöglichen, musste eine sehr hohe Dispersion, 11 mm/Å, verwendet werden. Damit wurde eine Messgenauigkeit von etwa 1 Oe erreicht.

Mit dieser Anordnung gelang *H. W.* und *H. D. Babcock* 1953 der Nachweis eines allgemeinen Magnetfeldes der Sonne. Die allein gemessene longitudinale Komponente ergab sich zu 1...2 Oe. Bemerkenswerterweise war dieses Feld auf die heliographischen Breiten zwischen 50^0 und dem Pol beschränkt. In tieferen Breiten werden unzusammenhängende lokale Felder beobachtet. Man spricht deshalb besser von einem poloidalen als von einem allgemeinen Magnetfeld. Dieses ist in den Polargebieten einem Dipolfeld nicht unähnlich. Das poloidale Feld setzt sich in der Korona fort, wo es sich in der Form der Polarstrahlen zu erkennen gibt (Fig. 4). Im Jahre 1957, als die Fleckentätigkeit ihr Maximum erreichte, ist im südlichen Polargebiet das Feld verschwunden und nach wenigen Monaten mit umgekehrter Polarität wieder erschienen. Dasselbe hat sich 1958 im nördlichen Polargebiet ereignet. Es ist zu vermuten, dass diese Umpolung nicht einmalig bleiben, sondern sich bei jedem Sonnenfleckenmaximum wiederholen wird. Auch das poloidale Feld würde dann die 22-jährige Periode zeigen und sein Polaritätswechsel wäre um eine Viertelperiode gegenüber demjenigen der Fleckenfelder verschoben.

Der Mechanismus der Sonnenaktivität

Das «allgemeine» poloidale Feld und die lokalen Felder der Sonnenflecken hat *H. W. Babcock* durch die im folgenden dargelegten Gedankengänge zu verbinden versucht:

Die Ausgangslage ist das reine poloidale Feld: im nördlichen Polargebiet ($55^0 \leqq \varphi \leqq 90^0$) treten die Feldlinien aus der Sonne aus (φ = heliographische Breite), verlaufen ähnlich den Linien eines Dipolfeldes und treten in der südlichen Polarzone wieder in die Sonne ein. Von dort verlaufen sie in meridionaler Richtung und in geringer Tiefe unter der Sonnenoberfläche (50000 km) in das nördliche Polargebiet zurück (Fig. 5). In

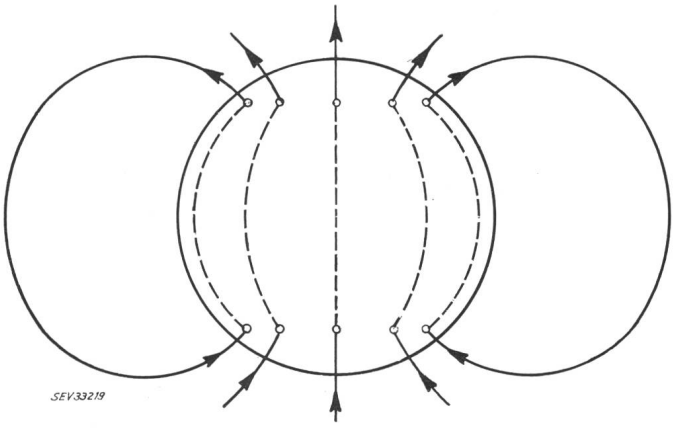

Fig. 5
Das allgemeine Magnetfeld der Sonne im Ausgangszustand
Die ausgezogenen Feldlinien verlaufen über, die gestrichelten unter der Sonnenoberfläche

dem Gebiet, wo die Feldlinien unter der Oberfläche verlaufen, beträgt die Feldstärke:

$$H\varphi = H_0 \sec \varphi$$

Dabei bedeutet H_0 die Feldstärke am Äquator ($\varphi = 0$); mit zunehmendem Abstand vom Äquator nimmt die Feldstärke in dem Masse zu, wie die Feldlinien durch die Verkürzung der Breitenkreise zusammengedrängt werden.

Die solare Materie ist weitgehend ionisiert, was zur Folge hat, dass die Materie mit dem Magnetfeld gekoppelt ist. Die Feldlinien sind «eingefroren» und machen die Bewegung der Materie mit. Die Sonne rotiert nicht wie ein starrer Körper sondern differentiell:

$$\omega = 14^0 38' - 2^0 77' \sin^2\varphi$$

wobei ω die Winkelgeschwindigkeit bedeutet (in Grad pro Tag). Dadurch werden die Feldlinien je länger umso mehr aufgewickelt (Fig. 6). Eine magnetische Röhre enthält, da Materie weder in sie eindringen noch aus ihr ausströmen kann, stets dieselbe Materie. Wenn durch die differentielle Rotation die Röhre gestreckt wird, muss somit ihr Querschnitt kleiner werden. Die Feldlinien werden zusammengedrängt und die Feldstärke nimmt zu. Dabei wächst die magnetische Energie auf Kosten der mechanischen. In den magnetischen Röhren kann dabei die Feldstärke von dem Ausgangswert (H_0 beträgt wenige Oe) bis auf einige tausend Oe zunehmen.

