

太陽 一磁場で彩られた不思議な星一

桜井 隆

〈国立天文台・太陽物理学研究系 〒181 東京都三鷹市大沢 2-21-1〉
e-mail: sakurai@spot.mtk.nao.ac.jp

ごく平凡な、我々に最も近い恒星、「太陽」。しかし詳しく見ると、太陽はいろいろな謎に満ちています。その謎の中心に居るのは「磁場」です。太陽黒点が強い磁場を持っていることはよく知られていますが、そのほかにも磁場はいろいろな場面で顔を出します。ここでは、太陽の磁場にまつわる、研究の歴史と最近の話題をまとめてみました。

1. 黒点の磁場の発見

シーイングのよいときに黒点を観測すると、黒点のまわりには放射状の模様が見えます。これは今では磁力線の形を表していることがわかっていますが、この放射状模様は時によっては渦巻状にねじれていることもあります。ヤーキス、ウィルソン山、パロマー山天文台の大望遠鏡を作ったヘールは、自分自身は太陽の研究者でしたが、この渦巻模様から荷電粒子の流れを連想し、それならば磁場が作られているに違いないと考え、太陽黒点のスペクトルを撮ってこの仮説を検証しようとしてきました(1908年)。磁場の中から出てくるスペクトル線は何本かに分かれて見えるという、ゼーマン効果が発見されたのは、1896年のことです。この予想は見事に当たり、黒点は1000~4000 Gaussもの磁場を持っていることがわかったのです。磁石が必ずN極とS極が対になっているように、黒点もNとSとが対になって現れることもわかりました。今では、太陽の内部で東西に走る磁場の管が作られ、それが表面に浮き上がった切り口が黒点になるのだと解釈されています。

2. マグネトグラフ

ヘールは太陽にも地球のような双極子磁場があるに違いないと考え、観測を試み、数十 Gaussの

磁場を検出したと報告しましたが、現在ではこれは誤りであったと考えられています。弱い磁場に対しては、ゼーマン効果によるスペクトル線の分離が小さく、当時の写真乾板を用いた観測では十分な測定精度が得られなかったのです。この困難は、1952年にウィルソン山天文台のバブコックによって解決されました。ゼーマン効果で分離した2本のスペクトル線は互いに逆回りの円偏光をしているので、右回り・左回りの円偏光の差を測ると、ゼーマン効果のわずかな線分離も検出することができます。光電子増倍管が使えるようになり、高精度の測光が可能になったことがこの成功に導いたのでした。この装置(マグネトグラフと呼ばれます)により、1 Gauss程度の磁場まで測れるようになり、極領域に数 Gaussの弱い広がった磁場が発見されました。

マグネトグラフはその後世界各地で作られました。ウィルソン山の他、クリミア天文台、キットピーク天文台などが先駆で、今でも現役です。日本では1982年、岡山天体物理観測所の太陽望遠鏡に取り付けられ、現在も定常的に観測を行っています。岡山のものを含め、初期のものは分光器で太陽のスペクトルを作り、適当なスペクトル線の波長の光のみを光電子増倍管で測定します。必然的に大きな装置になってしまいます。

スペクトル線の波長の光だけを取り出すには、

3. ゼーマン効果

ここで、ゼーマン効果による磁場測定についてやや詳しく説明しましょう。最も簡単な、磁場のためにスペクトル線が3本に分かれる場合（古典ゼーマン効果）を考えます（これは考える原子の発光時の遷移の性質によるのですが、磁場測定によく使うスペクトル線は大抵この様な古典ゼーマン効果を示します）。3本のうち真ん中のもの（ π 成分と呼ばれる）は、磁場のないときと同じ波長を持ちます。他の2本（ σ 成分）は、 π 成分から

$$\Delta\lambda_H = 11.7gH(\lambda/5000\text{\AA})^2 \text{ m\AA} \quad (1)$$

だけ離れて、短波長側・長波長側に現れます。 H は磁場の強さ（ガウス）、 λ は観測波長で、 g という量はランデ因子といい、スペクトル線が磁場に対して反応する感度を表します。磁場に対して敏感なスペクトル線は、 g が2から3くらいの値になっています。

3本の成分の強さの比、偏光の状態は磁場の向きによって変わります（図4）。太陽面上で磁場が我々の方に向いているときには、 π 成分は見えなくなり、2本の σ 成分は互いに逆向きの円偏光を示します。磁場が弱く、2本の σ 成分がほとんど重なっているとき、円偏光度は

