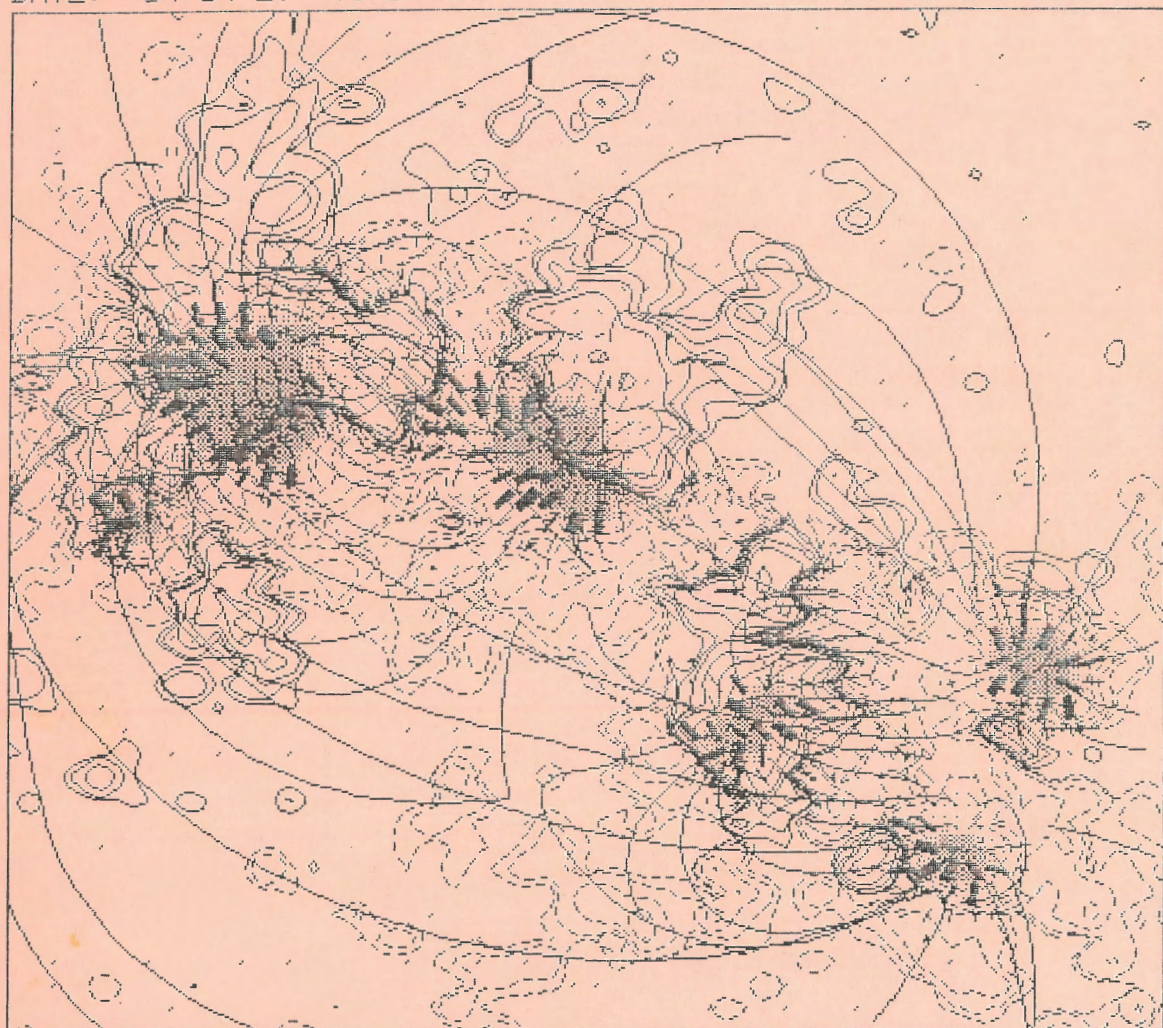


# 第2回 太陽磁場観測シポジウム

DATE: 84 04 27 TIME(JST): 12 31 35 - 13 35 03 (MD427C)

B



1984年8月30-31日

於 鴨方町民会館

はじめに

1983年1月、岡山天体物理観測所ベクトルマグネットグラフ始動直後にオ1回の太陽磁場観測シンポジウムを行いました。今回は総合研究(A)「太陽磁場の総合的研究」(代表者・牧田貢)が認められたのE機会に、今までの観測結果をまとめ、改めてマグネットグラフの性能を見直し、当面の研究課題のしほりニミを計画しました。シンポジウムを終わってみて、この目的はほぼ達成できたと思っています。今後もう一層の協力を深め、太陽磁場の実体に迫りたいと願っています。

シンポジウム開催に当っては、市民会館を心よく提供して頂いたばかりでなく、いろいろと便宜を計らって頂いた鴨方町に深く感謝いたします。また、岡山天体物理観測所の取員の方々には運営の上で大へんお世話になりました。あわせて感謝いたします。

1984年11月

東京大学東京天文台 牧田 貢

シンポジウム出席者氏名(敬称略・アイウエオ順)

秋田 亨 (東大理)	久保田 諄 (大阪経済大)	當村一朗 (京大理)
一本 潔 (京大理)	黒河宏企 (飛騨天文台)	中川好成 (千葉工大)
海野和二郎 (東大理)	柴崎清登 (空電研)	新田就亮 (理化研)
大西恒夫 (鴨方町長)	柴田一成 (愛知教育大)	花岡庸一郎 (京大理)
沖田喜一 (岡山天体物理観)	清水 実 (岡山天体物理観)	日江井崇二郎 (東京天文台)
岡田隆史 ( " )	清水保夫 (東京天文台)	牧田 貢 ( " )
鎌目信三 (空電研)	清水康広 (岡山天体物理観)	寺山史生 ( " )
川口市郎 (京大理)	末松芳法 (滋賀大)	湯谷正美 (岡山天体物理観)
神野光男 (飛騨天文台)	田中捷雄 (東京天文台)	吉村庄和 (東大理)
金 甲星 (京大理)	椿 郁生夫 (滋賀大)	渡辺悦二 (岡山天体物理観)
北井礼三郎 (花山天文台)	常田佐久 (宇宙研)	

## 第2回 太陽磁場観測シンポジウム

1984年8月30日(木) - 8月31日(金)

於 岡山県浅口郡鴨方町鴨方町民会館

8月30日

午前 座長 久保田 諄

ベクトルマグネットグラフの観測手続	牧田 貢	3
マグネットグラフデータの標準的処理	牧田 貢	8
岡山マグネットグラムデータのデータ型式	柴崎清登	10
岡山マグネットグラフ観測に必要な暦計算	柴崎清登	16

午後 座長 吉村宏和

日ソ・ベクトルマグネットグラムの比較	牧田 貢	19
活動領域にある紅炎の三次元構造について	川口市郎	20
活動域磁場とS成分	柴崎清登	23
野辺山45m中宇宙電波望遠鏡による太陽ミリ波観測	柴崎清登・石黒正人・小杉健郎	27
活動領域の磁場構造の変化	黒河宏企	33

午後 座長 椿 都生夫

太陽黒点大気中の微細構造	北井礼三郎	37
Penumbraの微細構造	一本 潔	41
Faraday rotationの検出	牧田 貢・小矢野 久	45
磁場変動と電流	中川好成	48
黒臭磁力管の構造	牧田 貢	53
対流層内の磁力管形成	海野和二郎	55

8月31日

午前 座長 守山史生

サイクル21におけるフレアの統計(磁場との関係)	久保田諄・鈴木美好・一本潔・當村一朗・黒河宏企	57
白色光マグネットグラム	田中捷雄	62
電波観測から推定した活動域のコロナ磁場	鎌目信三	65
Solar Cycle Telescope	田中捷雄・牧田 貢	72
まとめ	牧田 貢	75

午後 有志によるマグネットグラフ見学

## ベクトルマグネトグラフの観測手続き

東京天文台 牧田 貢

岡山天体物理観測所のベクトルマグネトグラフの操作は観測のなかでは相当にこみ入っていて、或程度の習熟が必要である。ここでは実際の観測手続を述べて観測を志す人の手助けをすると同時に、手続を知ることによって観測の精度、どういう観測が可能なのかを、観測をしない人にも理解して欲しいと願っている。

ベクトルマグネトグラフの構成の大体はオ1図とオ2図に示したのでそれらを参照しながら以下の手続を読んで頂きたい。

### 1. ウォームアップ

どんな電気系も電源を入れてすぐ動くものではないが、マグネトグラフのアンプ系には90分以上のウォームアップが必要である。これを怠ると位相が大きく変化する。また、オトマルの感度安定のためには高圧をかけた状態で30分以上光を照射しておかなければならない。このように安定のためには電源の常時投入が望ましいのであるが、別山の場合、雷・停電等の不測の事態があって難しい。

### 2. 調整

最初はアンプの位相調整である。マグネトグラフ制御盤上段のシグナルジェネレーターからの標準信号を光電流の代わりにアンプに入れ、 $\sin$ - $\cos$ の分離を行う。その際アンプゲインによって調整位置が異なるので、観測者が最も使用するゲインで調整するのがよからう。 $\times 10^0$ ,  $\times 10^1$ ,  $\times 10^2$ のアンプ間での位相差は $0.1 \sim 0.3$ 位であるが $\times 10^3$ では $1^\circ$ も他とずれている。調整後の位相変動は $0.1/\text{hour}$ 位なので観測毎にチェックする必要がある。オ2図のオトマル出力の式でわかるように、 $0.1$ の位相のずれは $\sin$ - $\cos$ 信号に $0.1\%$ 程度のまがりを生ずる。

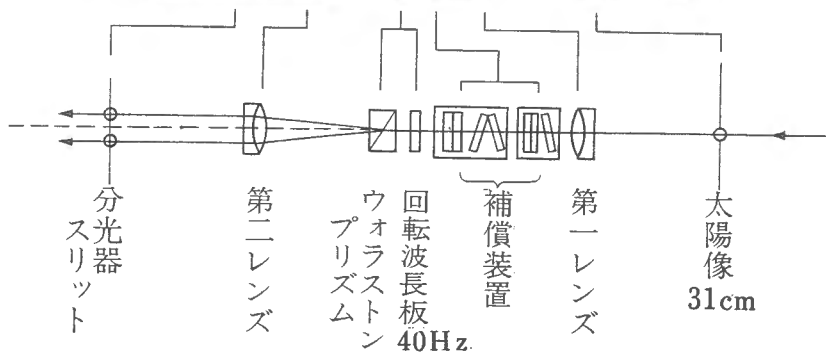
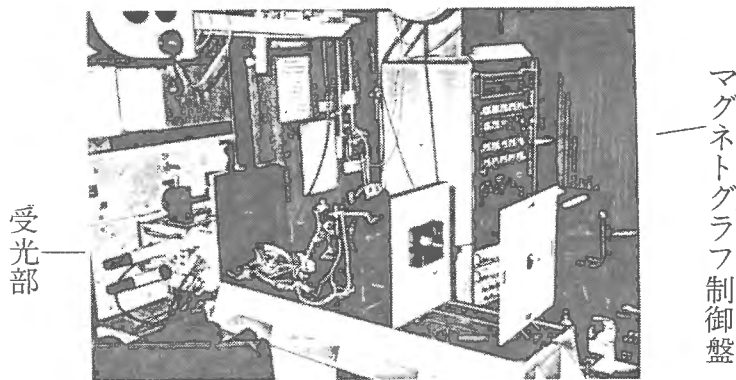
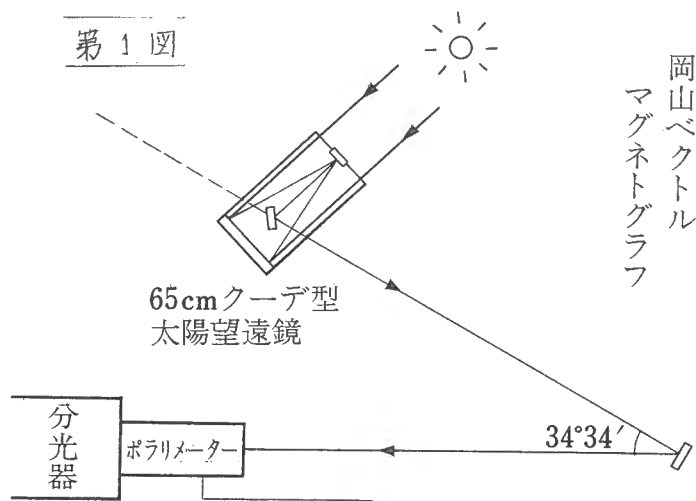
アンプの次はinstrumental polarizationの消去である。二つある補償装置のうち補鏡用は調整済みでさわるなくともよい。クーデ鏡用は望遠鏡が回転すると、太陽赤緯が変わるために毎日調整しなくてはならない。まず、連続光の直線偏光出力を見ながらクーデ鏡補償装置全体を回転させ、その中の平行平面板の傾きを変えて、それらの出力がゼロになるところを探る。見つかったところで固定し全体を日周運動できるモーターのスイッチを入れる。次に、望遠鏡筒内のクーデ鏡の前にポラロイドを入れてクーデ鏡の反射による円偏光をつくってやる。そして、連続光の円偏光出力を見ながらクーデ鏡補償装置内のバビネコンペンセーター

を調整し出力をゼロにする。こうして instrumental polarization を  $10^{-4}$  以下にすることが出来る。

次にオ2図に示した6ヶの不マルの感度調整をする。不マルは充分に送られていて30分のウォームアップ後の感度変化は非常に小さいようである。現在の印象では 不マル光電面にできた望遠鏡主鏡像が時間と共に回転する或はずれる

ため、光電面の感度ムラが見かけ上の感度変化と存るらしい。

連続スペクトル域での不マル調整が終ると測定すべきスペクトル線をお2図のように入れる。その際ラインシフタのゼロ位置でA,Bがバランスするようにグレーティングをまわす。この時不マル3,4のバランスが悪ければ分光器スリットの傾きで調整する。



### 3. 観測

観測は計算機コンソールより観測プログラムを観測室 TSS に投入し、プログラムと応答形式で始められる。

現在 観測プログラムとしては次の3つが用意されている。\*

プログラム名	観測番号	積分時間単位
◎ MOBS 14 (標準)	1000	0.1秒
MOBS 24	0600	1秒
MOBS 04 (一定時間々隔)	1600	0.1秒

いずれも望遠鏡を振って太陽面を東西方向、南北方向にステップスキャンするので最初のものが一番使いまわされている。積分時間単位はハード的に決められておりステップスイッチでどちらかを選ぶことができる。将来、観測目的に応じて更にいろいろなプログラムが作られるであろう。

## 第2図

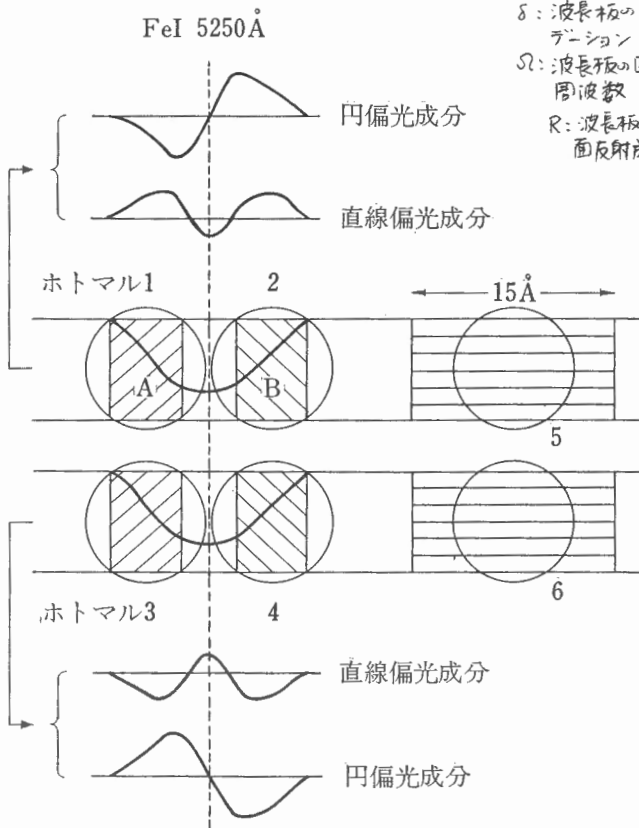
$$\text{ホトマル出力} = \frac{1}{2} \left[ I + \frac{1+\cos\delta}{2} Q + \frac{1-\cos\delta}{2} (Q \cos 4\Omega t + U \sin 4\Omega t) + V \sin\delta \sin 2\Omega t + R \cos 2\Omega t \right]$$

(I, Q, U, V): ストークス  
パラメーター

$\delta$ : 波長板のリター  
レーション

$\Omega$ : 波長板の回転  
周波数

R: 波長板の内  
面反射成分



必要なパラメーターが観測室TSSよりキーインされ、太陽面のステップスキャン開始位置が設定された後は自動観測となり、光量不足、太陽像がイドエラー等は復帰後自動回復する。また観測結果の一部を同じTSS上でモニターできる。

観測場所の確認のためにはポラリメーターの光取り入れ口の鏡面反射でH $\alpha$ 像をつくりテレビカメラで撮り、テレビ画面に写すと共に録画することが出来る。また、望遠鏡筒にのせた光学系を使って白色光でシネ撮影も可能である。

## 4. 観測後の処置

観測終了後引き続き次の観測を行う場合には2.の調整項目をチェック

4. 必要ならば再調整を行う。次観測が開始されたらその観測中に磁気ディスクに蓄えられたデータをMTに移し変えたり、磁気ディスクデータを簡単に処理して観測結果をカラーグラフィックで表示することが出来る。

## 5. 観測記録

観測で磁気ディスクやMTに読み込まれたデータはオ3図の通りである。

まず四角で囲まれた部分は観測者がキーインするパラメーターである。その中で"MAX GAIN..."とは自動切り換えにまつているアンプゲインの最大増巾度をいくつにするかを尋ねている。入力によってはやたらにゲインを上げては無意味である。そのマニニでは4つのアンプに対して $\times 10^1$ ,  $\times 10^1$ ,  $\times 10^2$ ,  $\times 10^2$ を指定している。ダッシュのついでのが連続スペクトル域の出力、無印のがスペクトル線からの出力である。"INTEGRATION TIME"は0.1秒単位で100、即ち1秒である。X、Yは各々、東西及南北方向に相当し、送りステップ幅は10"。観測度の数は各々の方向に50度と45度である。観測終了時に"COMMENT"と出て来るので少くともID記号はキーインする。この場合、M-マグネットグラフの観測、C-1983年、525-5月25日、B-この日2番目の観測ということである。

点線が囲まれた四角は、太陽像中心を入れた時の太陽像ガイド装置エンコーダーの示す値であり、ターンキーで自動的に読み込まれる。この値はこの後の処理で太陽面座標の原点にちるのを充分注意して太陽像中心を合わせる必要がある。

各観測点について取りこんだデータは左から、記憶番号(1,2番は上のコメント部分に使っている)、観測時刻、太陽面座標(秒)、スペクトル線強度、連続スペクトル域強度、太陽像ガイド装置中心で測定した太陽中心強度、視線速度、QTVRとその測定したゲインレンジ、QTVR'とその測定したゲインレンジになっている。各数字は視線速度の外は"1"を"1000"として表わしている。従って(-24 1)=-2.4 $\times 10^{-3}$ となる。表の上には書きこんだ数字は較正のためのものであり、視線速度は5.5倍すればm/sになり、偏光については"I"或は"IO"で割った後更に各々の数字で割れば偏光度になる。

これらの値の測定精度としては視線速度については測定単位の5.5m/s(但しドリフトは無視する)、偏光率については、この場合スペクトル線に対しては $10^3$ 、連続スペクトル域に対しては $10^4$ で、大体入射した光子数に見あった数である。

\*観測プログラムは浜名茂男が作製した。

第 3 号

DATE 83 5 25  
 OBSERVER MM  
 SLOT WIDTH 2 MM  
 SLIT WIDTH 100 MICRON  
 LINE 5250 A  
 MASK APERTURE 500 MICRON  
 PRISM SLIT WIDTH 150 MICRON  
 PHOTOMUL. VOLTAGE 800 V  
 X,Y POSITION OF DISC CENTRE 1557 1113  
 MAX GAIN OF QU, VR, Q, U, V, R, AMP 1 1 1 2  
 INTEGRATION TIME 10 (0.1 OR 1.0 SEC UNIT)  
 X,Y STEP OF SCAN 10 10  
 X,Y SCAN 50 45 POINT  
 LAST RECORD NO 2105  
 PROGRAM VERSION 12, TC=0.1 SEC

MC5259 SPOT A, FINE  
 COMMENT  
 x5.5 m/s /6.1  
 /12.4  
 /3.4  
 /6.1

NR	TIME	POSITION	I	IO	AGC	VELO	W	U	Q	R	V	R	V	RR	Q	U	R	V	R	V
3	9 25 59	1637 1105	455	581	509	-118	-24	18	1	5	15	1	35	25	2	-169	68	2	68	2
4	9 26 3	1647 1105	458	578	509	-147	-14	10	1	21	6	1	11	43	2	-185	80	2	80	2
5	9 26 4	1656 1105	465	583	509	-133	-19	3	1	625	-5	1	11	46	2	-166	77	2	77	2
6	9 26 6	1667 1105	464	578	509	-161	-21	3	1	203	-6	0	14	26	2	-153	86	2	86	2
7	9 26 7	1676 1105	456	579	509	-132	-9	0	1	38	0	0	-8	41	2	-202	75	2	75	2
8	9 26 9	1686 1105	449	575	509	-116	5	0	1	28	24	1	8	30	2	-174	96	2	96	2
9	9 26 11	1696 1105	448	576	509	-161	-34	10	1	75	6	1	-5	9	2	-158	95	2	95	2
10	9 26 12	1706 1105	456	580	509	-140	-22	-8	1	388	2	1	12	42	2	-172	104	2	104	2
11	9 26 14	1715 1105	458	584	509	-144	-8	-1	1	342	-6	1	-1	59	2	-186	90	2	90	2
12	9 26 15	1726 1105	453	581	508	-162	-17	-10	1	33	3	1	24	54	2	-154	63	2	63	2
13	9 26 17	1735 1105	450	578	508	-152	10	5	1	209	6	1	15	27	2	-155	118	2	118	2
14	9 26 18	1745 1105	451	578	509	-118	-8	16	1	70	23	1	0	41	2	-159	50	2	50	2
15	9 26 20	1755 1105	455	581	508	-111	-40	-6	1	12	3	1	27	19	2	-167	89	2	89	2
16	9 26 22	1765 1105	452	578	509	-146	-1	15	1	108	3	1	37	40	2	-169	68	2	68	2
17	9 26 26	1775 1105	453	573	508	-154	-24	0	1	710	-1	1	20	40	2	-154	85	2	85	2
18	9 26 27	1785 1105	442	568	509	-127	-22	4	1	150	14	1	32	40	2	-178	51	2	51	2
19	9 26 29	1794 1105	439	571	509	-103	-15	9	1	4	8	1	4	26	2	-156	75	2	75	2
20	9 26 30	1804 1105	446	571	509	-196	-22	5	1	41	4	1	30	8	2	-165	66	2	66	2
21	9 26 32	1814 1105	450	574	509	-171	-23	-10	1	36	20	1	14	24	2	-178	70	2	70	2
22	9 26 33	1824 1105	441	571	509	-169	-13	-22	1	-44	16	1	0	15	2	-160	59	2	59	2
23	9 26 35	1834 1105	445	575	508	-144	-20	-17	1	24	23	1	14	25	2	-150	57	2	57	2
24	9 26 36	1843 1105	434	564	508	-147	-24	-17	1	154	18	1	21	29	2	-168	73	2	73	2
25	9 26 38	1853 1105	441	567	508	-132	-10	12	1	9	26	1	23	40	2	-155	81	2	81	2
26	9 26 39	1863 1105	436	563	508	-201	4	-25	1	6	14	1	30	28	2	-142	85	2	85	2
27	9 26 41	1873 1105	433	558	508	-238	-17	7	1	17	9	1	28	20	2	-130	65	2	65	2
28	9 26 42	1883 1105	431	559	508	-187	-18	-6	1	-61	17	1	35	30	2	-150	88	2	88	2
29	9 26 44	1893 1105	429	557	508	-210	0	-4	1	18	18	1	37	30	2	-132	70	2	70	2
30	9 26 45	1902 1105	433	557	507	-221	-24	9	1	123	-2	1	21	22	2	-155	52	2	52	2
31	9 26 47	1912 1105	423	555	507	-168	3	4	1	22	16	1	30	41	2	-137	63	2	63	2
32	9 26 49	1922 1105	427	558	508	-191	-15	18	1	-6	25	1	26	39	2	-135	94	2	94	2
33	9 26 50	1932 1105	428	555	508	-322	-5	8	1	53	9	1	33	31	2	-145	85	2	85	2



