

Ist das allgemeine Magnetfeld der Sonne meßbar?

Von K. O. KIEPENHEUER

Mitteilungen aus dem Fraunhofer-Institut, Freiburg i. Br. (Nr. 10)

(Z. Naturforschg. **8a**, 225—227 [1953]; eingegangen am 2. Februar 1953)

Die Messung des Zeeman-Effektes an Fraunhofer-Linien wird beschrieben. Die kleinste noch meßbare Feldstärke wird vorwiegend durch die Lichtstärke der Anordnung und nicht durch ihr spektrographisches Auflösungsvermögen bestimmt.

Das Verhalten solarer Magnetfelder unterscheidet sich wesentlich von demjenigen in vacuo. Infolge der guten elektrischen Leitfähigkeit der Sonnenmaterie sind die Feldlinien eingefroren und nehmen als eingeprägte Materialeigenschaft an der Konvektion teil. Die Verteilung des beobachtbaren Feldes wird daher die Zellenstruktur der Wasserstoffkonvektionszone besitzen. Gemessen wird im allgemeinen nur der Mittelwert dieses fluktuierenden Mikrofeldes. Ein inneres, allgemeines Feld der Sonne kann nur durch Konvektion an die Oberfläche gelangen und wird günstigstenfalls nur in stark verzerrter Form nachweisbar sein.

Der optische Nachweis von Magnetfeldern auf anderen Himmelskörpern ergibt sich aus einer komplizierten Kette von instrumentellen Maßnahmen und theoretischen Schlüssen. Es ist daher nicht verwunderlich, daß die Interpretierung der erhaltenen Meßresultate besonders bei schwachen Feldern der Kritik ausgesetzt ist. Besonders das sogenannte allgemeine Magnetfeld der Sonne, dessen Form und Größe seit Hales Entdeckung vor nahezu 50 Jahren so ausgiebig von Physikern und Astronomen diskutiert wird, ist neuerdings Gegenstand ernsthafter Bedenken geworden, sowohl was die Realität der Messung, als auch was die prinzipielle Möglichkeit des Nachweises angeht¹. Es erscheint daher angebracht, die auftretenden experimentellen und theoretischen Schwierigkeiten und Grenzen aufzuzeigen.

Die Meßmethode

Quantitative Bestimmungen solarer und stellarer Magnetfelder können bis heute nur mit Hilfe des Zeeman-Effektes erfolgen. Wird auf der Sonne die Eisenlinie $\lambda = 50.218$ benutzt, die ein einfaches Aufspaltungsbild ergibt, so treten im longitudinalen Fall zwei entgegengesetzt zirkular polarisierte Komponenten auf. Der Aufspaltungsbetrag ist proportional $\lambda^2 H$ und beträgt

$$\lambda = 4 \cdot 10^{-5} H \text{ \AA.} \quad (1)$$

Da die Breite der unbeeinflussten Fraunhofer-Linie etwa 0,1 Å beträgt, so wird die Aufspaltung im allgemeinen nur ein Bruchteil der Linienbreite aus-

machen, für 1 Gauß sind es etwa 4/1000. Die Bestimmung der differentiellen Linienverschiebung nimmt daher für kleine Feldstärken mehr die Form einer photometrischen Messung an. Da die Komponenten im longitudinalen Fall entgegengesetzt polarisiert sind, so wird man vorzugsweise die resultierende Gesamtpolarisation im Linienflügel messen, die mit Hilfe einer $\lambda/4$ Platte in eine lineare Polarisation überführt wird. Die Polarisation des Flügels beträgt dann genähert²

$$P \approx \frac{(1 - R) \Delta \lambda}{2 \delta \lambda - W} \approx 3 \cdot 10^{-4} H, \quad (2)$$

worin R die Restintensität der Linie, W ihre Halbwertsbreite und $\delta \lambda$ ($\delta \lambda > W/2$) die Breite des vom Spektrographen durchgelassenen Spektralbereiches ist, der zur Polarisationsmessung verwendet wird. Gleichgültig auf welche Weise diese Polarisation gemessen wird, ob photographisch oder lichtelektrisch, ihr Betrag muß die natürliche Schwankung des durch den Wellenlängenbereich $\delta \lambda$ durchtretenden Photonenstromes übertreffen, um nachweisbar zu sein. Diese Schwankung ist erfahrungsgemäß von der Größenordnung $5/\sqrt{N}$. N ist die Gesamtzahl der in der Meßzeit zur Verfügung stehenden abzählbaren Elementarereignisse (z. B. die in Form eines Stromes gemessenen Photoelektronen). Die Erfüllung dieser Bedingung stößt insbesondere dann auf Schwierigkeiten, wenn man sich bei der Messung kleiner Felder ($H < 10$ Gauß) für die Feldstärke eines kleinen Bereiches der Sonnenoberfläche interessiert, etwa für ein einzelnes Granulum. Man

¹ Hannes Alfvén, Ark. Fysik, **4**, 407 [1952].

