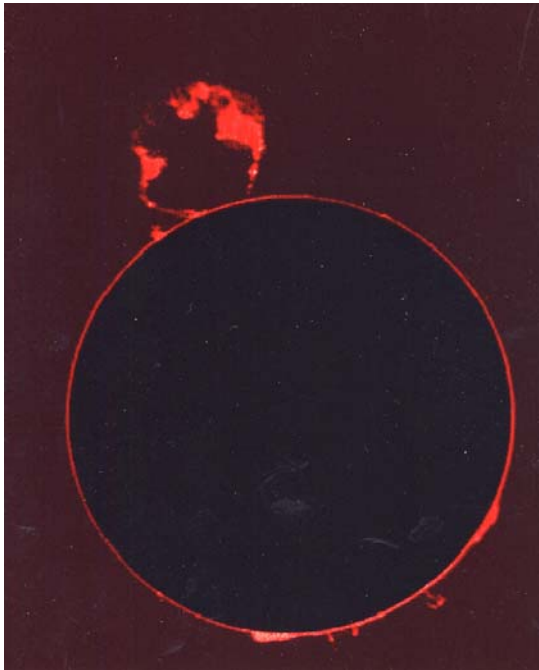
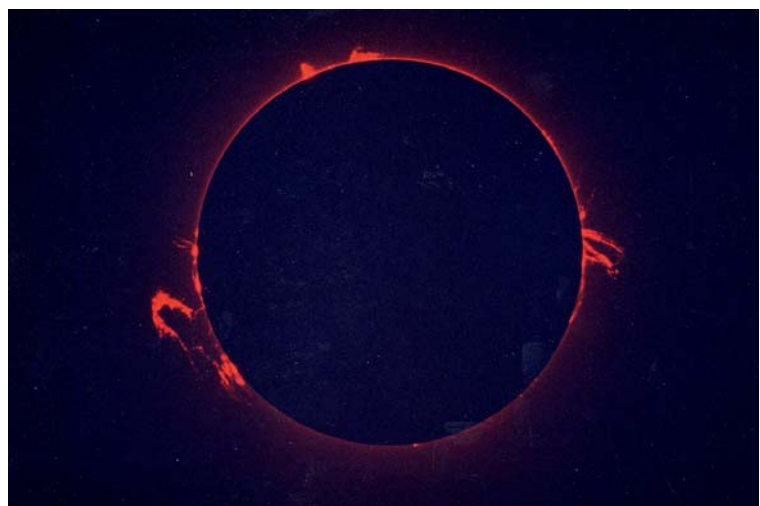


第5章 研究成果



プロミネンス爆発 (10cm コロナグラフによる $H\alpha$ 線画像、1989年1月30日)

プロミネンス爆発 (10cm
コロナグラフによる $H\alpha$ 線
画像、1989年3月19日)



コロナの緑色輝線 5303 Å と黒点との関係

長澤進午

世界中のコロナ観測所は協同して、コロナの緑色輝線 5303 Å の強度を観測していた。本研究は、Pic du Midi, Norikura, Arosa, Kanzelhöhe, Wendelstein, Climax, Sacramento Peak の7観測所が 1954~1956 の3年間に得られた観測データをまとめた成果報告である[1,2]。各観測所により強度のスケールは異なるが、強度のピークとなる日面緯度の位置は同じであるので、それを使って、世界中の強度を統一させる“Nagasawa scale”を決め、それを基に、強度のピークと黒点との関連を調べた。その結果、緑色輝線の強度のピークは、黒点出現よりも先に現れることがわかった。これは太陽面への磁力線の出現は、光球よりも先に彩層 (H α 線) やコロナ輝線で観測されることを意味する。また、緑色輝線の強度のピークは、黒点の見える緯度より 5~10 度高緯度に出現することも分かった。これはコロナ中のループ構造を示唆するものである。この研究中に、緑色輝線の強度が特に弱い領域があることに気がついたと長澤先生は話してくれた。これは今の言葉でいえばコロナホールであるが、論文にはその記述は見当たらない。

(文責：日江井榮二郎)

追記

「国立天文台 乗鞍コロナ観測所」の看板の文字を書いたのは長澤先生で、木に彫ったのは、代情靖氏である。

文献

[1] Nagasawa, S. :1961, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **13**, 384.

[2] Nagasawa, S.: 1963, In: Evans, J.W. (ed.), *The Solar Corona, IAU Symp.*, **16**, 161.

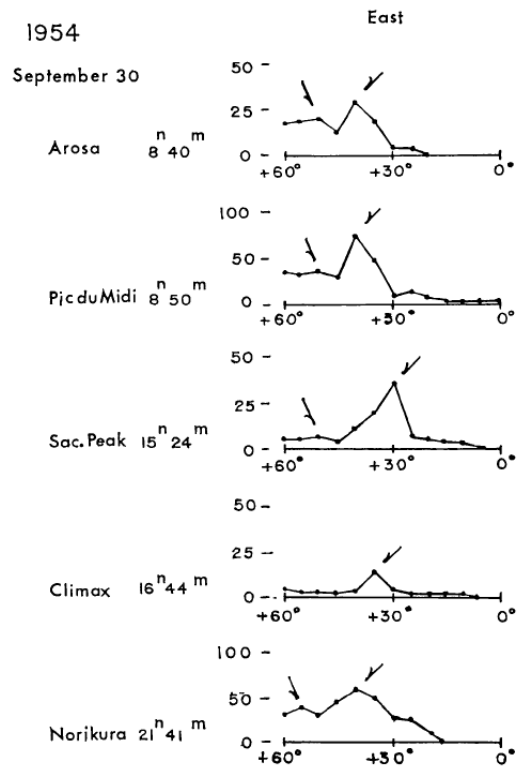


図 1：各観測所における、コロナ強度の緯度分布[2]。



コロナグラフ試作 4 号機で観測中の長澤先生 (1949 年)

10cm コロナグラフによる池谷・関彗星の観測

池谷・関彗星（仮符号 1965f、現在の表記では C/1965 S1）は 1965 年 9 月 19 日に池谷薫、関勉の両氏により発見された。その軌道要素から太陽にきわめて接近することがわかり、近日点距離は 0.0079 天文単位（太陽半径の 1.7 倍足らず）、近日点通過は 1965 年 10 月 21 日 04:05 UT と予報された。乗鞍コロナ観測所では 10cm コロナグラフと K-コロナメーターによる観測が行われた[1, 2]。

00:50-01:40 UT

K-コロナメーターによる観測、偏光検出できず。

01:50-02:20 UT

直接像撮影 10 コマ

02:30-03:20 UT

直視分光器によるスペクトルの眼視観測、連続スペクトルは見えるが輝線は見えない。

写真撮影には写らず。

03:20-04:10 UT

直接像撮影 6 コマ

04:15-04:45 UT

空が明るく直視分光器でスペクトルは見えない。

04:50-06:40 UT

直接撮像 6 コマ、空の状態が悪い。

07:00 UT 以降曇り。

直接像は富士パングロプロセス乾板、緑の色フィルター（東芝 VG1B、 $5200\text{\AA} \pm 600\text{\AA}$ ）を用いて行われた。03:50 UT ころから彗星の核が分裂するのが観測され、04:37 UT には 3 つの核が認められた。

なお、"International Comet Quarterly"

(<http://www.cfa.harvard.edu/icq/icq.html>) がまとめた、1935 年以降に観測された彗星の明るさ番付では、池谷・関彗星は-10 等級で第 1 位にランクされている。満月の明るさは-12.6 等で、近日点通過時の池谷・関彗星は満月の数十倍明るかったと彗星探索家の本田実氏は述べたそうであるが、乗鞍コロナ観測所でも定量的測定はなされておらず確認できない。

最大輝度(等級)	彗星
(-10)	C/1965 S1 (Ikeya-Seki)
(-5.5)	C/2006 P1 (McNaught)
-3.0	C/1975 V1 (West)
(-3)	C/1947 X1 (Southern comet)
(-1)	C/1948 V1 (Eclipse comet)
-0.8	C/1995 O1 (Hale-Bopp)
(-0.5)	C/1956 R1 (Arend-Roland)
(-0.5)	C/2002 V1 (NEAT)
0.0	C/1996 B2 (Hyakutake)
0.0	C/1969 Y1 (Bennett)

輝度の()は不確実性が大きい。2009 年 2 月現在。

撮影された乾板は現在も保管されているが、最も良い像を写したものは二つに割れてしまっている。(文責：桜井 隆)

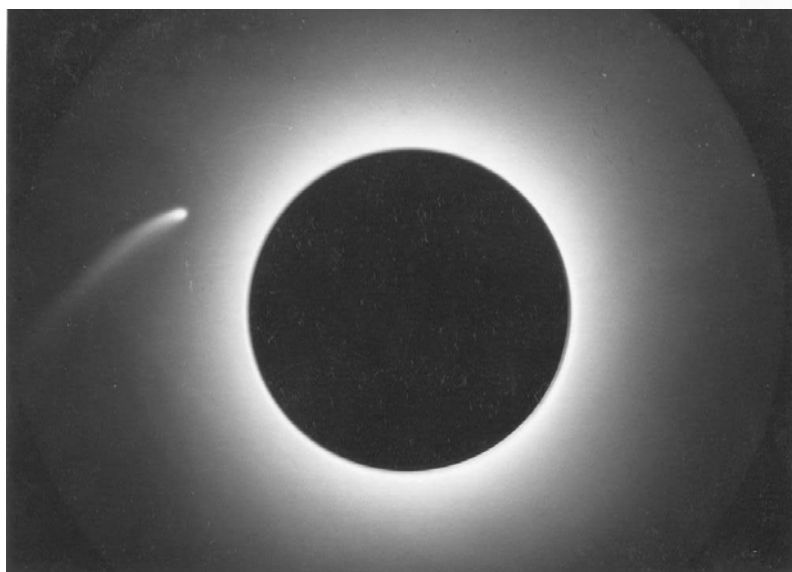
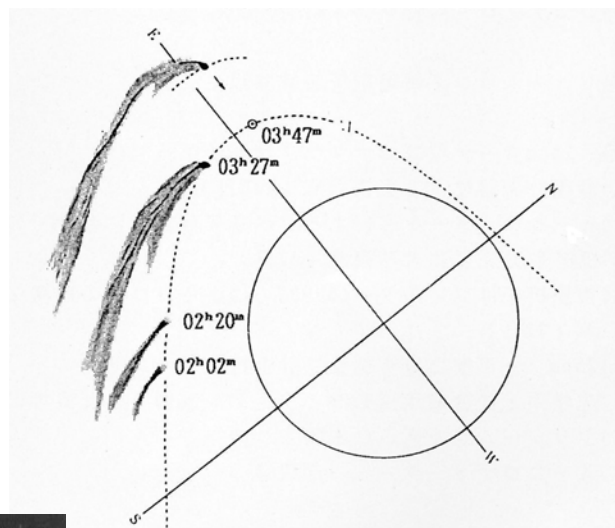
文献

[1] Hirayama, T., Moriyama, F.: 1965, *Publ.*

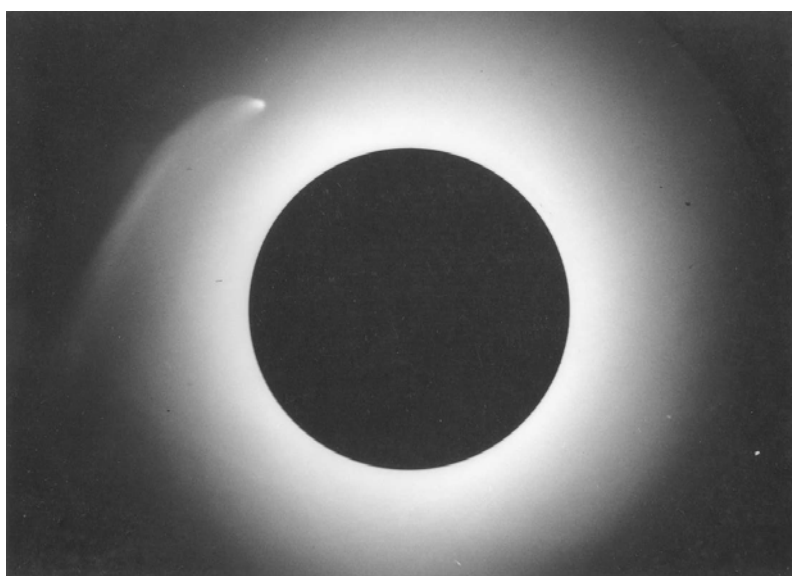
Astron. Soc. Japan, **17**, 433.

[2] 宮沢正英、森下博三、矢島昭一、代情 靖、今井英樹：1966, 東京天文台報, **14**, 93.

予測軌道上に観測画像のスケッチを挿入したもの。



02:20 UT、露出 1/5 秒、ND1



03:27 UT、露出 4 秒、ND2

Selected Solar H α Photographs (1987)

森下博三

乗鞍コロナ観測所は、梅雨明けの7月末から8月上旬にかけて地球大気が安定し、シーイングの良い画像が得られる。「かもしか仙人」こと森下博三は、25cm コロナグラフの鏡筒先端に口径20cm、焦点距離5mのニコン製ダブルットを対物レンズとして設置し、Halle製のH α リオ・フィルター(透過波長幅0.5Å)を焦点面の前に置き、ニコン35mmモータードライブで太陽面を観測した。この装置は通称「仙人カメラ」と呼ばれていた(図1)。



図1：仙人カメラと森下博三

その観測結果で有名なのは、1982年9月3~4日のツーリボン・フレアの初期から、二本のリボンを結ぶループ・プロミネンス・システムに発展するまでの画像(図2) [1]であり、太陽物理の教科書にも採用されている。ダーク・フィラメントが太陽の自転とともに縁の外に出ると明るいブ

ロミネンスとして見える、という画像(図3)も *Solar Physics* 誌に使われている[2]。また、太陽面を9区画に分けて撮影し、それを太陽全面の一画像にしたH α 太陽像(図4)は、太陽全体の活動の様子を知るのに役立つものである[3]。

その後、25cm コロナグラフの鏡筒上には、太陽面現象監視装置と呼ばれる、テレビカメラとビデオレコーダを採用したシステムが1985年に設置された[4]。口径15cm、焦点距離2250mmのアクロマート対物レンズ(日本光学製)に、太陽像を拡大・縮小する光学系、H α 線用干渉フィルター(透過幅0.4Å)を組み合わせたもので、画像をタイムラプス型ビデオレコーダに記録するものである。しかし画像の解像度や、研究に与えた影響力において、仙人カメラには及ばなかった。

(文責：日江井榮二郎)

文献

- [1] Morishita, H.: 1985, *Tokyo Astron. Bull. 2nd Ser.*, **272**, 3123.
- [2] Hirayama, T.: 1985, *Solar Phys.*, **100**, 415.
- [3] Morishita, H.: 1987: *Selected Solar H α Photographs*, Tokyo Astron. Obs., <http://solarwww.mtk.nao.ac.jp/morishita/top2.htm>
- [4] 福島英雄、清水保夫、日江井榮二郎：1988, 東京天文台報, **21**, 167.