## マグネトグラフデータの標準的処理

東京天文台 牧田 貢

マグネトグラフのデータはマグネティックテープ中の観測用ファイル“MD1”と“MD2”に観測毎に交互に取りこまれる。これに標準的処理を行って観測結果を直ちに見るためには、まず「観測手順」に支障を来さないよう、これをテーター処理用のファイル“MDA, …, MDF”のどれかに引越させる。そして下表のように3つの標準化を行う。

(1) Limb-Darkeningの補正 異点等の太陽面現象を際立たせるためには光球の明るさ変化—Limb-Darkening—を取り除いておかなければならない。生データは大気の透明度に敏感なので、全て同時に観測した太陽中心強度 (AGC) で割っておく。そして太陽像中心からの距離  $R$  の4次の偶函数で近似する。最小自乗法で求めた近似式の係数がスペクトル線 (XI) と連続スペクトル域 (WI) について下表のように求められる。2乗と4乗の項はこのように負であるべきだが、必ずしもそうならないものが多い。その最大の原因は太陽像中心と観測点とで大気の透明度が異なつたためと思われる。なお係数を求めた際  $R > 0.9$  の点は除いてある。

(2) Instrumental Polarizationの補正 Stokesパラメーターは生データを強度  $I$  又は  $I_0$  で割れば求められるがこれには補正が必要である。なぜなら instrumental polarizationの消去は太陽面上の一点でしか行われなかつたからである。スラットスキューンで観測点と変えれば、それに応じて補償装置の調整を変えてやらなければ instrumental polarizationが生じてしまう。このいわば residual instrumental polarizationを赤経方向の一次式として表わしたものが下表のWR, WU, WVである。計算は連続スペクトル域のデータについて最小自乗法で係数を求めた。その際、標準偏差の3倍以上離れたデータ（例えば某点内の点）は最終的には除かれている。係数は「観測手順」での値を校正因子で割ってやれば、偏

DISPLAY DATA OF MAGNETOGRAPH OBSERVATION  
DATE=83 525 DISK CENTER:X=1557 Y=1113  
LRN= 2105 COMMENT MC525B SPOT A, FINE

JST= 92559-102329  
LIMB DARKENING COEFFICIENTS  
XI= 0.9236E+00+ -0.3599E+00\*R\*\*2+ -0.3319E-01\*R\*\*4  
WI= 0.1179E+01+ -0.3697E+00\*R\*\*2+ -0.7769E-02\*R\*\*4  
FORMULAE OF LINEAR APPROXIMATION  
WR= 0.1905E-04\*IY+ 0.3978E-03  
WU= 0.3842E-04\*IY+ 0.4931E-03  
WV= -0.4453E-05\*IY+ -0.2645E-02  
RV= -0.4117E+01\*IX+ -0.1757E+03  
RV= -0.2267E+01\*IY+ 0.4924E+02

光度に対応するものとなる。この residual polarization は連続スペクトル域の偏光から差し引かれると同時にスペクトル線の直線偏光成分からも差し引かれる。スペクトル線の円偏光成分は測定法が instrumental polarization free なので補正は行わない。いずれにしても、スペクトル線の偏光測定精度  $10^{-3}$  からみれば、補正量は小さい。residual polarization には赤経方向の依存性もある筈であるが、小さいので無視した。

### (3) 太陽自転の補正

太陽自転の視線方向成分を取り除くために、生データを赤経、赤緯座標(原点は任意)の一次式で近似した。実際には微分自転や自転軸の傾きによる非線型効果などがあるが、黒点を除けば5分振動が視線速度の主成分であることを考慮して、このように粗い補正にとどめた。またこの補正によってホトマル感度の変動による影響も多少は除かれるはずである。

以上のように観測データを標準化しカラーディスプレイする実行プログラムは現在2系統ある。

(1) 牧田プログラム IDISP/MP (ハードコピー用)、HDISP/MP (写真用) の2種類あり。スペクトル線及連続スペクトル域強度、スペクトル線偏光テータ(磁場)、視線速度、連続スペクトル域偏光テータの4画面を構成する。

(2) 桜井プログラム SETMG/MP で生データを標準化し GDISP/MP でカラーディスプレイする。太陽面上の観測領域の表示、磁場、視線速度の3画面からなる。磁場の表示は円偏光は  $H_{||}$  に比例し、直線偏光は  $H_{\perp}^2$  に比例するとして比例定数をメニューで決めている。もし potential field の仮定で磁力線が計算しであれば GDISP/MP でそれも磁場画面に表示できる。

各プログラムの出力は磁力線の計算を別にすれば観測後15分でそのハードコピーを手に行うことができる。磁力線の計算時間は測定領域の複雑さで異なり10数分から数時間にわたる。現在観測記録としては桜井プログラムのハードコピーがファイルされている。

## 岡山マグネトグラムのデータ型式

名古屋大学空電研究所 柴崎清登

まえがき

太陽物理学において太陽表面磁場のデータは非常に重要で、広範囲の太陽研究者にとって基礎的なデータであり、さらに太陽だけでなく惑星間空間や地球磁気圏の研究者にとっても重要なデータである。今までは外国からもらっていたわけであるが、今回岡山で観測できるようになり、国内の研究者が利用しやすくなった。

太陽の観測は多くの研究者によっていろいろな手段でいろいろな角度から独立に行われており、観測結果の解析に於いては他の手段による観測結果が参考になる。空間分布の観測であれば、スケールを合わせたり、各点毎の比較も必要になってくる。そこで岡山ベクトルマグネトグラフのデータを国内の多くの研究者が利用できるようなデータ型式にしたので以下それについて述べる。

### 1. 観測と出力データ

ベクトルマグネトグラフで測定できるものは狭帯域、広帯域それぞれの偏波成分（I Q UV）、それに速度成分計9つである。ミニコンによって望遠鏡をステップドライブし、太陽像の各点における偏波成分と速度成分が数値として出力され、ミニコンのディスクに格納される。このデータは磁気テープにコピーして保存されている。1983年まではこのデータは観測所のミニコンで処理・表示され、観測者はそのハードコピーを持ち帰っていた。今年より観測所で処理して、その結果を他の計算機で容易に読めるような形に変換し、磁気テープにコピーできるようにした。観測に用いたパラメータ、観測領域、更に処理に用いた係数等はHEADERに入っているのもので、この部分から必要なものだけ抜きだせば観測リストとしても利用できる。

データは磁場観測の専門家ではない一般利用者としては、 $B_{\parallel}$ 、 $B_{\perp}$ 、 $v$ 等が最も適当と思われるが、観測されたI Q UVと $B_{\parallel}$ 、 $B_{\perp}$ の間にはいろいろな解釈が入る余地があり、I Q UVをデータとして保存する方がより適切と思われる。第一次の近似としては $V/I$ と $B_{\parallel}$ 、 $\sqrt{(Q^2 + V^2)}/I$ と $B_{\perp}$ は比例するとし、その係数を与えればそのまま磁場データになるので問題はない。速度成分（ $v$ ）はm/sec 単位に変換されている。

## 2. データフォーマット (FITS format)

データは2次元空間の格子点における9つの値(狭帯域 I Q U V, 広帯域 I' Q' U' V', 速度 v) となるため、3次元配列となる。最近の光学天文における CCD の利用、電波天文における高空間及び高周波数分解能観測による多量の空間スペクトル情報に対応するためデジタルデータ交換のための磁気テープフォーマット (FITS) が提案されており、岡山マグネットグラフのデータもなるべくこのフォーマットに合わせた。FITS について詳しくは参考文献を参照するとしてまとめの部分を付録として添付した。以下に岡山マグネットグラフデータの FITS 型式について述べる。使用する磁気テープは、9トラック、1600BPI、1レコード2880バイト、ラベルなしのマルチファイルで、文字コードは JIS (ASCII) とする。

### 2-1 HEADER

1行80字(カード型式)のコメントが72行(よって2レコード、1レコードは80字/行×36行=2880字)あり、暦や観測時刻(JST)、太陽面中心に対する観測領域等が書かれている。又コメントの中に観測装置のセットアップパラメータ、処理途中の出力などが書かれている。付録2にサンプルを示した。

### 2-2 データ

ID (IX, IY, ISTOKES) として書かれている。IXは東西方向、IYは南北方向、ISTOKESは I Q U V I' Q' U' V' v の順序で入っている。データは整数型で(1018)のフォーマットで書かれている。よって1データあたり8桁の文字になっている。本来の FITS 型式においては2の補数表現のバイナリ整数であるが、データ量もさほど多くないので読みやすいフォーマット付きにした。I, I' はそれぞれ最大値が25000になるように正規化してある。25000は16ビットで表現できる整数でなるべく大きくしかも割りきりやすい数である。Q U V, Q' U' V' は各点での強度 I, I' で割り、それに25000を掛けたものである。つまり100%円偏波の場合 V = 25000となる。データ長は IX \* IY \* ISTOKES \* 8バイトで、レコード数はこれを2880バイトで割った商(余りが出たばあいは+1)通常の観測では IX = 50, IY = 45, ISTOKES = 9であるからデータのレコード数は57である。これにヘッダーの2レコードをくわえ、1ファイルの大きさは59レコード約170Kバイトである。

### 2-3 フォーマット変換プログラムと蓄積データ

FITS型式への変換プログラムは処理プログラムと一体になっており、岡山観測所のミニコンMELCOM70/60Bに入っている。観測終了後このプログラムを起動して観測データの入っているファイル名を入力するだけで処理・フォーマット変換が行われ、出力されたファイルを磁気テープにコピーすればそれでFITSテープが出来上がる。このテープを持ち帰って更に高次の処理、表示等が可能である。今年3月に出版された、”Vector Magnetograms of Solar Active regions (December 1982 - December 1983)”はこのFITSテープを用いて作成されたものであり、そのデータは1本の磁気テープに納められている。今後もこのようなテープを作っていく予定であり、多くの研究者の方々が利用されることを望みます。

#### 参考文献

1. Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 44, (1981)363-370.  
D.C.Wells, E.W.Griesen and R.H.Harten.  
FITS: A Flexible Image Transport System.
2. Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 44, (1981)371-374.  
E.W.Griesen and R.H.Harten.  
An Extension of FITS for Groups of Small Arrays of Data.

#### 付録1. FITS型式の概要 (参考文献1より)

##### the FITS format in outline

###### I. Purpose

- A. Communication of  $n$ -dimensional data arrays between institutions.
- B. Communication of detailed parameters describing such arrays.
- C. Communication of unlimited quantities of text.
- D. Avoid impact on formats currently in use.

###### II. Physical form

###### A. Medium

1. ANSI standard magnetic tape
2. Either labeled with ANSI standard labels or unlabeled (preferred)
3. Seven-track allowed, nine-track preferred

###### B. Data records

1. All records shall be 23040 bits in length
2. Order within each 'image'

- a. One or more "header" records
  - b. Zero or more data array records
  - c. Zero or more "other" records
  - d. One tapemark
3. Basic forms
- a. Header records : 2880 8-bit characters
    - i. In 7-bit ASCII code
    - ii. Organized as 36 80-character card images
  - b. Data records : binary integers are standard
    - i. 8-bit unsigned
    - ii. 16-bit twos complement
    - iii. 32-bit twos complement
  - c. Other records : not currently defined
  - d. Tapemark : ANSI standard
- C. Data
1. Bits are ordered within bytes following the ANSI standard
  2. Bytes are sequenced within tape records
    - a. For characters in strings (i.e., header records), in the order in which they are to be parsed.
    - b. For bytes within pixel values or other binary data in order of decreasing significance (i.e., sign bit first).
  3. Pixel values occur in the standard FORTRAN sequence with
    - a. 2880 pixel values/record if BITPIX = 8
    - b. 1440 pixel values/record if BITPIX = 16
    - c. 720 pixel values/record if BITPIX = 32
  4. Example : four-dimensional array IMAGE (M1, M2, M3, M4)
    - a. Declare NAXIS = 4, NAXIS1 = M1, NAXIS2 = M2, NAXIS3 = M3, NAXIS4 = M4 (see IIIC).
    - b. Place pixel values on tape in order : IMAGE (1,1,1,1) through IMAGE (M1,1,1,1) followed by IMAGE (1,2,1,1) through IMAGE (M1,2,1,1) etc.
    - c. Pack pixels within data records with maximal efficiency, paying no attention to commensurability of row length (M1) with record length (2880, 1440, or 720)
  5. The first data array record, if any, follows the last header record.
  6. Unused pixel value positions following the array values within the last data array record are filled with zeros.
- III. Format of header record card images
- A. Basic sequence
1. Keyword - left justified in columns 1-8
  2. ' = ' - in columns 9-10 (except comment cards)
  3. Parameter value - in ANSI FORTRAN 77 list - directed read format anywhere in columns 11-80
  4. '/' - optional, terminates value field
  5. Comment - follows the /
- B. Format
1. Character code : ASCII
    - a. Codes allowed before / : "Field Codes", "Non Alpha"
    - b. Codes allowed after / : as above plus "Lower Case"
  2. Fixed format types
    - a. Logical - character T or F in column 30
    - b. Integer - right justified in columns 11-30, com-

- plex part (if any) right justified in columns 31-50
  - c. Floating point - columns 11-30, complex part (if any) in columns 31-50
    - i. F notation is free format within the specified columns, but the decimal must appear.
    - ii. E notation is right justified in the specified columns.
  - d. Character - surrounded by character '(octal 47)
    - i. Opening ' in column 11
    - ii. Closing ' in or after column 20
    - iii. Heading blanks are significant, trailing blanks are not.
- C. Required keywords - must appear in each FITS file
1. The first 3+ card images in the first header record of each file must use the following keywords with fixed format in the order given here.
    - a. SIMPLE (logical) file conforms to basic format ?
    - b. BITPIX (integer) # bits used on tape for each pixel value
    - c. NAXIS (integer) # axes in array
    - d. NAXIS1 (integer) # pixels on fastest varying axis
    - e. NAXIS (integer) # pixels on second fastest varying axis
    - f. NAXIS3 (integer) # pixels on third fastest varying axis
    - g. NAXIS999 (integer) # pixels on 999th fastest varying axis
  2. If the value assigned to NAXIS is  $m$ , then only NAXIS1 through NAXIS $m$  should appear. If  $m = 0$ , then no NAXIS $n$  cards should appear.
  3. The last (logical) header card image within the last header record of each file must use the keyword END. Following card images within that header record must be blank.
- D. Optional keywords - use and ordering of the following keywords is optional.
1. BSCALE (floating)      Scale factor used to convert tape pixel values to true values (true = [ tape x BSCALE ] + BZERO).
  2. BZERO (floating)      Offset applied to true pixel values (see above formula).
  3. BUNIT (character)      Brightness units (see list of recommended values below).
  4. BLANK (integer)      Tape pixel value assigned to undefined-value pixels.
  5. OBJECT (character)      Image name.
  6. DATE (character)      Date file written ('dd/ mm/ yy').
  7. DATE-OBS (character)      Date of data acquisition ('dd/mm/yy').
  8. ORIGIN (character)      Tape writing institution.
  9. INSTRUME (character)      Data acquisition instrument.
  10. TELESCOP (character)      Data acquisition Telescope.
  11. OBSERVER (character)      Observer name/identification.
  12. BLANK (none)      Cols. 9-80 are a comment.
  13. COMMENT (none)      Cols. 9-80 are a comment.
  14. HISTORY (none)      Cols. 9-80 are a comment.
  15. CRVAL  $n$  (floating)      Value of physical coordinate on axis  $n$  at the reference pixel (see notes on units below).

16. CRPIX <sub>n</sub> (floating)	Array location of reference pixel along axis <i>n</i> .	6. 'GLAT'	Galactic longitude in degrees
17. CDELT <sub>n</sub> (floating)	Increment in physical coordinate along axis <i>n</i> as FORTRAN counter increases by 1.	7. 'ELON'	Ecliptic longitude in degrees
18. CTYPE <sub>n</sub> (character)	Type of physical coordinate on axis <i>n</i> (see list of recommended values below).	8. 'ELAT'	Ecliptic latitude in degrees
19. CROTA <sub>n</sub> (floating)	Rotation angle of actual axis <i>n</i> from stated coordinate type.	9. 'TIME'	Time in seconds
20. DATAMAX (floating)	Maximum data value in the file.	10. 'FREQ'	Frequency in Hertz
21. DATAMIN (floating)	Minimum data value in the file.	11. 'LAMBDA'	Wavelength in meters
22. EPOCH (floating)	Epoch of coordinate system (years).	12. 'VELO'	Velocity in meters/second
		'VELO-LSR'	Velocity wrt local standard of rest
		'VELO-HEL'	Velocity wrt Sun
		'VELO-OBS'	Velocity wrt observer
		13. 'PIXEL'	Unitless
		14. ' '	Unitless
		15. 'STOKES'	Stokes polarization parameters and synthesized beam pattern, has values 0 beam, 1=x, 2=y, 3=u, 4=v

## E. Suggested values for BUNIT

1. 'K'	Kelvins	16. 'COMPLEX'	Complex valued, has values 1 = real, 2 = imaginary
2. 'JY/BEAM'	Jy per beam area	17. 'DISTANCE'	A distance on the sky between points. This is useful for non-standard coordinate systems
3. 'JY/PIX'	Jy per pixel	18. 'ANGLE'	An angle on the sky in degrees
4. 'MAG/PIX'	Magnitudes per pixel		
5. 'M/SEC'	Meters per second (e.g., velocity fields)		
6. 'DEGREES'	Angles in degrees (e.g., polarization position angle)		
7. ' '	Unitless (e.g., optical depth, spectral index)		

F. Suggested values for CTYPE<sub>n</sub>

1. 'RA'	Right ascension in degrees
2. 'DEC'	Declination in degrees
3. 'LL'	Tangent plane (E-W) in degrees
4. 'MM'	Tangent plane (N-S) in degrees
5. 'GLON'	Galactic longitude in degrees

## IV. Units

## A. Basic set

1. Consistent with the International System of Units (SI)
2. Add degrees for angles
3. Add Janskys for flux

## B. Examples

1. Distances in meters
2. Masses in kilograms
3. Times in seconds
4. Temperatures in Kelvins

## References

BRAINERD, W. : 1978, *Comm. ACM*, 21, 806 ; 1977, 'Workshop on Standards for Image Pattern recognition', NBS Publication 500-8, U.S. Department of Commerce.

付録2. ヘッダー部のサンプル (マグネトグラムの場合)

```

SIMPLE      =          F          / NOT_BINARY
BITPIX     =          64         / 18
NAXIS      =           3         / NUMBER OF AXES
NAXIS1     =          50         / # PIXELS/ROW(RA)
NAXIS2     =          45         / # ROWS(DEC)
NAXIS3     =           9         / # STOKES(IQUV)0"U"V"VELO)
BSCALE     =    4.00000E+05      / REAL = TAPE+BSCALE+RZERO
BZERO      =           0.0       / NO BIAS ADDED
BUNIT      =          "         / NORMALIZED IQUV, M/SEC FOR VELO
OBJECT     = "MC526C          / NAME OF OBJECT
CRVAL1     =   -0.13861E+00      / REF POINT VALUE DEGR
CRPIX1     =           1.0       / REF POINT PIXEL LOCATION
CTYPE1     = "LL              / COORD TYPE: DISC CENTER DISTANCE_DEGR
CDELTA1    =    0.27778E-02      / COORD VALUE INCREMENT WITH COUNT_DEGR
CRVAL2     =   -0.11500E+00      / REF POINT VALUE DEGR
CRPIX2     =           1.0       / REF POINT PIXEL LOCATION
CTYPE2     = "MM              / COORD TYPE: DISC CENTER DISTANCE
CDELTA2    =    0.27778E-02      / COORD VALUE INCREMENT WITH COUNT_DEGR
CRVAL3     =           1.0       / REF POINT VALUE STOKES
CRPIX3     =           1.0       / REF POINT PIXEL LOCATION
CTYPE3     = "STOKES          / COORD TYPE: VALUE IS #
CDELTA3    =           1.0       / COORD VALUE INCREMENT WITH COUNT ST #
P          =          -17.8      / ANGLE BETWEEN SOLAR AND CELESTIAL POLE
BO         =          -1.4       / HELIOGRAPHIC LATITUDE OF DISC CENTER
CLO        =          127.0      / CARRINGTON LONGITUDE OF DISC CENTER
ISD        =           939       / SEMIDIAMETER/1,01 IN ARC SEC
INSTRUME   = "MAGNETOGRAPH     /
TELESCOP   = "65 CM COUDE      / OKAYAMA ASTROPHYSICAL OBSERVATORY
OBSERVER   = "MM
ORIGIN     = "OKYM             / TAPE WRITING INSTITUTION
DATE       = "83/11/ 4
DATEOBS    = "83/ 5/26
TIMEOBS    = "10  2 13 -11 13 50"
COMMENT    OKAYAMA TRANSIT TIME= 12 H  2 M 30 S (JST)
COMMENT    SLOT LENGTH= 2 MM
COMMENT    SLIT WIDTH= 100 MICRON
COMMENT    LINE = 5250 A
COMMENT    MASK APERTURE= 500 MICRON
COMMENT    PRISM SLIT WIDTH= 150 MICRON
COMMENT    PHOTOMUL. VOLTAGE= 800 VOLT
COMMENT    X,Y POSITION OF DISK CENTER= 1551 1112
COMMENT    MAX. GAIN OF QU,VR,Q"U",V"R"(10**N)= 1 1 2 2
COMMENT    TIME CONSTANT= 0.1 SEC  INTEGRATION NUMBER= 10
COMMENT    PROGRAM VERSION= 13
COMMENT    MC526C SPOT B, OCCASIONALLY THICK CLOUD
COMMENT    LIMB DARKENING COEFFICIENTS
COMMENT    XI= 0.9585F+00 + -0.3827E+00 *R**2 + 0.5912E-01 *R**4
COMMENT    WI= 0.1212E+01 + -0.3720E+00 *R**2 + 0.1812E-01 *R**4
COMMENT    FORMULAE OF LINEAR APPROXIMATION
COMMENT    XQ= 0.1030E-03 * IY + -0.2938E-02
COMMENT    XU= 0.1264E-03 * IY + 0.3350E-03
COMMENT    XV= 0.0000E+00 * IY + 0.0000E+00
COMMENT    WQ= 0.3733F-04 * IY + 0.5336F-03
COMMENT    WU= 0.4606E-04 * IY + -0.6062F-05
COMMENT    WV= -0.1643F-04 * IY + -0.1695E-02
COMMENT    RV= -0.4105E+01 * IX + 0.1314E+03
COMMENT    RV= -0.1716E+01 * IY + 0.3974E+02

