

太陽磁場測定装置

—岡山天体物理観測所太陽ベクトルマグネトグラフの始動—

牧 田 貢*

ポアンカレの球

磁場を測定するという事は、たいていの場合ゼーマン効果によって偏光したスペクトル線を測定するという事であるが、“偏光”というのには私にとってなかなかなじみにくいものであった。例えばチャンドラセカールの“Radiative Transfer”という本をみると偏光楕円についての多くの代数的表現があるが、非常にシチ面倒臭くともとても偏光現象の解明などやってみる気にはなれなかった。ところが、1968年、ベッカースが“Principles of Operation of Solar Magnetograph” (Solar Physics 5) という論文の中に、全ての偏光状態はポアンカレ球面上の点に対応しているという「偏光の幾何学的表現」を紹介しているのを読んで、にわかになんか“偏光”を身近に感じ、偏光観測をやってみる気になったのである。

太陽磁場観測の歩み

太陽磁場の観測は 1908 年ヘールがウィルソン山天文台で黒点磁場を発見した時にはじまる。その後、黒点以外のところ、例えば極磁場を見つけようという写真観測が続けられたが成功しなかった。1950 年頃ドイツのティーセンとキーペンホイヤーは新しい光電測光の技術を取り入れて測定を試みたがやはり不成功に終わった。しかし、この新技術を押し進めたウィルソン山のバブコック親子は 1953 年遂に黒点の外にも、いや、太陽面上殆んどところに磁場の存在することを示したのであった。彼等の成功の原因は、それまでの光電管よりはるかに感度の良い光電子増倍管(ホトマル)を使ったこと、偏光子としてドイツ式の回転波長板でなく、電気光学効果を示す結晶を使ったためとされている。結晶は電圧をかけると波長板となる性質のもので、回転波長板が機械的回転で入射する偏光を変調するのに対して、交流電圧による波長板の性質変化が変調を起すのである。こうして光の進行を乱すかもしれない動く部分を取り除いたわけである。

ベクトルマグネトグラフ

バブコックのマグネトグラフは、まず磁場があってそこに太陽面現象が起るといふ考え方を定着させ、大いに功績があったが、今一つ不十分な点があった。それは磁

場の視線成分に対応する円偏光しか測定できないということである。視線に直角成分を求めるためにはどうしても直線偏光成分を求めなければならない。こうして 1960 年代以後に視線成分ばかりでなく視線に直角成分も測定できる多くのベクトルマグネトグラフがつくられたが、そのいずれの観測結果もまだ一般の信用を勝ち得ているとはいえない。その一番の理由は観測装置自身のつくり出す偏光にある。

1966 年にエバンスは磁場に敏感な鉄の線 5250 Å について磁場と偏光との大ざっぱな関係式を次のように与えた。

$$\begin{aligned} \delta_c &\sim 7.1 \cdot 10^{-4} H_{//} \\ \delta_L &\sim 1.5 \cdot 10^{-7} H_{\perp}^2 \end{aligned}$$

ここで δ_c と δ_L は各々磁場の視線成分 $H_{//}$ によって生ずる円偏光度 (δ_c) と視線に直角成分 H_{\perp} によって生ずる直線偏光度 δ_L とを表わしている。今、視線に直角成分が、100 ガウスとすると直線偏光度は 0.15% になる。一方、一枚の斜鏡面の反射によって生ずる直線偏光は数% の程度であるから、磁場による直線偏光成分は容易に観測装置のつくる偏光の中に埋もれてしまう。それならなぜ円偏光成分は測れたのだろうか？ 第 1 図はそれを示し