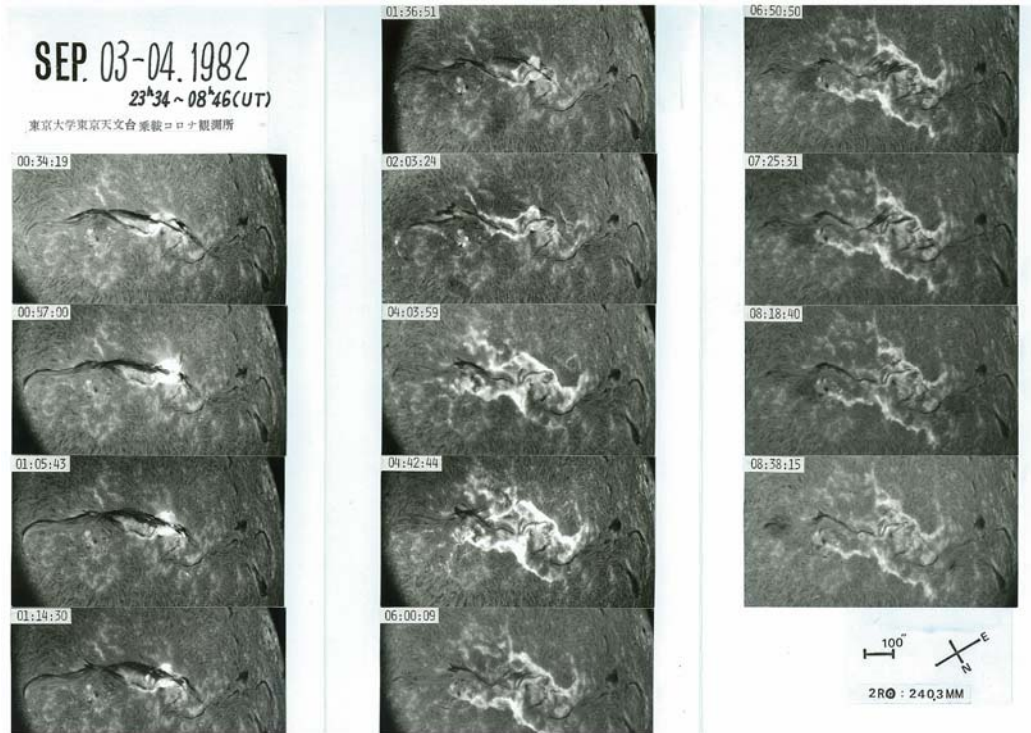


図 2 : 1982 年 9 月 3~4 日の大フレアの H α 画像

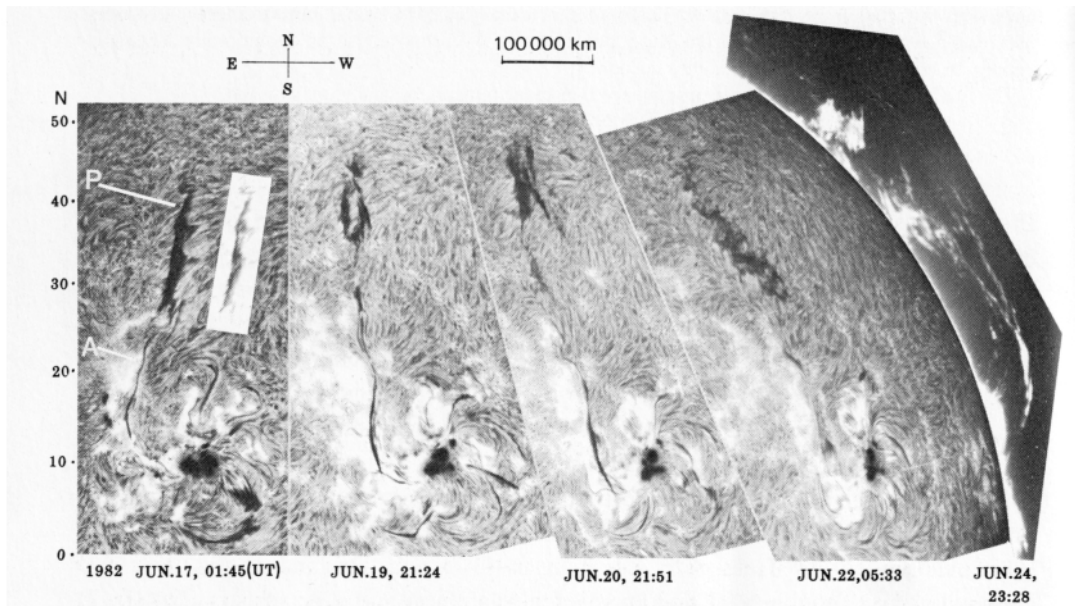


図 3 : 太陽面上で暗いフィラメントは、縁から外に出ると明るいプロミネンスとして見える (1982 年 6 月 17~24 日)。

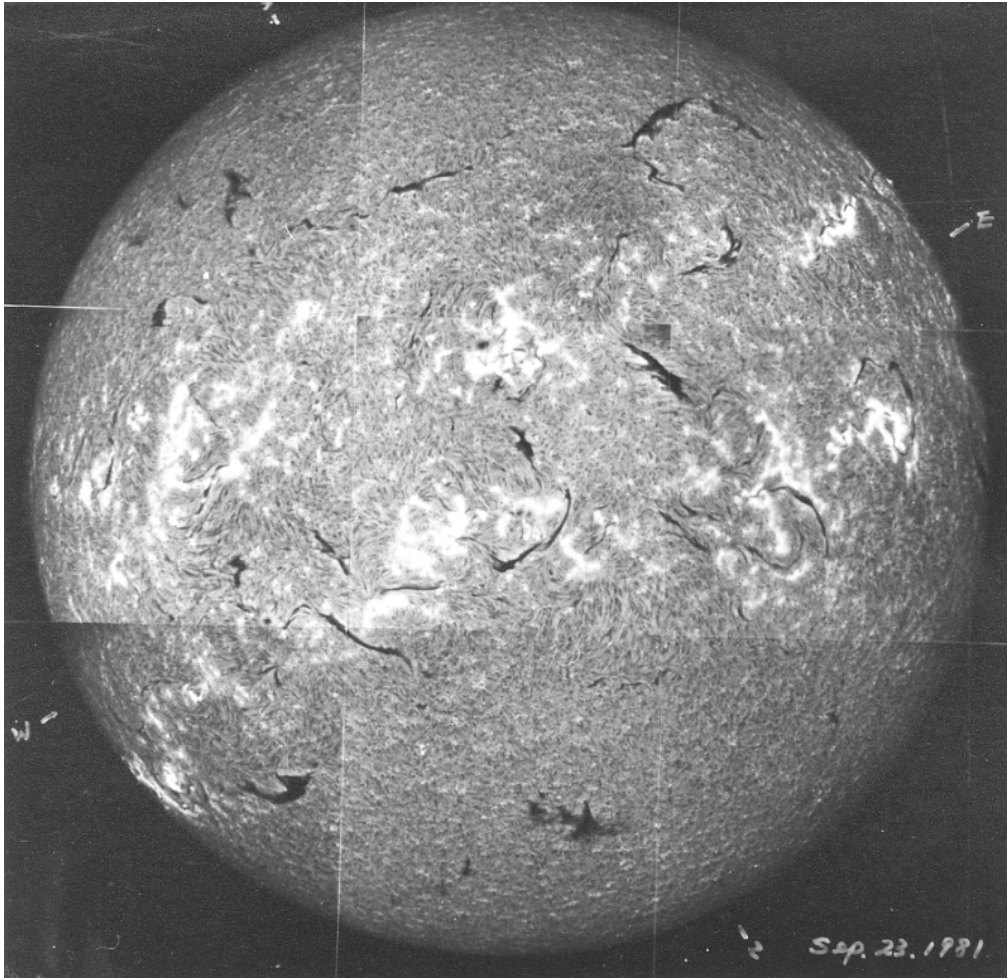


図 4 : H α 太陽全面像 (1981 年 9 月 23 日)



図 5 : 太陽面現象監視装置の制御卓とビデオ記録・表示装置

太陽観測による一般相対論の検証

日江井榮二郎

三鷹にある塔望遠鏡、通称アインシュタイン塔は、ドイツ・ポツダムにあるアインシュタイン塔と同じ光学系を輸入して作られた太陽望遠鏡である。本家のポツダムの塔望遠鏡が、アインシュタインの一般相対論が予言した、スペクトル線の重力赤方変移を観測するために建設されたことはよく知られている。一般相対論による重力赤方変移は、 $v/c = \Delta\lambda / \lambda = 2.12 \times 10^{-6}$ 、すなわち $v = 0.636 \text{ km s}^{-1}$ のドップラー変移に相当し、 5000 \AA の波長で $\Delta\lambda = 0.01 \text{ \AA}$ である。これはそれほど測定の高い量ではないのであるが、実際は簡単にはいかなかった。

太陽には粒状斑という対流の渦がいたるところにあり、 1 km s^{-1} くらいの速度を持っている。粒状斑の中央の上昇流は熱いため明るく、下降流は冷えていて暗いため、実効的に上昇運動（青方変移）の方が勝って見え、太陽は全体として青方変移しているように見える。現在ではこれを対流青方変移と呼んでいる。重力赤方変移は対流青方変移とほとんど打ち消してしまい、対流青方変移の正しい解釈がなされるまでは、一般相対論の重力赤方変移が本当にあるのかどうかは確定しなかったのである。

皆既日食時に観測される、太陽重力場による恒星の位置ずれの検出はエディントン以来しばしば試みられているが、内惑星が太陽の裏側を通過するときにも、アインシュタインの重力理論を使う場合と、ニュートン力学とではその位置が異なる。相対論によるずれの角度は、無限遠にある恒星では $1.75''$ 、太陽から有限の軌道距離にある金星では $0.73''$ 、水星では $0.41''$ （5月通過時）と

$0.55''$ （11月通過時）である。しかも内惑星の時には、惑星の位置が時々刻々測定されるので、恒星を使う時に比べて得られるデータ量ははるかに多い。ただし、日食外での観測であるので、コロナグラフを使う必要がある。1984年の金星の第二接触時刻は相対論を考慮した時には100秒遅れ、1987年の水星の第二接触時刻は8秒遅れが予想された[1]。乗鞍では、内惑星を写真で撮影して追いかけていたが、隠れる時には、雲に阻まれてしまった。

文献

- [1] Hiei, E., Soma, M., Fukushima, H. 1988, In: Altrrock, R.C. (ed.), *Solar and Stellar Coronal Structure and Dynamics, Proceedings of the Ninth Sacramento Peak Summer Workshop*, National Solar Observatory, 267.

白色光フレア

日江井榮二郎

白色光フレアは、フレアの発生初期にしか現れないので観測は容易ではないが、野附誠夫、畑中武夫、海野和三郎[1]は、1956年2月23日に起こった白色光フレアについて、三鷹での眼視・H α ・電波の観測について報告している。実は、私はヘリオスコープによるフレア監視の当番中であり、この大フレア発生の5分前に次の当番者と交代をして観測しそこなってしまった。長澤進午、高倉達雄、土屋淳、田中春夫、小山ひさ子ら[2]も1960年11月15日の白色光フレアについて、眼視・H α ・電波での観測の報告をしている。

1982年12月15日には日本各地の黒点観測者・小石川正弘、渡辺章、小林正人、清水良治、鈴木美好が白色光フレアを観測している[3]。その後、名取正[4]は黒点のスケッチ中に1984年4月25日、白色光フレアがきらきら輝くものを見つけ、写真画像を8コマ取得した。同じ白色光フレアはアメリカのビッグベア太陽観測所でも観測され、これらの画像から白色光フレアには、

- 1) 突然輝くもの（高エネルギー粒子が光球に突入したもの）
 - 2) ややゆっくりと輝くもの（高温ループの足に達する熱流）
 - 3) 黒点間をふらふらと動くもの（高温ループのX線の照射）
- の3種類あることが分かった[5]。また、川口市立科学館の託間が写真観測をした、太陽縁で起こった白色光フレアのデータから、その発光メカニズムは束縛・自由遷移(bound-free 遷移)と自由・自由遷移(free-free 遷移)であると同定され、フレア領域の温度や密度が推定された[6]。

乗鞍でも25cm コロナグラフと大型分光器により見事なフレアのスペクトルが多数得られている[7-9]が、特に1979年9月19日の白色光フレアは良好なデータが得られ、そのスペクトルアトラス(図1)が出版された[10]ほか、理論大気モデルの構築など詳細な解析が、南京大学との共同研究によりなされた[11-15]。

文献

- [1] Notsuki, M., Hatanaka, T., Unno, W.: 1956, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **8**, 52.
- [2] Nagasawa, S., Takakura, T., Tsuchiya, A., Tanaka, H., Koyama, H.: 1961, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **13**, 129.
- [3] 日江井榮二郎、小石川正弘、清水良治、小林正人、鈴木美好: 1983, 天文月報 76巻11号、299.
- [4] 名取 正: 1985, 天文月報 8巻2号, 5.
- [5] Hiei, E.: 1986, *Adv. Space Res.*, **6(6)**, 227.
- [6] Hiei, E., Nakagomi, Y., Takuma, H.: 1992, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **44**, 55.
- [7] Hiei, E.: 1982, *Solar Phys.*, **80**, 113.
- [8] Hu, J., Fang, C., Ding, M.D., Hiei, E.: 1995, *Chin. Astron. Astrophys.*, **19**, 215.
- [9] Fang, C., Yin, S.Y., Hiei, E., Ding, M.D., Fu, Q.J.: 1995, *Solar Phys.*, **158**, 387.
- [10] Fang, C., Okamoto, T., Hiei, E.: 1991, *Publ. Natl. Astron. Obs. Japan*, **2**, 173.
- [11] Ding, M.D., Fang, C., Okamoto, T.: 1993, *Chin. Astron. Astrophys.*, **17**, 413,
- [12] Ding, M.D., Fang, C., Okamoto, T.: 1993,

Acta Astrophys. Sinica, **13**, 245.

[13] Fang, C., Ding, M.D., Okamoto, T., Gan, W.Q.: 1993, *Science in China A*, **36**, 217.

[14] Ding, M.D., Fang, C., Okamoto, T.: 1994,

Solar Phys., **149**, 143.

[15] Ding, M.D., Fang, C., Gan, W.Q., Okamoto, T.: 1994, *Astrophys. J.*, **429**, 890.

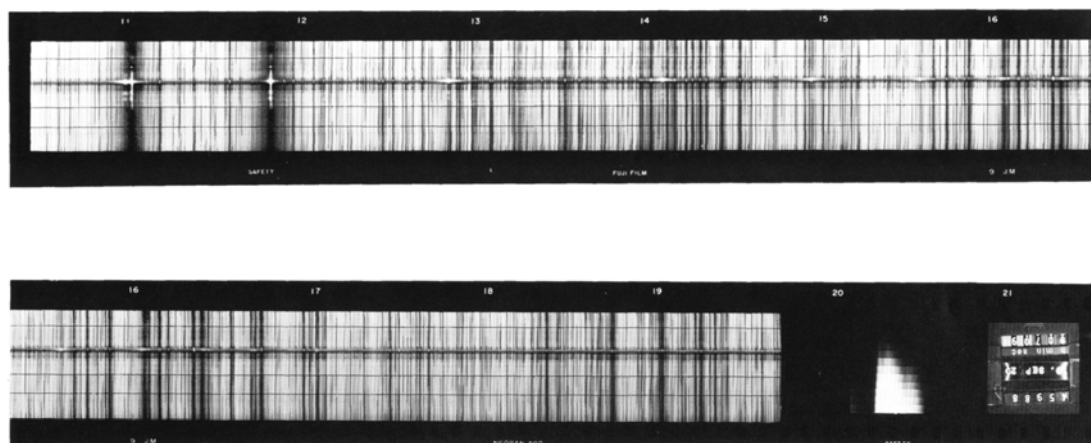


図 1 : 白色光フレアのスペクトル (1979 年 9 月 19 日、23:07:09 UT)

フレアの分光観測

日江井榮二郎

東京天文台における太陽フレアの分光観測は最初、三鷹の塔望遠鏡を用いて行われていた。分散 $3\text{\AA}/\text{mm}$ 、波長 $3600\text{\AA}\sim\text{H}\alpha$ 線(6563\AA)までのスペクトルを、 1m を越える長尺 35mm フィルムに一度の露光で撮影するのである。1956~57 年の間は末元、清水実が主に観測し、日江井も時々参加した。こうして得られたデータの中から、 $\text{H}\alpha$ フレア重要度の大きい2個のフレアを選び、 $\text{H}\alpha$ から H_{14} までの線輪郭を解析した。シュタルク効果から電子密度を求めると、フレアは大きさ 10km 程度のフィラメント構造であることがわかった[1]。現代のフレアのモデルでは、莫大なエネルギーを短時間で発生させるためには微細な構造が必要とされており、その先駆となった研究である。

その後、分光観測の主力は岡山と乗鞍に移った。

特に乗鞍の 25cm クーデ式コロナグラフの分光器は、あらかじめスペクトルの波長領域をプログラムで決めておくことができるので、フレア時の分光観測には効果的であった。その成果は白色光フレアの項で述べたものの他、リム・フレア(図1)、光球面上のフレア、フレア初期のコロナ輝線の波長シフトなどの成果が得られている[2, 3]。

文献

- [1] Suemoto, Z., Hiei, E.: 1959, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **11**, 185.
- [2] Hiei, E., Okamoto, T., Tanaka, K.: 1982, *Solar Phys.*, **86**, 185.
- [3] Fang, C., Hiei, E., Okamoto, T.: 1991, *Solar Phys.*, **135**, 89.