```



## 岡山マグネトグラフ観測に必要な暦計算

名古屋大学空電研究所 柴崎清登

まえがき

太陽の観測やそのデータ処理には、太陽の時角・自転軸の傾き・視半径等の暦が必要である。「暦象年表」や「天体位置表」にも載っているが、その都度探すのは面倒でもあり又人手を介するため入力ミスをする可能性がある。又10日おきの値しかないものもあり補間が必要である。そこでミニコンで簡単に計算できる暦のプログラムを岡山観測所のMELCOM70/60Bにフォートランのサブルーチンとして登録し、観測用プログラムやデータ処理プログラムに使用しているのでその概略を説明する。長期間の暦の計算を精度よく行うにはミニコンでは不十分なので、1-2年間有効な係数を追加して使用している。そのためこの暦プログラムは毎年保守する必要がある。現在は1982年から1985年中頃まで有効なものが使用されている。参考にした文献は、毎年米国海軍天文台から発行されている“Almanac for Computers”と、1974年に発行された“Explanatory Supplement to the Astronomical Ephemeris and the American Ephemeris and Nautical Almanac”等である。計算するものとしては年月日時刻(UT)より、太陽の視半径(″)距離(AU)、自転軸の傾きP, B. (°)、ディスク中心のキャリントン経度(°)、それにその日の岡山天文台での南中時刻(時)である。

### 1. ユリウス日の計算(1901年より2099年まで使用可)

$$JD = 367 * K - [7 * (K + [(M + 9) / 12]) / 4] \\ + [275 * M / 9] + I + UT / 24 + 1721013.5$$

ここで K:西暦年

M:月

I:日

UT:時

[ ]:整数化(切り捨て)

ニューカム の “Table of the Sun” の元期である1900年1月0日12時のユリウス日は

$$JD. = 2415020.0 \text{ (1900年であるため上式に1を加える) である。}$$

## 2. 太陽の座標

時間

$$\begin{aligned} T &= (JD - JD_0) / 36525 \\ &= (367 * (K - 1900) - [7 * (K + [(M + 9) / 12]) / 4] \\ &\quad + [275 * M / 9] + I + UT / 24 + 3293.5) / 36525 \end{aligned}$$

平均経度 (°)

$$L = 279.691 + 36000.769 * T$$

平均近点離角 (°)

$$g = 358.476 + 35999.769 * T$$

真の経度 (°、±1分角の精度)

$$\begin{aligned} \lambda &= L + (1.919 - 0.0048 * T) * \sin(g) \\ &\quad + 0.020 * \sin(2 * g) \end{aligned}$$

ディスク中心の赤経 (α)・赤緯 (δ)

$$\tan(\alpha) = \cos(\epsilon) * \tan(\lambda)$$

$$\sin(\delta) = \sin(\epsilon) * \sin(\lambda)$$

$$\epsilon = 23.441 (^\circ)$$

太陽までの距離 (AU)

$$\begin{aligned} \log(R) &= 0.00003 + (-0.00727 + 0.000018 * T) * \\ &\quad \cos(g) - 0.00009 * \cos(2 * g) \end{aligned}$$

視半径 (")

$$SD = 961.18 / R \text{ (光浸を考慮した値)}$$

## 3. 太陽の自転軸とキャリントン経度

Inclination of the solar equator to the ecliptic

$$I = 7.25 (^\circ)$$

Longitude of the ascending node of the solar equator on the ecliptic

$$\Omega = 73^\circ 44' + 50.25'' * t$$

t : 1850年からの年数

ディスク中心のキャリントン経度 (L<sub>0</sub>) は1854年1月1日12時UT (JD = 2398220.0) に0°である。以上を用いて、

$$B_0 = \arcsin(\sin(\lambda - \Omega) * \sin(I))$$

$$L_0 = M + \text{ARCTAN}(\text{TAN}(\lambda - \Omega) * \text{COS}(I))$$

$$M = 360 - 360 / 25.38 * (\text{JD} - 2398220.0) \quad (^\circ)$$

$$P = -\text{ARCTAN}(\text{COS}(\lambda) * \text{TAN}(\epsilon))$$

$$-\text{ARCTAN}(\text{COS}(\lambda - \Omega) * \text{TAN}(I))$$

#### 4. 岡山南中時刻

以下の式は1984年用の近似式であり、各係数は年によって変わるためAlmanac for Computersにより毎年改定する必要がある。精度は±2秒である。

岡山観測所の経度 東経133° 35. 8' = -8. 90644 時

緯度 北緯 34° 34. 4'

Day of the year

$$d = [275 * M / 9] - [(M + 9) / 12]$$

$$* (1 + [(\text{MOD}(K, 4) + 2) / 3]) + 1 - 30 + \text{UT} / 24$$

UT : 岡山観測所における平均太陽の南中時 (12 - 8. 90644 時)

$$\theta = 8. 855 + 0. 98561 * d + 1. 916 * \text{SIN}(0. 9856 * d$$

$$- 3. 819) + 0. 020 * \text{SIN}(1. 9712 * d - 7. 638) \quad (^\circ)$$

均時差

$$E_{qT} = 35. 421 + 3. 94244 * d$$

$$- 4. 0 * \text{ARCTAN}(\text{TAN}(\theta) / 0. 91747) \quad \text{分}$$

南中時刻 (UT時)

$$\text{UT} = 12 - E_{qT} / 60 - 8. 90644 \quad \text{時}$$

以上入力パラメータとして観測年月日時刻さえわかれば (コンピュータの内部カレンダーと時計を読めば自動的に) その時刻での太陽の距離・視半径・B。・P・L。、更にその日の岡山観測所での南中時刻が (よって観測時の太陽の時角が) 比較的簡単に十分な精度で計算できる。

# 日ソ・ベクトル磁ネトグラムの比較

東京天文台 牧田 真

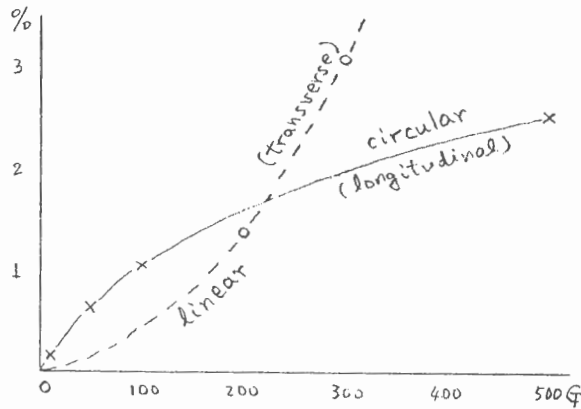
1983年9月21日～10月20日にわたって Sib IZMIRAN の Sayan Mountain Obs と岡山天体物理観測所の共同観測を行い両者の磁ネトグラム比較を試みた。一応の結果は アメリカ・ハンツビルの Marshall Space Flight Center で1984年5月に行われた "Measurements on the Solar Vector Magnetic Field" という Workshop の Proceedings に投稿してある。\*

## \* Simultaneous Vector Magnetograms

M. Makita, K. Nishi, M. Shimizu, S. Hamano and T. Sakurai / JAPAN

V. M. Grigoryev, G. V. Kuklin and V. L. Selivanov / USSR

同時観測に成功した例についてみると磁場速度場共大体は似かよった分布をしている。このことを利用して岡山磁ネトグラフデータの磁場への換算を試みくと下図のようになる。Sib-IZMIRAN の磁場への換算が母当としたときの粗い calibration である。



## 活動領域紅炎の三次元構造

京都大学 理学部 川口市郎

太陽大気に生じる諸々の現象は太陽磁場構造によつて支配されていることは、よく知られている。太陽大気の磁場構造は、マグネットグラフによつて、太陽光球上の磁場強度を測定し、この磁場がポテンシヤル磁場あるいは force-free 磁場であるという仮定をおりて計算されている。このように推定された磁場が実際の磁場構造とどの位合致しているかは、例えばコロナ流線や、あるいは単色 H $\alpha$  像の微細構造と比較してある程度知ることはできるが、現在の所、満足可能な状態とはいえない。

太陽紅炎も磁場構造に支配されていることは、他の太陽面現象と同様である。もし紅炎の三次元構造を知ることはできれば、マグネットグラフの観測にもとづいた太陽の三次元磁場構造のチェックとしては最も強力な方法を与えるものになる。これはまた紅炎の構造やその安定性、あるいはエネルギー収支を考へる上で非常に意味があると思われる。しかしながら観測にもとづいて、紅炎の三次元構造を解明することは大変困難であり、これまでこの成功例は無い。本研究も一歩に紅炎の三次元構造を求めようとはせず、単にその方法を提示して今後の観測にまつことにした。

1983年6月25日、22:24:35 UT から 23:07:22 UT までの 42 $^{\circ}$  47 $^{\circ}$  に亘つて、太陽周縁に現れた活動領域紅炎の分光観測が行なわれた。観測は紅炎基底部から、動径方向に 1 $^{\circ}$  づつ高さを変へ、D3 輝線とそのモニター像が撮影された。この紅炎の天球面上に投影した高さは約 40 $''$  であるので、約 40 枚の分光写真と単色像が 1 set をなしている。本研究は熊鷹天文台のドームレス太陽望遠鏡 (DSIT) と垂直分光器でとられたこのような 2 sets にもとづいている。

この日はやや hazy sky であつたが、seeing 条件は熊鷹天文台で one of best と分類され、モニター像でとられた最良の空間分解は 0 $''$ .3、またスペクトル像においては 0 $''$ .7 と推定される。またモニター像でみると、この紅炎は長く伸びた流線をもち、外形の変化は著しく、観測の始めと終りにおける紅炎像に大なる変化がみられる。一方運動はスペクトル像にもみられ、紅炎の微細構造が異なった視線速度をもつために、その個々の構造が明瞭に分離している。Fig. 1 と Fig. 2 にそのモニター像及びスペクトル像を示した。

運動のほげしりこの紅炎は定常状態にあるとはみられず、恐らくある transient な変遷の過程にあると考えられる。しかしながら視線速度が  $-50 \text{ km/sec}$  から  $+100 \text{ km/sec}$  (プラス速度はゆわゆわから遠ざかるセンス) と非常に大きいので、微細構造がみえたのである。もし視線速度が殆んどゼロであれば、可成りの微細



Fig. 1. (A25日 22 33 03 UT, 1983. 活動領域紅炎. 透過  $\lambda$  0.5 Å ( $H\alpha \pm 0$ ))



Fig. 2. D3 輝線 スペクトル

構造は重なり合ひ、通常ののつぱりとした紅炎 D3 輝線と見たであらう。

分光観測は動径方向に  $1''$  づつずらせて撮影してある。またこの D3 像にもこのような微細構造がみえており、連続した D3 像上での微細構造のスリット上での位置は殆んど同じであるが、あるいは系統的にずらしてある。紅炎像上で、この微細構造の位置を記載したものが Fig. 3 である。微細構造のあるものは、紅炎の基底部から上端まで連続的につながるものがある。これはこの構造を、紅炎を貫通している磁カ管と考へ、この管に沿ってガスが流れていると解釈する。もしこの解釈が正しいとすると、Fig. 3 は紅炎の二次元的構造と云うことができる。さらにこの磁カ管内のガスの流れの視線速度成分に関する情報も得られる。

この紅炎に関する研究はこれまで、これ以上立入った三次元構造は知りえない。筆者は飛騨天文台で今迄撮影した紅炎像を調べた。うち 1982 年 6 月 30 日、活動領域紅炎が太陽の東の縁から現れ、太陽像上にこしはかりまわりこんだ所で撮影した単色像があった。この紅炎には、本研究であつた紅炎と同様の微細構造がみえており、且この構造と彩層の接する所では輝英の存在が



Fig. 3. D3 輝線から求めた紅炎内の磁カ管分布

るこゝが判つた。Fig. 3 でみられる微細構造と彩層が接する處が判り、かつこの構造内のガスの天球面上での運動が判ると、原理的にはこの紅炎の三次元的構造が観測から求められる筈である。

Fig. 3 の微細構造について、磁カ管が太陽面に対して立つてゐるという處が大変多い。ガスの流れは磁カ管に沿つて上昇か下降かである。もし上昇してゐるとすると、活動領域紅炎の物質は殆んど彩層から供給されたものである。彩層の fibrils は磁カ管に沿つたガスの流れであるが、その高さは極めて低い。またもし下降すると、観測された視線速度は極めて大であるので、この紅炎は極めて短時間に消えてしまふ筈である。今迄活動領域紅炎の観測例は至りぬので、この研究がこの種紅炎の研究に刺激となるのは幸である。

## 活動域磁場とS成分

名古屋大学空電研究所 柴崎清登

まえがき

太陽活動域に伴った電波源はS成分と呼ばれ、そのフラックスの周波数スペクトルのピークは波長10 cm付近にあることが知られている。しかしそのピークが短波長にずれたS成分が時々出現し、そのような活動域がプロトンフレアを起こす確率が高いことが統計的に示されている。そこで豊川太陽電波観測所では波長3 cmと8 cmの2セットの電波干渉計により各S成分のフラックス比(3 cmフラックス/8 cmフラックス)を求めその領域の活動指数としている。

一方1982年より岡山天体物理観測所で活動域磁場の分布の観測が可能となり、その観測結果が出版されている。"Vector Magnetograms of Solar Active Regions (December 1982-December 1983)" さらにこのデータはFITS型式で1本の磁気テープに納められており、これを用いてさらに高次の処理も可能である。そこでこの磁場データを用いて波長3 cmと8 cmのフラックス比の大きいS成分を伴う活動域がどのような磁場構造をしているかを調べてみた。

### 1. フラックス比の大きいS成分と小さいS成分

まずフラックス比の大きいS成分を選び出し、その中で磁場データのあるものを捜したところ、1983年5月12日のAR4173が見つかった。このデータブックにはこのような活動域は他にないのでこれのみを取り扱う。さらに比較のために同時期で同程度の黒点規模、磁場の強さをもつ活動域でフラックス比の小さく、しかも磁場データのあるものを捜したところAR4183が見つかった。図1にAR4173とAR4183のS成分の分布を示す。上が3 cm、下が8 cmの1次元の強度分布で、両方とも同じフラックススケールで示してある。これによりAR4173のF3/F8比は100%近く、AR4183のそれは50%以下であることがわかる。

### 2. 磁場分布と磁力線の構造

岡山ベクトルマグネトグラフによるAR4173とAR4183の磁場構造を図2に示す。東西8' 南北7' の領域の磁場分布で、細い実線がN極、点線がS極、ドットで黒点を示す。視線に直角な磁場成分は短い棒で示されている。黒点との関係をさらにはっきりするために三鷹での黒点スケッチを実線で示してある。これによりAR4173は1つの半暗部の中に極性の違う暗部が同居していることがわかる。これに比べてAR4183の



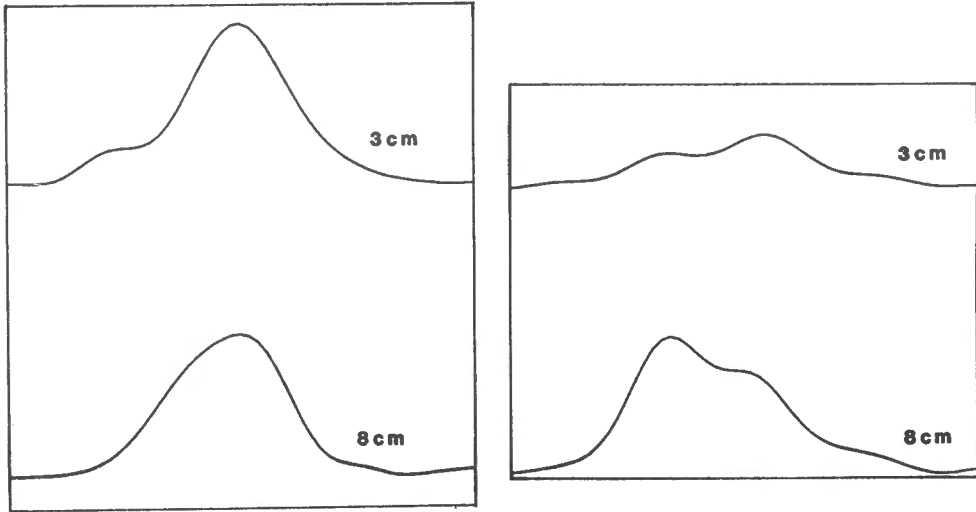


図1. AR4173 (左) とAR4183 (右) のS成分の1次元分布

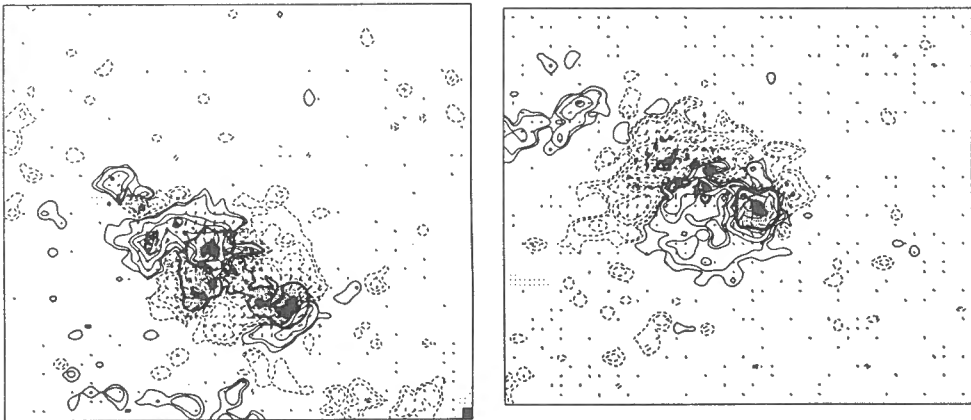


図2. AR4173 (左) とAR4183 (右) の光球面磁場と黒点

方は暗部の大きさは同程度であるが、構造が単純で先行黒点が大きく、後行部分は小さな黒点が散在している。

次にこの光球面磁場を用いて上層での磁力線の構造を計算した。東大理の桜井隆氏の開発したポテンシャル磁場の計算プログラムを使用し、図2に重ねたものが図3である。AR4173とAR4183の磁力線を比較して気づくことは、AR4173では磁力線が閉じていることと、AR4183では開いていることである。特に強い磁場を伴う大きい黒点からの磁力線において顕著である。

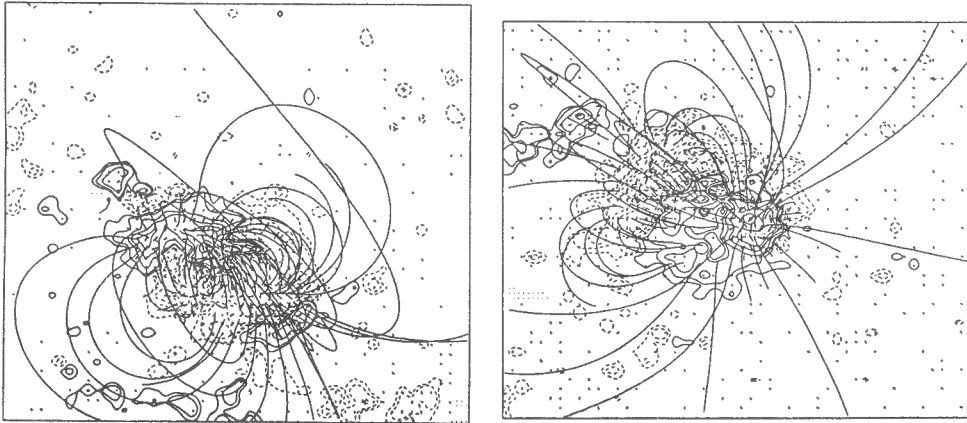


図3. AR4173 (左) とAR4183 (右) の磁力線と光球面磁場

### 3. S成分の放射機構と磁場構造

S成分の放射機構としては磁気共鳴 ( $g-r$ ) 放射と  $f-f$  放射がある。強い磁場が存在する場合は  $g-r$  放射が主である。その際フラックスを決めるものは共鳴層の光学的厚さ (密度、温度、磁場の変化のスケールなどによる) やそこでの温度、それに層の広がりである。観測波長が短くなると、対応する共鳴層の磁場が強くなってはならず、波長8 cmでは400 Gauss (第3高調波を考える) でよいものが、波長3 cmでは1000 Gauss必要となる。つまり波長3 cmでフラックスが大きくなる必要条件として強い磁場が必要である。しかし同じ強さの磁場でも例に示したように波長3 cmのフラックスに差が生ずる。一方上層磁場の構造に大きな差が認められる。強い3 cmフラックスを伴う活動域では磁気共鳴層を貫く磁力線が低く活動域内に閉じており、高温高密度のプラズマがとらえられていると考えられる。そのため共鳴層 (1000 Gaussの等Gauss面) が光学的に厚くなり、温度も高いので波長3 cmのフラックスが上昇する。一般の活動域では先行黒点のみが発達し、そこから出た磁力線は開いており、黒点上空には高温高密度のプラズマはとらえられていないので波長3 cmのフラックスが小さい。

### 4. まとめ

以上岡山マグネトグラフの観測データを使用して波長3 cmと8 cmのS成分のフラックス比の大きい活動域を調べた結果、強い磁場を伴う大きな黒点から出た磁力線が閉じていることがわかった。このこととプロトンフレアを発生する確率が高いこととの関係はまだ不明である。ここで示したのはほんの一例だけであるが、今後さらに同じような性質を

示す活動域の磁場構造を調べてこの結果を確認するとともに、プロトンフレアとの関係も調べてゆきたい。

ここで使用した磁場データは東京大学東京天文台岡山天体物理観測所から提供していただいたものであり、又磁力線の計算・磁場表示のプログラムは東京大学理学部の桜井隆氏に提供していただいたものである。

## 野辺山4.5mφ宇宙電波望遠鏡による太陽ミリ波観測

柴崎清登（名大学空電研）、石黒正人、小杉健郎（東大東京天文台）

まえがき

野辺山宇宙電波観測所の4.5m鏡はミリ波観測用であり、鏡面精度がよく短波長でビームがシャープである。これを用いた太陽観測は1982年2月に周波数22GHzで行われているだけである。今回ミリ波帯の2周波において太陽のマッピング観測を行ったので以下にその観測及び結果の一部を示す。詳しい解析は現在進行中である。大口径電波望遠鏡による太陽全面のマッピングには時間がかかるのでバーストの様な時間変化の激しい活動の観測には向かないが、静かな太陽の輝度分布の詳しい観測には適している。

### 1. 観測方法

口径が4.5mなのでミリ波帯では主ビームが細く（半値巾は36GHzで46"、98GHzで17"）、これで太陽全面のマッピングを行うには時間がかかる。一方ミリ波帯では地球大気の状態（特に雲）によって吸収係数が大きく変化するため長時間の観測の間には相当影響を受ける。さらに直径4.5mという大きなアンテナを動かすと慣性により追尾誤差が生ずる。しかもこの誤差は方位角方向の駆動系と仰角方向の駆動系によって違い、観測時間内に変化していく。これらの観測誤差をデータ処理によって補うために、通常行われているラスタ走査ではなく新しく開発した放射状走査を使用した。

放射状走査は図1に示すように、最初南北方向から始め、次第に位置角を変えながら最後にまた南北方向の走査に戻るものである。すべての走査において太陽面の中心を通りしかもリムに対して直角に走査する。さらにミリ波帯では太陽面がほぼ円盤なので各走査において太陽面を横切る時間（よってデータ点数）が同一である。まずすべての走査が同一点を通ることからその点の値の変化は大気吸収によるものとして長時間にわたる大気吸収の補正を行うことができる。一本の走査内に急激に変化する場合は除くことはできないが、後で位置角方向に平滑化を行って補正することができる。次に各走査において太陽の占める割合が同じであり、又リムに対して直角に走査していることから、太陽のリムを使ってアンテナの追尾誤差を補正することができる。太陽のリムに電波源がある場合はその影響を受けない部分を用いればよい。この走査方法の欠点

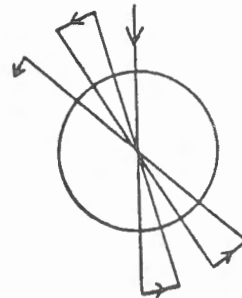


図1. 放射状走査

としては周辺に対して中心部のデータサンプリング密度が大きくなり、観測時間が長くなる。同一領域のラスタ走査に比べて約60%よけいに観測時間がかかる。

## 2. 観測とデータ処理

観測は1984年7月16日-22日に行われた。あいにく梅雨明け間際で天気が悪く、20日と21日は観測できなかった。又観測できた日も雲のためにかかり吸収を受けている。使用した周波数は36GHz（波長8.3mm）と98GHz（波長3.1mm）で、ビームの半値巾はそれぞれ46”と17”である。放射状走査の範囲は太陽を中心に直径54’の円盤内で走査線は240本（0.75°おき）、1回のマッピングに2時間かけた。2つの周波数は7月18日までは別々に、19日以降は同時に使用した。周波数の分離のために直交する2つの直線偏波を使用したために強度のみの観測である。電波源の輝度温度較正のために常温の抵抗体を一定の時間間隔で測定した。観測できたマップは、7月16日に36GHzで1枚、17日に36GHzと98GHzで1枚ずつ、18日は36GHzで1枚、19日に2周波共に1枚、22日には2周波共に3枚である。