Das differentielle Vorrücken gegenüber einem Punkt bei $\varphi = 55^0$ beträgt:

$$\theta = 17{,}6\ (t + 3) \sin^2\varphi = c\,T \sin^2\varphi$$

wobei t die in Jahren gemessene Zeit seit Beginn des Zyklus bedeutet. Das Hinzufügen von 3 Jahren zu t bringt zum Ausdruck, dass der das Feld verstärkende Mechanismus schon 3 Jahre vor dem Auftreten der ersten Flecken beginnt ($T = t + 3$). Mit fortschreitender Zeit nimmt die Neigung ψ der Feldlinien gegen den Meridian ständig zu:

$$\operatorname{tg}\psi = \frac{d\theta \cos\varphi}{d\varphi} = 2\,c\,T \sin\varphi \cos^2\varphi$$

Durch die Neigung der Feldlinien kommen diese näher zusammen, was eine Verstärkung des Feldes bedeutet:

$$H\varphi = H_0 \sec\varphi \sec\psi = H_0 \sec\varphi \operatorname{tg}\psi = 2\,c\,T\,H_0 \sin\varphi$$

(falls ψ gross und φ klein ist)

Für die ersten Flecken des neuen Zyklus ist $T = 3$ und $\varphi = 30^0$, woraus mit $H_0 = 5$ $H\varphi = 264$ Oe folgt. Das ist der kritische Wert, bis zu welchem die Feldstärke anwachsen muss,

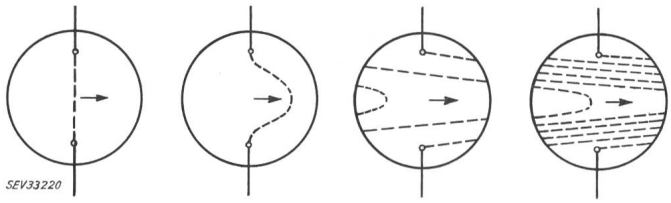

Fig. 6
Die Aufwicklung der Feldlinien durch die differentielle Rotation
Der Pfeil gibt die Rotationsrichtung der Sonne. Wie in den Fig. 5 und 7 verlaufen die ausgezogenen Teile der Feldlinien über, die gestrichelten in geringer Tiefe unter der Sonnenoberfläche

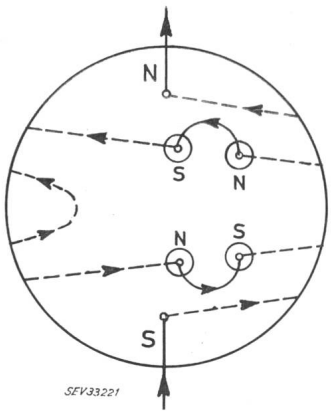

Fig. 7
Die Entstehung bipolarer Fleckengruppen durch das Aufsteigen magnetischer Röhren an die Sonnenoberfläche

damit Flecken entstehen können. Für kleinere Werte von φ dauert es länger bis dieser erreicht ist:

$$\sin\varphi = \frac{264}{2\,c\,T\,H_0}$$

Das ist das Gesetz der Zonenwanderung, wonach mit fortschreitendem Zyklus sich die Fleckenzone gegen den Äquator verschiebt.

Wenn in der magnetischen Röhre die Feldstärke gross wird, so kann der magnetische Druck $H^2/8\pi$ neben dem Gasdruck nicht mehr vernachlässigt werden. Da sich der Druck im gleichen Niveau in kürzester Zeit ausgleicht, besteht Druckgleichheit ausserhalb (Gasdruck p_a) und innerhalb (Gasdruck p_i) der Röhre:

$$p_a = p_i + \frac{H^2}{8\pi}$$

Daraus folgt, da die Temperaturen innerhalb und ausserhalb der Röhre etwa gleich hoch sind, dass in der Röhre die Dichte kleiner ist als ausserhalb. Sie erfährt deshalb einen Auftrieb und steigt, vornehmlich an den Stellen, wo sie besonders dünn ist, an die Oberfläche auf. Dort sieht man die Querschnitte der Röhre in der Form einer bipolaren Fleckengruppe. Dieses Modell führt auf die durch die Beobachtung schon längst bekannten Polaritätseigenschaften der Sonnenflecken (Fig. 7).

Auf jeder Halbkugel haben die P-Flecken und die P-Gebiete der Fackeln dieselbe magnetische Polarität wie das Polargebiet. Die F-Gebiete wandern polwärts und das polare Feld schrumpft auf immer kleinere Gebiete zusammen und wird schliesslich von den F-Feldern entgegengesetzter Polarität in die Korona gedrängt. Dieser Ersatz des polaren Feldes durch ein solches entgegengesetzter Polarität erfolgt um die Zeit des Sonnenfleckenmaximums.

In den niedrigen Breiten steigen immer mehr magnetische Röhren an die Oberfläche auf; ihre Felder gelangen in die Korona und werden mit der koronalen Materie in den interplanetaren Raum abgeschwemmt. Schliesslich sind die Felder in niedrigen Breiten ganz verschwunden (Sonnenfleckenminimum) und die Sonne ist in den Ausgangszustand zurückgekehrt, wobei lediglich die Polarität des poloidalen Feldes gewechselt hat.

In der Folge der magnetischen Felder treten alle die Erscheinungen auf, welche die Aktivität der Sonne ausmachen: die Flecken, Fackeln, Protuberanzen und die Eruptionen. Die Energie dieser Erscheinungen stammt aus der differentiellen Rotation und wandert über die Korona in den Weltraum.

Adresse des Autors:

Prof. Dr. *M. Waldmeier,* Eidg. Sternwarte, Schmelzbergstrasse 25, Zürich 6.