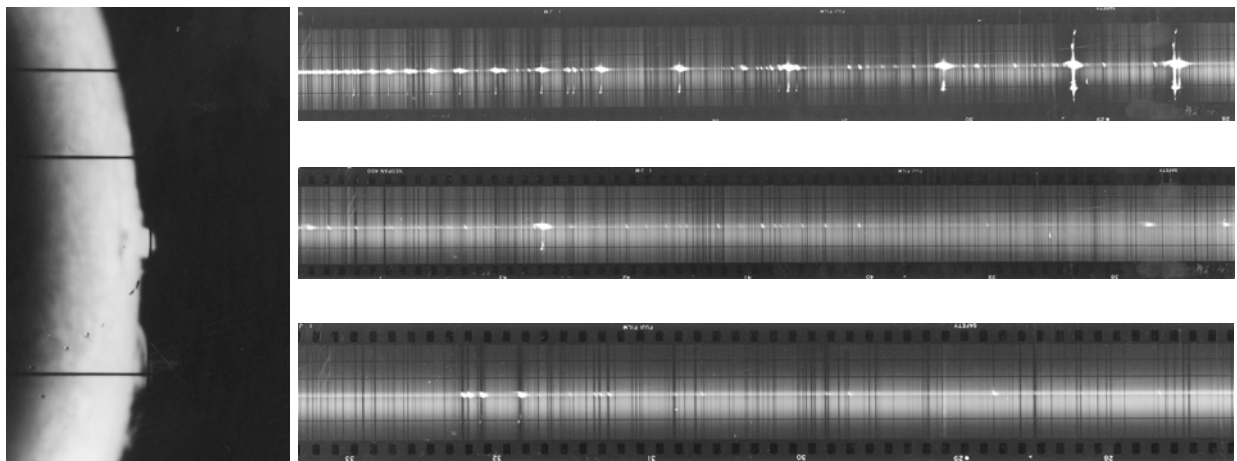


図1: リムフレアのスペクトル (1982年6月12日)。左は $\text{H}\alpha$ 線のスリット位置写真、右のスペクトルは上から順に $3800\sim 4000\text{\AA}$ 、 $4400\sim 4700\text{\AA}$ 、 $5130\sim 5380\text{\AA}$ の波長域である。矢印の位置にコロナの緑色輝線 (5303\AA) もかすかに写っている。

巨大プロミネンス爆発の $H\alpha$ 線・軟X線観測

宮崎英昭

1992年7月31日(UT)、乗鞍コロナ観測所のコロナグラフで巨大上昇プロミネンスを観測した[1]。濃霧の消えた00時43分から観測開始、巨大なアーケード状に発達する様子が観測された。このプロミネンスは、約 30km s^{-1} のゆっくりとした速度で上昇し始めてから次第に加速して行き、01時37分には高さ59万kmの巨大なアーケードとなった。この時刻に「ようこう」の軟X線望遠鏡SXTは、アーケード直下の彩層上方で発生した軟X線フレアを観測している(図2b, c)。

使用した観測装置は乗鞍コロナ観測所の10cmコロナグラフで、半値幅 3\AA の $H\alpha$ 干渉フィルターを使用して撮影した。良いシーイングに恵まれ、プロミネンスの微細構造を撮影できた。このプロミネンスが観測された領域の光球面には、特に活動現象は見出せず、黒点や明るい白斑は観測されていなかった。国立天文台・三鷹の $H\alpha$ ヘリオグラフでのビデオ映像では、東北東の縁にあったプロミネンスが7月30日23時30分頃上昇し始め、プロミネンスを支えていた足が次々と千切れて縁から離れて行き、次第に上昇速度が速くなっていった。特に、アーケードの頂上の一部は急速に加速(220km s^{-1})上昇していった(図1a)。このプロミネンスの上部には、極めて微かではあるが軟X線のループが観測されている。

このプロミネンスの映像には、細い磁力管(と考えられる)が捩れ絡み合っている様子がかかなり細かく鮮明に撮れている。図1aはこのプロミネンスの全体像であるが、露出時間を短くしてコア部分を示したのが図1cである。この写真では、

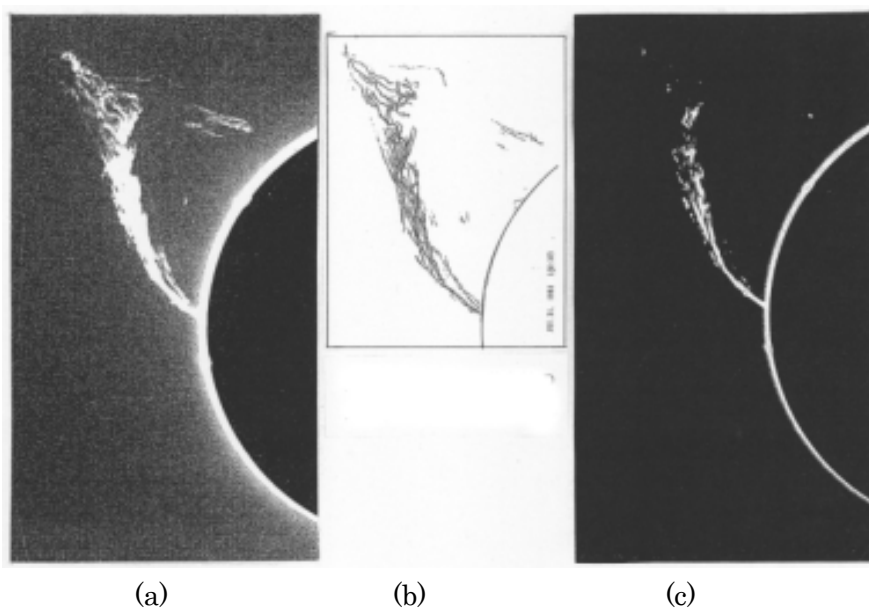
足に当たる部分がロープ状にしっかりと捩れているが、途中から二本のロープのように分離して大きな螺旋を描いている。しっかりした結束状態にあった部分も、上昇するにつれ次第に弛み、一本一本に分離してきており、エネルギーの解放が進んでいるように見える。結束が弛んで分離している状態を図1bに示す。これは図1a, 1cとほぼ同時刻の露出時間の短い写真を組み合わせ、コア部分が適正露出ではっきり見える部分を選んでつなぎ合わせ、推察を加えてスケッチとしたものである。

これらの写真とスケッチでは、外側を取り巻く大きな螺旋構造、その内側にある複雑に入り組んだ幾つもの螺旋構造、それらが重なって絡み合っているところなどが観察される。

図2bで見られるプロミネンス・アーケード直下の彩層上部に観測された軟X線フレアは、プロミネンスの上昇時に千切れた磁力線の再結合によるものと考えられる。また、上昇中の磁力線が複雑に絡み合っているところは、 $H\alpha$ 線観測で明るく見えている。この輝度増加は、磁力線によるピンチ効果、あるいは再結合に因るものかも知れない。

文献

- [1] Miyazaki, H., Miyashita, M., Yamaguchi, A., Ichimoto, K., Kumagai, K., Hirayama, T., Tsuneta, S.: 1994, In: Uchida, Y., Watanabe, T., Shibata, K., Hudson, H.S. (eds.), *X-ray Solar Physics from Yohkoh*, Universal Academy Press, Tokyo, 277.



(a)

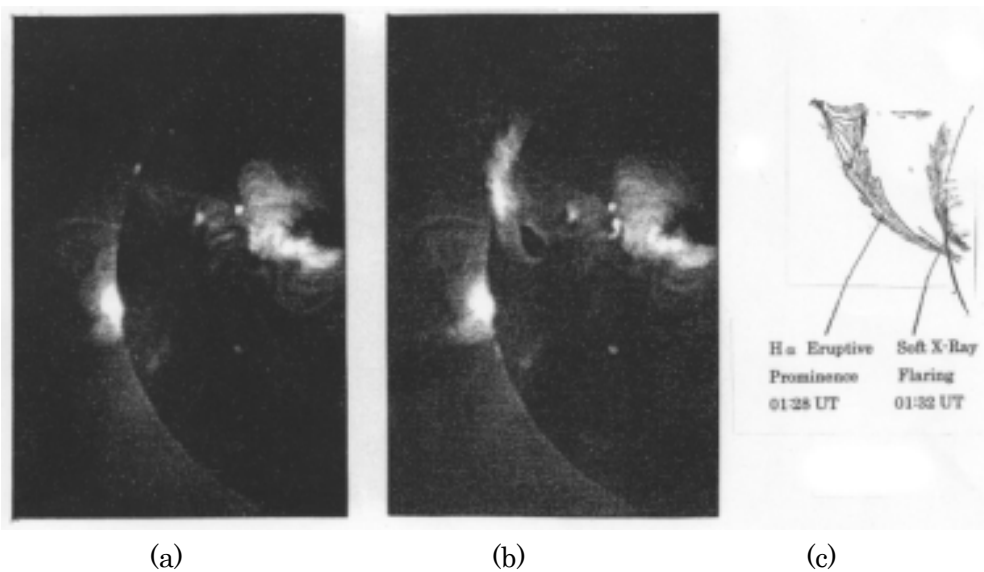
(b)

(c)

図 1 : (a) H α 線で観測されたプロミネンス (7月 31 日 01:28:25 UT、露出 1 秒)。

(b) (a)の写真を元に作ったスケッチ。

(c) H α 線で観測されたプロミネンス (7月 31 日 01:28:14 UT、露出 1/4 秒)。



(a)

(b)

(c)

図 2 : (a, b) ようこう衛星の軟X線観測 (a: 7月 30 日 23:55:09 UT、b: 7月 31 日 01:32:13 UT)。

(c) H α 線プロミネンス (01:28 UT) と軟X線フレア (01:32 UT) との位置関係。

ようこう SXT との連携観測

一本 潔、原 弘久

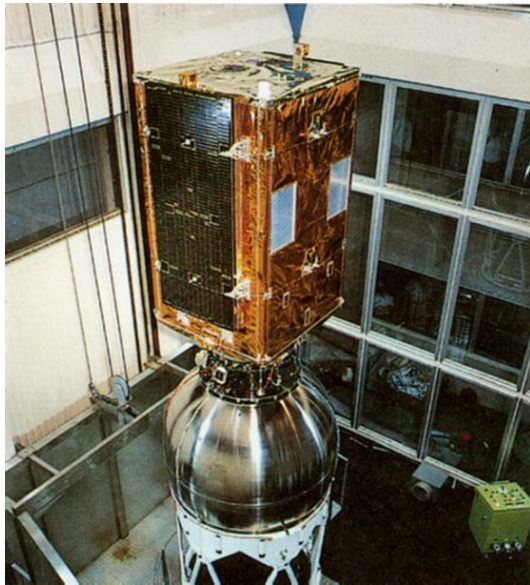


図1：打ち上げ直前のようこう衛星(左)と1991年8月30日の打ち上げ(右) (宇宙科学研究所)

1991年8月に打ち上げられた宇宙科学研究所 (ISAS、現在の宇宙航空研究開発機構宇宙科学研究本部) の太陽観測衛星「ようこう」(図1)は、搭載した軟X線望遠鏡(SXT)によって太陽コロナのダイナミックな姿を明らかにした。即ちコロナは多数のループ構造からなり、それらが明るさや形状をめまぐるしく変化させている。また、磁力線のつながり替え(磁気リコネクション)がコロナの構造変化やエネルギー解放にとって重要な役割を果たしている証拠を見つけ始めていた。

一方乗鞍コロナ観測所の口径25cmコロナグラフは、クーデ室に大型の分光器を備えた世界で最も精密なコロナの分光診断を行える装置である。これを使うと異なるスペクトル輝線の輪郭から、「ようこう」では得られないコロナの温度情報やガスの運動を知ることができる。SXTのデータと合わせることで、コロナの加熱や磁気リコネクションのメカニズム解明に迫ることができる

であろう。

乗鞍と「ようこう」の同時観測は1993年9月27日におこなわれた。ターゲットは東のリムに出現した活動領域(NOAA5790)である。25cmコロナグラフでは分光器のスリットをターゲットの上で動かしながら、冷却CCDカメラでスペク

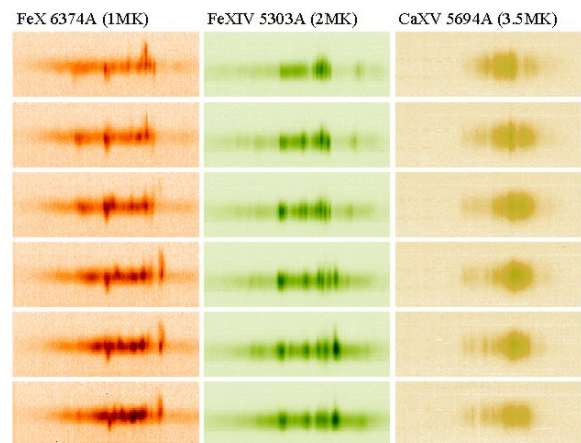


図2：25cmコロナグラフで得られたコロナ輝線のスペクトル。各スペクトルは横軸がスリットに沿った空間位置、縦軸が波長に対応する。

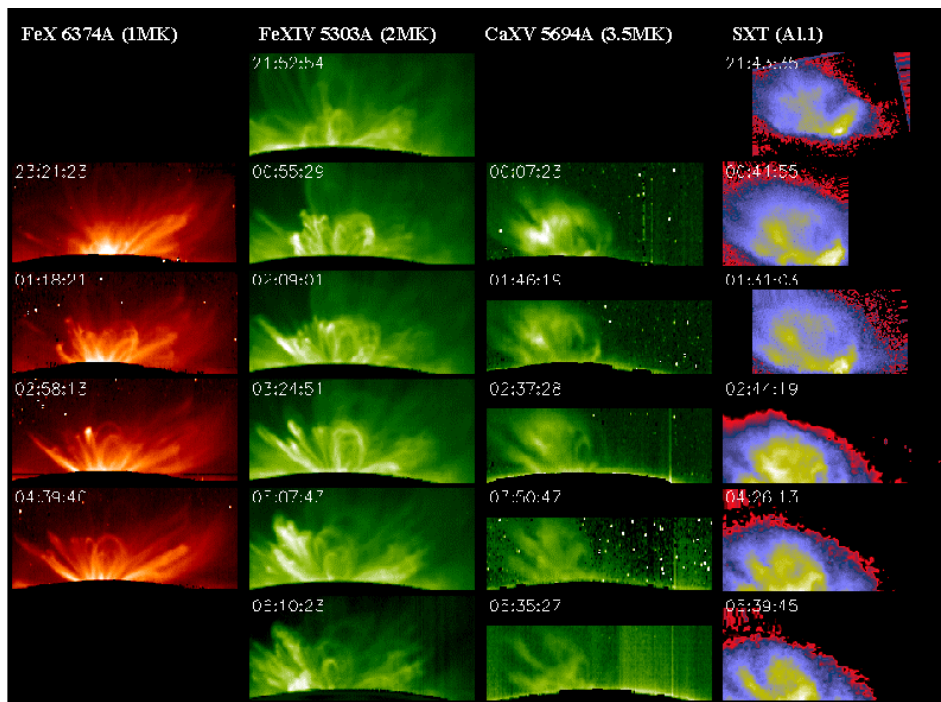


図3：スペクトル輝線の強度分布（左から赤、緑、黄色輝線）と「ようこう」SXT画像（右端）。

トルを撮影し、輝線輪郭の二次元分布を取得した。観測したコロナ輝線は Fe X 6374Å（赤色輝線）、Fe XIV 5303Å（緑色輝線）、Ca XV 5694Å（黄色輝線）で、それぞれ 100 万度、200 万度、350 万度のコロナ成分に対応する（図 2）。図 3 は 3 つの輝線強度と SXT の画像である。これより以下の結果を得た[1]。

- 1) コロナには 100 万度から数百万度のガスが場所を違えながら共存している。SXT はコロナの高温成分を捉えている。
- 2) 温度の低いコロナ成分の方が温度の高い成分よりも小さなスケールの構造をもっており、局所的に大きなガスの運動がある。
- 3) 大きなガスの運動は高温成分の明るい場所に付随する傾向がある。

本研究より、コロナの多温度構造とプラズマ運動の関係が示されたが、より一般的な描像を得るためにはさらに多くの領域を、高い時間分解能で観測することが必要であり、NOGIS の開発が開始された。

文献

- [1] Ichimoto, K., Hara, H., Takeda, A., Kumagai, A., Sakurai, T., Shimizu, T., Hudson, H.S.: 1995, *Astrophys. J.*, **445**, 978.

自動コロナグラフによるフレア観測

一本 潔、平山 淳

太陽フレアが発生すると1千万度を超える超高温プラズマがコロナの中に生成されることは、1980年代、太陽観測衛星「ひのとり」等の観測で知られていた。これにつづく「ようこう」(1991年8月打ち上げ)は、軟X線望遠鏡(SXT、図1)を搭載し、フレアをはじめとする高温プラズマを2次元画像として捉え、コロナの活動するダイナミックな姿を明らかにした。ただし空間分解能が5秒角(太陽面の約3600km)と限られているため、フレアの小さな構造は分解できていないと考えられる。そもそも、フレアにはどれほど小さな空間的構造があるのだろうか? これはフレアのメカニズムを考える上でも興味深い問題である。

1989年に乗鞍コロナ観測所に設置された自動(新)コロナグラフ(口径10cm)は、太陽の縁の外で発生するフレアを白色光で捉え、SXTのデータと合わせることによって、フレアプラズマの真の密度とサイズを求めようとするものである。すなわち、X線の明るさは、電子密度の2乗×サ

イズで決まるのに対して、太陽光の電子散乱で光る白色光の明るさは、電子密度の1乗×サイズで決まる(ここでサイズとは視線方向の奥行き長さのことである)。従って両者を同時に観測すれば、フレアプラズマの真の密度とサイズを独立に求めることができる。

自動コロナグラフは1990年より定常観測を開始し、乗鞍が晴天である限り、太陽全周のコロナ画像を6630Åの連続光、Fe XIV 5303Å輝線、およびH α 輝線のフィルターを通して約1分間隔で常時撮影しつづけた。5303Å輝線とH α は、連続光が200万度又は1万度のプラズマから出たものではないことを確認するためのデータである。そしてリムの白色光フレアは1991年12月2日に捉えられた(図2)。北東のリムで起こったM3.7クラスの比較的長時間継続したフレアである。図2よりフレアの最大期に明瞭な連続光の増光が見られる。一方そこは200万度の5303ÅやH α 画像では光っておらず、自動コロナグラフがフレアの1千万度プラズマを捉えたことが確認できる。

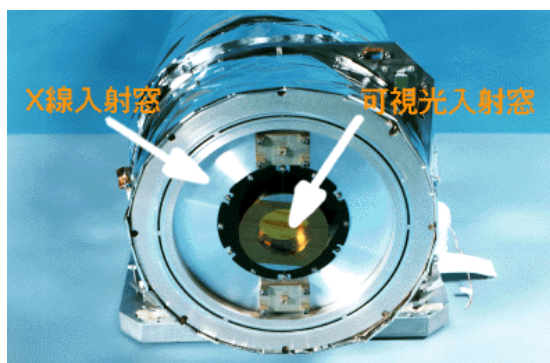


図1: ようこう衛星の軟X線望遠鏡SXT(宇宙科学研究所)

これを SXT による X 線強度と比較することにより、コロナに浮かんだ 1 千万度領域の中心付近の電子密度として $4 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ 、サイズ 900 km という値を得た。このサイズはフレアの見かけの幅が 4 万 km に対して 1/40 以下しかなく、フレアがまだ空間的に分解できていない微細な構造からなっていることを物語っている。また、フレアで光っている領域の太陽リムに近い部分では、見かけの大きさに対する真のサイズ（フィリングファクタ）はさらに小さくなり、リコネクション（磁力線の再結合）領域はもっと小さな構造であることを暗示している。

この研究はフレアの高温度プラズマが非常に小さなスケールの構造をもっていることを初めて観測的に示したが、この後 TRACE や「ひので」XRT 等の高分解能 X 線望遠鏡の登場により、コロナがより微細な構造からできていることがまさに明らかになりつつある。

文献

- [1] 熊谷収可 他: 1990, 国立天文台報, **1**, 139.
- [2] Ichimoto, K., Hirayama, T., Yamaguchi, A., Kumagai, K., Tsuneta, S., Hara, H., Acton, L.W., Bruner, M.E.: 1992, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **44**, L117.