データ処理としては大気吸収の補正、アンテナ追尾誤差の補正、それに平滑化を行い、色表示及び等高線表示を行った。色表示したものの白黒コピーが図2、3に示してある。図2は7月17日の36GHzでのマップ、図3は7月22日の98GHzのマップである。表示は静かな太陽の85%から115%を各図の上にあるカラーバーに従って行っている。

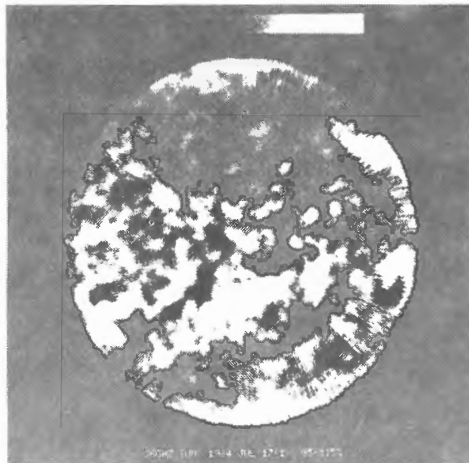


図2. 1984年7月17日の周波数36GHzでの輝度分布

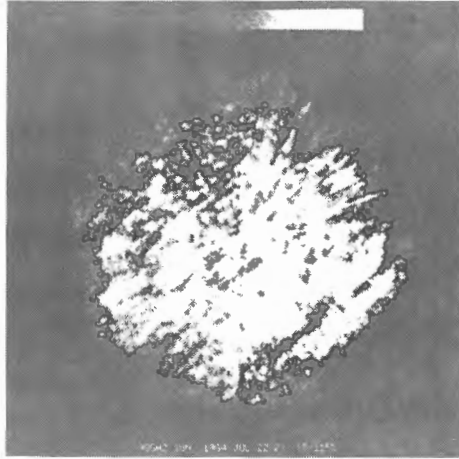


図3. 1984年7月22日の周波数98GHzでの輝度分布

### 3. 観測結果

#### 3-1. 36GHzでの静かな太陽の輝度分布

図2では南半球の中緯度帯に明るい部分と暗い部分が見られるが、明るい部分は活動領域に、又暗い部分は $H\alpha$ の暗条によく一致する。南西部にある暗条は18日に36GHzでのビーム巾程度に太くなり、輝度温度が静かな太陽に対して約80%まで下がっている(約8000K)。南東部の暗条はリムまでどき、リムの外側では放射になっている。まわりの静かな部分の分布をさし引くことによりミリ波対の暗条を吸収と放射の両方から研究できる。

これら以外の特徴としては北西の周辺近くに明るい部分があるが、 $H\alpha$ の写真には対応するものが見あたらない。白色光による黒点スケッチではこの部分に白斑領域が対応している(図4)。さらに波長10830Åで観測されたコロナホール(SGD速報)にも一致している(図5)。

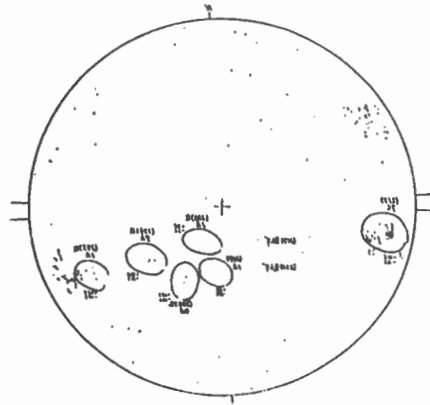


図4. 黒点スケッチ、1984年7月17日、東京大学東京天文台

もう一つ顕著なものとしては南北の極に見られる明るい部分である。図6に7月17日の36GHzの電波強度分布を等高線表示し、それに日面緯度、経度線を10度おきに入れたものを示す。これによると南北共に緯度60-70度以上で約5%の増光がみられる。これを極冠増光と呼ぶことにする。この増光は周辺増光とは異なり、等強度線が緯線にほぼ平行に走っている。極冠増光は7月16日-22日の観測期間中ずっと観測された。増光の様子をさらに明瞭に示すために図7に赤道から15度おき(中緯度では30度おき)の放射状走査を重ねたもの(左)とその平均(右)を示した。H $\alpha$ 写真及び黒点スケッチ

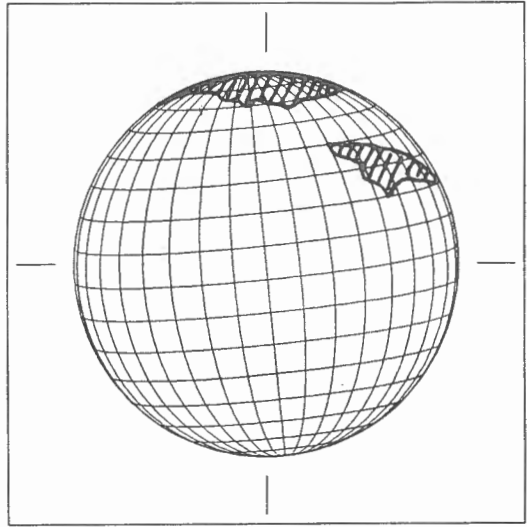


図5. コロナホール (SGD速報)

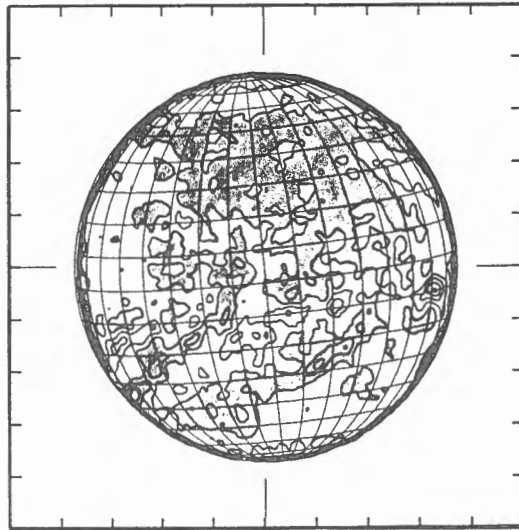


図6. 1984年7月17日の36GHzでの輝度分布の等高線表示。  
 静かな太陽の85%から115%を5%ステップで表示したもの。  
 緯経線は10度おきである。

1984 JULY 17 (1), 36GHZ

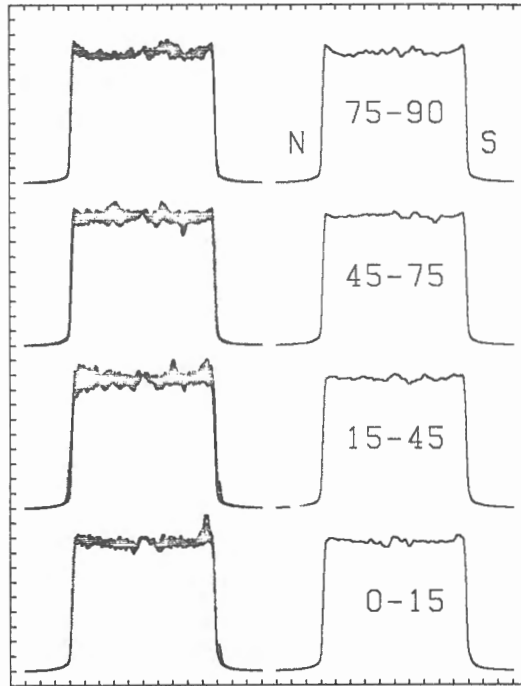


図7. 1984年7月17日の36GHzでの放射状走査を重ねたもの(左)とその平均(右)。赤道から15度おきで中緯度では30度おき。

には極域に対応するものは見あたらないが、北極の極域コロナホールの境界が同じく北緯60度-70度にあり対応している。しかし南極のコロナホールはもっと高緯度である。

この周波数帯で高度な画像処理技術を使用せずに直接極域に増光が観測された理由としては、新しく開発した放射状走査を使用したこと、アンテナの鏡面精度がよく、ビームがシャープであること、太陽の活動によること等が考えられる。

図7の左列の下2段の右側のリムの外側にもりあがりが見える。これは17日に顕著で16日にも多少みられる。18日以降は認められない。現在のところこれに対応するものは見つかっていない。

### 3-2. 98GHzでの静かな太陽の輝度分布

図3に7月22日の周波数98GHzでの輝度分布を、静かな太陽の85%-115%の部分のみ表示してある。36GHzに対して明暗のコントラストが少なく、又周辺減光がみられる。この周辺減光は観測ビームの裾の切れが悪い影響もかなりある。観測波長が



短くなると鏡面精度のためにビームの裾野が広がり、太陽リムのようなシャープなものを観測した場合、それがなまってしまう。あいにくこの観測期間にビームの形状の観測を行うことができなかつたため、ビームの補正を行うことはできない。よってこの観測から周辺減光に対して定量的な議論を行うことは難しい。暗条に対応した電波強度のへこみは5%と、36 GHzに比べて少ない。又極冠増光は認められない。図2と図3を比較して気付くこととして、両方ともネットワーク構造らしきものが認められるが、36 GHzではそのサイズが約2-3分角であるが、98 GHzではその半分以下である。主ビームの差によるものかもしれないが、それは98 GHzの分布を36 GHzの主ビームでならして比較すればはっきりしてくる。

#### 4. まとめ

野辺山宇宙電波観測所の4.5mφ電波望遠鏡を用いて、1984年7月16日-22日にかけて周波数36 GHzと98 GHzで太陽のマッピング観測を行い、その観測と解析途中の結果を示した。この観測により周波数36 GHzで静かな太陽に対して5%の極冠増光を検出した。これは新しく開発した放射状走査によるものとミリ波用に設計された4.5m鏡の鏡面精度の良さによるものが大きい。この極冠増光が太陽活動とどう関連しているかは今後観測を続けて結論を出さなくてはならない。北極のコロナホールと場所としては一致しているが、南極は合わない。コロナホールが関係しているとすれば、直接ではなくその下の彩層域での構造と関係していると思われる。さらに白斑とミリ波電波源との関係や、リムの外側に浮かんだ電波源が何なのか等今後更に解析を進めてゆきたい。

観測において東京大学東京天文台野辺山宇宙電波観測所及び太陽電波観測所の職員の方々に援助をいただき感謝したい。ここで使用したH $\alpha$ 写真及び黒点スケッチは東京大学東京天文台の日江井氏に提供していただいたものである。

# 活動領域の磁場構造の変化

—H $\alpha$ 単色像とベクトル磁場図との比較—

黒河宏企 (京大理 飛騨天文台)

## 1. はじめに

太陽の活動領域の磁場構造の変化を追跡して、光球下の磁束管の様子を推測すること、又それの浮上する際に引き起こされる諸々の活動現象(フレアー、プロミネンス等)の機構を調べることは、天体磁場の振舞を知る上で非常に興味深い。その為には、光球からコロナに到る立体的な磁場構造の変化を描きたい訳であるが、現在の所、直接測定出来るのは光球磁場のみである。但し、H $\alpha$ 線単色像、soft X線像、EUV単色像の観測によれば、彩層コロナ中の磁力線の形態とかなり詳しく見ることが出来る。この中、軟X線像、EUV単色像は当分得られる見込みがないので、空間分解能の良いH $\alpha$ 単色像によって、彩層コロナ中の磁場構造の変化を調べる作業は貴重な手段であると云える。

H $\alpha$ 線像で見られる諸々の彩層構造物と、longitudinal 磁場との関係については、すでに1960年代末から、1970年代前半にかけて、Anacapri (Brusek) Caltech, Big Bear, Sanfernando (Zirin, Foukal, Smith, Frazier)等 で得られた高分解写真に基づいて、精力的に議論された。しかし、これ等の彩層構造(fibril, thread, AFS, filament, surge, flare)の進化過程(発生、成長衰退)についての観測は未だ全く不十分であって、これ等の彩層構造物の進化が、新しい浮上磁場の成長拡散及び周囲の古い磁場との相互作用と如何に関わっているかについて詳しく調べる事が今後大切であろう。

所で、果して「H $\alpha$ 単色像で見られる黒い筋模様(fibril, thread, AFS)が、彩層中の或は低部コロナ中のtransverse 磁場を表わしている」と云えるかどうか。H $\alpha$ 線像との微細構造の変化から磁場構造の変化を追跡する為には、まずこの基本的な命題について調べておく必要がある。

## 2. H $\alpha$ 単色像(飛騨DST)とベクトル磁場図(岡山)との比較

Zirin等は、BBSOのHigh Resolution H $\alpha$ 単色像とlongitudinal 磁場図を比較して、H $\alpha$ 単色像に見られるfibrils threads等のdark featuresが、異なる磁極の間を結んで走っていることを示した(Zirin 1972, Foukal 1971)。しかし、これより信頼出来るvector magnetographがなかったため、これ等

の H $\alpha$  微細構造が彩層、低部コロナの transverse 磁場に沿っているかどうかは未だはっきりしていない。岡山の vector magnetograph が完成した今、飛騨の DST の high resolution H $\alpha$  単色像と比較して、これを調べて見る好機であると云える。すでに Makita et al. (1985) は、二つの AR について、これを行なって、「H $\alpha$  単色像の微細構造の 50% は光球磁場の tangential 成分と  $\pm 15^\circ$  以内で同じ方向を向いている」という結果を出している。

我々は、次の 4 つの Active Region について、岡山天文台と飛騨天文台で、同時に得られたベクトル磁場と、H $\alpha$  単色像とを比較する作業を進めている。

- (a) NOAA 4173 Active Region 11~13 May 1983
- (b) NOAA 4421 Active Region 20~21 February 1984
- (c) NOAA 4468 Active Region 11~14 April 1984
- (d) NOAA 4474 Active Region 27 April 1984

図 1 には NOAA 4468 Active Region について、0151~0255 UT 14 April 1984 のものを例示してある。図 1(a) は DST で得られた H $\alpha$  単色像で図 1(b) はその dark fine structures を trace したもので、黒点暗部、半暗部はそれぞれ実線、点線で囲んで示してある。図 1(c) は岡山のベクトル磁場図である。勿論これら 3 つの図のスケールは同じに拡大してある。

この図 1 でまず「明白なのは、(1) フラメント C, D, E が、見事に polarity 境界線に沿って形成されていることであり、従来の説を裏付けている。次に (2) 黒点 Ap から放射

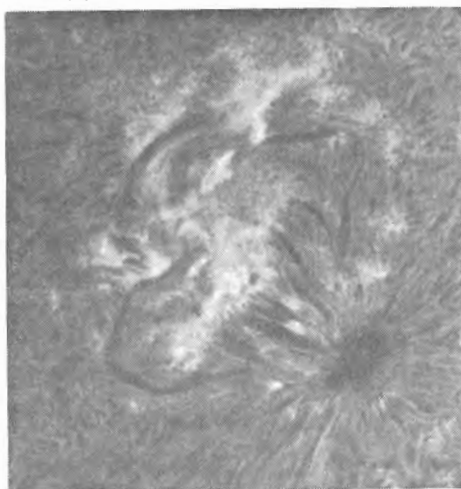


図 1(a) NOAA 4468 AR, 14 April 1984  
0159 UT DST にて撮影

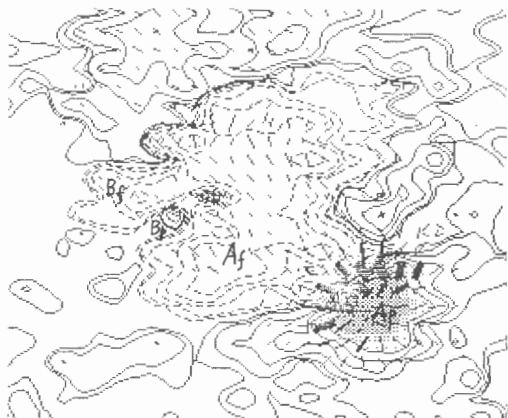


図 1(c) Vector 磁場 0151~0255 UT  
14 April 1984

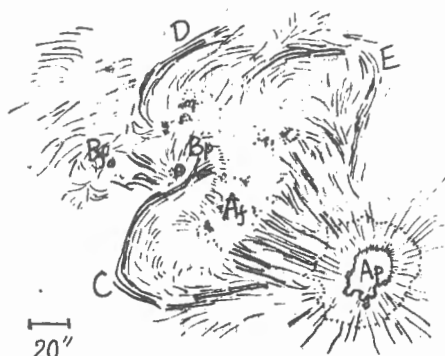


図 1(b) H $\alpha$  微細構造の方向

状に出ている H $\alpha$  の微細構造は、ほぼ完全に光球磁場の *transverse* 成分の方向と一致している。又 (3) B<sub>p</sub>, B<sub>f</sub> は新しく生まれた EFR であるが、magnetogram 上でも確かに同定出来る。但し H $\alpha$  単色像としては 12 April からすでに、この EFR を見付けることが出来ているのに対し、magnetogram 上では、13 April 後半になってやっと同定することが出来る。このことは EFR の初期その他の微細な磁場構造の変化を調べる為には、High Resolution の H $\alpha$  単色像がより適していることを示している。

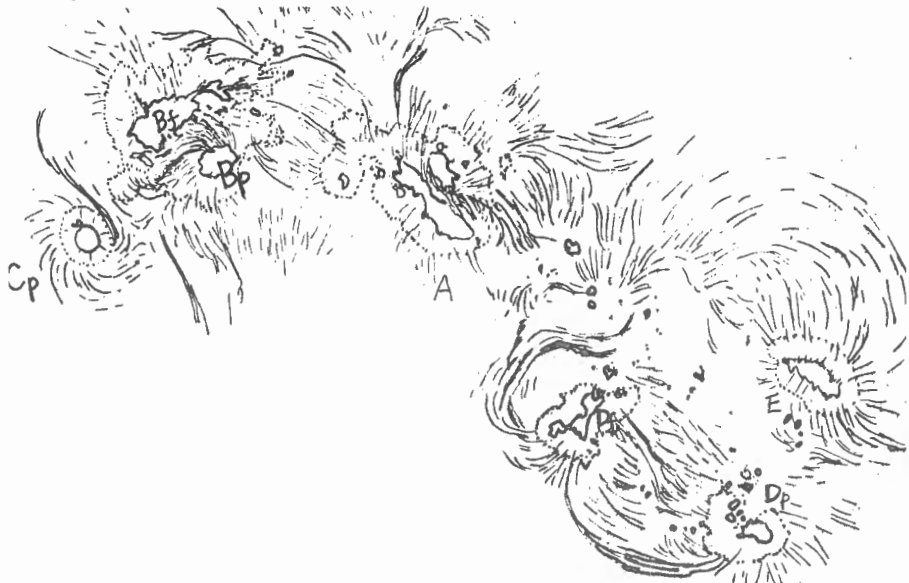


図 2(a) NOAA 4474 AR. 27 April 04:07 UT DST に於 H $\alpha$  微細構造

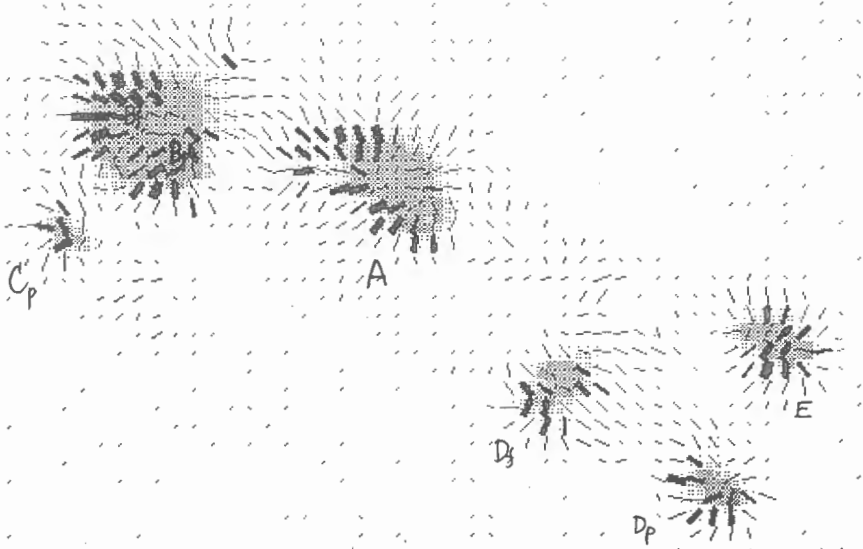


図 2(b) 同上 region のベクトル磁場、*transverse* 成分

図2には 25 April 1984 の 3B flare を起した NOAA4474 AR の 27 April 04~05 UT についての data を示してある。図2(a)は DST の H $\alpha$  単色像 E trace したもので、彩層の dark fine structures を表わしている。図2(b)は西暮三氏によって得られたベクトル磁場図の中、transversal field のみを示したものである。ここでも各黒点の周囲の H $\alpha$  微細構造と、光球の transversal field の方向とが良く一致していることが判る。特に、Bp, Bq 間の曲った構造及び、黒点 Cp の周囲の渦巻状の構造についても、H $\alpha$  fibrils の方向と光球磁場の方向とが良く一致しているのが注目される。

### 3. ま と め

飛騨天文台、ドームレス太陽望遠鏡 (DST) による H $\alpha$  単色像と岡山天体観測所のベクトル磁場図を詳しく比較して、活動領域の磁場構造の変化を調べる作業を進めているが、その準備段階で次の事が明らかになった。

(1) H $\alpha$  単色像の微細構造から、彩層のベクトル磁場を推定することが出来るという、Zirin 達の主張は正しい様である。

(2) 従って高空間分解の H $\alpha$  単色像と白色光像とによって、活動領域の磁場構造の変化を形態学的に調べる事が可能であり、特に EFR 初期の発見等、微細な磁場構造の変化を調べるについては、H $\alpha$  単色像の微細構造の変化が最も有効で不可欠である。

(3) 今回の作業は黒点の周囲について観測しただけの予備的なものであって、今後更に詳しく個々の features (AFS, threads, filaments 等) について、その発達の機構をベクトル磁場(岡山) H $\alpha$  微細構造 (DST) の同時連続観測で調べて行く必要がある。

最後に、ベクトル磁場図を載せた牧田貴氏、西暮三氏にお礼と申し上げます。

### 参 考 文 献

Foukal, P. 1971, *Solar Phys.* 19, 59

Foukal, P. 1971, *Solar Phys.* 20, 298

Makita, M., HAMANA, S., Nishi, K., Shimizu, M., Koyano, H., Sakurai, T., and Komatsu, H. 1985, submitted to *Publ. Astron. Soc. Japan.*

Zirin 1972, *Solar Phys.* 22, 34.