² K. O. Kiepenheuer, Astrophysic. J., Mai 1953, im Druck.



muß dazu aus Intensitätsgründen ein Fernrohr großer Öffnung verwenden, dessen Bildgüte infolge der Luftunruhe im allgemeinen nicht mehr ausreicht, um dieses kleine Flächenstück auf der Sonne zu isolieren. Es wird sich zeigen, daß gerade die in so kleinen Bereichen gemessenen Feldstärken die einzig realen sind. Es muß schließlich darauf hingewiesen werden, daß bei sinngemäß angelegter Meßmethode die kleinste noch meßbare Feldstärke nicht oder nur unwesentlich durch das spektrographische Auflösungsvermögen bestimmt ist, sondern vorwiegend durch die Intensität des im Bereich $\delta\lambda$ zur Verfügung stehenden Lichtstromes. Die kleinsten bis heute mit lichtelektrischen Methoden gemessenen Zeeman-Effekte entsprechen Feldern um 1 Gauß^{2, 6, 8}.

Die magnetischen Eigenschaften der Sonnenmaterie

Kosmische Magnetfelder treten fast immer in elektrisch leitenden Medien auf. In der Sonnenatmosphäre ist die Leitfähigkeit³ von der Größenordnung 10^{11} bis 10^{12} sec⁻¹. Jede Änderung des Magnetfeldes wird daher von Induktionsströmen begleitet sein bzw. durch diese behindert. Denkt man sich ein Ringstromsystem mit dem Radius a , so wird, wie Cowling⁴ und andere gezeigt haben, und wie man leicht an der sogenannten Telegraphengleichung ablesen kann, die Abklingdauer dieses Stromsystems und der erzeugten Magnetfelder von der Größenordnung

$$t \approx \frac{\sigma a^2}{c^2} \quad (3)$$

sein. Erst nach der Zeit t wird ein merklicher Bruchteil der Feldenergie in Wärme verwandelt sein. Für die Dimension eines photosphärischen Granulums ($a=10^8$ cm, $\sigma=10^{11}$ sec⁻¹) würde t etwa ein Monat betragen, während die Lebensdauer des Granulums nur nach Minuten zählt. Diese große Beständigkeit eines einmal entstandenen Stromsystems läßt das Magnetfeld regelrecht zu einer Materialeigenschaft der Sonne werden. Man sagt, die magnetischen Feldlinien sind in der Materie „eingefroren“. Sie bewegen sich also mit der Materie mit.

Die uns zugänglichen Teile der Sonnenatmosphäre

befinden sich in rascher turbulenter Bewegung und zwar in den tieferen Schichten (Photosphäre) in Form eines wohlgeformten zellularen Strömungssystems, in den höheren Schichten (Chromosphäre) mehr in der Form einer isotropen Turbulenz. Da bei jeder Materiebewegung das Feld mitgeführt wird, so wird die Feldverteilung durch die Bewegungsvorgänge bestimmt sein. Ist die mittlere kinetische Energie dieser turbulenten Bewegung $E_{\text{kin}} = \rho v^2/2$ groß im Vergleich zur mittleren Energie des magnetischen Feldes $E_H = H^2/8\pi$, so wird das Magnetfeld den Bewegungszustand im großen und ganzen unbeeinflusst lassen. Ist dagegen $E_{\text{kin}} < E_H$, so wirkt das Feld wie eine zusätzliche Viskosität. Die Bewegungsenergie wird dann in Energie des Feldes überführt. Im Gleichgewichtsfall stellt sich schließlich der Zustand $E_{\text{kin}} \approx E_H$ ein. Dieses Gleichgewicht wird jedoch in der Sonnenatmosphäre kaum erreicht werden, da die Lebensdauer der individuellen Konvektionszelle so sehr viel kleiner als ihre magnetische Relaxationszeit $a^2\sigma/c^2$ ist.

Die der Gleichheit von magnetischer und kinetischer Energie entsprechende Grenzfeldstärke beträgt in der Photosphäre ($v=1$ km/sec, $\rho=10^{-8}$ g/cm³) etwa 10 Gauß, in der Chromosphäre ($v=15$ km/sec, $\rho=10^{-12}$ g/cm³) 1,5 Gauß und in der Korona ($v=30$ km/sec, $\rho=10^{-11}$ g/cm³) nur noch 0,05 Gauß. Im Niveau der Entstehung der Fraunhofer-Linien dürfte sich die Grenzfeldstärke zwischen 1 und 10 Gauß bewegen. Sind die spektroskopisch gemessenen Felder vergleichbar oder größer, so können sie also kaum noch am Orte entstanden sein, sondern müssen konvektiv aus tieferen Schichten heraufbefördert worden sein⁵. Das ist im Bereich von Fleckengruppen mit $H > 1000$ Gauß sicher der Fall. In ungestörten Gebieten der Sonnenoberfläche wurden in den letzten Jahren mit hochempfindlichen Anordnungen keine Feldstärken beobachtet, die 10 Gauß wesentlich übersteigen^{2, 6, 8}. Diese gemessenen Felder könnten allerdings, wie noch gezeigt wird, Mittelwerte stärkerer, jedoch fluktuierender Felder sein.