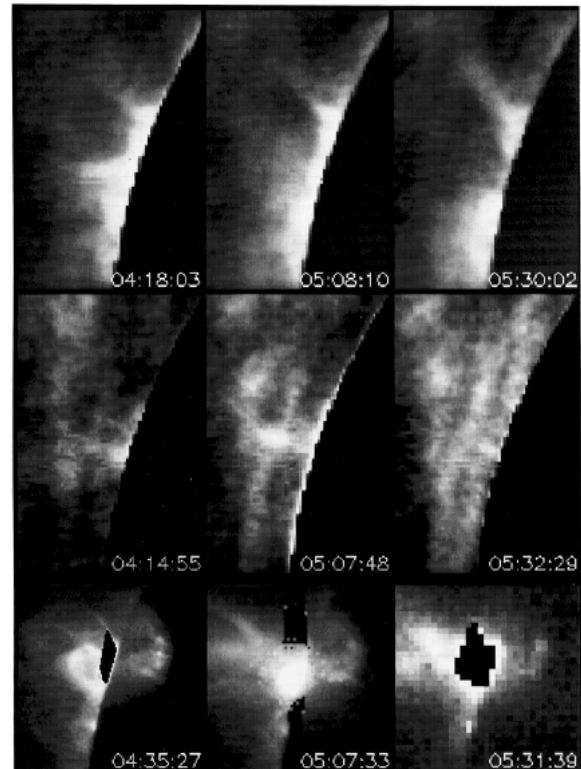


図 2 : リムフレアの画像。上から乗鞍自動コロナグラフによる Fe XIV 5303 Å 輝線 (200 万度)、連続光および、ようこう SXT 画像。

He I 1083.0nm 線の形成について

P. Venkatakrisnan (インド天体物理学研究所)、末松芳法

He I 1083.0nm 吸収線はコロナの軟 X 線構造と良い対応があることが知られている。1083.0nm 線の基底準位への励起には 19 eV のエネルギーが必要で、衝突励起では温度が足りず、コロナからの X 線による放射電離を経て再結合することで励起されると考えられるためである。乗鞍コロナ観測所では 1991 年から 1998 年まで、25cm コロナグラフと分光器を用いて 1083.0nm 線での太陽全面スペクトロヘリオグラムを取得している。

こうして得られたデータの中で、「ようこう」軟 X 線望遠鏡でほぼ同時に取得された軟 X 線像と対応関係を比較した結果、コロナループの根元で特に 1083.0nm 線の吸収が顕著であることがわかった[1]。この解釈として、温度の高いコロナループからの熱伝導で彩層・コロナ遷移層の温度が上がり、中性ヘリウムの放射電離に効く 20nm 付近の X 線が増光したためと考えられる。また、得られた 1083.0nm 線の線幅と線の深さの相関を見る

と、静穏領域では良い相関があるのに対し、活動領域では相関が悪くなっていることがわかった[2]。活動領域では分解能以下の構造で強い吸収が起こっていることが示唆される。

文献

- [1] Venkatakrisnan, P., Sakurai, T., Suematsu, Y., Ichimoto, K.: 1996, *Publ.Astron.Soc.Japan*, **48**, L1.
- [2] Venkatakrisnan, P., Sakurai, T., Suematsu, Y., Ichimoto, K.: 1997, *Bull. Astron. Soc. India*, **25**, 527.

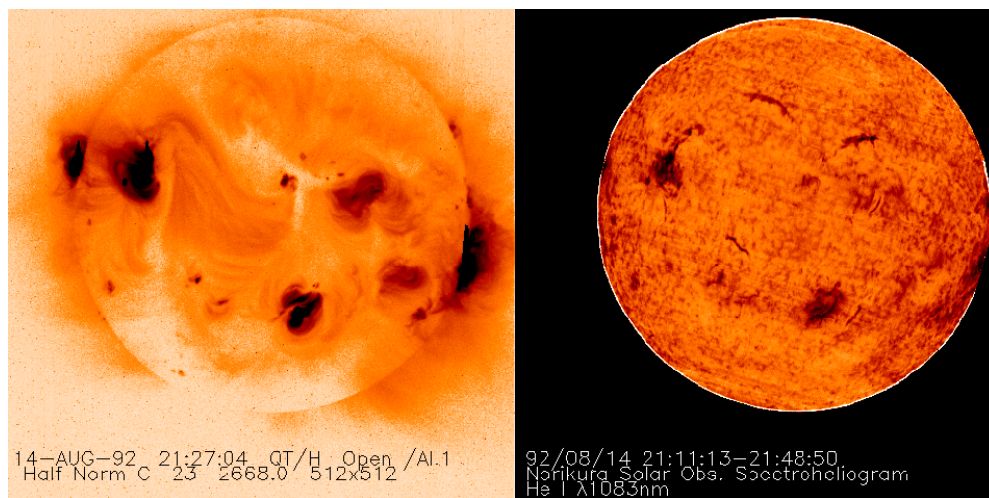


図1：左は「ようこう」衛星の軟X線画像（1992年8月14日）、右は乗鞍コロナ観測所で観測された、ほぼ同時刻の He I 1083.0nm スペクトロヘリオグラム。

1991年7月11日メキシコ皆既日食観測

末松芳法

コロナ中の低温・高温成分の構造を調べるため、フィルター望遠鏡による He I 1083 nm 像、1000 nm 連続光像、Fe XIV 530.3 nm 輝線像、及び、分光望遠鏡による Ca II H、K 線を含む紫外域 (376~406 nm) と He I 1083 nm 線、Fe XIII 1074.7/1079.8 nm 輝線を含む近赤外域 (1074.5~1083.5 nm) の分光データを取得した[1]。コロナは一般的に温度 1~2 百万度のプラズマからなるが、その質量の供給源は自明ではない。

(1) フィルター像、分光データとも典型的なプロミネンス以外の低温成分はコロナ中に見えない。最も暗いプロミネンスは南西側にあり、100 km s⁻¹程度のドップラーシフトを示し、また高次のバルマー線や金属線で非常に弱いことから、通常より高温になっていることが予想される。紫外

域の分光データには Co XII 380.07 nm、Fe XI 398.71 nm、Cr XI 399.8 nm の約百万度で形成されるイオンの輝線が見える。

(2) ポーラープルーム (極域流線) の幅は線形に膨張し、膨張率は 10~70 秒角/太陽半径である。太陽表面に延長すると、プルームの幅は 10~40 秒角となり、この大きさから超粒状斑境界の小さな単極磁場領域に根ざしていると考えられる。また非常に明るいプルーム構造が、西側のプロミネンスの頂上付近から伸びており、この生成起源は通常のパウラープルームとは異なると考えられる。

(3) Fe XIV 530 nm コロナ像では様々な構造が見える。特に興味深いのは東側のストリーマー根元に見える双子キャビティー構造である。大きな

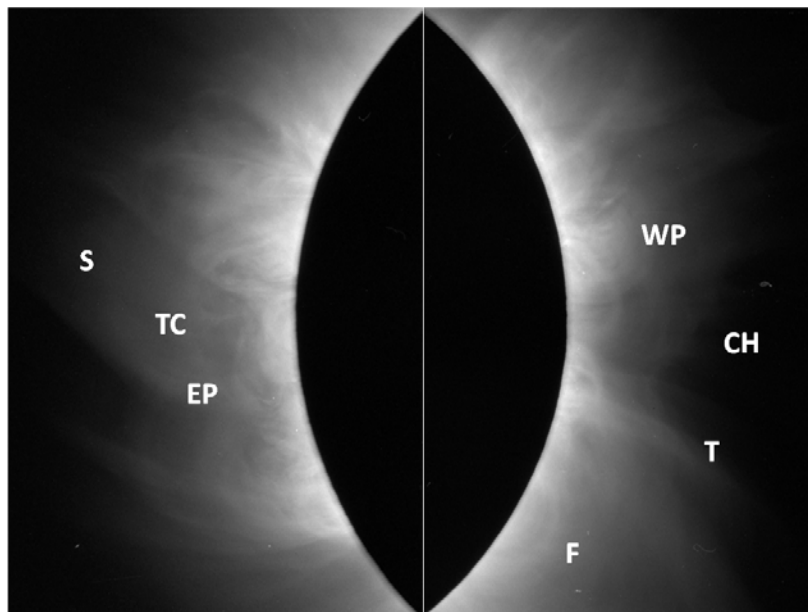


図1 : 1991年7月11日皆既日食 Fe XIV 530 nm 輝線コロナ。左は東側、右は西側のコロナ。記号の意味は以下の通り。S : ストリーマー、TC : 双子キャビティー、EP : 東側のプロミネンスの場所、WP : 西側プロミネンスの場所、CH : コロナホールの位置、T : thread 構造、F : 暗いプロミネンスの位置。

プロミネンスがこの一方のキャビティーの中に存在している。他方、西側のプロミネンスにはキャビティー構造は見えない。

文献

- [1] Suematsu, Y., Fukushima, H., Nishino, Y.:
1994, In: Rabin, D.M., Jefferies, J.T.,
Lindsay, C. (eds.), *Infrared Solar Physics*,
IAU Symp., **154**, 205.

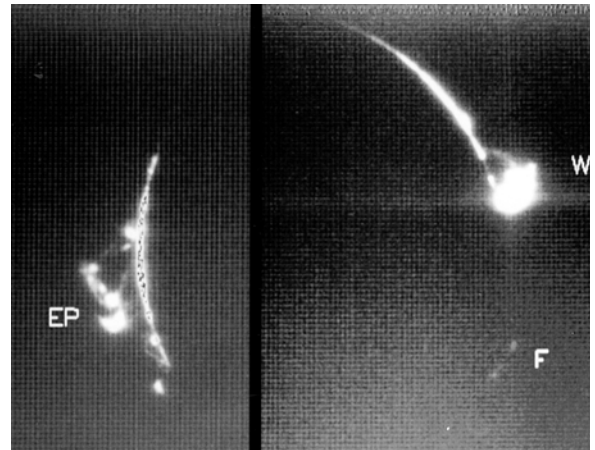


図 2 : 1991 年 7 月 11 日皆既日食での He I 1083 nm
プロミネンス。EP : 東側のプロミネンス、WP : 西
側プロミネンス、F : 暗いプロミネンス。



観測に使用したフィルター望遠鏡 (左) と分光望遠鏡 (右)

太陽コロナの温度分布を正確に知ることは、コロナの加熱問題や太陽風のメカニズムを解明するうえで、きわめて重要であり、これまで様々な方法を用いた測定が試みられてきた。しかしすべての方法には温度の導出にあたってそれぞれ特有の仮定を使っており、その結果には互いに食い違いもあった。コロナの連続光スペクトルは、コロナ中を高速に熱運動する自由電子が太陽の光を散乱する際に、太陽光に含まれる吸収線構造をドップラー効果によって平滑化してしまうことによって形成されるが、太陽スペクトルで吸収線の多数が集中したところ、例えば波長 4300 Å 付近や Ca II の H、K 線を含む 3850 Å あたりには、なおその痕跡が広い吸収帯として残っている。従ってその形状を精度良く測ることでコロナ電子の熱運動の大きさ、すなわち電子温度を直接決定することができる。さらにその吸収帯の波長方向の変移を測ることで、太陽風の速度を求めること

ができる。コロナの温度（さらには圧力）と速度の空間分布を同時に得ることで、太陽風の加速メカニズムに対する重要な手がかりが得られると期待できる。

我々はこの効果に着目し、1994年11月3日の南米皆既日食を観測した。観測地はチリ北部、海拔約 3500m のプトレである。機材は口径 28cm の低分散分光望遠鏡と口径 20cm の連続光フィルターグラム望遠鏡、口径 8cm の 5303 Å 輝線望遠鏡である。28cm 分光望遠鏡では約3分間の皆既時間にストリーマーの2つの高さでコロナホール底部における低分散スペクトルの撮影に成功した(図1)。

得られたスペクトルを、K-コロナ、F-コロナ、E-コロナのスペクトル成分に分離し、K-コロナ(連続光)のスペクトルをモデルでフィットすることによって、コロナの電子温度を高い信頼度で決定することに成功した。またストリーマの2つの高さにおける太陽風の加速を検出することにも初めて成功した。結果は以下のようにまとめることができる[1]。

- 1) ストリーマの電子温度として 170~200 万度が得られた。有意な高さ変化は見られなかった。
- 2) コロナホールの温度として 90~100 万度を得た。
- 3) ストリーマの中で、太陽半径の 1.1 倍から 2.0 倍の高さの間で約 80 km s^{-1} 秒の太陽風加速を検出した。

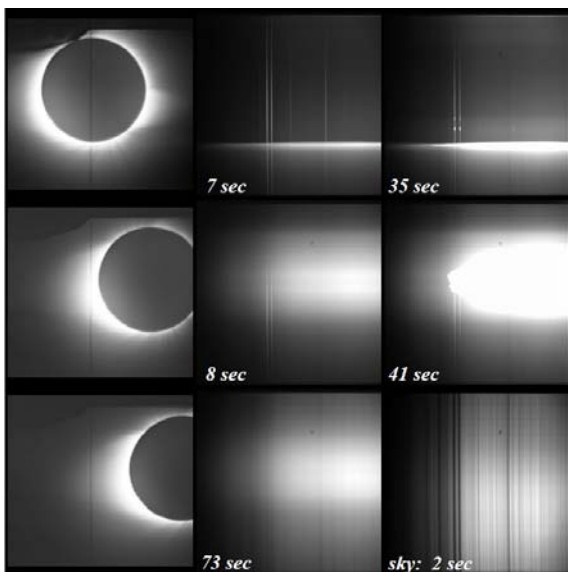


図1：コロナ像とスリット位置(左)、得られたスペクトル(中央と右)。

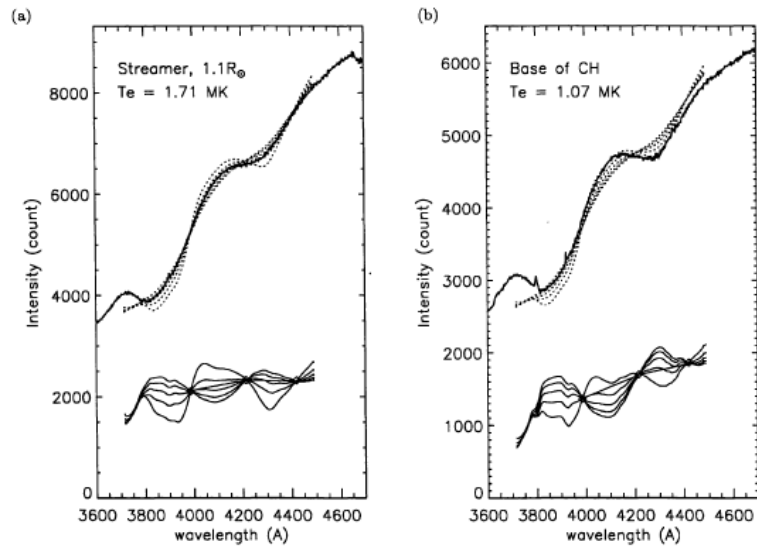


図 2 : 観測されたコロナの連続光スペクトルとフィッティング結果。
左 : ストリーマ、右 : コロナホール。

本研究は初めて連続光スペクトルを用いてコロナの電子温度を精度よく決定したものと評価され、その後同方法を用いた日食の観測が精力的に行われている。

文献

- [1] Ichimoto, K., Kumagai, K., Sano, I., Kobiki, T., Sakurai, T., Muñoz, A.: 1996, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **48**, 545.