# 太陽黒点大気中の微細構造

北井 礼三郎 (京大・理・花山天文台)

Pic du Midi 天文台の50cm屈折望遠鏡によってミュレールが観測した活動領域の直接像データを解析した結果を報告する。H $\alpha$ リソフィルタグラム、Bフィルタグラム(中心波長4308Å, バンド巾10Å)及び黄色連続光フィルタグラムの三種の像を資料として、活動域微細構造の形態学的解析を中心として行った。

## I. Emerging Flux Region について

1980年6月28日に活動域HL No. 16927において黒点の近傍に Emerging Flux Region (EFR) が出現しているのが観測された(図1)。光球上層部の構造を反映しているB像では、彩層部の構造を反映するH $\alpha$ 像と同様な構造がみられる。すなわち暗いフィラメントがありその両端の足点が輝点となっている。ただし、このEFRについては、H $\alpha$ フィラメントの軸の方向とBフィラメントの軸の方向は、90°近く異なっている。従って、H $\alpha$ 像での輝点領域とB像での輝点領域は場所が異なっている。

以上のことから、まず、このEFRでは高Eによって磁場の向きが異なっていると考えられる。そしてこれは、向きの異った磁束が次々と浮上してくることによると思われる。また、EFRでは川口・北井(1974)で観測されたように光球レベルで下降流が存在する。この光球下降流はBフィラメントの足点で強く観測されると思われる。ベクトルマグネトグラフの水平磁場・速度場の観測結果とBフィラメントの形態の比較検証が重要と思われる。

次に、背の高いループも背の低いループもその直接像での形態は相似であるが、輝点としてみえる高Eは異なっている。H $\alpha$ ループの足下の領域ではBの輝度は、異常は見られ

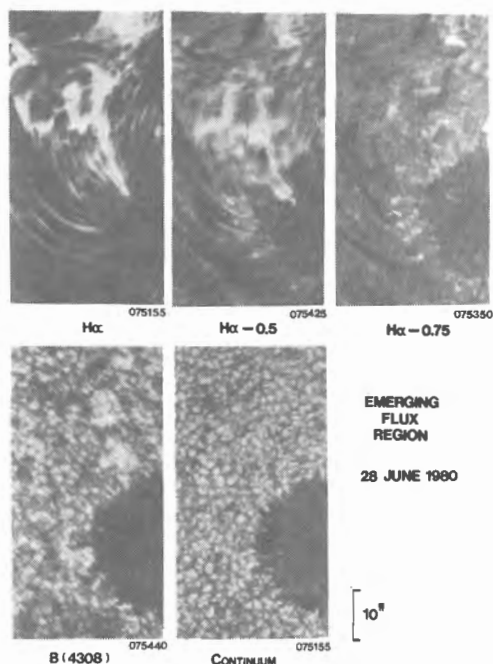
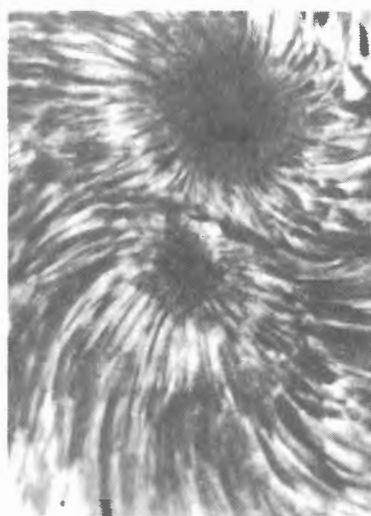


図 1

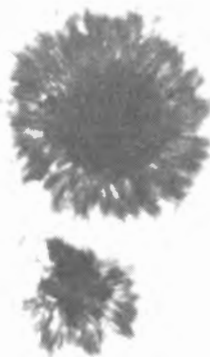
ない。このことは、それぞれのループの加熱はループ上部でのみ起こっていると思われる。この加熱が磁場のエネルギー散逸によるものと仮定すると、個々の独立な磁束管での散逸が知っているのか、それともEFR全体の磁場構造の振動が知っているのかが問題となる。前述のフィラメント軸の向きの高さ依存性と輝点の明るさの相関と多数のEFRに関して統計調査することが必要である。

## II. 黒点暗部微細構造について

1980年6月4日に図2で示される黒点が観測された。この二つの黒点のうち、小さい方の黒点の暗部には umbral dot が多数B像で見られる。またH $\alpha$ 像でも 1"程度のサイズを持つ微細な dot がみられる。これまで、暗部彩層レベルの構造としては、2-3分の周期を持つ umbral oscillation が観測解析されてきたが、それ以外の構造の解析は余りされていない。ここでは、この黒点の光球レベルでの umbral dots と彩層部 dots の寿命・固有運動・相互の関係について、ほぼ2時間に渡って観測された像をもとに解析した結果を報告する。なお、この黒点は活動性は余り示さず、減衰期にあると思われる。また、小黑点の中央部には、light bridge が存在している。



H $\alpha$  center



B(4308)

図 2

### a) 光球 umbral dots

42個のB dot が同定された。その平均寿命は40分であった。ただし、観測時間中常に存在し、2時間以上の寿命を持つものも存在した。

B dot の固有運動の速さは、平均として  $0.3 \text{ km/s}$  である。各ドットの発生場所によつて分けてみると、黒点半暗部で発生し、暗部に移動して umbral dot となるものは  $\bar{v} \approx 0.4 \text{ km/s}$  であるのに対して、light bridge 部で発生した dot は  $\bar{v} \approx 0.1 \text{ km/s}$  また、暗部で発生したものは  $\bar{v} \approx 0.2 \text{ km/s}$  であった。

B dot の固有運動の向きは、図3に示しているように、半暗部で発生した dot は暗部に向かう向きである。light bridge 又は暗部で発生したものは、その固有運動の向きに因りては、系統的な性質はない。



図3 半暗部形成の B dot の固有運動

### b) 彩層 umbral dots

67個の H $\alpha$  dot が同定された。その平均寿命は 20分であった。但し10分よりも短命な dot が圧倒的に多かった。また 2時間以上の寿命を持つ dot も存在した。

H $\alpha$  dot のサイズは平均として  $0.6'' \times 1.2''$  であり、彩層暗部振動の元素のサイズ  $2''-10''$  に比してより小さなサイズである。

H $\alpha$  dot の固有運動は、その大きさは  $\bar{v} \approx 1 \text{ km/s}$  であった。これは、暗部振動の元素の固有運動  $40 \text{ km/s}$  に比して圧倒的に小さい。測定の見差の小さい寿命が10分以上の H $\alpha$  dot の固有運動の速さの頻度分布は、B dot のものと相似である。

H $\alpha$  dot の寿命 ( $\tau$ ) と固有運動速度 ( $v$ ) とは  $\tau \propto 1/v$  なる関係がある。B dot も H $\alpha$  dot のこの関係に従う。

### c) 光球 dot と彩層 dot の関係

前項 b) で述べた如く、固有運動、 $\tau-v$  関係の統計的解析より、B dot に対応して彩層 dot が存在すると思われる。個々のケースについて両 dot 間の対応を検討したが、暗部中央部では容易に確認された。暗部周辺部は、H $\alpha$  では、superpenumbra の影響で、対応は確認できなかった。また、暗部中央部に、H $\alpha$  では明瞭に同定されるのに B での対応物が同定できない場合があった。

### d) 向題点

半暗部で発生した umbral dot の固有運動が umbra に向かう向きを持つのはなぜか。極端な場合、半暗部から暗部中央の light bridge 近傍まで移動する dot が存在する。



Umbraal dot に対応して彩層にも dot が存在することが正しいとすると、この彩層 dot を加熱する機構は何か。 Umbraal dot は単に下層からの hot column の侵入だけでなく、彩層部にも加熱をも伴う現象として説明しねる必要がある。

B での対応物がない H $\alpha$  dot の成因は何か。 Prominence の物質が暗部に落下して H $\alpha$  brightening を起こすことが観測されておる。 また K. R. Nicolas 達 (S.P. 81, 253) が EUV で観測される超音速流が、黒点の H $\alpha$  light bridge に向って下向きで存在していることを観測している。 このような外的原因によって彩層部加熱が起こっているかもしれない。

H $\alpha$  dot が 上昇流を伴う umbraal dot に対応するにせよ、コロナからの下降流に対応するにせよ、その彩層での速度場を知る事は重要である。 暗部彩層の速度場を振動成分とそれ以外の成分に分けて観測する事が必要である。

# Penumbra の微細構造

一本 潔 (飛騨天文台)

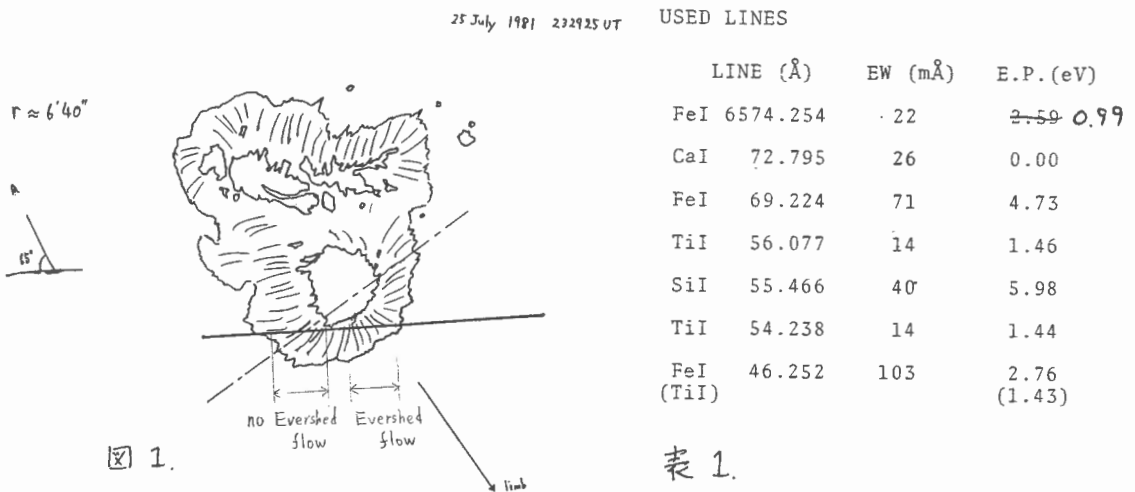
## 1. はじめに

Penumbra の筋構造は何であるか、又、Evershed flow は何故おこるかという問題は、古くから議論されているところであるが、現在のところ、まだその結着はついていないようである。例えば、前者については、rolling convection の element であるという考え方と、normal な光球上に持ち上がった dark filament の集合であるという考え方があり、一方、後者を説明するものとしては、ローレンツ力 ( $\mathbf{j} \times \mathbf{B}$ ) とガス圧 ( $\nabla \cdot \mathbf{p}$ ) とが考えられている。いずれにせよ penumbra は、黒点の安定性との関係、又、太陽表面の電磁流体现象の一例として、興味深い問題を含んでいるように思われる。

さて、上述の問題点を明らかにするためには、penumbral filament の速度場、温度・圧力構造、磁場との関係等を詳しく調べることが必要である。我々は今回、飛騨天文台ドームヒス太陽望遠鏡によって得られたスペクトルを解析し、いくつかの結果を得た。

## 2. データ及びその解析

用いたスペクトルは、1981年7月25日、黒河宏氏により、撮影されたもの



normal region -----  $R_{I-V} = -0.29 \pm 0.17$   
 penumbra  
 { Evershed flow の効とこる -----  $R_{I-V} = -0.39 \pm 0.28$   
   "                  効がないとこる -----  $R_{I-V} = +0.16 \pm 0.27$

これは、Evershed flow が dark filament に集中していること、及び、convection とあわす速度場はみとめられなことを意味する。

## 2). 温度構造

Evershed flow の起源を考える上で、penumbra の温度構造を知ることは重要である。たとえば Cram et al. (1981, Physics of Sunspot) は、penumbra の暗い部分の方が明るい部分よりも温度が高く、そのガス圧で Evershed flow がおこる、という考え方を提唱している。この点を明らかにするために我々は、いろいろな excitation potential の line について、 $I_c$  と EW の相関を調べた。E.P. に対する相関係数  $R_{I_c-EW}$  の関係を図3に示す。E.P. の高いものは正の相関があり、低いものは負の相関がある。この結果は、暗い部分の方が温度の低いことを示しており Cram らの考えとは矛盾することになる。

さらに、penumbra と normal region の温度構造が高さ方向にとの程度反映されているかを見るために、連続光強度  $I_c$  と吸収線の底での強度  $I_{bottom}$  の相関を調べた。図4は EW に対する  $R_{I_c-I_{bottom}}$  である。EW が大きくなる程（おそらく formation height が高くなる程）相関は悪くなり、温度構造は見えにくくなるが、全体として penumbra の方が相関がよく、penumbra の filament 構造が granulation に比べて表面におき出しになっていることがわかる。このことは、penumbra において磁場がかなり水平に近いことを意味するのであろうか？

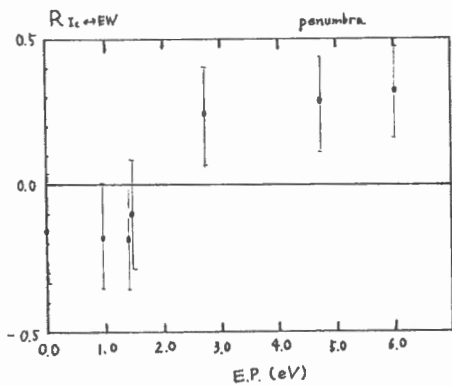


図3

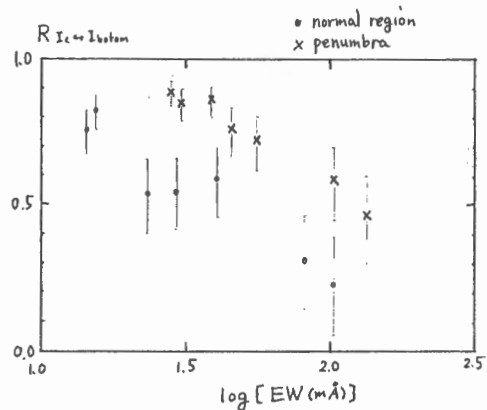


図4

で、スリットは図1のように、比較的 disk center に近い黒点の penumbra にかかっている。スペクトルは、分散  $1.1 \text{ \AA/mm}$ 、スリット中  $100 \mu\text{m}$  ( $\sim 0.66$ )、波長域  $H\alpha \pm 20 \text{ \AA}$  で撮られ、空間分解能は  $0.5 \sim 0.7$  である。

我々は、スペクトル上に映った photospheric line を二次元マイクロでかけ、空間的な各場所における、連続光強度 ( $I_c$ )、吸収線の底での強度 ( $I_{\text{bottom}}$ )、吸収線の底の位置およびある深さ  $d$  から求めた速度 ( $V_{\text{bottom}}$ ,  $V_d$ )、そして等価巾 (EW) を求め、これらの量の向の関係を調べた。今回用いた吸収線は7本である(表1)。

### 3. 結果

図2(a), (b) はそれぞれ normal region 及び penumbra における  $I_c$  と  $\text{Fe I } 6569.22 \text{ \AA}$  から求めた  $V$ , EW の空間的な構造である。図2(a)には granulation による速度のパターンがは、きり現われているが、それに比べて、penumbra では、速度のはらつきがかなり小さいことがわかる。

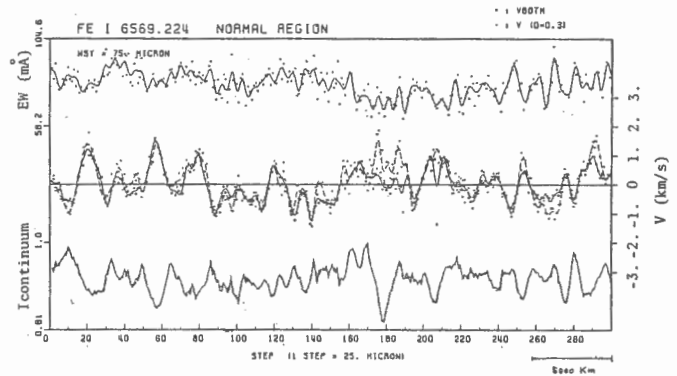


図2(a)

#### 1) 速度場

penumbra の filament が rolling convection の element であるかどうかを知るためには、 $I_c$  と  $V_{\perp}$  の相関を調べるのが1つの方法である。しかし、penumbra には(あるとすれば) convection による速度場の他に、Evershed flow があり、その影響を無視することはできない。

図1には limb の方向が示してあるが、Evershed flow が filament に沿って流れているとすると、filament が limb に垂直なところでは、Evershed flow の影響は無視できるだろう。そこで、penumbra を図1及び、図2(b)に示してあるように、Evershed flow の効くところと効かないところに分け、それぞれの領域で  $I_c \leftrightarrow V_{\text{bottom}}$  の相関を調べた。normal region も含め、それぞれの場所での相関係数は次のようになった。

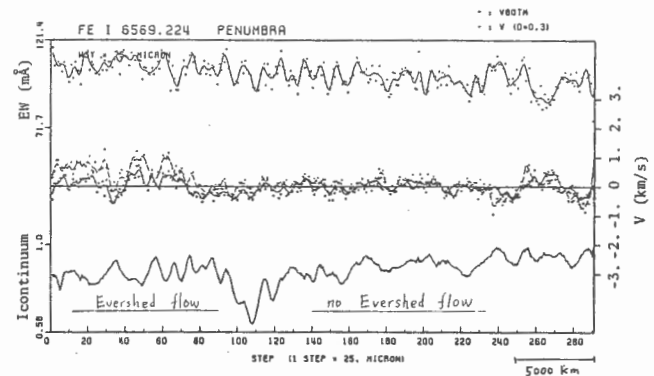


図2(b)

## 4. 議論

以上、penumbra はその微細構造がかなり表面にむき出しになっており、一方それらが rolling convection をしている証拠は得られなかった。又、Evershed flow は、まわりより温度の低いものが dark filament に沿って流れていることが確かめられた。

rolling convection がみられぬこと、及び、Evershed flow について、これまで知られているいくつかの性質、たとえば、その高さ方向の速度変化や、flow が penumbra の外まで続いているという事などは、どちらかというとも Evershed flow が syphon flow 的なものであることを示唆する。しかし、これまでになされてきた多くの磁場観測は、penumbra においても磁場がかなり立っていることを示しており、平均的にみると Evershed flow と磁場は必ずしも平行ではない。このことは syphon flow を考える上で大きな困難である。今後、磁場と流れの關係のより詳しい観測が期待される。

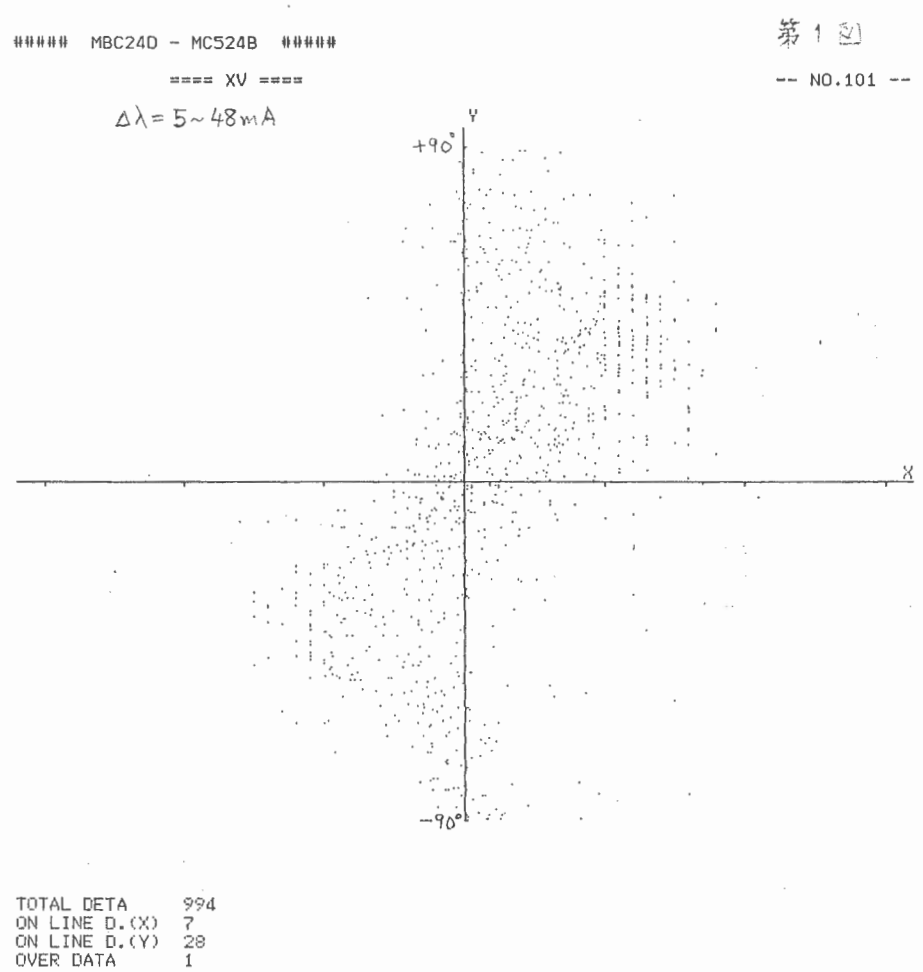
# Faraday Rotation の検出

東京天文台 牧野 貢・小矢野 久

初期の岡山ラジオメータグラフ観測では  $\text{FeI } 5250\text{\AA}$  の中心から  $5 \sim 48\text{m\AA}$  の部分を測定していたが、1983年5月25日から  $27 \sim 80\text{m\AA}$  に変更している。この両観測の向きは直線偏光の向きに大きな違いがありそうである (Makita et al. 1984)。幸いにして両観測が同時に隣接する連続スペクトル域 ( $5282\text{\AA} - 5297\text{\AA}$ ) の偏光測定を、その直線偏光の向き (ref. Leroy 1962) が分っている。そこでこれを仲立ちとして異なった日時々の両観測を比較することが出来る。

オ1型とオ2型は各々の観測について、Y軸にスペクトル線から求めた向きが連続スペクトルから求めた向きから何度ずれているかを示し、X軸に円偏光の大きさとしてある。X > 0 はN極、X < 0 はS極に対応している。連続スペクトル域に直線偏光が有意に測定できるのはほぼ黒点に限られている。

スペクトル線の中心に近い部分の測定ではオ1図のように観測結果は統計的にいってオ1象限とオ3象限に集まる。遠い場合にはオ2図のように向きの違いが小さくなり且オ2象限とオ4象限に集まる。このことは磁場大気中で生じる Faraday rotation



(Rachkovsky  
1962)で試

##### MC525A - MD323F #####  
==== XV ====

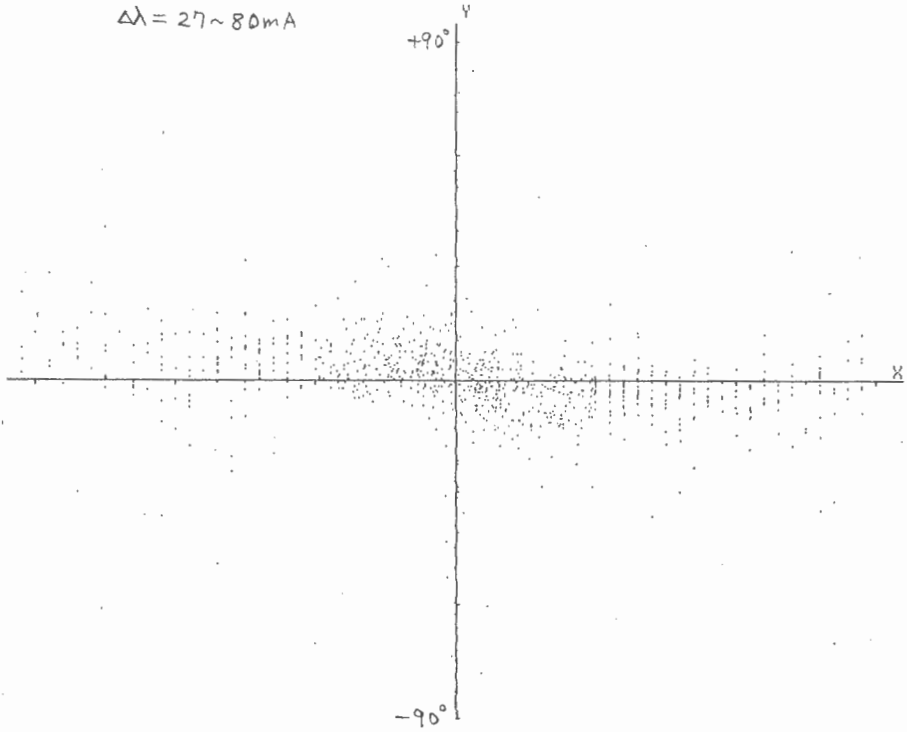
第2図  
-- NO.102 --

明するこ  
ができる。  
N極の磁場  
について。

$\Delta\lambda = 27 \sim 80 \text{ mA}$

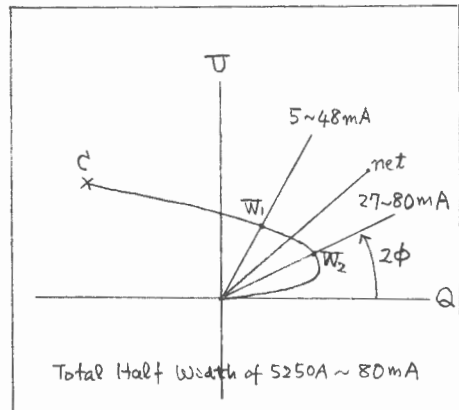
Faraday  
rotation  
を簡単に図  
解したのが  
オの図であ  
る。直線偏  
光の二つの  
成分Q,Uの  
座標を考え  
る。その時  
磁力線の投  
影と同じ向  
きの直線偏  
光がQ軸上  
の点にた  
よりの座標  
系を述べ  
る。"C"は

TOTAL DATA	957
ON LINE D. (X)	24
ON LINE D. (Y)	26
OVER DATA	7



スペクトル線中心の直線偏光を示し裾に行く  
に従ってその値は曲線に沿って原点へと図の  
よりに変化する (Kawakami 1983)。もし  
Faraday rotation がわかれば C 軸は Q 軸  
上にあるとその上を原点に向って移動するは  
ずがある。今 裾の  $W_2$  点をとるとその位置角  
は  $2\phi$ 。そしてその半分の中が磁力線の投影方  
向からの直線偏光向きのものである。今スペクトル線全体の直線偏光を測定したと  
すると、即ち連続スペクトル域の直線偏光を  
測ると、Q,U各成分の積分値が求まり、図の  
"net" の位置角の示す方向に直線偏光が向くは

第3図



ずである。これに対し、スペクトル線の中心側を拾った測定では平均の偏光は $W_1$ に、裾側を拾った測定では $W_2$ になる。このことはN極( $X > 0$ )でオ1図では偏光の向きが正、オ2図では負となっていることを表わしている。S極の領域についてはオ3図の曲線をQ軸に関して対称に折り返せばよいので同様にしてオ1図及オ2図を説明できる。このようにスペクトル線輪廓上で直線偏光の向きはFaraday rotationの理論が示すように変化している。

上の議論から磁力線の投影方向を決めるには悪くとも $\Delta\lambda = 27 \sim 80 \text{ mÅ}$ のスペクトル線輪廓域で測定しなくてはならないことが分る。もっと裾へ行けばFaraday rotationの影響は小さくなるが肝腎の直線偏光も弱くなってしまふ。小さいと思ふが現在の測定ではあつたといふFaraday rotationからの位相は今後の問題である。またオ2図でFaraday rotationの理論に反してYの異符号領域へのはみ出す観測臭から、或はY方向の分散から、方位角の測定精度は $\pm 10^\circ$ の程度と推定できる。オ1, 2図共 $X \sim 0$ の付近では偏光が小さいために向きの決定精度の悪いものがある。また、右と左符号が逆でも $Y \sim +90^\circ$ と $Y \sim -90^\circ$ の真は方位角の決定精度から同じ向きと考えてよい。

Kawakami, H., 1983, Publ. Astron. Soc. Japan 35 459.