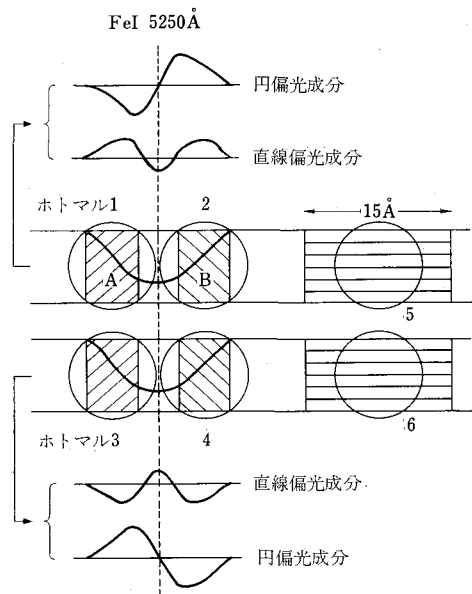


図 1 岡山ベクトルマグネトグラフの受光部と偏光成分の模式図

* 東京天文台 Mitsugu Makita: Solar Vector Magnetograph

たもので、いかにバブコック等が幸運であったかがわかる。

スペクトル線と円偏光成分及び直線偏光成分が波長方向にどのように変化しているかを図1に模式的に表わしてある。マグネットグラフ観測は通常スペクトル線の裾の同じ明るさのところの光を使う。円偏光成分はスペクトル線中心に対して反対称なので、A光とB光の差をとれば検出できる。この時に明るさに比例して含まれていると思われる観測装置のつくる偏光成分は自動的に消去されてしまう。ところが直線偏光成分はスペクトル線中心に対して対称なので観測装置の影響を消去することができない。

現在世界で可動なベクトルマグネットグラフは我々のを除けば、アメリカの Marshall Flight Center (ハンツビル) とソ連のクリミヤやイルクーツクにあるものであろう。ハンツビルでは分光器を使わず、リオフィルターでスペクトル線の光を取り出している。偏光子に光が到するまでに斜鏡がないので光学系のつくる偏光が小さくて良さそうであるが、偏光子自身がつくり出すと思われる偽偏光に悩まされていた。現在検出器をビデオカメラから CCD にする改良がなされている。太陽面の一点一点を次々と観測していく他のマグネットグラフと較べて、全領域を同時に観測できて観測時間が短いという利点がある反面、各点での太陽大気の運動を直接測定できず、他のマグネットグラフで消去できる観測装置のつくる偏光が残っている可能性がある。ソ連のものはいずれもシーロスタットという斜鏡を使った観測で、それらのつくる偏光を取り除くのが非常にたいへんである。20年ほど前にはある程度まとまった観測がなされたが、その後はあまりやられていないようである。しかし、その気になればできるということで“可動”といっておく。

1970年頃の我々

本気に考え始めた1970年の時点で我々のベクトルマグネットグラフには2つの特徴があった。その一つは偏光子に回転波長板を使用することで、これによって偏光の4成分を異った周波数、位相の信号として完全に区別することができる。これはティーセンやキーペンホイヤーには気付かれていなかったことであり、結晶の電気光学効果の偏光子ではもう一個の結晶をつけ加えてはじめてできることである。一枚の波長板をまわただけで偏光成分全部が分ってしまうとは何とすばらしい発見かと喜んだものであるが、ハワイ大学でも同様の偏光子を考えていることを知って驚いた。(ハワイ大学のものは予算の手当が早くついて、1974年には既に観測に使用されている。)しかし間もなくこのタイプの偏光子は既に赤羽によって太陽電波の観測に使われている(1958年)。地球