観測隊と望遠鏡

コロナループ中のプラズマの非熱運動

原 弘久、一本 潔

1993年9月27日の乗鞍は早朝から昼過ぎまで好天に恵まれ、我々は25cm コロナグラフでFe X 6374 Å, Fe XIV 5303 Å, Ca XV 5694 Å と輝線を変えながら順にラスターキャンを繰り返し、活動領域コロナの温度構造を調べるための分光観測を実施した。この観測については、文献[1], [2]を参照のこと。

この活動領域の観測データから、本研究[3]ではコロナループ中のプラズマの非熱的運動について調べている。コロナ輝線の幅は温度で決まる幅よりも10~20 km s⁻¹だけ余計に広がっており、この追加分は非熱速度幅 ξ と呼ばれている。この起源については諸説あるが、コロナ中を伝播し、コロナを加熱するアルフベン波の振動によるという解釈がある。観測的にこの真偽を確かめられないだろうか？

コロナの磁気ループに沿って伝わるアルフベン波の振動方向は磁力線に対して垂直方向であ

るため、図1のようなモードが考えられる。いずれにしても、ループを横(edge-on)方向から見たときにループ頂上付近では振動方向が視線と垂直になるため、アルフベン波がコロナ輝線の非熱速度幅の起源ならば、その場所で輝線幅は観測されなくなるはずである。

図2に示した観測データからコロナループに沿った輝線幅を取り出したのが図3である。ループを正面(face-on)近くから、また横(edge-on)方向から見たときとでループの頂上付近で非熱速度差を検出した($\Delta\xi = 3\text{--}5 \text{ km s}^{-1}$)が、観測される非熱速度幅を全て説明することはできない。この結果から、(1) 1 km s⁻¹程度の振幅をもつアルフベン波がコロナループに存在する証拠を示したこと、しかしその振幅の小ささから、(2) コロナグラフで観測される高さでのアルフベン波による活動領域コロナの加熱の可能性が棄却されること、が示された。

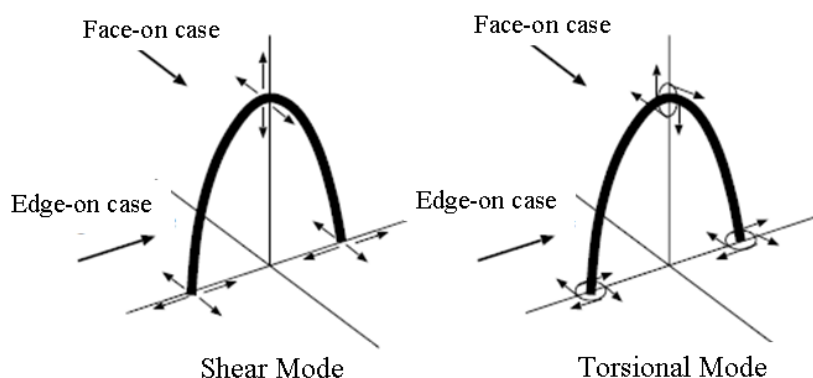


図1：コロナループにアルフベン波が伝播したときの波の振動方向とそのモード。(左)横ずれモード(Shear mode)と(右)よじれモード(Torsional mode)。

文献

[1] Ichimoto, K. *et al.*: 1995, *Astrophys. J.*, **445**, 978.

[2] 原 弘久: 1996, 'Structures and Heating

Mechanisms of the Solar Corona', 学位論文, 東京大学.

[3] Hara, H., Ichimoto, K.: 1999, *Astrophys. J.*, **513**, 969.

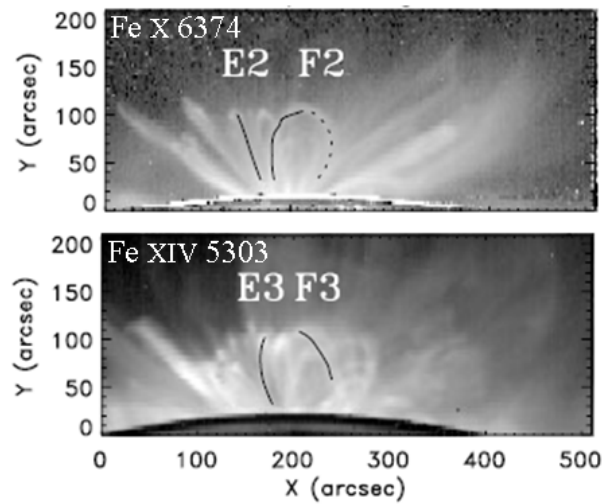


図 2 : (上) Fe X 6374 Å, (下) Fe XIV 5303 Å 輝線で取得した活動領域コロナ。コロナループにそって輝線の非熱速度幅 ξ を測定したものが図 3。

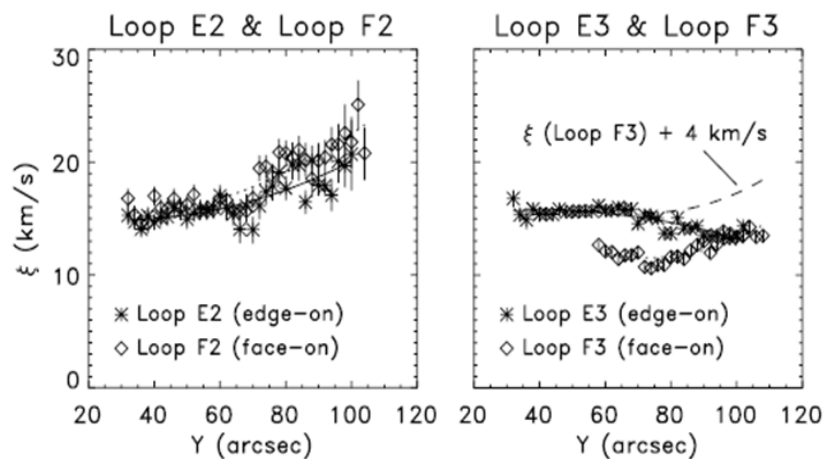


図 3 : 図 2 の(左) E2, F2、(右) E3, F3 コロナループの非熱速度幅 ξ の高さ方向分布。ループを edge-on 配置で見たときに、ループ頂上付近で非熱速度幅 ξ の減少がみられる。

分光観測による太陽コロナの物理状態診断

J.Singh (インド天体物理学研究所), 桜井 隆、一本 潔

太陽コロナの物理状態を知りコロナ加熱のメカニズムを解明するには、コロナ輝線の分光観測が有効な方法である。乗鞍コロナ観測所では口径25cm コロナグラフと付属の大型分光器を用いてこれまで系統的な観測を行ってきた。ここではその中から二つのテーマについて紹介する。

1. コロナ輝線の乱流速度幅の高さ変化

コロナの緑色輝線 (Fe XIV 5303 Å) と赤色輝線 (Fe X 6374 Å) は各々2百万度、百万度において最も存在割合の高い鉄イオンから放射されるが、その空間分布には差がある。緑色輝線の幅は高さとともに減少する傾向があるが、赤色輝線

は逆に高さとともに幅が増加する傾向にある (図1)。2つの輝線強度の比から温度を求めると大体150万度くらいになり、輝線幅の高さ変化の違いは、いわゆる乱流幅 (非熱的運動による幅) が高さとともに変化するためと解釈される[1]。

では、その中間の電離状態である Fe XI 7892 Å、Fe XIII 10747 Åではどうかというと、高さ h に対する線幅 w の変化 (dw/dh) は Fe X 6374 Å と Fe XIV 5303 Å の中間になる (図2)。この結果は、観測では空間的に分離できない微細構造があるとしなければ解釈できないが、まだ決定的なことはわかっていない[2]。

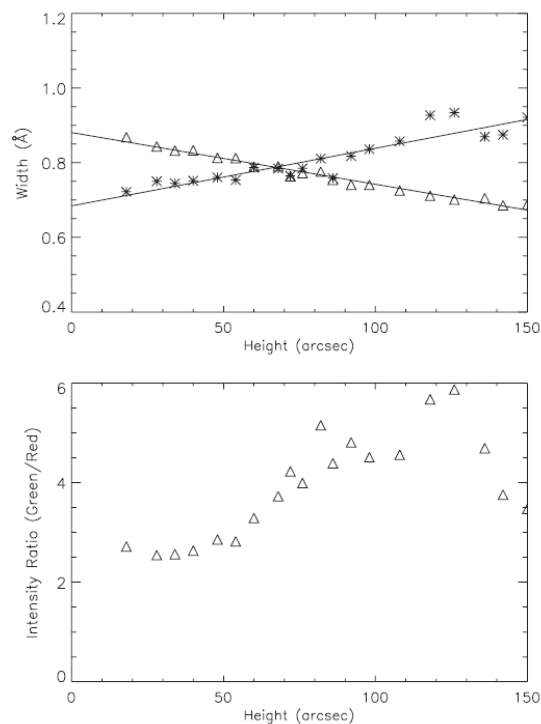


図1: Fe XIV 5303 Å と赤色輝線 Fe X 6374 Å の強度比から求めた温度 (下) と、輝線幅の高さ変化: Δ が Fe XIV 5303 Å、*が Fe X 6374 Å。

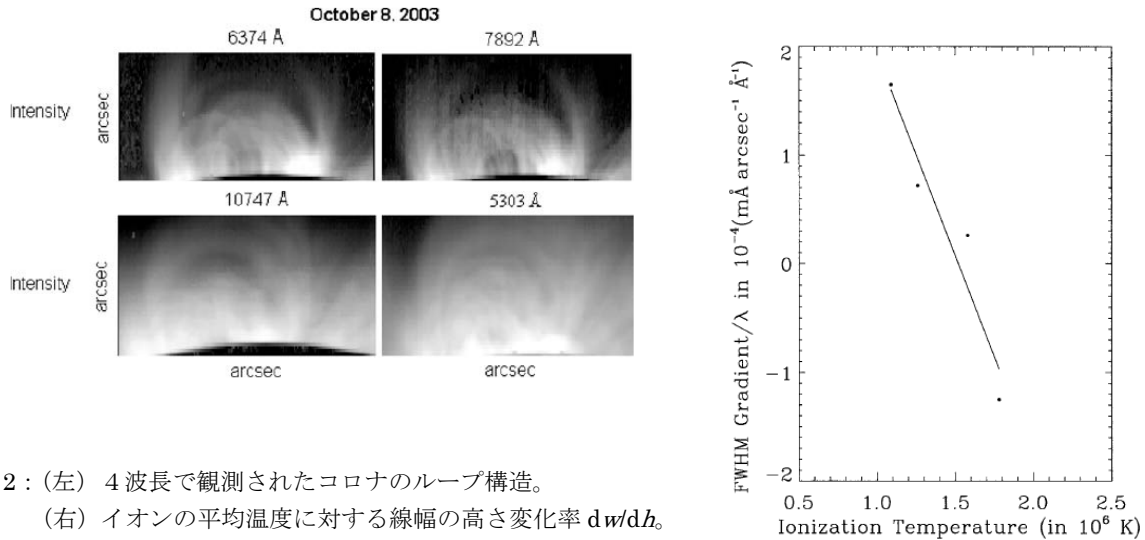


図 2 : (左) 4 波長で観測されたコロナのループ構造。
(右) イオンの平均温度に対する線幅の高さ変化率 dw/dh 。

この線幅の高さ変化は、十分高い高度（表面から 250"以上）では消失する（図 3）ので、コロナの不均一性は低部コロナで著しく、高い高度では均一化すると考えられる[3]。

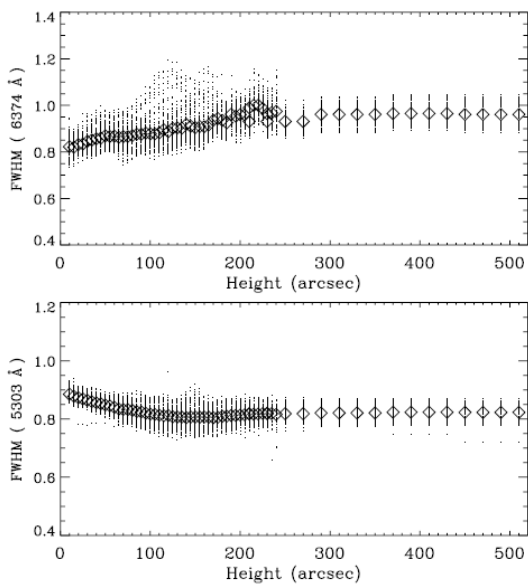


図 3 : Fe X 6374 Å (上) と Fe XIV 5303 Å (下) の線幅の高さ変化。高度 500"まで観測した結果である。

2. コロナループの温度分布

— 頂上が足元より低温のループもある —

コロナループの温度分布は、加熱がループのどの部分に集中して起こるか（あるいは集中していないか）を示す重要な情報である。ループの長さ方向（磁力線に沿う方向）には熱伝導が有効に働くため、温度は均される傾向があるが、ループ足元は冷たい太陽表面に接しているため、一般的にいて温度は頂上で高く、足元で低くなる。熱入力が一様な場合でもこの傾向が見られるが、加熱がループの頂上に集中していれば、この傾向はより強調される。一方、ループの足元付近に熱入力が集まっていれば、ループ頂上がさほど熱くないという状況、極端な場合頂上より足元のほうが熱いという状況が起こりうる。これまでの X線や極端紫外線の観測では、一般的にコロナループは頂上最も熱いという結果が得られている。

乗鞍コロナ観測所の口径 25cm コロナグラフを用いた分光診断の結果、例外的に、ループ頂上に向かって温度が下がる場合もあることを我々は見いだした[4]。図 5 は約 130 万度のプラズマが放射する Fe XI 7892Å の輝線と、約 100 万度の

プラズマが放射する Fe X 6374 Å の輝線の観測から、いくつかのコロナループについて求めた温度で、左の例は頂上が最も高温であるという普通の傾向を示しているが、右の例では、線強度比が示す温度は高さとともに減少している。線幅そのものも減少していることから、乱流速度の変化ではなく、温度が高さと共に減少していると結論される。

我々のこれまでの研究結果から、コロナループの温度分布は予想していたより複雑であり、一般的には、単一の温度を仮定するとデータが解釈できず、視線方向にいくつかの温度の異なる成分が重なっていることを考えないといけないことがわかっている。しかし今回の観測例は、電離平衡温度の近い Fe X と Fe XI のイオンを使っているため、ほぼ等しい温度の成分を見ていると考えてよ

く、従って本当に温度がループ頂上で低いと結論される。

参考文献

- [1] Singh, J., Sakurai, T., Ichimoto, K., Suematsu, Y., Takeda, A.: 2002, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **54**, 793.
- [2] Singh, J., Sakurai, T., Ichimoto, K., Muneer, S.: 2003, *Solar Phys.*, **212**, 343.
- [3] Singh, J., Sakurai, T., Ichimoto, K.: 2006, *Astrophys. J.*, **639**, 475.
- [4] Singh, J., Sakurai, T., Ichimoto, K.: 2004, *Asian J. Phys.*, **13**, 245.

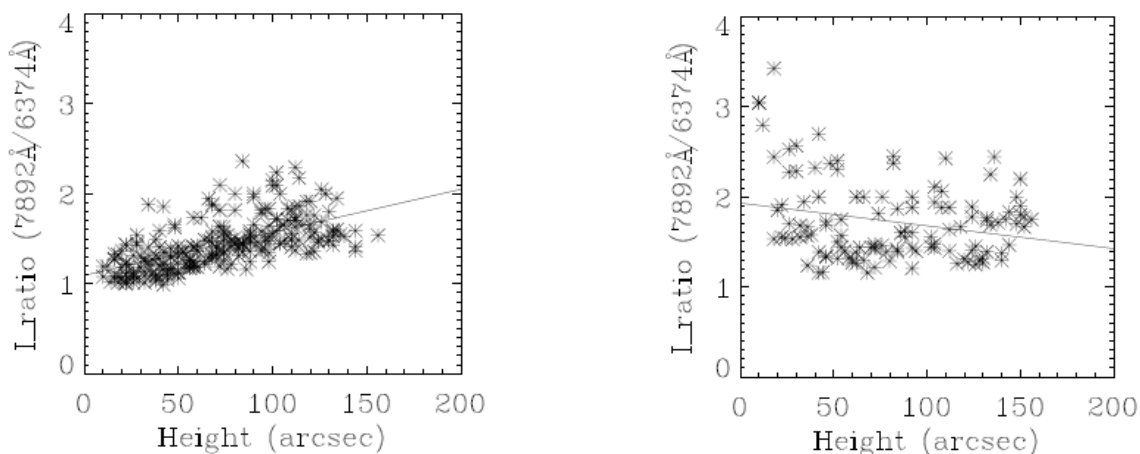


図 4： 2つのコロナループにおける、スペクトル線強度比(Fe XI/Fe X)の高さ分布。

コロナグラフの分光観測で検出された、コロナを伝わる波動

桜井 隆、一本 潔

K.P. Raju, J. Singh (インド天体物理学研究所)

太陽コロナを2百万度もの高温に加熱する機構として、波動によるエネルギーの輸送と散逸が一つの可能性として考えられてきたが、今もって決定的な結論は得られていない。コロナグラフを用いた可視光域での分光観測は、波長分解能の点でスペースからのUV、XUV観測より未だに優位にあることから、我々は乗鞍コロナ観測所の口径25cm コロナグラフを用いて、コロナを伝わる波動の観測を行った[1]。

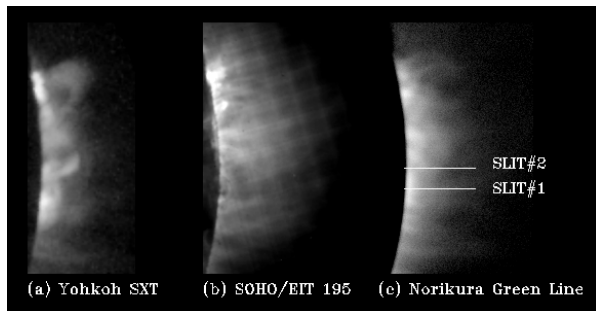


図1：1998年10月28日の観測領域（aはようこうSXT軟X線、bはSOHO/EIT極端紫外線195Å画像）とコロナグラフの分光器スリット位置（c）。（c）の背景はNOGISによるコロナ緑色輝線画像である。

1998年の観測では、図1に示す太陽西縁のスリット位置2カ所で、Fe XIVイオンの放射するコロナ緑色輝線のスペクトルが80分にわたって得

られた。図2はドップラー速度のデータで、これを周波数解析すると、振動数1~3mHzの振動パターンが見られ、局所的には5~7mHzの振動も見られた。伝搬する波動はこの図の上では斜めの構造として現れるはずで、速い波動ほど図上縦に立った構造になる。相関解析で波動の伝搬速度を求めると、速度100 km s⁻¹程度の、音波振動と見られる波動ははっきりと確認された。500 km s⁻¹以上と予想されるアルフベン波については、まだ観測の時間分解能が不足で決定的なことはいえない。

輝線の強度や線幅にははっきりした振動は見られないが、ドップラー速度との相関を取ると有意な信号が得られ、波動は定在波ではなく伝搬する波であることがわかった（図3）。検出された音波的波動の運ぶエネルギーは小さく、コロナの加熱には不足である。

文献

- [1] Sakurai, T., Ichimoto, K., Raju, K.P., Singh, J.: 2002, *Solar Phys.*, **209**, 265.