Leroy, J. L., 1962, Ann. d'Astrophys. 25 127

Makita, M., Hamana, S. and Nishi, K., 1984, Proceedings for the Workshop of "Measurement of the Solar Vector Magnetic Field" held in MSFC, USA, in May 1984.

Rachkovsky, D. N. 1962, Izv. Krim. Astrofiz. Obs. 28 259.

\*現在マグネットグラフの測定輪廓域(5250Å)は次のようである。

Kitt Peak	20 - 152 mÅ	Livingston, N. and Harvey, J., 1971, Kitt Peak Contr. No. 558.
Crimea	40 - 90 mÅ	Severny, A. B., 1964, Izv. Krim. Astrofiz. Obs. <u>31</u> 126
Mt. Wilson	20 - 71 mÅ	Balcock, H. W., 1953, Ap. J. <u>118</u> , 387.
Sib-IZMIR	37 - 95 mÅ	private communication.



## 磁場変動と電流

中川 好成

千葉工業大学

現在の太陽磁場の決定は、~~遠~~局光球面附近の磁場測定のマグネトグラフのデータを基にして、太陽大気中の磁場を決定することになる。従つて、この問題は理論的には測定された磁場のデータを使った境界値問題である。勿論、最も簡単な境界値問題はポテンシャル磁場の決定で、この場合磁場は一意的に決まるが、スカラー量以上の境界値は必要でない。では、ベクトル量の磁場測定結果を充分に利用する為には、大気中の電流を含むノン・ポテンシャル磁場を考えなければならない。しかし、この問題の一般的取扱は所謂非線形境界値問題で、現在一部の特殊解以外に、この問題を境界値問題として解く方法は知られていない。唯一の大気中電流を含み、一意的に境界値問題として解を求め得る磁場は、現在の所 Constant  $\alpha$  Force-Free 磁場であるが、この解を全面的に使うことは出来ない。以上の状況で、改めてマグネトグラフのベクトル量データの利用法を考えると、第一には磁場がポテンシャルかノン・ポテンシャルかの決定であると思われる。次には磁場変動の決定である。従つて、これ等の問題を次にもう少し具体的に考えて見よう。

太陽磁場変動の基本方程式は

$$\frac{\partial \underline{B}}{\partial t} = -\underline{\nabla} \times \underline{E}, \quad \underline{\nabla} \times \underline{B} = \mu \underline{J}$$
$$\eta \underline{J} = \underline{E} + \underline{v} \times \underline{B}.$$

ここで、 $\underline{B}$ は磁場、 $\underline{E}$ は電場、 $\underline{J}$ は電流密度、 $\underline{v}$ は太陽大気物質の速度、 $\mu$ は真空中の透磁率、 $\eta$ は電気抵抗係数である。

さて、磁場変動の第一式に $\underline{\nabla} \times$ を乗じ、第二式を利用すると、次式を得る

$$\mu \frac{\partial \underline{\nabla} \times \underline{J}}{\partial t} = -\underline{\nabla} \times \underline{\nabla} \times \underline{E}$$
$$= -\underline{\nabla} (\underline{\nabla} \cdot \underline{E}) + \nabla^2 \underline{E}$$

簡単の為、今  $\eta = 0$  と取ると、上式は次の様に変形される

$$\begin{aligned}\mu \frac{\partial \underline{J}}{\partial t} &= \underline{\nabla} [\underline{\nabla} \cdot (\underline{v} \times \underline{B})] - \nabla^2 (\underline{v} \times \underline{B}) \\ &= \underline{\nabla} (\underline{\omega} \cdot \underline{B}) - \mu \underline{\nabla} (\underline{v} \cdot \underline{J}) - \nabla^2 (\underline{v} \times \underline{B})\end{aligned}$$

ただし  $\underline{\omega} = \underline{\nabla} \times \underline{v}$  である。明かに、ベクトル  $\underline{v} \times \underline{B}$  は  $\underline{B}$  に垂直なベクトルであるから上式は、磁場に垂直と平行な成分に分けて、次の様に書ける。

$$\begin{aligned}\mu \frac{\partial \underline{J}_{\parallel}}{\partial t} &= \nabla_{\parallel} (\underline{\omega} \cdot \underline{B}) - \mu \nabla_{\parallel} (\underline{v} \cdot \underline{J}) \quad , \\ \mu \frac{\partial \underline{J}_{\perp}}{\partial t} &= \nabla_{\perp} (\underline{\omega} \cdot \underline{B}) - \mu \nabla_{\perp} (\underline{v} \cdot \underline{J}) - \nabla_{\perp} (\underline{v} \times \underline{B})\end{aligned}$$

所で、 $\eta = 0$  の場合、磁場の変化式は

$$\frac{\partial \underline{B}}{\partial t} = \underline{\nabla} \times (\underline{v} \times \underline{B})$$

であるから、 $\underline{v}$  が  $\underline{B}$  と平行でない場合意外、磁場の変化は起らない。一般に磁場は光球面に垂直の成分を持つから、光球面内での太陽大気運動は、磁場変動を誘起する。そこで、次に具体的な例を考えて見よう。

先づ、簡単の為には2次元の問題を考え、始め、即ち  $t = 0$  の磁場はポテンシャルとしよう、例えば直交座標系で線形双極磁場とすると、 $x$ 、 $y$  軸を水平面、 $z$  軸が鉛直の場合、全ての変数を  $x$ 、 $z$  の関数とすると、初めの磁場は  $x$ 、 $z$  平面内に限られる。そして、今光球面内 ( $x$ 、 $y$  平面) の運動が  $\underline{v} = \underline{v}(x)$  で与えられたとしよう、すると

$$\underline{\omega} = (-\partial v / \partial z, \partial u / \partial z, \partial v / \partial x)$$

$$\underline{v} \times \underline{B} = (v B_z, -u B_z, -v B_x)$$

となる。ただし  $t = 0$  では、 $\underline{v} = (u, v, 0)$ 、 $\underline{B} = (B_x, 0, B_z)$  である。従つて、

$$\underline{\omega} \cdot \underline{B} = -B_x (\partial v / \partial z) + B_z (\partial v / \partial x)$$

となり、もし運動が  $x$ 、 $z$  平面に限られる時は、磁場に沿つた所謂 Force-Free 電流が発生し難い事がわかる。言い換えれば、光球面での運動が、磁場の純粋な収れん発散の場合には、磁場に垂直な電流が発生し易いが、Force-Free 電流は発生し

難いと云う事である。逆に、運動が最初の磁場に垂直な  $y$ -方向に限られていれば、磁場変動は Force-Free 磁場の变化に似ていると言うことである。これは既知の理論的結果と一致する。また、もし運動が  $x, z$  平面に限られる (所謂 2次元 Plane Problem) 場合、 $\omega$  並びに  $\underline{y} \times \underline{B}$  は  $y$ -成分しかなく、電流も  $y$ -成分 (即ち  $\underline{J}_\perp$ ) だけとなる事がわかる。この  $\underline{J}_\perp$  は、直ちに  $\underline{J} \times \underline{B}$  Force を通じて、Prominence 等を支える事が出来る。言ひ換えれば、Prominence 等の支持の問題では、2次元 Plane Analysis で一応、用が足りるということである。

実際の磁場变化は勿論この様に簡単ではない。例えば、磁場が常に Force-Free であれば、 $\beta = p / (B^2 / 8\pi) \ll 1$  の条件では、大気物質の運動は起らず、磁場変化も起りえない。従つて、一般に磁場変化が起る為には、non-Force-Free 電流が発生しなければならない。この問題の系統的取扱方法としては、既に Method of Projected Characteristics が知られている。従つて、この方法、特にその Boundary Equation を利用して、光球面での電流発生の有様を考えて見よう。

最初の磁場は、図示された様な  $x, z$  平面内の Linear Dipole とすると、磁場  $\underline{B}$  は

$$\underline{B} = (B_0 \cos \alpha x e^{-\alpha^2 z}, 0, -B_0 \sin \alpha x e^{-\alpha^2 z})$$

で与えられる。そこで CASE I として、純粹の  $y$ -方向だけの運動、CASE II としては、 $x$ -方向だけの運動を考えよう。CASE I は、Shearing Motion, CASE II は、pure Convergence 或いは Divergence Motion に当る。

CASE I:  $\underline{y} = (u, V_0 \sin \lambda x, w)$

ただし、 $u/w = B_x / B_z$  とする。

この場合、予期された様に、先づ次の様な Force-Free 電流が発生し、 $x$ -方向 dependence は、 $\cos(2\alpha + \lambda)x$  と  $\cos(2\alpha + \lambda)x$  で特徴付けられる。しかし、その後の変化は複雑で、数値計算の結果を待たなければならない。また、上記の Force-Free 電流と同時に、 $y$ -方向の運動に対応する

$J_{\perp}$  が発生し、その進化も複雑で、 $J_{\parallel} / J_{\perp}$  の比も時間と共に変わって行く。

CASE II:  $\underline{v} = ( U_0 \sin \lambda x , 0 , w )$

この場合、 $y$ -方向の運動  $v$  は常に 0 とする。

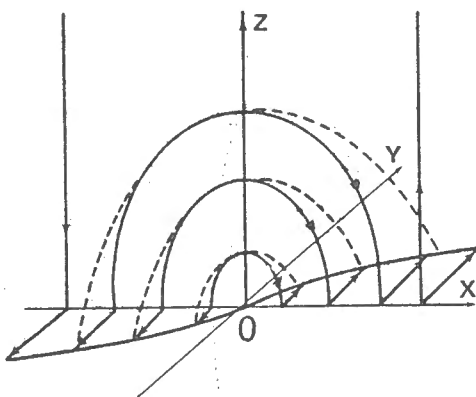
予期した様に、 $J_{\perp}$  が直ちに発生し、時間と共に増えて行くが、Force-Free Current  $J_{\parallel}$  は、殆ど発生しない。数値計算の結果では、 $J_{\parallel} / J_{\perp}$  の比は  $10^{-3}$  に止まっている。

実際の磁場変動は、勿論もつと複雑であるが、明かに磁場変動は必ず電流発生を伴なうことは、事実である。では略 Force-Free の磁力線に沿う様な構造物 (filaments) の発生を、理論的には何の様に考えたら良いかと言う事になるがこの場合、先づ光球面の運動に伴なつて、 $J_{\parallel}$  並びに  $J_{\perp}$  が発生し、磁場変動に対応する  $y$  を超る部分の  $J_{\perp}$  は物質の上昇運動を起すと考えて良い。同時に、 $J_{\parallel}$  に依る磁場の変形が、全体として Force-Free に近い磁場進化を作り出す。勿論、この時この様な進化が、常に丁度釣合つた様に進行するとは限らないから、当然 unbalance Force に対応する  $J_{\perp}$  が残る筈である。しかし、この  $J_{\perp}$  に依る影響は、急速に Finite-Amplitude MHD Waves に依つて、太陽大気中の広い範囲に伝えられ、一方実際には電気抵抗を通じて、物質の加熱に使われ、略平衡状態と見られる filament が発生すると考えられる。

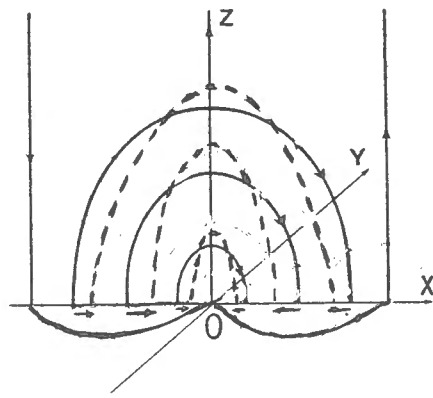
以上の解析から明かな事は、常に磁場変動には電流が存在すると云う事で、観測される磁場は、殆ど non-Potential と考えて良い。そして、進化の釣合から外れた  $J_{\perp}$  や、過分の  $J_{\parallel}$  が Flare の原因だと云う事である。今後この問題は、実際のマグネトグラフの観測結果、及び光球面の運動のデータを使つて、現在よりもつと realistic な数値計算を併用しながら進めて行きたいものである。

文 献

- Low, B. C. 1975, *Astrophys. J.* 197, 251.  
Low, B. C. 1981, *Astrophys. J.* 246, 538.  
Low, B. C. 1982, *Astrophys. J.* 263, 952.  
Low, B. C. 1984, *Astrophys. J.* 277, 415.  
Nakagawa, Y. 1980, *Astrophys. J.* 240, 275.  
Nakagawa, Y. 1981a, *Astrophys. J.* 247, 707.  
Nakagawa, Y. 1981b, *Astrophys. J.* 247, 719.  
Nakagawa, Y. and Raadu, M. A. 1972, *Solar Phys.* 25, 127.  
Tanaka, K. and Nakagawa, Y. 1973, *Solar Phys.* 33, 187.  
Sakurai, T. 1982, *Solar Phys.* 76, 301.  
Wu, S. T., Hu, Y. Q., Nakagawa, Y. and Tandberg-Hanssen, E. 1983, *Astrophys. J.* 266, 866.  
Wu, S. T., Hu, Y. Q., Nakagawa, Y. and Tandberg-Hanssen, E. 1984, *Astrophys. J.* (投稿中)



CASE I



CASE II

# 黒点磁カ管の構造

東京天文台 牧田 貢

バンド中の広いフィルター (~100Å) で黒点の偏光観測を行い、円偏光が検出されたのは1974年のことであった (Illing et al. AA 37, 97, 1974). 最近では新しい検出器による観測の報告がある (Kemp & Henson, ApJ. 266 L69, 1983). 我々の岡山天体物理観測所のおうりメーターで FeI 5250Å を中心とする 15Å 中の波長域で 1981 Feb ~ 1982 Aug にわたって観測を行い現在そのデータを整約中である。ここでは現在までの中間的結論をのべる。

## (1) Polarity law.

観測した円偏光の向きと黒点磁場の極性を調べてみると右表のようになる。N極の黒点では円偏光は負(光学でいう右まわり)、S極では正になっていて例外はない。同じ黒点を何回観測しても同じ結果で右表では1コとして数えている。また複雑な黒点磁極の分布が不明確な統計から除いてあるが同じ polarity law に従うようにみえる。

	黒点 磁場	円偏光	
		+	-
北半球	N	0	6
	S	1	0
南半球	S	7	0
	N	0	2

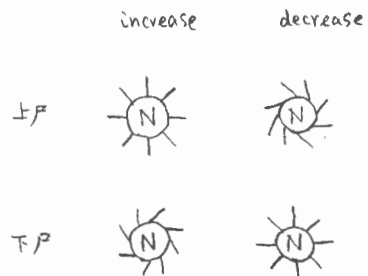
このことは既に Illing et al が指摘し Kemp も同じ結論を得ているのであるが我々の観測数が断然多い。また注目すべきは Illing et al. の観測が太陽活動の前 cycle に属することである。即ち Polarity law は cycle によらず不変である。

## (2) Twisted Magnetic Field

円偏光を説明するには見通しで視線速度勾配のあつることが必要である。またその量を説明するのに右まわりだけでは不十分で、磁場が twist していかねばならないことと前回のシンポジウムで指摘した。ここでは polarity law を満たすためには twist は磁力線の向きに対して常に右まわりでなければならぬことをのべておく。

## (3) 黒点の磁カ管に元来右まわりか？

黒点磁場の twist が常に右まわりとすると Mavret et al (S.P 32 365, 1973) の見出した Polarity-Helicity Law との関係はどうかのちる。N極の黒点の成長期には速度場は右まわり、減衰期には左まわりとあるのであるか。これを満ち解は右図のようになる。黒点の磁カ管は元来左まみであったものが、その浮上と共に圧力差で生ずる流れのために巻き戻され、減衰期には勢い余つ



逆方向に巻かれるという解釈になる。しかし、dynamical な整合性、観測された  
磁場勾配（牧田・川土、ハフマリに投稿中）との整合性を検討するべき課題がある。

## 対流層内の磁力管形成

海野和二郎(東大理)

太陽磁場はダイナモ波として伝播する時間依存の問題であるが、ここではダイナモ機構によつてつくられた磁場を与えられたものとし、対流による磁力管形成をもつと時間尺度の短い現象のように取扱ふことを考へる。

磁束が対流によつてはきあつめられて強化し、どういふ強さの対流と平衡になつておろつてくかの問題は、まず磁場が一樣に(チヤンドラセカール数が)与えられたとして、与えられた粘性と熱伝導度のもとに一樣な温度勾配(レーリー数)を指定すれば、一義的に定まる問題であるとする。この場合勿論境界条件を指定しなくてはならないが、最も簡単な自由表面、固定表面温度、垂直な表面磁力線を考へる。レーリー数が対流をよこす臨界値よりあまり大きくなければ、まず最も成長率の大きいモードがあらわれ、それによる非線型項(運動方程式とエネルギー式)が励起の源の項となつて第2の調和波を生ずる。一般には、これが共鳴となつて、振幅がいくらでも増加するよう解になつてしまふが、解が定常解になるという条件をつけてやると、レーリー数と変動の振幅との関係が得られる。

この計算は無次元化された計算であり、速度の規格化は層の厚みと電気伝導度(粘性又は熱伝導度でよい)を用いて行なわれ、変動の振幅を掛ければ実際の速度が得られるよになつてゐる。乱対流の場合は、渦粘性などの拡散係数が渦の代表的速度と大きさに比例し、その比例定数は理論的にも実験的にも概略の値は得られてゐる。それを用いると、無次元化された乱対流の振幅が予めあつたことになつており、上に述べたレーリー数と変動の振幅との関係は、“定常乱対流の有効レーリー数は臨界レーリー数の4倍である”という定数に帰する。ただし、この4という数字は境界条件その他諸々の仮定が変れば変る量である。しかし、4が2であるか10であるかは別として、渦拡散係数を理論値の何倍かにとつておけば、対流層内の各深さのレベルで代表的な渦が臨界(成長率ゼロ)になるという条件は、混合距離理論に代るべき対流層構成の原理となることを注記しておきたい。

上述のことは、磁場があつても無くても同じである。さうなのは、臨界レーリー数がチヤンドラセカール数とともに増加することである。それ以外には、磁場の強さが定常乱対流では一樣に与えた磁場強度の約5倍になることがあふ。この事実を対流層中の渦のサイズ分布とを組合あせると対流層内の磁力管の分布があかふであろう。混合距離理論で対流層モデルをつくると、各レベルでの渦拡散係数が推定できる。これを用い線型対流(渦拡散を入れてゐるから準線型といふべきか)を計算すると、横波長の大きい渦は深い層で、横波長の小さい渦は浅い



層が対流のエネルギーフラックスのピークを持つことがわかる。つまり、粒状斑対流は最上層で、グローバル対流は最下層で、超粒状斑対流は中間の層でフラックスを運ぶ。結果は定性的に混合距離理論のピクチャーと同じである。このことは、非線形対流理論を太陽対流層に適用することに一応矛盾のないことを示す。もし、最下層を支配する渦が  $l=6$  くらいのセクター状モードで、一様磁場  $H_0$  が与えられたとすると、 $5H_0$  くらいのゆるいロープが6本ほどまず作られることになるであろう。その上の層が  $l=24$  くらいの球面調和関数であらわされるモードが卓越するならば、下の層でつくられた6本くらいのロープのそれぞれが数本のものと強いロープ ( $25H_0$ ) に合流するものと考えられる。かくして、超粒状斑対流 ( $l \sim 100$ ) の支配する層で  $10^3 \sim 2 \cdot 10^3$  g くらいの磁場ロープがつくられると考えると、 $H_0$  として  $10$  G、大規模磁力管で  $50$  G というあたりが適当なところであろう。パーカーのように磁気浮力で急激に浮上してしまう困難を回避する必要はない。表面からは  $3 \cdot 10^3$  g で  $10^{-4}$  太陽半球面積くらいの黒点磁束が毎月1つくらい失われていくとすると、 $10$  g が太陽半球面積くらいある磁束を失くすのに全部失うには300ヶ月かかることになる、22年の太陽周期で下層の磁場が入れ替ることと話が合う。定常でない問題を定常のように取扱った失くす問題は残るが、ごく大まかな平均的な話としては、あまり間違っていないであろう。

黒点や流転磁場として表面に姿を現す磁束の進化については、最近パーカーが



論じている (Ap. J. 220, 423, 1984)。両足を固定して、細い磁力管をポリトロープ大気中に浮かせると、左図のような形になるが、安定な解 (実線) と不安定な解 (破線) がある。まず、安定解で両足の間隔をゆつくり広げていくと頂点が上昇し、ある間隔までいくと磁力管が両足の真上に立って光球面から顔を出して黒点をつくる。そこから逆に、両足の間隔を