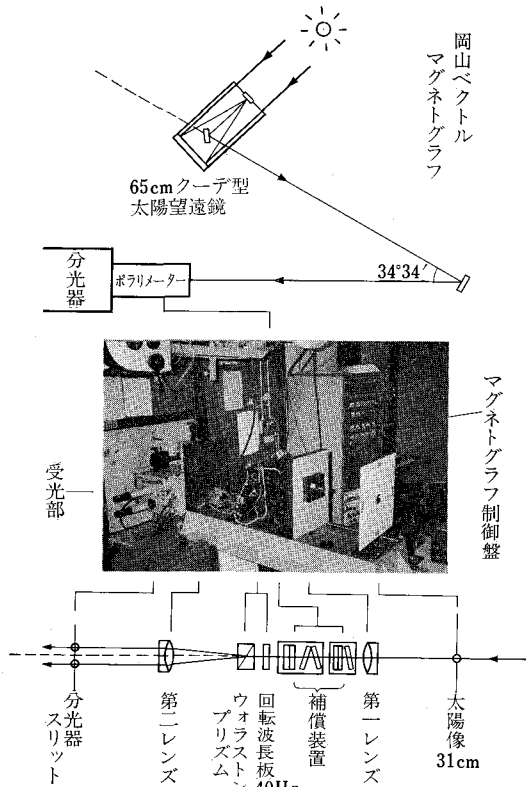


図2 岡山ベクトルマグネットグラフの構成

大気の散乱光の研究で有名なセケラによってこれを使ったポラリメーターが提案されている(1955年)ことがわかって新発見はオジャンになった。

第二の特徴は観測に岡山天体物理観測所 65 cm クーデ型太陽望遠鏡という赤道儀を使うということである。図2に見るように赤道儀の場合、ポラリメーターまでの間にある2枚の斜鏡の反射角は太陽を観測している間変わらない。ただ、太陽面上の観測場所を変えたり、太陽の赤緯が変わったりすると、多少クーデ鏡(第一鏡)の反射角が変わるがそれは僅かである。従来、太陽観測に用いられているシーロスタットやヘリオスタットではこういうことは不可能でそれらの反射角は時々刻々変わってしまう。斜め反射でできる偏光は反射角の関数であるから、反射角が決っていればそれでできる偏光を消す装置を容易につくれる。

実際にできあがったベクトルマグネットグラフ

アイディアに予算がついたのが1976年、最初ポラリメーター始にあって、計算機まで揃い、一連の観測結果が得られるようになったのは1982年秋であった。

ポラリメーター(日本光学製)は図2のような構成で

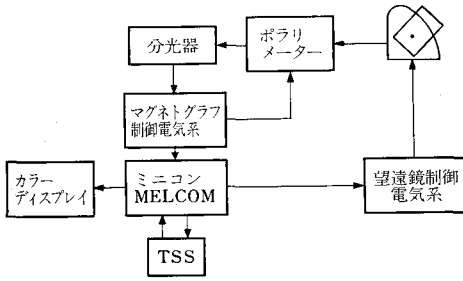


図 3 ベクトル磁気グラフの制御・観測系

ある。太陽像(約 30cm)の一部がスロットを通して最初のレンズで平行光となり、二つの偏光補償装置を経て望遠鏡のつくる偏光が消去される。次の回転波長板では 40Hz で入射した偏光を変調しウォラストンプリズムで光束を二つに分け、第二レンズで再び二つの太陽像をスリット上に結像させる。波長板の回転で光束が振れることが無いように注意して製作するがなお残った分を消すために第一レンズでは望遠鏡主鏡像が回転波長板上に結ぶように、更にもその像が第二レンズで分光器の回折格子上に再結像するようになっている。このためにポラリメータの全長が約 1.2m (≒40cm (レンズの焦点距離)×3) と長くなった。

分光器(焦点距離 10m)に入った 2本の光束は各々分光されて、出口の 2本のスペクトルとなる。そこには 6本のホトマル(光電子増倍管)が置かれて(受光部:日本光学製)変調した光を取りこむ(図 1)。4本のホトマルは磁場に敏感な鉄のスペクトル線 5250 Å の裾の光を拾い、残りの 2本はこの波長の傍 15 Å 巾の連続スペクトル域の光を受けて補償装置の働きを監視している。ウォラストンで分けた 2本の光束を使うのは主として地球大気によるシーイングの影響を除くため偏光を測光するのに不可欠というのではない。実際ウィルソン山天文台その他の磁気グラフはウォラストンの代りにポラロイドを置きもう 1本の光束を殺している。4本のホトマルの前には波長シフターがあって、スペクトル線の両裾の明るさが等しくなるように動作し、スペクトル線のドップラー偏移を測ることができる。