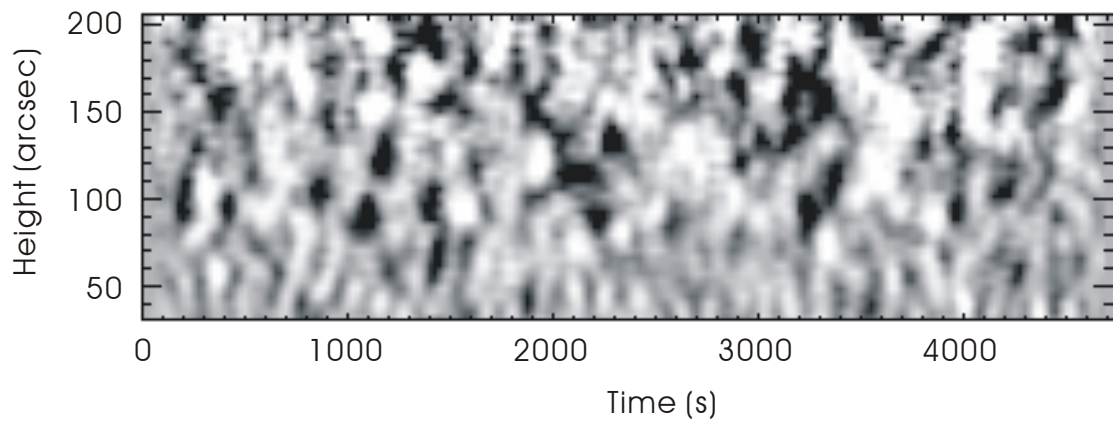


図 2 : 横軸に時間、縦軸に太陽表面からの高さを取り、ドップラー速度（視線方向速度）を白黒濃淡で表したもの。

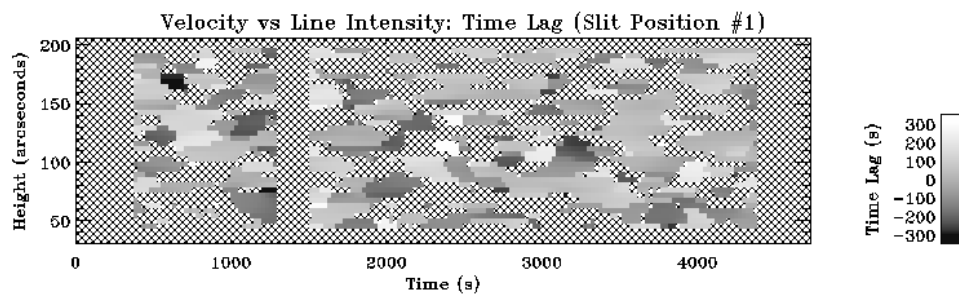


図 3 : ドップラー速度と線強度の間の時間差を濃淡で表したもの。時間差はゼロに近く、従って波動は定在波ではなく進行波である。

スロバキア・ロムニツキー山観測所と
乗鞍コロナ観測所の協力による
太陽コロナの振動現象の研究

M. Minarovjech, V. Rušin, M. Rybanský
(スロバキア科学アカデミー・天文学研究所)

桜井 隆、一本 潔



ロムニツキー山観測所

太陽コロナが2百万度もの高温である理由は未だ謎であるが、大別してマイクロフレア説と波動説の2つが考えられている。波動説の考えに立てば、コロナ中にどのような波動が存在するかを知る事が重要である。波動の観測はこれまで2通りの方法でなされており、一つはコロナ輝線のドップラー変移の観測、もう一つはコロナ輝線または電子散乱連続光の強度変化の観測である。強度観測は簡単な装置でできる一方、空の変動を受けやすいので、これまで振動の検出の報告は多い

が、必ずしも万人の認めるところではなかった。

今回の観測では、スロバキアのロムニツキー山(標高 2632m)にある、スロバキア科学アカデミ-天文学研究所の観測所が口径 20cm のコロナグラフに取り付けた光電測光装置でコロナの緑色輝線(波長 5303Å)の強度を観測し、乗鞍コロナ観測所(標高 2876m)では口径 25cm のコロナグラフに付属する大型分光器で同じ輝線のドップラー変移と強度を観測した。観測(図1)は2000年10月24日に実施され、スロバキアと乗鞍の観

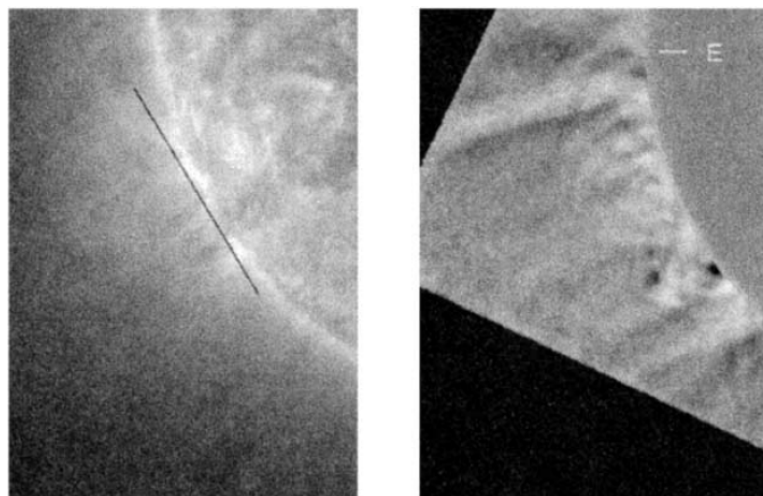


図1：観測領域：左は SOHO/EIT 極端紫外線 171Å 画像で、乗鞍の分光観測のスリット位置が示されている。右は NOGIS によるコロナ緑色輝線画像である。

測時間の差は2時間であった。

得られたデータの周波数解析の結果(図2)、背景光のパワースペクトルはスロバキア、乗鞍の観測で異なり、これは空の状況が異なることに対応するが、輝線の強度変動は両観測所のデータとも周期3~5分の振動成分を示した。乗鞍のドップラー変移の観測も同じ周期性を示すので、今回の例に関する限り、輝線の強度に振動成分があることは疑いがない[1]。しかし強度変動のパターンを

見ると、広い領域が同時に輝度を変えるように見え、なお解釈に困難な点がある。

文献

- [1] Minarovjeh, M., Rušin, V., Rybanský, M., Sakurai, T., Ichimoto, K.: 2003, *Solar Phys.*, **213**, 269.

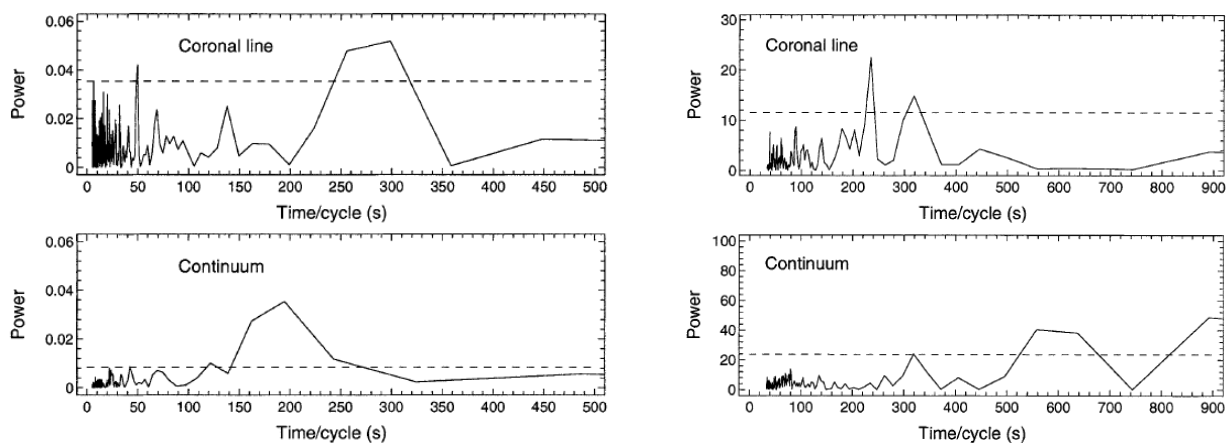


図2: 輝線強度(上)と背景光(下)のパワースペクトル。左がスロバキア、右が乗鞍である。

太陽黒点の数と共に空の明るさも 11 年周期で変わる

桜井 隆

コロナグラフを使った長期間の観測から、太陽黒点の数と共に、空の明るさも 11 年の周期で変動していることがわかった。乗鞍コロナ観測所では、口径 10cm コロナグラフを使って 1951 年から現在まで太陽コロナの明るさを観測してきた。この測定に際しては、背景になっている空の明るさも測り、これを差し引いてコロナの明るさを求めている (図 1)。空が明るいということは、空気中にエアロゾルと呼ばれる固体・液体微粒子が多く存在し、太陽本体の光が散乱されていることを表している。

1951 年から 1997 年までの 47 年分のデータ (図 2a) を解析した結果、もっとも顕著な変動は年周変化 (春には黄砂などの影響で空が明るい) であったが、このほかに空の明るさは 11 年の周期でも変動している (図 2b) ことがわかった。11 年というのは、太陽黒点数の増減の周期でもある。

空が一番暗い、いいかえれば地球大気が透明な時期は、黒点の少ない活動極小期に対応し、空が一番明るいのは、黒点の多い活動極大期の、少し後に起こることがわかった。明るさの変動の幅は 2 割ぐらいである。

なぜ、太陽黒点の数が地球の空の明るさに影響を与えるのだろうか？ 黒点の数が多い時には、太陽の活動が活発であるため、太陽の放射する紫外線も強くなる。紫外線は地球の上層大気での化学反応を促進させ、その結果、雨粒の核となるようなエアロゾルを増加させる働きがあるのかもしれない。

文献

[1] Sakurai, T.: 2002, *Earth, Planets, Space*, **54**, 153.

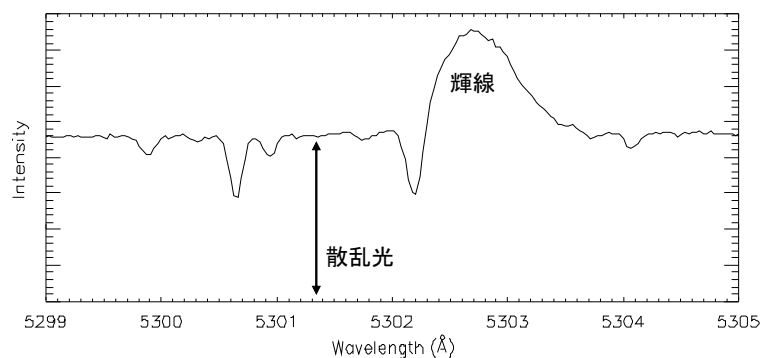


図 1 : コロナの緑色輝線 (波長 5303 Å) の強度を観測する際、散乱光 (空の背景光) の強度も測定する。

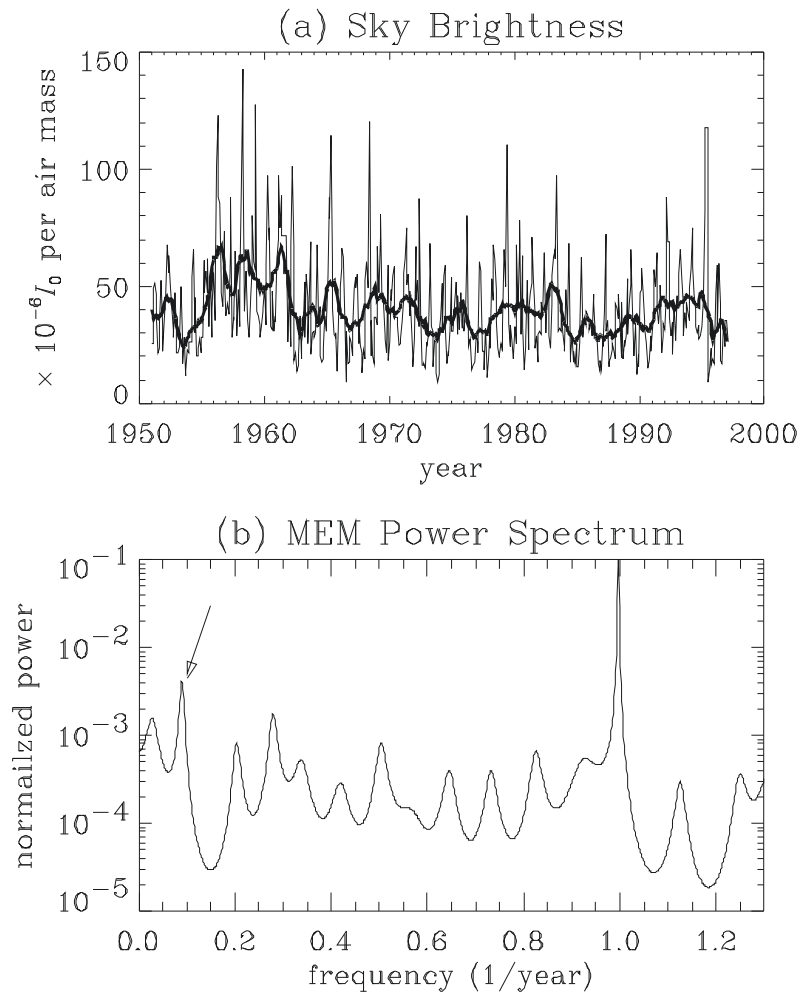


図 2 : (a) 乗鞍コロナ観測所で観測された空の明るさ。細線は月ごとのデータ，太線は 1 年の移動平均値である。(b) 最大エントロピー法で求めたパワースペクトル。周期 1 年のピークの外，矢印で示された周期 11 年の成分がはっきり見られる。

緑色コロナ輝線撮像装置 NOGIS による CME 放出の観測

堀久仁子、桜井 隆、一本 潔、NOGIS チーム

CME (Coronal Mass Ejection、コロナ質量放出)とは、コロナ中に磁氣的に閉じ込められた大量の物質が、フレアやフィラメント放出などの太陽面上の局所的な爆発に伴い、太陽を凌駕する大きさまで膨張しつつ惑星間空間へ磁場ごと飛び出す現象である。CME の発生場所や形・膨張過程は、直接観測が難しいコロナの大規模磁場構造を反映するはずである。従って CME 発生域を観測すれば、磁場エネルギーの解放に伴い刻々と変化するコロナ磁場と周辺プラズマの情報が得られると期待される。CME の動的特徴は白色光コロナグラフを用いた地上・衛星観測により詳しく研究されてきたが、CME 物質の定量的診断には分光観測が不可欠である。

乗鞍コロナ観測所の NOGIS (Norikura Green-line Imaging System) は、コロナ緑色輝線 (Fe XIV 5303 Å、温度 2 百万度のプラズマが放射する) を用いた世界初の二次元ドップラーコロナグラフである[1]。NOGIS 部分像の時間分解能は、データの質を高めるため画像加算を行うので 40 秒程度であるが、空間分解能 1.84" (ピクセルの大きさ) で 2000×2000 ピクセルの視野を一部切り出し、速度分解能約 1 km s⁻¹ で視線方向± 25 km s⁻¹ の速度まで観測可能である。1997 年の観測開始以来、NOGIS はフレアやコロナ中を伝播する波動など、興味深い現象を多数観測してきた。ここでは比較的良いシーイング下で長時間連続撮像が行われた 2003 年 6 月 2 日の大規模コロナ擾乱を紹介する[2]。

図 1 左上にイベントが起きた太陽西リム近辺の画像を示す。SOHO 衛星の極端紫外線望遠鏡 EIT

による 195 Å 画像 (Fe XII、160 万度に対応) と NOGIS の強度画像 (太陽面は遮光盤で隠されている) で、グリッドは緯度方向 5° (点線)、動径方向 0.1 太陽半径 (実線) の間隔、上が太陽の北である。図 1 右上のスケッチが示すように、この領域には赤道をはさんで隣接する二つの磁場構造、南側の活動領域 10365 と北側の背の高いループ群がある。両構造は赤道寄りの足元の磁場極性が逆で、磁気相互作用を起こしやすい配置にある。活動領域 10365 は西没するまで複雑な磁場構造を維持し、大規模フレアを頻発した。

2003 年 6 月 2 日の擾乱のきっかけは、この活動領域で起きた C9 クラスのフレアに伴うフィラメント放出である。NOGIS は C9 フレアの 1 時間前から、二つの磁場構造の上空で 2 百万度のプラズマが蓄積する様子をとらえている。上昇するフィラメントが、活動領域を覆う傘のような構造 (NOGIS ではバブル状に見える) を押し上げ、上空の高密度域に接すると、ここから磁気流体波動が 1000 km s⁻¹ ほどの速さで北へ伝播した。同時に、バブルが 150 km s⁻¹ ほどの速さで上下双方向へ膨張を始めた。バブル下端が活動領域に達すると M6.5 クラスの大きなフレアが発生し、二つの磁場構造の境界から上向きジェットが発生した。ジェットはバブル上端に追いつき、360 km s⁻¹ まで加速した。バブル上端の高さ-時間プロファイルが SOHO 衛星の白色光コロナグラフ LASCO が撮像した CME 先端のプロファイルにつながるため、NOGIS は CME の発生現場をとらえたといえる。さらに、CME の見かけの広がり角が二つの磁場構造の緯度分布にほぼ等しいため、隣接

する磁場構造が磁氣的に結合して CME を作り出したと考えられる。

一般的な CME モデルでは単一の磁場構造から CME が発生するが、本イベントは複数の磁場構造が隣接する場合に各構造が相互作用して CME の規模が拡大する可能性を示唆する。

本イベントのもう 1 つの特徴は、伝播した波動と CME に押された北のループ群のキンク振動で

ある (図 1 下)。これについては次ページで解説する。

文献

- [1] Ichimoto, K. *et al.*: 1999, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **51**, 383.
- [2] Hori, K., Ichimoto, K., Sakurai, T., Sano, I., Nishino, Y.: 2005, *Astrophys. J.*, **618**, 1001.