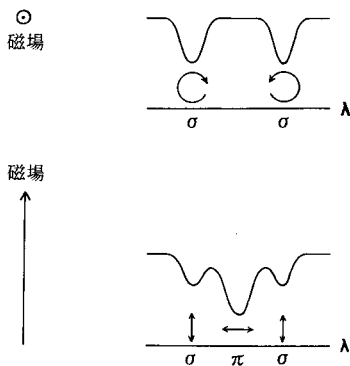


図4 ゼーマン効果の説明。磁場の方向からみると、2本の円偏光した成分が見える。磁場に直角方向からみると、直線偏光した3本の成分が見える。

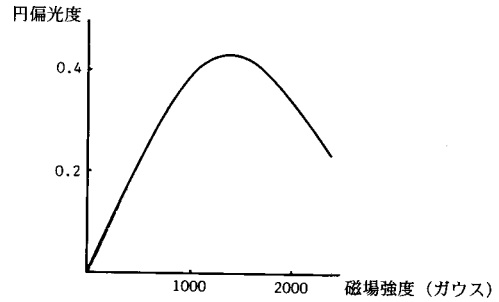


図5 磁場強度と円偏光度の関係。磁場測定に良く使われる、ランデ因子が3のスペクトル線（FeI 5250 Å）の場合。

$$C = \Delta\lambda_H(\partial I/\partial\lambda)/I \quad (2)$$

で与えられます。 $I(\lambda)$ は波長 λ でのスペクトル線の明るさ（スペクトル線の輪郭）です。任意の強さの磁場については、磁場と偏光度の関係は図5のようになります。原点近くの直線部分が式(2)の成り立つ部分で、強い磁場に対しては、円偏光度は飽和してきます。どこで飽和が始まるかはスペクトル線によって違いますが、ランデ因子が大きいほど、飽和しやすいことになります。

4. 微細磁束管の発見

黒点以外の場所では磁場の強さはせいぜい数百ガウスなので、偏光度が飽和するはずはなく、従って式(1)、(2)によれば、マグネトグラフが測っている偏光度は磁場に比例します。その比例係数は、スペクトル線のランデ因子が大きいほど、またスペクトル線の翼部の傾きが急なほど（幅が細く深い吸収線ほど）大きくなります。それならば実際、ランデ因子の違う線を使って、このことを確かめてみようと思った人がいました。結果が理論通りであれば何もおもしろいことはないわけですから、悪くすれば完璧主義を貫くだけの自己満足に陥ったかもしれないのですが、実際は予想に反して、マグネトグラフの出力は式通りにはなりません（図6）。

式通りにならないといっても、そのずれ方には一定の傾向があり、ランデ因子の大きい線ほど弱

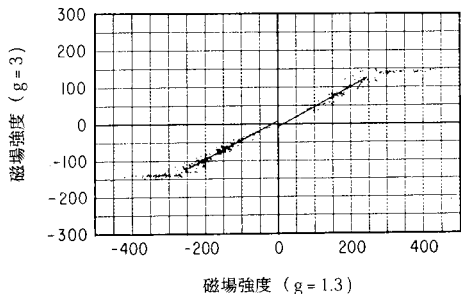


図6 2本のスペクトル線の与える磁場強度の差。傾き45°の直線にはならず、ランデ因子の大きいスペクトル線のほうが弱い磁場を与える。
(Frazier and Stenflo, Solar Physics 27, 330, 1972)

い磁場を与えるのでした。これは、マグネトグラフの一回の観測点の中に磁場の分布にむらがあり一様ではないとすると、解釈がつかず。例えば、1000ガウスくらいの磁場が1/100の面積の中だけにあり、他のほとんどの場所は磁場の強さがゼロだとすると、ランデ因子の小さいスペクトル線を使えば、平均値である10ガウスという値が得られます。しかしランデ因子の大きい（磁場に敏感な）スペクトル線を使うと、偏光度が飽和してしまい、測定値は平均の磁場より小さな値を与えることとなります。

この様な強い磁場の集中を微細磁束管と呼びます。微細磁束管の磁場の強さはほぼ1000ガウスであり、値のばらつきはあまり大きくありません。もし微細磁束管の磁場の強さが100~3000ガウスまでいろいろあり得たとしたら、図6の様な系統的结果は得られるはずがありません。当初、発見者たちは「太陽磁場は量子化されている」と表現しました。微細磁束管の大きさは、約150km程度と考えられています。これは見かけの角度にして0.2秒ほどしかなく、見るだけでも口径50cmくらいの望遠鏡がいることとなります。実際は地球の大気の揺らぎ（シーイング）のためにこの様な高い解像力はごくまれにしか実現せず、特に磁場の強さを測るにはある程度の露出時間が必要なため、まだ磁場のマップの上で微細磁束管を見た

人はありません。しかし以下に述べるように、微細磁束管は太陽の縁に近づくにつれ、光輝く輝点として見えてきます。フランス・ピレネー山中のピクデュミディ天文台、スペイン・カナリー諸島ラパルマ島のスウェーデン王立天文台、アメリカ・カリフォルニア州ビッグベア湖畔のカリフォルニア工科大学ビッグベア天文台など、世界でもシーイングのよいとされる観測地で、1年に数日、この様な微細輝点の見える日があります（図7=表紙）。