ちぢめていくと、解はあるところで不安定解をとり、上部の磁場は各分放たされて光球下の磁場は急激に下へ沈み込む結果となると考えられる。両足の間隔は黒点間隔とほぼ等しくなるといふ計算結果からして、黒点磁場がアンカーさしている深さは  $10^5$  km くらいということになるが、その辺り深さまでは磁場がしつかり自分の形を保つとすると何  $10^6$  g もの磁場になってしまう。多分そんな深いところで静水平衡にある磁力管を来ると無視があるが、そうと議論を上層に限り超粒状斑対流などの共存で考えれば、大まかの考え方は正しいものと考えられる。

## サイクル 21 におけるフレアの統計 (磁場との関係)

久保田 淳 (大阪経済大), 鈴木美好 (四日市高), 一本 澤, 當村 一朗  
黒河 宏企 (京大理, 飛騨大文)

### 1. 目的

太陽活動サイクル, 19. 及び 20 におけるフレアの発生頻度と黒点群の関係は多くの人々によって調べられている。1976 年以降現在に至るサイクル 21 のフレア発生はサイクルが終了してないため, その統計的解析はほとんど行われていない。しかし, サイクル開始から 8 年間のデータだけを調べても, サイクル 19 及び 20 とは異なるいろいろな統計的特徴が見られる。

サイクル 19 及び 20 において記録されたフレアのデータは高中緯度にある観測所からの報告が主となっていたため気候や季節によるデータのむらが生じた。スカイラブ実験以来, 低緯度地域における観測網が整備されたため, サイクル 21 におけるフレア観測は従来とは比較にならないほど充実している。さらに, キットピーク天文台における太陽面磁場の観測結果が Synoptic Chart として Solar Geophysical Data に定期的に公開されるので, フレア発生と太陽面磁場の関係を詳細に比較検討できるようになった。

この研究の目的はサイクル 21 におけるフレアの発生頻度と太陽面上の分布及びフレアと太陽面磁場, 特に Complex of Activity との関係を探ることである。

### 2. フレアの統計

サイクル 21 で発生した重要度 1 以上のフレアの最大の時刻及び発生場所 (日面緯度及び経度) を調べた。データは IAU Quarterly Bulletin of Solar Activity (1976-1980) 及び Solar Geophysical Data (1981 以降) から採った。1976 年 1 月から 1984 年 3 月までの重要度 1 以上のフレアの総数は 4061 個であり, 両半球別の内訳は次の通りである。

	Imp. 1	Imp. 2	Imp. 3	計
N	1791	237	35	2063
S	1748	225	24	1997
計	3539	462	59	4060

この期間中, 緯度  $0^\circ$  に発生したフレアが一個あった。

サイクル 21 の期間に太陽面の南北両半球にそれぞれ出現したある重要度のフレアの総数をそれぞれ S, N とする。ある重要度のフレアの南北非対称性は  $A \equiv (N - S) / (N + S)$  であらわすことができる。サイクル 21 の上記の期間内の各重要度のフレアの非対称性は

	Imp. 1	Imp. 2	Imp. 3	Total
A	0.012	0.025	0.186	0.016

である。重要度の低いほどA値は小さく、発生数は対称的である。重要度3のA値は René Loy (1977) がサイクル19及び20の major flare で求めた値 ( $A = 0.307$ ) にくらべてや、小さい。われわれが調べた期間は 1976年-1983年3月までの期間であり、その後も太陽面の活動領域は主として南半球に現われ、フレアも南半球に多いので、サイクル21のフレア発生は全体として南北両半球でほぼ同じくらいになるであろう。また、重要度2以下のフレアでは南北両半球でほとんど差はないので、サイクル21は以前のサイクルにくらべて、フレア発生が南北対称的である。

### 3. フレアの発生頻度

峰金山天文台の朱祖彦 (1984) はサイクル21の南始後発生した黒点の緯度を時間(年月あるいはキヤリントン回転)に対してプロットし、サイクル21の黒点蜂型図を作った。この蜂型図によれば蜂々はさらに小さい蜂々形の集合からなり、個々の蜂々形の示す周期は6.5ヶ月であった。フレアの発生する場所は黒点及びその近傍に限られるので(無黒点フレアは約5%)、フレアの発生緯度をキヤリントン回転(または年月)に対してプロットして作ったフレア蜂型図にも同様なパターンが見えるかどうかを確かめた。図1には1976年以降、1982年までのフレアの蜂型図を示す。小黒は重要度1、大黒は重要度2以上のフレアを示す。フレアの発生時期に同期的な変化が認められる。

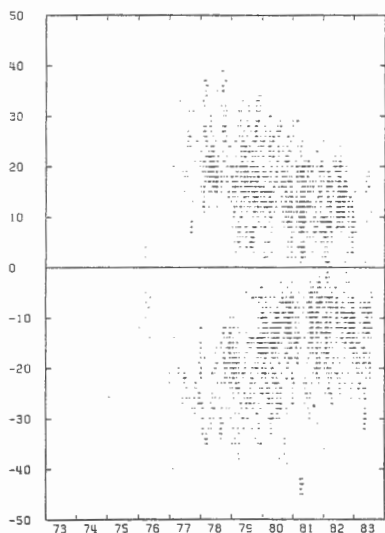


図1; フレアの蜂型図

図2は太陽面全体に発生したフレアの発生頻度(1日当り)のキヤリントン回転数(または年月)にともなう変化を示す。図に於て重要度1, 2および3以上のフレアについての曲線を上から順に示している。これらのフレアの発生頻度は40日間の移動平均によるものであるが、サイクル21の最大から減小期にかけての1980年8月以降、特に重要度1のフレアの場合、発生頻度に同周期性がある。これを明らかにするため、フレアの発生頻度のパワースペクトラムを作った。(図3) 周期26.3日は太陽自転周期に相当し、それに続くピークはその倍数を示すが、特に著しいピークは147日の周期をあらわしている。現在147,

150日の周期の意味は判然としない。

次に北半球(0°-90°) および南半球(0°--90°) におけるサイクル21のフレア発生頻度のキヤリントン回転にともなう変化をそれぞれ図4(40日間移動平均) および図5(200日間移動平均)に示す。興味深いのは図5で明らかのように、

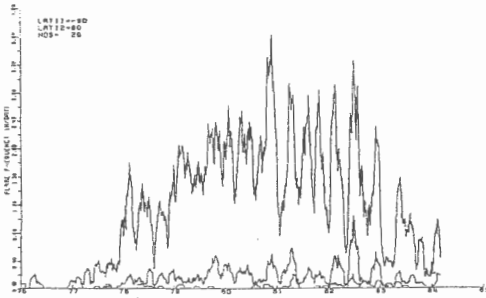


図2; フレアの発生頻度(一日当り太陽全面)

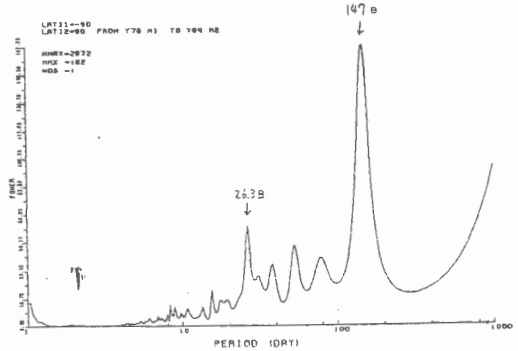


図3; フレア発生頻度のパワースペクトラム。

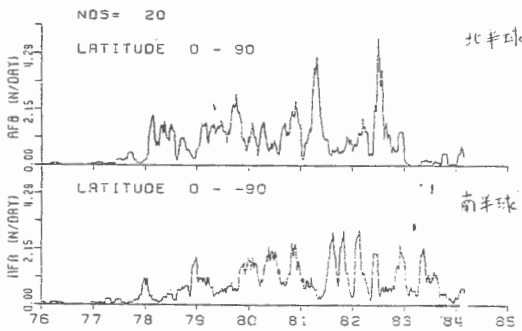


図4; 北半球(上図)と南半球(下図)におけるフレア発生頻度(40日移動平均)

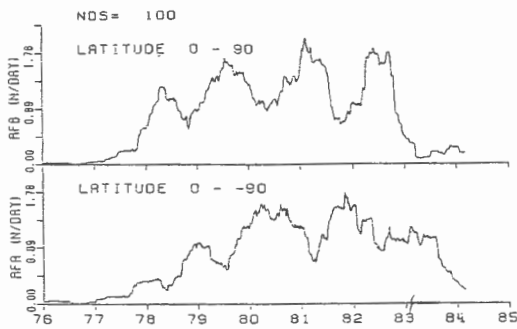


図5; 北半球と南半球におけるフレアの発生頻度(200日移動平均)

北半球における発生頻度の最大の時期が南半球における曲線の極小とほぼ一致している。この図で見ると、フレアの発生頻度の増加と減少が南北両半球で交互に現われている。さらに、南北両半球のフレア発生頻度変化の相互相関関数を求めると図6のようになり、その最大値は-300日である。これは北半球におけるフレア発生頻度分布が南半球に対して約300日先行していることを示す。サイクル21で北半球における太陽面活動が南半球に対して約10ヶ月先行していることは北半球の polar crown のフィラメントが南半球よりも約10ヶ月先行して極に達していることからもうろづけされる。(Fujimori 1984)

図7には北半球および南半球のフレア発生頻度のパワースペクトラムを示す。両半球のフレア発生頻度で共通して顕著な周期は150日と

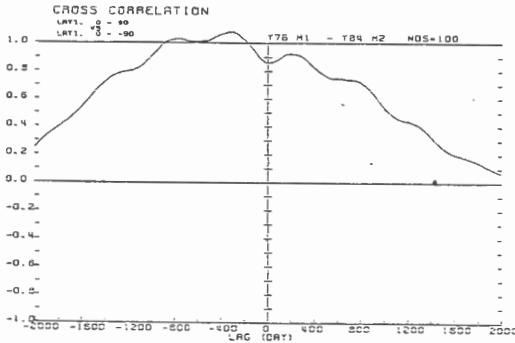


図6; 南北両半球のフレア発生頻度の相互相関係数

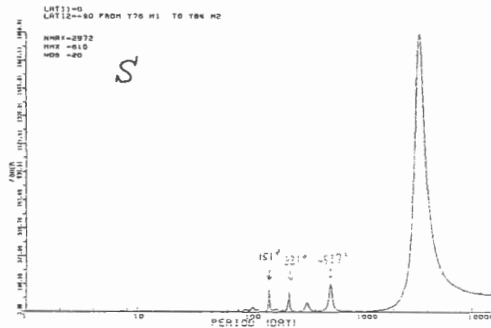
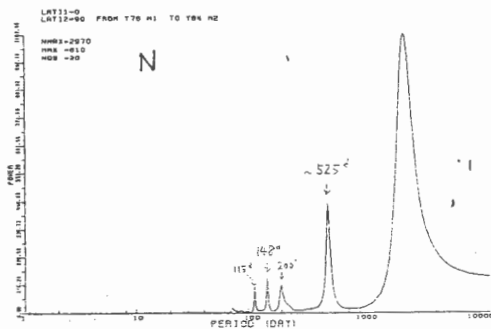


図7: 南北両半球のフレア発生頻度のパワースペクトラム

530日の周期である。半球だけのフレアを考えた場合、530日(約1ヶ月)の周期が現われるのは図5に見られる変化からも推定できる。また、150日の周期は Flare index や黒点の相対数の変化からも得られ、サイクル21における活動の基本的な周期と考えられる。

#### 4. フレアの経度分布

フレアが太陽面上の特定の経度領域に集中して現われることは右から注目されてきた。サイクル21の1976年1月から1984年までの期間に太陽面に現われたフレアの経度分布を調べた。南北両半球において $0^{\circ}$ - $35^{\circ}$ の緯度範囲で幅 $5^{\circ}$ の緯度帯を考え、それぞれの緯度帯の中に現われたフレアの経度をキャリントン回転数(または年月)に対してプロットした。図8には北半球の $15^{\circ}$ - $20^{\circ}$ の緯度帯におけるフレアの経度分布の年代的变化を示している。

このような分布年代図で特徴的なのは多数のフレアが1~2太陽自転の期間に特定の狭い経度域に集中して現われることである。このような短期間に特定の経度範囲に集中して現われる現象を Cluster of flare (CFと略称)と呼び、次のように定義する; すなわち、緯度範囲 $10^{\circ}$ 経度範囲 $20^{\circ}$ の狭い領域内で1~2太陽自転の期間内に重要度1以上のフレアが

10個以上現われる場合をCFとする。図8において小円で囲んだ場所がCFである。サイクル21の南始後、1984年に至る期間内に太陽面上に現われたCFは98個であった。北及び南半球に現われたCFはそれぞれ46個と52個であり、これらに含まれるフレアの数はいずれも1073個と921個である。CFの数は南半球の方がやや多い。太陽面上に現われた全部のフレアのうち、49.1%がCFに属し、個々のCFの中の平均のフレア数は約20個である。

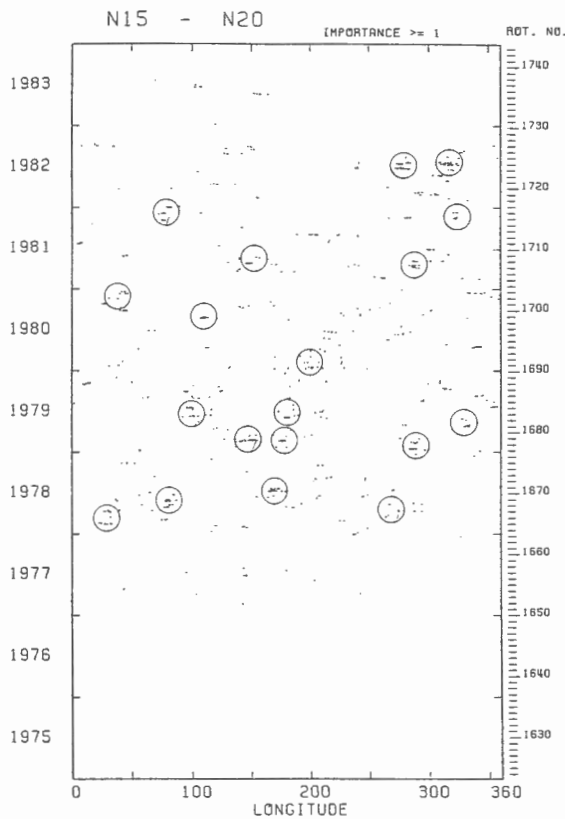


図8; フレア発生経度の変化

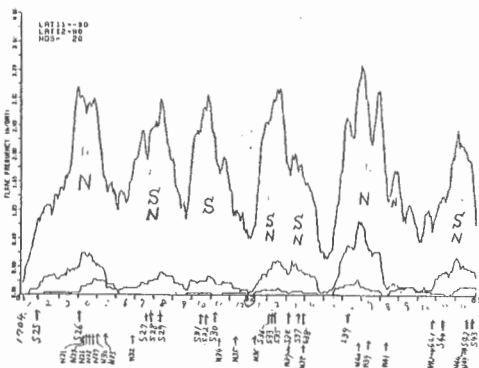


図9; フレアの発生頻度とCFIの関係

上部の曲線)の頻度のそれぞれの極大はCFIの集中的な発生による。'81年の最初の極大は北半球に現われたCFI, その次の極大は南北両半球のCFIによる。や三番目の極大は南半球のCFIが作り出す。つまり、150日周期の極大の一方でCFIは南北両半球の間で交互に集中して現われる。

CFIと太陽面磁場の関係を知るために Kitt Peak 天文台のMagnetic flux Symptotic chartを緯度幅5°のstripに切断し、それぞれの緯度帯のstripを年代順(キヤリントン回転数順)に並べて作った緯度帯別磁場経度分布図と比較した。このような図では135ガウス以上の磁場領域はいくつかの特定の経度範囲で鮮明なパターンとなって見られ、磁場領域の進化や持続性を知ることが出来る。このような特定の経度範囲に磁場が数~10太陽自転の期間にわたって存在する現象をComplex of activityと呼ぶが、フレアの経度分布年代図と磁場経度分布図の比較からCFIとComplexが密接な関係をもつことがわかった。結果をまとめると

- (1) CFIはComplexの発生後1~2太陽自転内に現われる。Complexの進化の途中で現われる場合は附近に新しいComplexの出現がある
- (2) 約80%のCFIは黒点のS型の時である。
- (3) CFIが出現するComplexは黒点面積の1000以上で最大磁場強度の2000G以上の場合が多い。黒点面積の最大期の前後にフレアが集中する。
- (4) サイクルの進行にともない、CFIは南北両半球で交互に集中して発生する。

図9は1981-1983年の期間の太陽面全体におけるフレア発生頻度とCFIの関係を示す。重要度1のフレア(最

# 白色光マクネトグラム

田中捷雄 (東京天文台)

## 1. 序

大フレアと起る黒点群が $\delta$ 型(赤道の半暗部に両極が接近して存在する)であることは統計的に示されているが: (Tanaka: Solar-Terrestrial Predictions Proceedings vol.3 (1980),  $\delta$ 型中の磁場分布は普通のマクネトグラムでは分解能が足りない"又飽和効果もありよく分らない。一方高分解白色光写真(又は Ha off-band 写真)で見ると $\delta$ 型黒点中の中性線が半暗部の三ついた筋としてよく見え,  $\pi$ アの様子から transverse fields の形態(向き)も分る。ポウリノーフ観測との比較から半暗部構造がベクトル磁場をよ(表す)ことも定量的に示されている (Kawakami)。従って $\delta$ 型黒点の構造や進化を問へる上で白色光写真は"白色光マクネトグラム"ともいって可なり役立つといえる。白色光マクネトグラムの利点としては他に (1) 普通のフレアは黒点の周辺部で起るのに対し active  $\delta$ 型では黒点上でフレアが起るので, フレア域の磁場の構造と進化が"黒点をかまどした fluxtube"の形で分ること, (2) fluxtube が high  $\beta$  域(対流層)から low  $\beta$  域(コロナ)に湧き出るとき, high  $\beta$  の姿とよ(め)ている光球面の断面写真がみれること (Ha では low  $\beta$  域に expand して多少歪みかえてい)があり, 黒点群の進化を追うことにより対流層に歪曲された tubes が徐々にコロナに顔を出していく時の光球面への切口的変化がみえるわけである。このことから対流層で作られた fluxtube の形を少くとも topological に推察するこゝが出来る。

## 2. active $\delta$ -groups

1972年8月の領域を一つの典型として 1974年7月, 1978年4月, 1978年7月 . . . . . 1982年6月, 7月などが活動的 $\delta$ 型であったが、埋サイクルの活動域は比較的短命であり, 最も長期間活動を継続し発生から衰退を遂うことが出来たのは 1974年7月の活動域であった。この領域は59回のフレアと起いその中28回が major flares, 10回が X-class flares があった。この領域の観測から tubes の複雑な形が進化に基づいて導かれる。

## 3. 法則

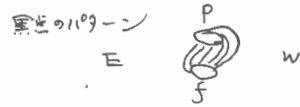
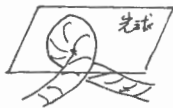
21回の $\delta$ 型黒点群の観測から次のように基本法則が導かれた。但しこれは黒点群全体として起るのではなく(黒点群の一部にみられることが多い)基幹黒点にこのように歪曲された tube がくっついて出てくるのが一般的である。但し 1974年7月の例のように黒点群全体が歪曲している場合もある。

(A) fluxtube の形

基本的特長として (i) S型 - 両極が接近 (ii) 磁極が南北に tilt している

(iii) 両極間には twist を (spiral) penumbral pattern がみられる。

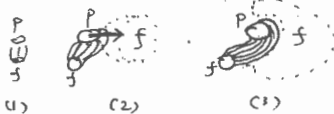
これを具現する tube の形として twisted knot が考えられる (F4)



(B) evolution

次の2つの mode がみられるが, mode B は普通局所的に起ることで見逃すことが多い。

mode A: shear (twist) を増加させる変化



(1) 黒点のペアが南北を軸として急成長 (このときどきから極が既存の大黒点であることが多い), (2) 一方の極が東面方向に移動する (極がいた反対極の中に進入していき (F3) はみえる), (3) この二つの運動に伴って両極を結び半暗部の筋が二つを増加し, spiral pattern が成長する。

mode B: shear (twist) を減少させる変化



(1) 2つの独立して誕生した黒点ペアが接近する (一つのペアは既に二つとしていたことが多い), (2) 所ペアの  $f_2 - P_1$  の間に高々二つが初めから出現する, (3)  $f_2 - P_1$  の間に半暗部の連結がみられるようになり, 三つは少し減少する (4) 三つは減少し黒点誕生時と同様の真直ぐな筋が結び合えるようになり, 片側の黒点に割れ目が入る, (5) 連結された両極黒点の一部が消える。

mode A は黒点群の誕生時に多くみられ, 長期間活動が続く場合は衰退期にもみられる。mode B は黒点群進化の後期にみられるが F4 の場合にみられるわけが多い。普通としたのは (2), (3) の phase に起る。

(C) 二つの運動, 極の向き, 磁極の反極の内の相関

normal motion に対して

(P → W の f → E)  
西 東

極の向き	L (左)	R (右)
P/f	6	0
f/P	0	6

(P/f は P 極が f 極の北側にあるような反転)



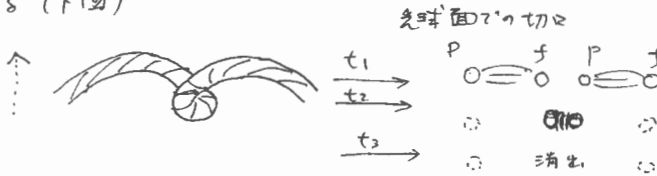
reverse motion に対して  
( $P \rightarrow E$  or  $f \rightarrow W$ )

ねじれ 方向	L	R
$P/f$	0	6
$f/P$	3	0

#### 4. モデル

mode A の evolution, (C) の相図関係をよう (説明するモデルとして上に示したような twisted knot が 徐々に出現するモデルが考えられる。  
evolution は 光球面 r の 切りの変化として説明出来るし、ねじれの向きと反転の  
関係は常に満足する。

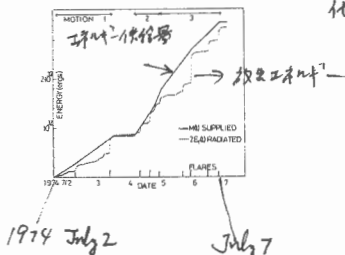
mode B の evolution は 逆向きになった twisted knot が出現するとして理解できる (下図)



topological にはこのような簡単な model で説明されるが、実際の mode A, B の進化は 2つの磁極の衝突的現象が強い (一つの磁極が他の磁極に押しこめられる) 実際には対流層で作られた twisted knot が 浮上していく過程で tube の 動的運動が起るものではないかと推察される。

このような twisted knot の浮上というモデルで考えると 1) 2) は 3) に一旦だけ磁力管中に (光球運動などにより) 除いたエネルギーが貯蓄されることが起るのではないかと、対流層中で (high  $\beta$  のため) 歪曲された磁力管中に貯蓄されたエネルギーが tubes 毎に 3) に運ばれたとき (low  $\beta$  という条件のため) エネルギーが一気に放出される現象として理解できる。

mode A, B 共にみかけの 3) 運動とねじれの放出との間には観測された関係が存在し ( $\Delta \phi \sim 1.5 V_s \Delta t$  :  $r$  点半径,  $\Delta \phi$ : ねじれの増加,  $V_s$ : 3) 運動速度), この関係を使ってみかけの運動が 3) に 湧き出たねじれの量を求めることが出来る。このようにして求めたエネルギー供給量と実際にフレアで放出された熱エネルギー (X線放射, 運動エネルギー (ショック) の向には 時間的にみても非常に一致がみられることが示されている。(Tanaka, Smith, Dryer IAU Symp. 91, 231, 1980)



他の参考文献

- IMS シンポジウム (東京宇宙研 1978) P.427  
"磁力管の揺れとフレア磁場の関係"
- Proc. Japan-France Seminar on Solar Physics  
ed. Moriyama & Henoux 1980 p.304

## 電波観測から推定した活動域のコロナ磁場

### — MODE COUPLING —

駿目信三 (名古屋大学空電研究所)