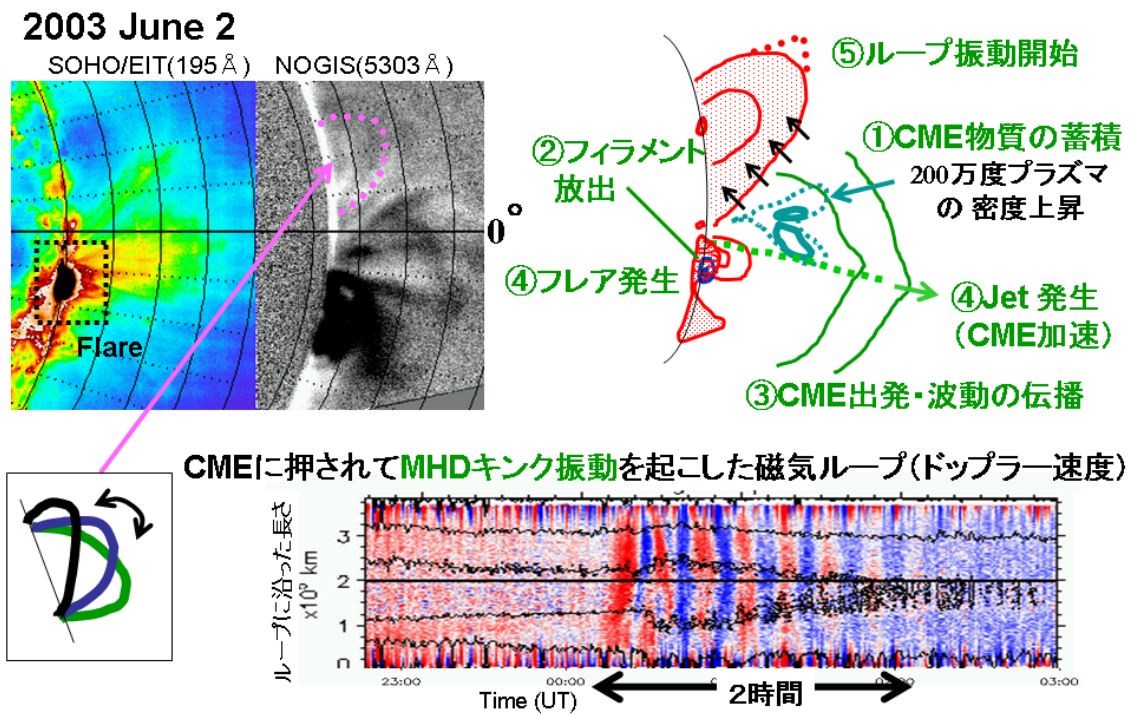


図 1 : 2003 年 6 月 2 日の大規模コロナ擾乱。

緑色コロナ輝線撮像装置 NOGIS によるコロナループ振動の観測

堀久仁子、桜井 隆、一本 潔、NOGIS チーム

前ページで紹介した爆発現象に付随して、ちょうど爆発源（フレア）からの爆風が直撃したコロナループ群が振動する現象が観測された。コロナループの振動現象はこれまでも種々観測されているが、振動のドップラー速度が2次元撮像観測で捉えられたのは初めてのことである。あとで述

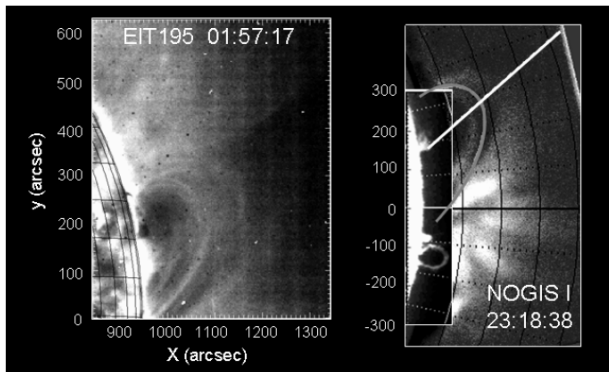


図1: (左) SOHO 衛星極端紫外線望遠鏡 EIT の波長 195 Å 画像 (右の画像の上半分に対応する)。(右) NOGIS によるコロナ緑色輝線画像。太陽表面に近い部分に入れ子になっているのは情報通信研究機構・平磯太陽観測センターの H α 画像。

べるように、この結果、波動のモード同定と減衰時間の導出をすることができた。

図1左の写真で、この領域にはいくつかの細いループがあることがわかる。図2はその一本のループ(図1右の円弧で示されている)を取り出し、それに沿ってのドップラー速度の分布の時間変化を表したものである(図2(a))。白が赤方変移(我々から遠ざかる運動)、黒が青方変移(我々に近づく運動)、横軸が時間、縦軸はループに沿っての座標を表す。大体縦方向の様様となっていることから、ループ全体が同期して揺れているとみなせる。図2(d)のような「キンク」振動である。しかし様様が若干斜めになっていることから、それ以外の振動も重畳していることがわかる。図2(b)は(a)からループ全体にわたる振動を差し引いたもので、(e)のようにループ内に振動の節があるようなモードを残したと考えられ

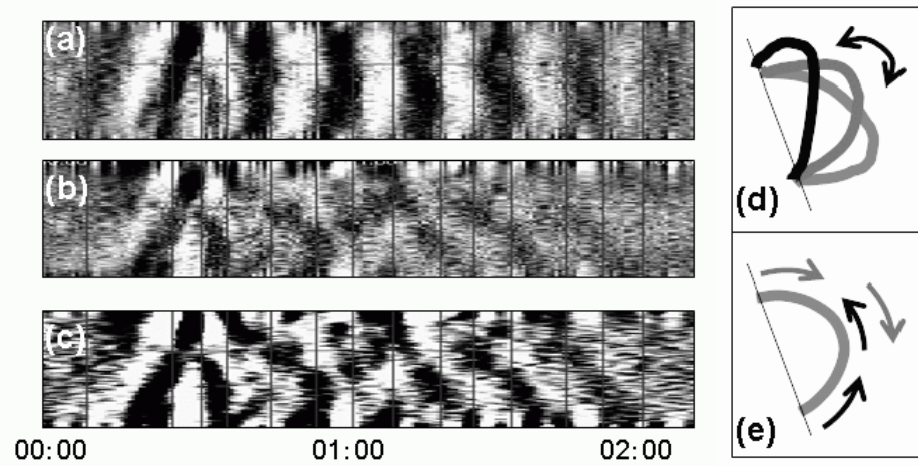


図2: (a) あるループに沿ってのドップラー速度の分布の時間変化。白が赤方変移、黒が青方変移、横軸が時間、縦軸はループに沿っての座標。(b)は(a)からループ全体にわたる振動を差し引いたもので、(d)のような振動を除去し、(e)のようなモードのみ残したと考えられる。(e)は(b)のうち、振動周期が5分から100分までのモードのみを表示したもの。

る。(c)は(b)のうち、振動周期が5分から100分までのモードのみを表示したものである。この模様の傾きから波動の速度がわかり、最初の振動は 350 km s^{-1} 、2回目の振動は 160 km s^{-1} となった。したがってこれらはアルフベン波ではなく音波であると考えられる。

ループ全体のキック振動は周期16分程度で、ループの長さの2倍の周期の定在波とすれば波動の速度は約 800 km s^{-1} となり、これはアルフベン波と解釈できる。減衰時間は平均して70分であった。

いろいろなループについて振動周期 P と減衰時

間 τ を求めたものが図3である。位相混合減衰の理論では τ は $P^{4/3}$ に比例するはずであるが、残念ながらはっきりした傾向は得られなかった。

文献

- [1] Hori, K., Ichimoto, K., Sakurai, T.: 2007, In: Shibata, K., Nagata, S., Sakurai, T. (eds.), *New Solar Physics with Solar-B Mission*, *Astron. Soc. Pacific Conf. Ser.*, **369**, 213.

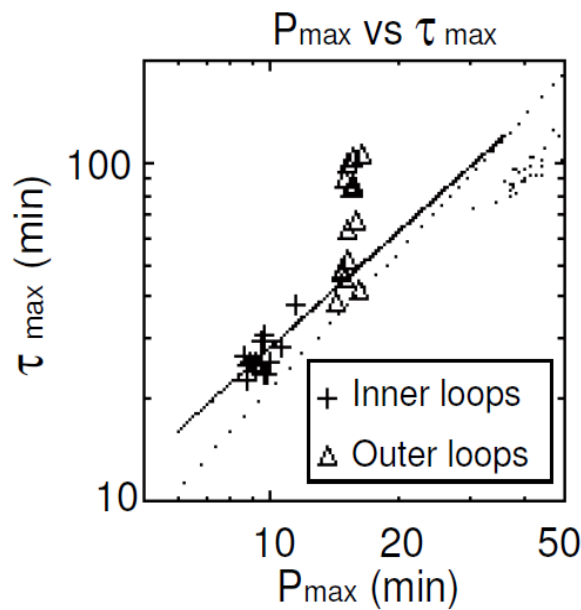


図3: ループの振動周期 P と減衰時間 τ の関係。+は解析したループ群のうち内側(太陽に近い側)に位置しているもの、 Δ は外側にあるものである。実線は傾き1、点線は傾き $4/3$ (位相混合から予想される関係)を表す。

緑色コロナ輝線撮像装置 (NOGIS)で観測された
コロナ質量放出とプラズマの3次元運動

鈴木 勲、桜井 隆、一本 潔

NOGIS [1]で観測された1997年5月7日のコロナ質量放出 (CME)と CME 発生前の磁場構造の運動について報告する [2]。

1999年5月7日に発生した CME は、SOHO 衛星のコロナグラフ LASCO では太陽の東から動径方向に進んでいくのが観測された。図 1a, b は、CME 発生領域 (NOAA 8541)を NOGIS (CME 発生前)と SOHO 衛星のマグネトグラフ MDI (発生後)で観測したものである。この発生領域は双極子磁場を持っていて、2つのループ構造 (大ループ L

と小ループ S)から成っていた。もし光球面磁場が CME の発生によって大局的に変化しないと仮定すれば、発生後の光球面磁場を使って発生前の活動領域の磁場配置を予測することができる。図 1c, d は 5月11日の光球面磁場から計算したポテンシャル磁場の磁力線[3]である。NOGIS の観測と良く一致しているのが分かる。

これらのループ構造は初期は安定していたが、CME 発生 2 時間半前に小さいループの南側の足元が徐々に大きいループの南側の足元に向かっ

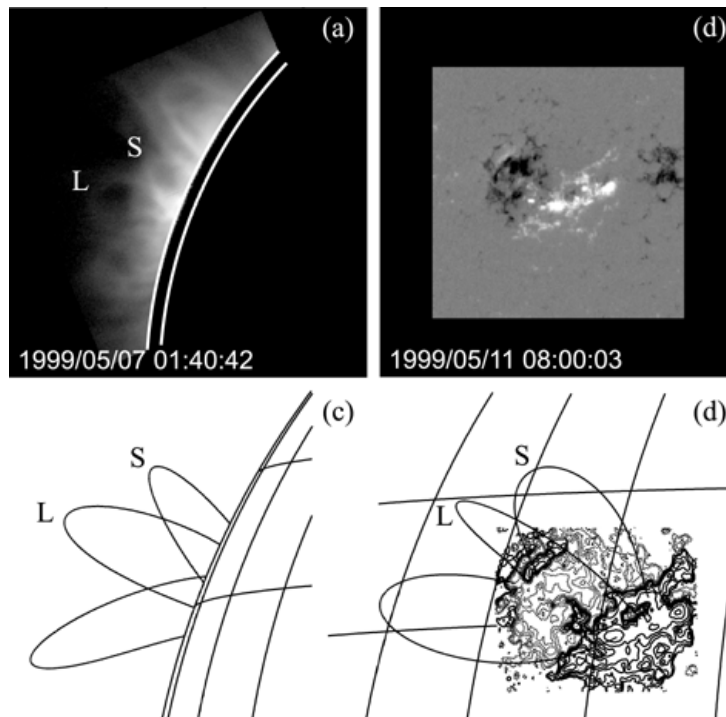


図 1 : (上) CME 発生前後の活動領域 8541 (a) NOGIS 輝度画像、(b) MDI マグネトグラム。(下) 1999年5月11日の光球面磁場から計算したポテンシャル磁場。

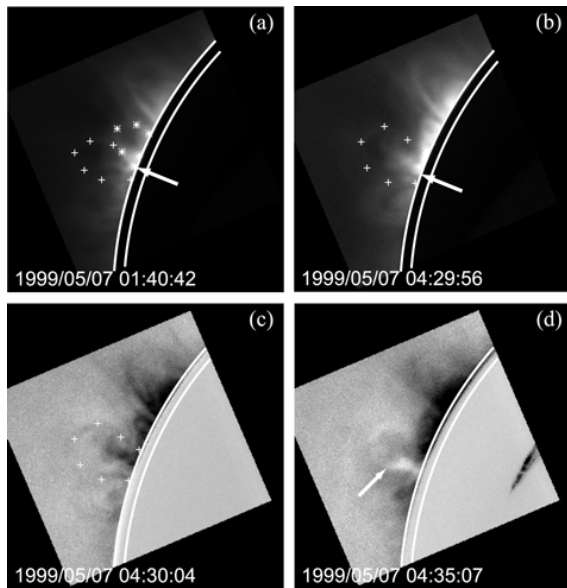


図 2 : CME が発生する前の NOGIS 輝度画像(a, b)とドップラー画像(c)。図中の+と*はそれぞれ大きいループと小さいループを、矢印は小さなループの足元の位置を示す。ドップラー画像の暗い(明るい)領域は、それぞれ青方(赤方)変移を示す。(d) NOGIS で観測された質量放出のドップラー画像。矢印は放出された質量(赤方変移している)を示す。

て動き出した (図 2a, b)。その移動速度は画像面内で 0.2 km s^{-1} であり、これは活動領域の典型的な運動速度と一致する。NOGIS のドップラー観測 (図 2c) から、近づいていく足元は観測者の方へ運動 (青方変移) していることが分かった。しかしながら、その視線方向速度は画像面内の移動速度に対してかなり大きく (約 11 km s^{-1})、また小さなループに沿った下降流も見られるので、観測さ

れた視線方向速度はおそらくこの下降流の速度を反映していると考えられる。

小さなループは大きなループの南側の足元にぶつかるまで近づき続けた。そして小さなループが大きなループと衝突し不安定化して、そのために質量放出が発生した。NOGIS のドップラー観測 (図 2d) から、放出された質量は動径方向ではなく南東方向に、さらに観測者から遠ざかる (赤方変移) 方向に進んでいった。その視線方向速度は数 km s^{-1} だった。

この CME は、2つのループ構造が相互作用することによって発生した。発生領域は活動領域の上空ではなく、2つのループ構造の足元であった。CME は LASCO の視野に入るまでは動径方向ではなく南東方向へ進んでいた。CME の発生領域とその磁場構造から、CME の放出される方向は周囲の磁場構造とエネルギーが解放される場所によって決まることが分かった。

文献

- [1] Ichimoto, K. *et al.*: 1999, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **51**, 383.
- [2] Suzuki, I. *et al.*: 2006, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **58**, 165.
- [3] Sakurai, T.: 1982, *Solar Phys.*, **76**, 301.