5. 磁束管の見え方

黒点も微細磁束管も磁場の管であることに変わりはないのに、一方は暗く、一方は輝いて見えるのはなぜでしょうか。磁場の強さが1000ガウスをこえると、磁気力が対流運動を抑えるので、下から伝わってきた熱は管の中を流れることができず、周りを迂回します。一方、磁場はその圧力でガスを外へ押し出すので、磁場の強い部分はガスの密度が低く、いわばがらんどろになっていきます。すると、磁場の管の壁から中へ向かって輻射が流れ込みます。磁束管が明るく見えるか暗く見えるかは、下からの熱流の減少分と、壁からの熱流の増加分の競争で決まります（図8）。黒点のような大きな磁束管では、壁の面積より底面積が圧倒的に大きいので、下からの熱流の減少が大きく、冷えて暗く見えます。微小磁束管は底面積が小さく、壁から流入する熱が無視できないので、黒点のように冷えません。特に太陽の縁近くでは、微細磁束管を斜めから見るので、磁束管の熱い壁が直

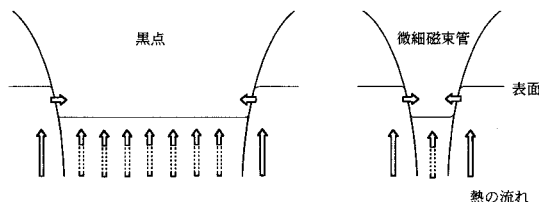


図8 磁束管のエネルギー収支。対流が抑えられたための熱の欠損（点線部分）のため、大きい磁束管は冷えて暗くなる。

接見え、明るい点として観測されます。

黒点ができただめに出てこれなくなった熱は、黒点の周りへまわって、白斑領域と呼ばれる明るい領域を作ります。黒点の黒さと、その周りの白斑や微小輝点の明るさはどちらが勝るのでしょうか？ この回答は、人工衛星により大気圏外から精密な太陽輝度の測定が可能となった1980年代に初めて明らかになりました。太陽は、黒点の多い活動極大期のほうが、黒点のない活動極小期より0.08%くらい明るいのです。なぜそうなるのかの解釈はまだついていませんが、地球環境への影響を考えると、たいへん重要な研究課題といえるでしょう。

6. 最終決着はスペースから

太陽表層の粒状斑は、対流のガスの流れを表しています。粒状斑の境界では、両側から押し寄せるガスの流れで磁場が圧縮され強くなります。磁場が強くなると、そこを流れる熱流が抑えられ、温度が下がってさらに圧縮が進みます。このような不安定の行き着く先は、内部がほとんど空っぽな、強い磁場を持った管になります。しかしこれは理論による予想であり、観測によって裏付けられなければなりません。そのためには、微細磁束管が直接見える観測をする必要があります。

地球大気の揺らぎから逃れるには、気球やロケット、人工衛星に望遠鏡を載せて観測します。気球による太陽観測は1950年代後半に行われてそれなりの成果を挙げましたが、気球が浮いているのが空気があるおかげである以上、気球では大気の乱れから完全に脱することはできません。1985年には、スペースシャトルに口径30cmの望遠鏡が積まれ、約1週間にわたって太陽の観測が行われました(スペースラブ2実験)。しかし磁場観測装置が搭載されていなかったこと、口径が小さかったことに加え、機械のトラブルのため実際は数時間の観測データしか得られず、多くの課題を残しました。

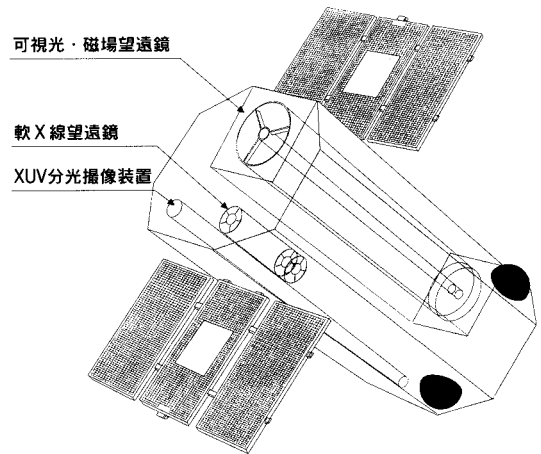


図9 計画中の太陽観測衛星

1991年にわが国は太陽観測衛星「ようこう」を打ち上げ、大きな成果を挙げました。「ようこう」はX線で太陽を観測する衛星で、打ち上げ後3年を経過した今も順調に観測を続けています。次の太陽活動極大期は西暦1999年から2002年と予想されています。これに向けて、日本の太陽研究者はX線望遠鏡と可視光望遠鏡を搭載した人工衛星の計画を練っています(図9)。可視光望遠鏡は口径50cmで、大気圏外へ出るこれまでで最大の太陽望遠鏡で、しかも磁場観測装置を持ち、いままでも誰も見たことのない、微細磁束管をとらえようとしています。

The Sun's Magnetic Activity

Takashi SAKURAI

National Astronomical Observatory

Abstract: The magnetic field is the driving force of solar activity. The history of the observations of the sun's magnetic field is reviewed, and recent development and future prospects are presented.