よく知られているように電磁波は異方性媒質を伝播する時は個有モードに分解される。モード間の結合の強さは結合係数 $Q$  (COUPLING RATIO) で表される。結合係数は伝播定数の非対角要素の積と対角要素の積の比の平方根に等しい。すなわち

$$Q = \left( \frac{\text{非対角要素}}{\text{対角要素}} \right)^{1/2}$$

$Q$  が1より大きいとき強結合、1より小さいとき弱結合と云う。強結合のときは個有モードは保存しないが、弱結合のときは保存する。

電波領域で、磁場に垂直に近い伝播をするとき (TRANSVERSE MODES)、 $Q$  は具体的に次のような式で表される。

$$Q = (f/ft)^4$$
$$ft^4 = (\pi/2) (f_p^2 f_b^3 L) / C$$

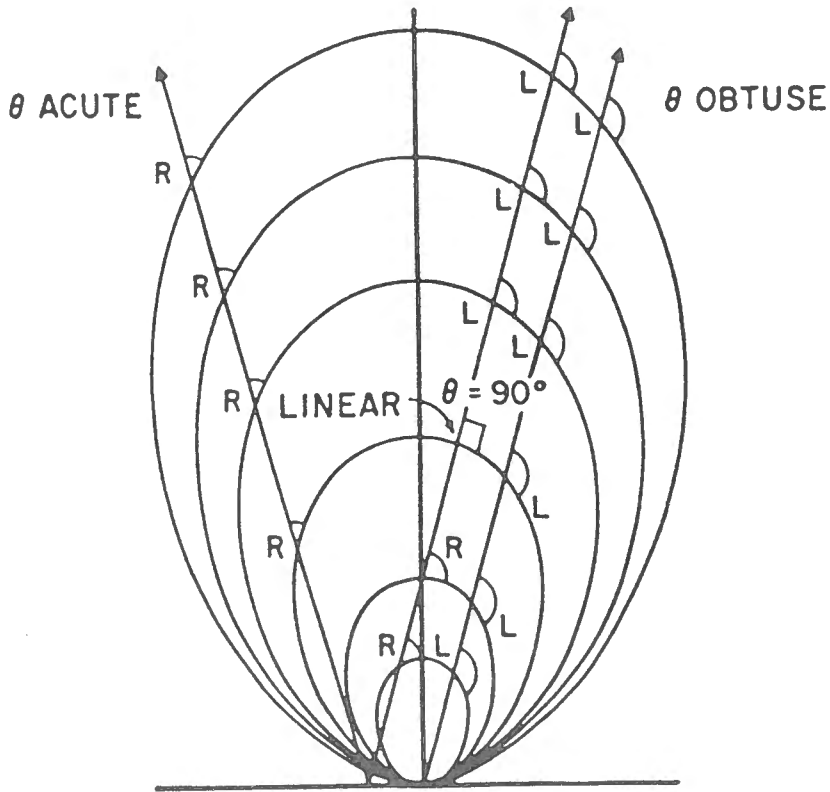
$f$  : 周波数

$f_p$  : プラズマ周波数

$f_b$  : ジイロ周波数

L : 磁場のスケール

さて、活動域の磁場は大域的に見ると双極磁場で近似することが、しばしば行われる。双極磁場は見る方向によっては図1にあるように電波の伝播方向により、伝播方向と磁場方向の成す角 $\theta$ が鋭角（ACUTE）だったり、鈍角（OBTUSE）であったりする。



第1図

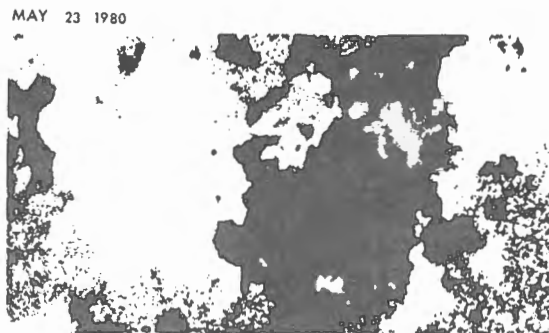
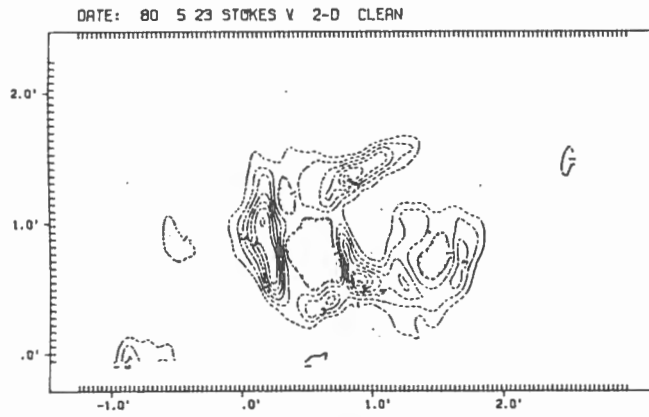
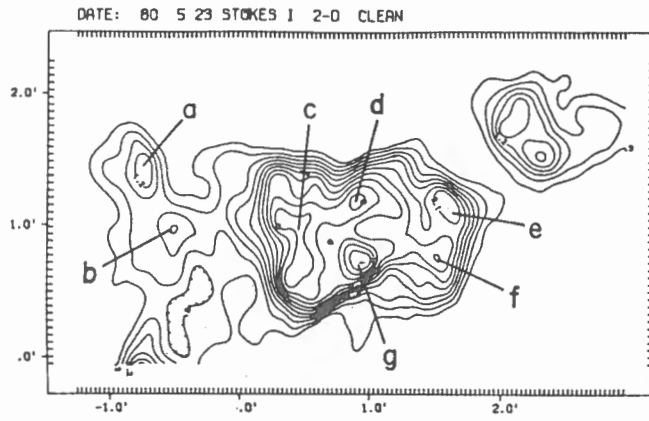
しかし特殊な方向（状況）では伝播するにつれて鋭角→直角→鈍角と変わることがある。このような場合には場の固有モードは右廻り円偏波→直線偏波→左廻り円偏波と変化して行く。したがって弱結合の状況では活動域で発生した右廻り円偏波は逆向きの左廻り円偏波として太陽大気外（地上）では受信される。一方、これも良く知られていることであるが、活動域磁場と電波の偏波との関係は異常伝播モードである。つまり次の関係がある。

。

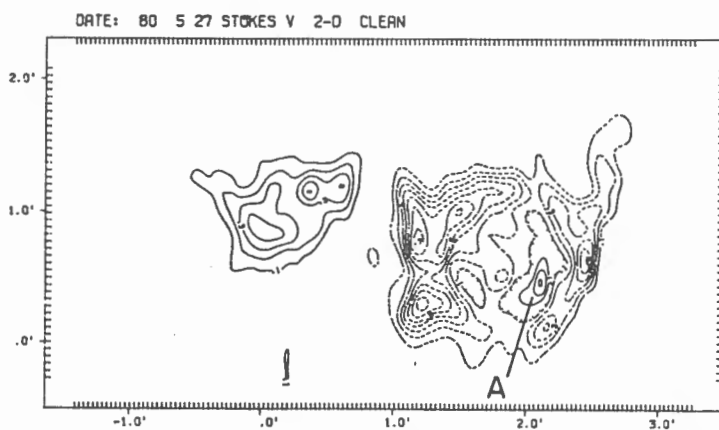
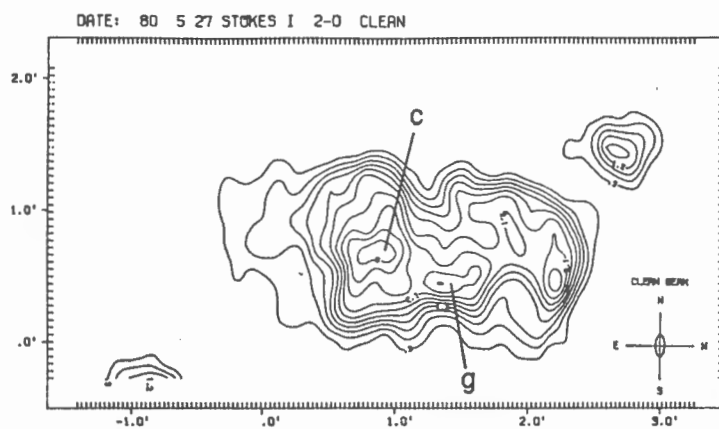
磁 場	偏 波
POSITIVE (N)	右 廻 り
NEGATIVE (S)	左 廻 り

したがって、もし第1図のような状況が存在すると、異常伝播モードとは逆の偏波が見掛け上見えてくる。つまり、この場合には双極型黒点（N極、S極）に対応して左廻り、左廻りの円偏波が見えることになる。最近オランダの超合成電波望遠鏡（WSRT）を用いた活動域の観測からこうした現象が見事に捕らえられた（Kundu and Alissandrakis, 1984）。第2図に活動域の電波写真（IとV）と磁場写真を示す。磁場データはキットピーク観測所のマグネットグラムで白い部分がプラス（N極）で、黒い部分がマイナス（S極）である。1980/5/23にはS極の部分に電波の偏波で破線部（左廻り円偏波）が対応しているのが先行黒点については明らかであるが、この左廻り円偏波部が後行黒点のN極部にもしみ出していることが、はっきり分かる。これに対し、1980/5/27にはS極部と左廻り円偏波部、N極部と右廻り円偏波部それぞれの分布にずれが見られない。ここでは詳しく述べないが、原論文では、日にちを追って電波写真に見られる円偏波の中性線と磁場写真の中性線のずれが徐々に小さくなって行く過程を詳細に図示している。この活動域は16863と番号づけられ大きな黒点群を伴っていた。光学観測からは活発なフレア活動が期待されたが、電波観測では強いS成分を伴っていて、そのスペクトルは硬かった（F3cm/F8cm~1）が、偏波率が高かったので、我々は経験から、フレア活動は期待できないと判断した。実際この活動域は殆どフレアは起こさなかった。上述の電波写真は磁場の大域的構造が5日間にわたって大きな変化が無かったと理解することが尤もらしいことを示している。こうした関係は初めて見出されたことで、今後も追及される新しい研究テーマである。

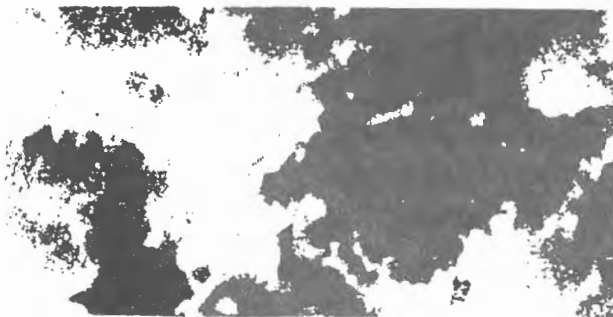
著者らは双極磁場を仮定してその軸の光球面との傾き、双極子能率の大きさ等を求めている。そのモデルは第3図の通りで、磁場の強さにすると0.3倍、太陽半径の高さで10~30ガウスである。



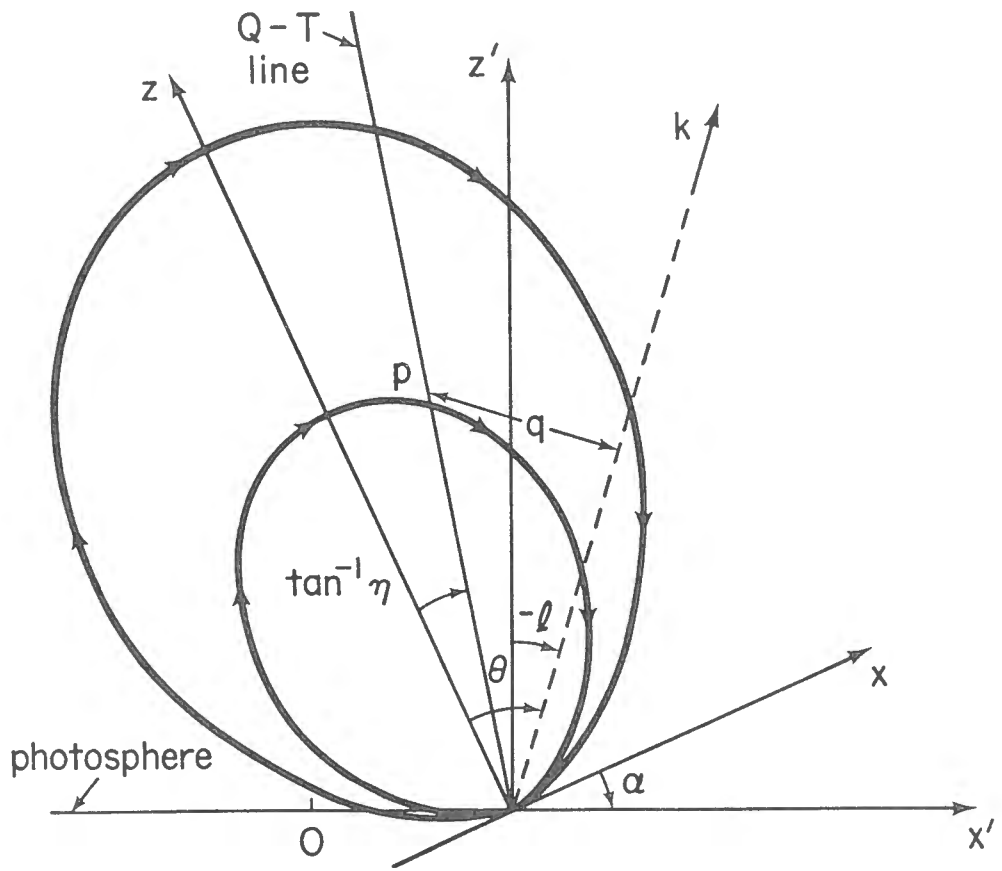
第2-1图



MAY 27 1980



第2-2图



第3图

岡山のマグネットグラムから磁力線を求め、その磁場を用いて、第2図のような電波写真と比較することにより、ある仮定の元に求められた磁力線の正しさを検定したいと筆者は考えている。豊川では波長8cmヘリオグラフによる超合成観測を試みているが、30" × 60"の分解能のマップが得ることを目標にしている。更に、現在将来計画として、提案されている大型太陽電波写真儀は観測周波数が高いので上記の例よりは低い高度のコロナを見る事ができよう。ftの式から分かることであるが、周波数が一桁大きくなると、電子密度では数倍、磁場では前者より大きい数倍の大気の影響が効いて来る。自前の資料でこうした比較が出来ることは大変意義深いと考えている。

#### 参考文献

Kundu and Alissandrakis: Solar Physics  
to be published, 1984.



# SOLAR CYCLE TELESCOPE

田中権雄, 牧田直 他

東京の太陽(光)グループは二三年前、太陽光学観測の将来計画として Solar Cycle Telescope (ダイナモ望遠鏡)の検討を行つた。その目標は

「太陽全面の磁場(ベクトル), (微小)速度場, 輝度分布, 形態の観測を多数のスペクトル線を用いて極めて高い精度, 高空間, 時間分解能により長期間継続的に実施することにより、太陽表面に現れる様々な規模の11年周期活動を総合的にとらえ、太陽内部の構造とダイナミクスとの関連を明らかにしてダイナモ活動の機構を解明する」というものである。以下に現在の太陽光学観測の動向における位置づけと具体的な計画案(暫定的)を記す。

## 太陽光学観測の動向と将来計画

現在の太陽光学観測には2つの潮流があると考えられる。一つは微細構造の観測で地上の条件の良い場所に真空望遠鏡を設置して出来るだけ細かい構造を観測しようとするもので SPO, BBSO, Hida などに代表される。この方面の観測はスペースに出るというのが理想的で Spacelab (1984), SOT (1992~?) などが Space shuttle を利用して計画されている。一方地上から大型の汎用装置を高山(カナリヤ, ハワイ)に設置する計画がヨーロッパを中心に出されている (THEMIS-14; LEST-EX)。

もう一つの流れは太陽の広域(全面)観測で星としての太陽の構造(内部構造)の診断(太陽学), Solar Cycle の診断をめざしている。太陽全面を分解して観測するものとしては Mt. Wilson の magnetograph による定常観測(分解能  $15''$  1日1回) KPNO の array magnetograph があるが速度場の観測は全面スキャン方式によるため微小速度場の検出精度がな(絶対基準も不確かである)。非分解観測は振動, スペクトル線強度の経年変化等特色ある観測が迫められつつある。5分振動による内部診断については非解像の観測と k-w 診断が長期間継続観測をめざして試みられている。特に3Xリカでは NSO が小望遠鏡による k-w 診断の世界ネットワークを計画しつつある。全面解像観測は速度場については精度と分解能が不足しており、5分振動と分離された速度場の全面マップが重要視される。様々な規模の速度場と各種磁場<sup>場</sup>の相関, Solar Cycle に因る大規模速度場と形態変化の相互関係, 微小大規模速度場の検出等未開拓のテーマが山積している。また5分振動による内部診断を長期間継続することにより対流層の自転や流れの11年変動などダイナモに直接関係するデータを集めることも重要である。我々がめざるのは全面観測を現状より格段に秀れた角分解能( $2''$ 程度)で系統的

に長期間実施しようというもので、部分的には微細構造のデータの取得もめざしている。現在得られているデータをを用いて速度場と輝度、形態などの関係をみようとしても定量的に処理するのは極めて困難である。その理由は各種データが均質的にデジタル化されていないことによる。従ってすべての情報を CCD によって取得し記録しておき系統的に用いることが今後の重要な課題となる。このためにはもう大なるデータを記録し迅速に取り出すことが必要で磁気テープに代わって光ディスクの導入が必要である(例えば2"の分解能の太陽全面の画像を10秒毎に取得すると8時間で  $3 \times 10^{10}$  bits になるが MT-6400B/c, 2400ft だと160巻必要であるのに対し 3.6 Gbyte 容量の8インチ光ディスクだと半巻に入る)。

観測手段の動向として spectrograph を使う方式から次第に filter を使う方式に移りつつあるといえよう。filter では広い領域を一度にみることで出来時間短縮をかせぐ(これにより)精度を上げることが出来る。最近、輝度の絶対基準があり透過域の狭い Magneto-Optical Filter が注目される集められている。またフーリエ変換方式も使われ始めた。filter 方式はしかし波長が限定されること、Calibration の難点などをかかえており、自由度が大なる spectrograph 方式の効用もみのがせない。特に多くの lines で同時にデータをとるような場合は spectrograph 方式が威力を発揮する。一方バクトル磁場の観測については通常の spectroheliograph の観測とは異なる性能—大光量と instrumental polarization の補正—が要求される。

## と討案

速度場、磁場(バクトル磁場を含む)、輝度、形態の太陽全面観測は many lines (各月にわたる)、高分解能(2")、高時間分解能(10~30s)、連続長期観測、の条件を兼ねて実施することが上の目標に到達するために理想的であると考えられるが現在このような条件を満たす装置はなく、また一つの大型汎用装置で行うことは不可能である。そこでそれぞれの測定のために最適な望遠鏡を組合せて総合的な output をねらうという考えに立つて次の3つの望遠鏡群を検討している。

### 1. 全面モノスラット-望遠鏡群

小望遠鏡(10-30cm)群を2,3のスパーにたばねて速度場( $\approx 10 \text{ cm/s}$ )、磁場(0.1G)、輝度(白色光-黒点、白班モノスラット、line)、形態(H $\alpha$ , He10830 等)の全面データを分解能2"程度に連続的にとる。速度場は Magneto-Optical Filter を用いて振動成分と準定常成分を分離し<sup>(30s)</sup>つつ長時間のデータ集積を行う。

### 2. 多波長分先測定用望遠鏡

3. の大型ニースラット、分先望遠鏡に付随させた中型(30-50cm)の分先望遠鏡により、太陽の各層(影層上下、光球上下部)を反映するスペクトル線を用いて速度場、磁場(B<sub>ll</sub>)、強度、line profile の全面27°を覆うスラット-スキャナ(10分)による

り取得する。各 lines の焦点面にまた二次元 CCD を置いて同時にデータを得る。

### 3. 大口径ベクトルマグネットグラフ\*

シーロスタット ⊕ 大口径鏡 (1~5m 中) ⊕ 分光器 に特別な偏光補正装置をつけてベクトル磁場の微細測定を行う。

以上の装置の検出器としては二次元 CCD を主として使用し、データはすべてデジタルにして光ディスクに記録し、中央の大型計算機により時系列、フーリエ解析、画像処理等を行えるようにする。設置場所としては非常に高い分解能はねらわれない、各期に長期間に亘って連続的に晴れる、運用上の利点などから三分が位補とされている。装置の形式、望遠鏡の組合せ等今後の検討を待たねばならない。

(文責 田中捷雄)

\*現在の岡山ベクトルマグネットグラフは  $0.6 \times 12''$  の空間分解能、1秒の積分時間で  $10^3$  までの偏光を測定することができる。これは磁場の transverse 成分の 50 ガウス位に相当する (この集録の "日ソマグネットグラフの比較" 参照)。測定精度は光量で決まっているので、空間分解能或は積分時間を  $1/10$  にしようとすれば今の測定精度を保つためには光量を 100 倍にしなければならぬ。これを単純に望遠鏡の口径変更に戻せばそれは 6.5m になる。また測定精度だけを 10 倍あげようとしても (この時 transverse 磁場は  $50/\sqrt{10} \sim 15$  ガウス) 同じ結論になる。このような巨大な光学系を作る場合の当面の 2 大問題は ① どうやって instrumental polarization を除くか ② 2次元素子が使えるように像回転をどうやって止めるか にある。解は二つ存在すると思われる。即ち ④ on-axis に偏光計を置き像回転補償装置を用いる。⑥ シーロスタットとその偏光補償装置を用いる。④は既にフランスで試みられようとしているが、光学系全体の巨大化、複雑化は避けられない。また像回転補償装置が反射を使う<sup>Ed</sup> どの位切かか問題がある。⑥では或程度の光学系の巨大化はあるが、可動部分が軽くて済む。しかし、斜鏡による instrumental polarization を除くために、U 型ではあるが複雑な偏光補償装置を必要とする。現在の我々としては④を試みようと思っている。

(文責 牧田 貢)

今までの一年半の観測実績を通して、岡山ベクトルマグネトグラフでどんな研究が実際に可能であるか、かなり明らかになってきた。漠然とした太陽磁場の研究から、具体的を今できる研究課題を整理してみる。

(1) 活動領域磁場の变化と偏光度から磁場への換算

この両者は表裏の関係を生している。偏光度から磁場への換算は大気モデルが不明確なため、計算で求めるには難がある。そこで同じ活動領域を数日にわたって観測し、その間活動領域が変化しないとして、経験的に換算式を見つけたい。もし万一、仮定が悪くて活動領域に変化があれば、それは進化の研究につながることになる。この目論見で活動領域の追跡観測が行われ、何組かのデータが既に蓄積されている。

(2) 活動領域の電流分布

$j_z = (\text{curl } B)_z$  で観測した transverse 磁場から電流を求めることができる。force-free 磁場であれば  $j_z = \alpha B_z$  から磁場のねじれ度を示す  $\alpha$  が分かり、磁場のあつた大気の平衡や運動、磁場エネルギーの議論へ進める。ただし、この出発点で transverse 磁場の向きがどちらかであるかという、 $180^\circ$  の不定をまず解決しておかなければならない。

(3) 太陽面現象の Structure とマグネトグラムの対比

longitudinal 磁場との対比は既に数多く行われているので transverse 磁場との対比が興味のあるところである。既にいくつかの H $\alpha$  像との対比例があって、大体のパターンは似ていることが確かめられているが、より詳細な対比が磁束の振舞を理解する上で必要である。

(4) 電波による磁場立体構造の検証

電波の強度及偏波率を説明するような磁場構造が光球上で測った磁場分布から求まるかどうか、理論計算で両観測をうまく一致させることが期待できる。そして理論の精密化と共にコロナ、彩層中の磁場の強さ及び構造が明らかになるはずである。

以上の外に oscillation などまだ興味ある課題はあるが、現在のところ、上記のようになっているが、我々の戦力からみて、すぐ取り組めるものである。