Beobachtetes und wahres Magnetfeld

Die Fraunhofer-Linien, an denen der Zeeman-Effekt gemessen wird, entstehen entlang einer ge-

³ D. Osterbrock, *Physic. Rev.* **87**, 468 [1952].

⁴ T. G. Cowling, *Monthly Notices Roy. astronom. Soc.* **106**, 3 [1946].

⁵ Alfvén¹ vermutet Gleichgewicht zwischen E_H und E_{kin} . In diesem Falle wäre das Phänomen der Granu-

lation vorwiegend magnetischer Natur. Dem steht entgegen, daß sich die rein thermodynamische Deutung der Granulation sehr gut bewährt hat.

⁶ H. von Klüber, *Observatory* **71**, 9 [1951]; G. Thiessen, *Z. Astrophysik* **30**, 185 [1952].

wissen Absorptionsstrecke, auf der sich das Magnetfeld sowie auch andere, das Profil der resultierenden Linien bestimmende Faktoren ändern können, insbesondere die Geschwindigkeit der turbulenten Bewegung. Der beobachtete Zeeman-Effekt kann daher unter Umständen das Mittel einer stark schwankenden Feldverteilung sein, wie man sie erwarten muß, wenn die Absorptionsstrecke durch mehrere Turbulenzelemente hindurchgeht. Diese können je nach ihrer Vorgeschichte, nach Betrag und Richtung verschieden magnetisiert sein. Da der auf den Eintrittspalt des Spektrographen abgebildete Ausschnitt der Sonnenoberfläche im allgemeinen mehrere Turbulenzelemente enthalten wird, so kommt auch hier die Mittelung über Felder verschiedener Richtung und Stärke zustande. Hierauf hat besonders Alfén¹ ausdrücklich hingewiesen. Das gemessene mittlere Feld wird dann meist kleiner sein als die wahre Amplitude des fluktuierenden Feldes. Es erscheint jedoch nicht aussichtslos, mit Hilfe eines sehr lichtstarken Instrumentes und der Anwendung von viel Geduld das Spektrum eines einzelnen Granulums zu erhalten, wie dies Richardson und Schwarzschild⁷ kürzlich gelang. Eine wesentliche Voraussetzung hierfür ist große Bildschärfe, d. h. eine szintillationsfreie Erdatmosphäre.

Die Existenz dieser Feinstruktur des magnetischen Feldes in Gebieten außerhalb von Fleckengruppen findet eine gewisse Bestätigung in der Beobachtung, daß die Feldfluktuationen um so größer ausfallen, je schärfer das Sonnenbild ist. Dabei scheint es gleichgültig zu sein, ob die Unschärfe durch Luftunruhe oder durch Defokussierung des abbildenden Objektivs hervorgerufen wird.

Dieses gelegentlich der Beobachtung zugängliche Mikrofeld, das das wahre Feld am Orte der Absorption der Fraunhofer-Linie darstellt, ist auf konvektivem Wege an den Ort seiner Beobachtung gelangt. Die elektromagnetische Ausbreitung des Feldes (im Sinne des Eindringens einer magnetischen Störung in einen Leiter) erfolgt sehr viel langsamer, als der konvektive Feldtransport. Das Magnetfeld in einem bestimmten Raumpunkt wird daher ausschließlich durch elektrische Ströme in dessen unmittelbarer Umgebung erzeugt. Ein allgemeines, systematisch angeordnetes statisches Feld kann daher im Bereich der Wasserstoffkonvektionszone nicht existieren. Besteht es im Sonneninneren, jenseits der Konvektionszone, so entzieht es sich grundsätzlich der Beobachtung. Beobachtbar ist nur, was von diesem Feld durch Konvektion an die Oberfläche der Sonne gelangt, wobei die Form des Feldes sowohl durch die Turbulenz als auch durch die differentielle Rotation der Sonne verzerrt wird. Form und Stärke der beobachtbaren Feldspuren können daher nur noch ein sehr verschwommenes Abbild der inneren Feldverteilung vermitteln.

Spektroskopische Feldmessungen außerhalb von Fleckengruppen während der letzten Jahre, soweit sie wirklich die *Verteilung* des Feldes erfassen, zeigen keine systematisch angeordneten Felder, sondern nur lokal begrenzte Feldstörungen von einigen Gauß⁸. Wie weit diese Felder im ganzen doch eine — eventuell auch im Verlauf eines Sonnenzyklus veränderliche — Ordnung besitzen und somit das Produkt eines geordneten inneren Feldes sein könnten, bleibt noch zu untersuchen.

⁷ R. S. Richardson u. M. Schwarzschild, *Astrophysic. J.*, **111**, 351 [1950].

⁸ H. W. Babcock, H. D. Babcock, Vorträge des XI. Convegno Volta, Rom/Florenz 1952, im Druck.