受光部のホトマルからの光電流は磁気制御盤(日本光学製)に入る。回転波長板は円偏光成分を (40×2)Hz、直線偏光を (40×4)Hz で変調するので、ここで周波数及び位相による信号検出が行われ結果は三菱のミニコン MELCOM 70/60 に送られる。全体の流れは図 3 に示してあるが、信号処理の外に計算機で望遠鏡を動かして太陽面をスキャンする、磁気制御盤による回転波長板、及び波長シフターの制御がある。そして観測は計算機の端末(TSS)を使って行わ

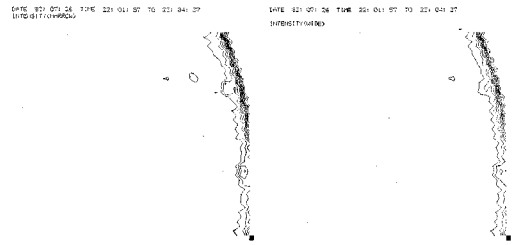


図 4-1

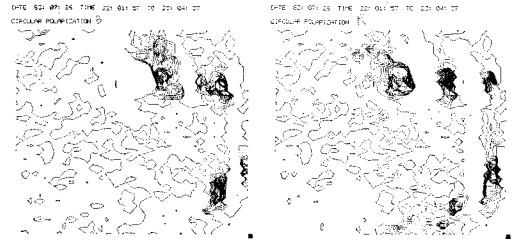


図 4-2

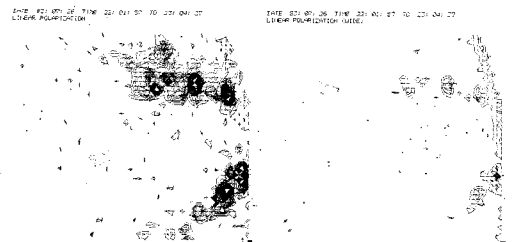


図 4-3

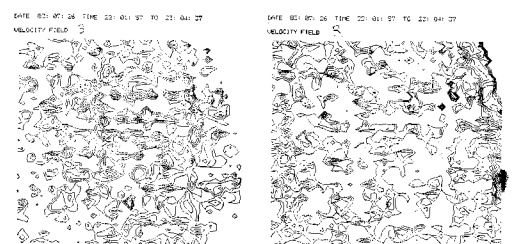


図 4-4

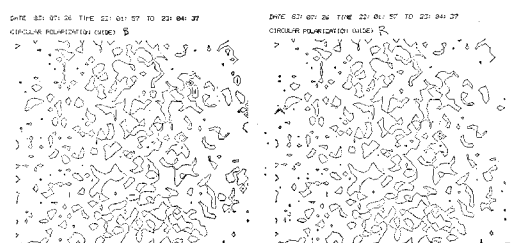


図 4-5

図 4 ベクトル磁気グラフの全観測結果

れる。

何ガウスまで測れるか？

偏光量を磁場の強さに換算するのは非常に厄介な問題であるが、ここでは先のエバンスの式を使ってみよう。現在までの実測では円偏光は1%をゆうゆうと、直線偏光は0.3%をやっと測れる程度である。併しこの時の太陽面の分解能は $12'' \times 0.6''$ 、積分時間は1秒である。換算の結果は円偏光では14ガウス、直線偏光では140ガウスとなる。種々の実験から我々のマグネットグラフの検出度は光量の平方根に比例していると思われるので、もし太陽面の分解能を $0.5'' \times 0.6''$ に落し、積分時間を1分とすると、光量が (2.5×60) 倍~100倍になるので測定できる限界値は1/10、磁場に換算すれば各々1ガウスと40ガウスになる。

一つの観測例

現在行っている主な観測は太陽面の分解能 $12'' \times 0.6''$ 積分時間1秒、赤経、赤緯の各方向に $10''$ おきに観測点をとっている。2000点を観測すれば雲の無い時で1時間弱で観測が終る、観測時刻、観測場所、偏光量、ドップラー偏移等のデータは計算機の磁気ディスクに格納される。これを計算機で処理すればカラーディスプレイ上に図4のような一連の図が観測時間の70%位の時間で得られる。各図は左が東、上が北で西縁近くの黒点領域を示し、一番上には観測年月日と時刻(世界時)が書いてある。NARROWはスペクトル線、WIDEは連続スペクトルのデータを表わす。右下の黒四角は $10''$ 角の大きさを示している。

最初の図はスペクトル線と連続スペクトルでの明るさを10%をおきに示しているが、スペクトル線の黒点の方がいつも大きいようである。太陽縁のギザギザは望遠鏡の太陽面をスキャンする精度を反映している。(5''程度?)

次に磁場の視線成分(円偏光)を左にN極、右にS極と分けて偏光量で1%おきに示す。黒点の見えないところにも磁場の存在することがわかる。一度だけウィルソン山天文台の観測と見比べてみたところ、我々の1%は彼らの5ガウス位に対応していた。

次に我々の観測の目玉である磁場の視線に直角成分(直線偏光)をスペクトル線データは0.3%おき、連続スペクトルデータは0.06%おきに示す。連続スペクトルの偏光はその中に含まれるスペクトル線からのもので、スペクトル線のデータを小規模にしたものである。ただ縁に近い部分では、ゼーマン効果よりも太陽大気の散乱の効果が勝り偏光の向き(棒印)が縁に平行になっている。

次の図は視線速度を左が青偏移、右が赤偏移と分けて、110m/秒おきに示してある。太陽自転の影響は除いてあって、ここに見えるのは殆んど5分振動の成分であるといつてよい。ただ縁のところに見える赤偏移は東縁にも見られるもので“スーパーレッドシフト”と呼ばれる謎である。視線速度の精密観測は観測装置内での波長変化があつてなかなか難しい。

最後に連続スペクトルの円偏光を左に“+”，右に“-”と分けて0.03%おきに示す。ただし殆んどが偏光0の線であつて黒点の部分にプラスの部分の僅かに見られる。連続スペクトルに含まれるスペクトル線からのものであるが、磁場の強さを表わすというよりも、磁場のある大気中で視線速度が見通して大きく変っている、更には磁場が見通してねじれているためと思われる。N極の黒点にはマイナスがS極の黒点にはプラスが対応するようである。

一回の観測で以上のデータが同時に得られ我々の解析を待っているのである。

研究課題

“スーパーレッドシフト”，“連続スペクトルの円偏光”，“偏光量の磁場強度への換算”等々、開発段階で出てきた多くの面白い問題があるが、一番の目玉は磁場ベクトルを求めてわかった磁場構造と太陽面現象がどんな関係にあるかであろう。今まで磁場の視線成分しか分らなくて類推していたことが、どんな新事実を与えてくれるだろうか。例えば今までフレアは視線成分ゼロの付近で発生するといわれているが、その時は視線に直角成分はどの位あつて太陽面でどちらを向いているのか、今までとちがって豊富な実例を提供することができると思う。また電磁流体力学の分野では、“force-free”磁場がどの位実際の磁場構造を説明するか、太陽面現象を説明するのに時に応じて磁力線がちぎれないとしたり、ちぎれるとしたことが、もう少し観測的裏付のもとにいえるのではないだろうか。

先にわがベクトルマグネットグラフの太陽面分解能は $12''$ と書いたが、これは微細構造の大きさ $1''$ と比べれば桁がちがいに大きい。この分解能をあげて同じだけの測定精度を出すためにはどうしても光量を増やさなければならぬ。大口径の太陽望遠鏡というのがこれからの太陽物理学の要請であろうが、実現のためには越えるべき技術的な壁がいくつかありそうである。

おわりに

わがマグネットグラフは西恵三、浜名茂男、私と3名で、多くの方々の支えを頂いて開発した。開発上であつた問題はまだまだあるが、長くなるので端折らせて頂いた。