小フレア内で発生した磁気リコネクション領域の分光観測

原 弘久、西野洋平

ここでは、コロナ中を伝播するアルフベン波を検出する目的で新たに製作したスリットユニット(1998年科学研究費補助金奨励研究A [代表:原]で開発)を乗鞍 25cm コロナグラフに設置して行ったフレア観測について報告する。このスリットユニットには 50 秒角ずつ離れた 3つのスリットがあり、それぞれを通過する光は分光された後、検出器である1つの CCD 面に重ならないように結像されるため、3つの領域を同時に分光観測することができる。

2001年9月12日は朝から夕方までコロナを観測できる好条件のほか、太陽に対してスリット位置を固定して行っていた Fe x 6374 Å によるコロナの分光観測中に視野内で小フレアが発生するという幸運に恵まれた。前述した3つのスリットのうち、中央に位置する Slit2 (図 1(a)参照)で磁気リコネクションが進行中と考えられるフレアの上部を捉えた。X線構造が観測されないエネルギー解放量の小さなフレアであるが、フレアループが冷えた後には NOGIS の H α 画像中にループ構

造に沿った下降運動(コロナルレイン)が観測されている。Slit2 上では、図 1(c)の B 点に向かうようなプラズマの流れが輝線のドップラー速度として A 点、C 点で観測されている(図 2)。この流れは、それが発生する以前と輝線強度、輝線幅ともに大きな変化がなく、コロナ中のプラズマが B 点に静かに流れ込んでいるように見える。SOHO EIT 画像や NOGIS Fe xiv 5303 Å 画像に見られるループの上部構造と分光観測より得られた流れの位置から、この B 点に向かう双方向流は、世界で初めて分光観測より検出されたリコネクションの流入流(インフロー)である。

文献

- [1] Hara, H., Nishino, Y., Ichimoto, K., Delaboudinière, J.-P.: 2006, *Astrophys. J.*, **648**, 712.

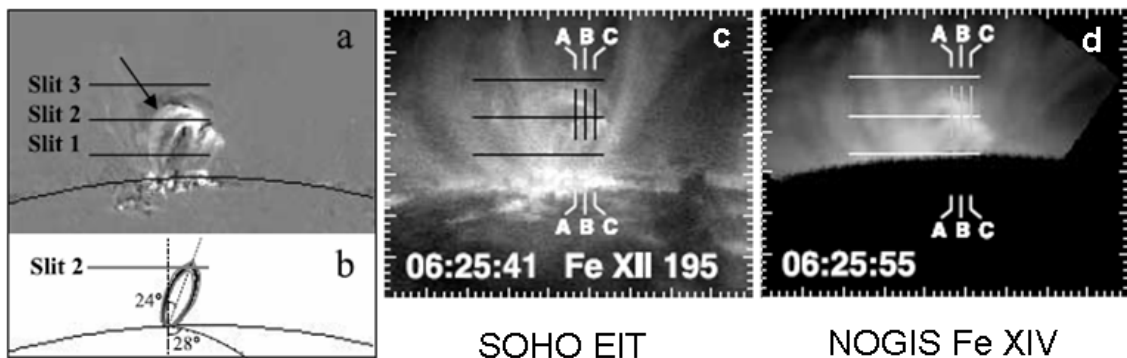


図 1 : (a) 6:36:12 の EIT 画像と 06:25:41 の EIT 画像(c)との強度差。
(b) (a)に見られる頂上にカusp形状をもつループの幾何モデル。
(d) NOGIS Fe XIV 5303 Å 画像。

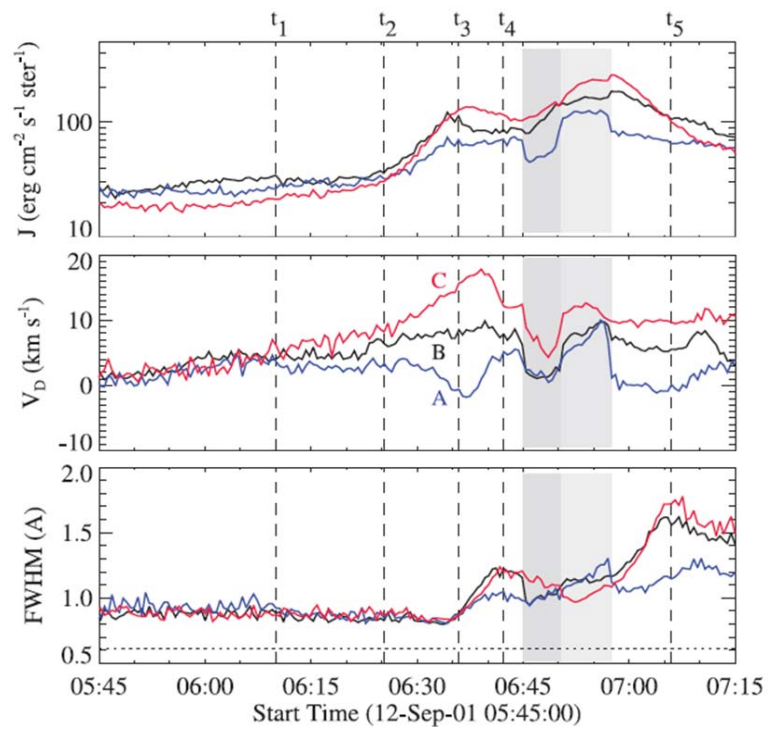


図 2: 図 1(c)の Slit2 上の A, B, C 点の Fe X 6374 Å スペクトルより得られた (上) 輝線強度 J 、(中) ドップラー速度 V_D 、(下) 輝線半値幅 FWHM。6:10 から 6:30 くらいにわたって、B 点(黒)の両側の A 点(青), C 点(赤)でリコネクション・インフローが観測されている。

乗鞍汎用偏光観測装置による太陽活動領域の 3次元磁場構造の観測とプラズマ運動の研究

D.P. Choudhary (ウダイプール太陽観測所)、末松芳法

太陽活動領域での3次元磁場構造とそれに伴うプラズマ運動の性質を研究するために、乗鞍コロナ観測所の汎用偏光観測装置を用いて、スペクトル線 Si I 1082.7nm と He I 1083.0nm の分光偏光観測を行った (図 1)。観測された Si I 1082.7nm (光球) と He I 1083.0nm (彩層) からの磁場 (図 2) と、ポテンシャル近似で導出される磁場との比較から、大部分の観測磁場はポテンシャル近似で説明できることがわかる (図 3)。但し、Si I 1082.7nm と He I 1083.0nm の形成高さの差を 1200 km と仮定した。観測された Si I 磁場と He I 磁場の相関関係の勾配は浮上磁場領域で 0.5、大きな活動領域で 0.76 であった。一方、キットピーク天文台での光球、彩層磁場(Ca II 854.2 nm) データの相関関係から得られる勾配は浮上磁場領域で 0.83、大きな活動領域で 0.9 であった。He I 1083.0nm の形成高さが Ca II 854.2nm より高

く彩層・コロナ遷移層に近いことを考慮すると、本結果は、磁力線がコロナに向かって高さとともに急速に水平方向に傾いていることを意味している[1]。また、浮上磁場領域での非対称線輪郭の重心波長から求めた彩層速度場は、磁気中性線近くで上昇流 (最大 5km s^{-1}) となっており、水平磁場の膨張を示している。

文献

- [1] Choudhary, D.P., Suematsu, Y., Ichimoto, K.: 2002, *Solar Phys.*, **209**, 349.

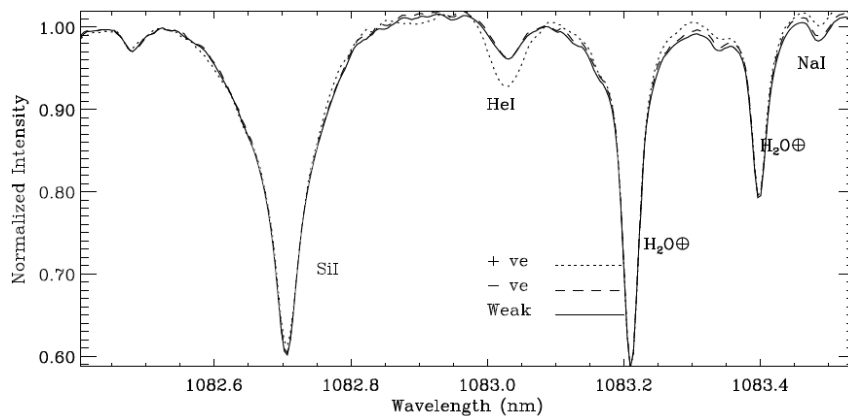


図 1 : 乗鞍汎用偏光観測装置により得られた波長域 Si I 1082.7nm~He I 1083.0nm での観測スペクトル例。磁場強度と極性で He I 線に違いが見られる。ここでは 3 つの分類を示す。

実線 : 磁場強度が ± 150 G 以内の弱い磁場領域での平均スペクトル、
点線 : 磁場強度 150 G 以上の正極領域での平均スペクトル、
破線 : 磁場強度 -150 G 以下の負極領域での平均スペクトル。

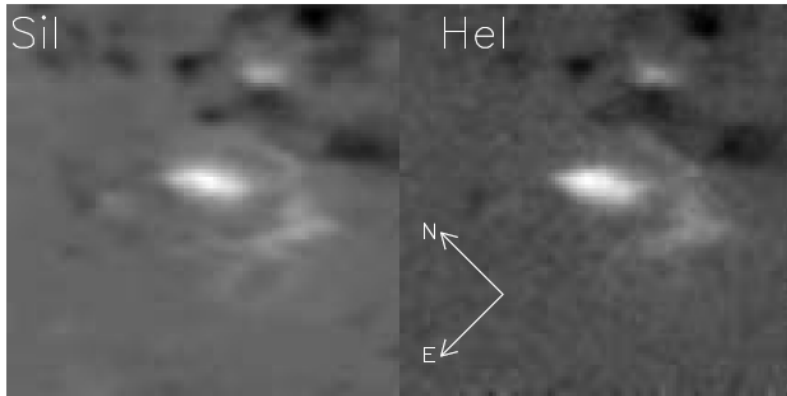


図 2 : 活動領域 NOAA8350 での光球(左) と彩層(右) の磁場分布。1998 年 10 月 10 日観測。視野は 152×160 秒角である。分布の白と黒は、磁場のプラス極とマイナス極にそれぞれ対応している。

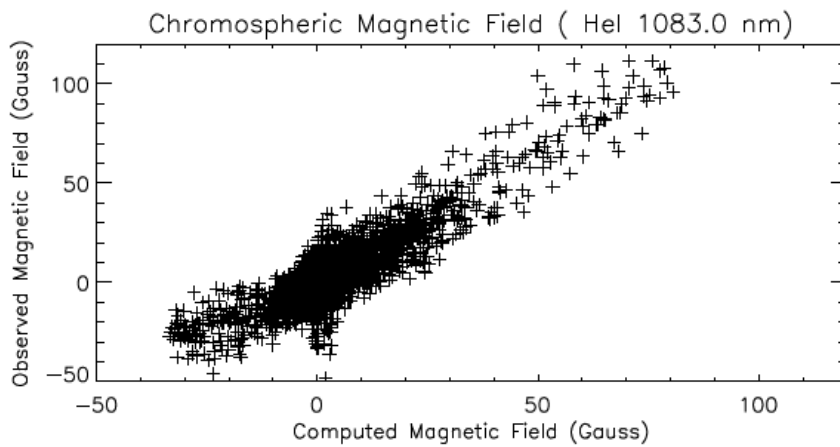


図 3 : 図 2 の活動領域での彩層観測磁場と、対応する観測光球磁場からポテンシャル近似で求められた彩層磁場の相関図。

乗鞍コロナ観測所の気象観測

入江 誠・斉藤守也

乗鞍コロナ観測所での気象観測は観測所創設の1949年(昭和24年)から行われてきた。その当時の気象観測は、定時刻の9時と15時に天候、雲量、視程、風向、風力を眼視観測し、また百葉箱に設置した最高最低温度計で定時の現在気温、最低気温、最高気温の記録を取っていた。風向・風速については、風向風速計が設置されるまで所員の体感によって記録していた。その後1986年11月15日には自記温度気圧計が設置され、気温と気圧を連続的に記録できるようになり、1989年6月1日には気象庁検定の風向風速計が設置されて信頼できる風向・風速のデータが得られるようになった。風向風速計は厳冬期(11月～5月)になると凍結し動作不能になるので、この間の記録は体感によるものである。

これ等の気象記録の主な項目を下記にグラフ

で示す。

1) 晴天率

図1は1968～1997年の30年間の9時と15時の天候の分布を比率で表したものである。天候は「快晴」「晴れ」「薄曇り」「高曇り」「本曇り」「霧」「雨」「曇」「雪」で記録している。この2つの表から天候を見ると、9時の晴天率が15時を上回っており、このことは山岳地帯では午前中の方が天候が安定していることを物語っている。乗鞍岳で晴天率の高い月は、10月、11月、12月と4月で、その中で特に10月、11月は高い率を示している。初冬の12月が高いのは意外な結果である。逆に晴天率の低いのは梅雨期の6月、7月であった。ちなみに、ここでいう晴天とは「快晴」と「晴れ」を合わせたものである。

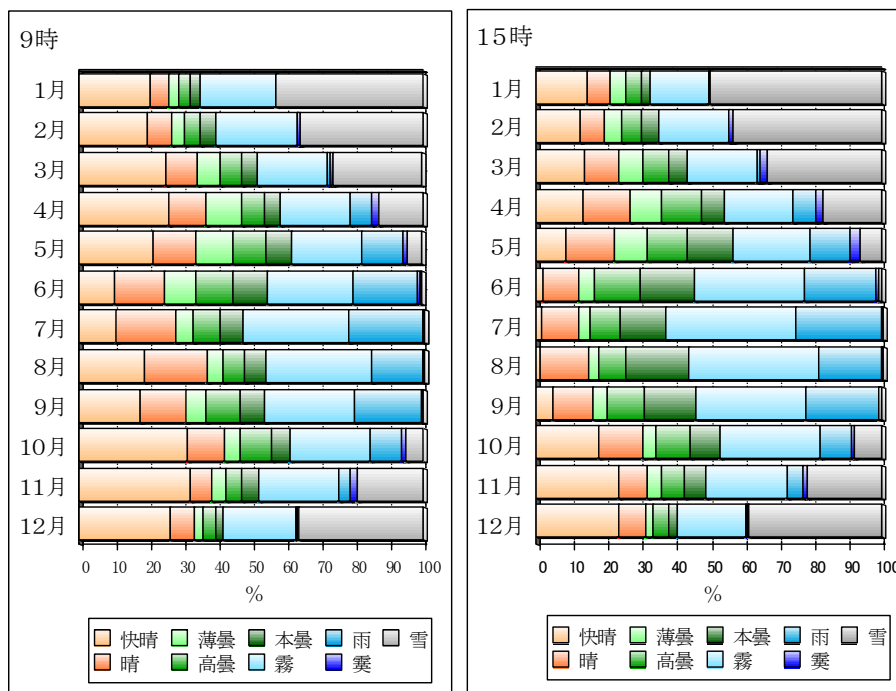


図1：月別天候分布。

2) 月別の平均気温

図2は1971年～2000年の毎日の最低気温(9時)、最高気温(15時)と平均気温を月別で平均し、それらの30年間の平均値を取ったものを表わした。

3) 冬日と真冬日

「冬日」とは最低気温が0℃未満の日、また「真

冬日」は最高気温が0℃未満の日と定義されている。これら冬日、真冬日の年日数を1968～1999年について図3に示した。冬日だけに着目すると年々、日数が減少しており、冬期の最低気温に上昇傾向がみられる。真冬日からは、その傾向は読み取れない。

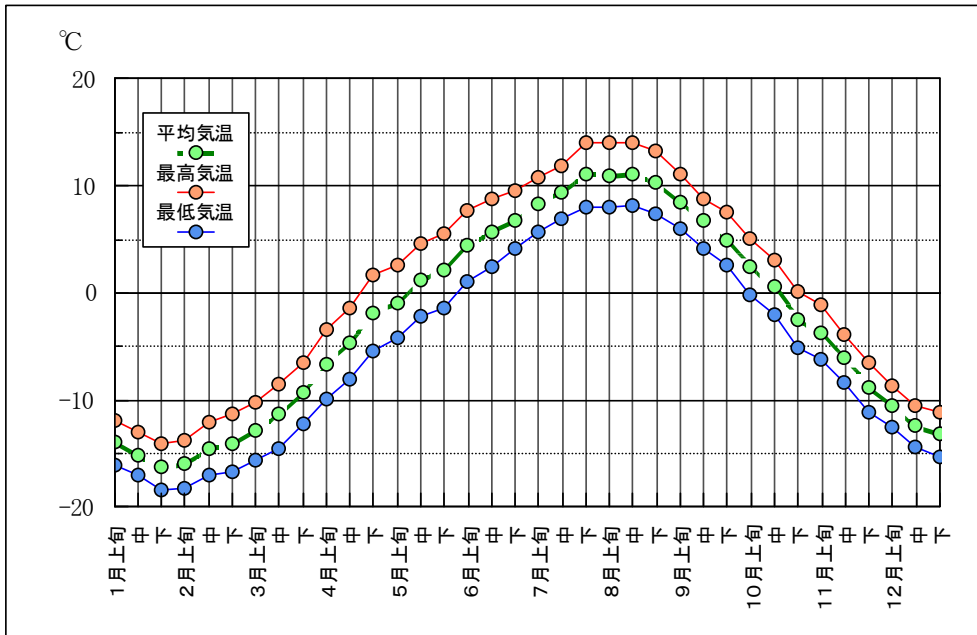


図2：月別平均・最高・最低気温。

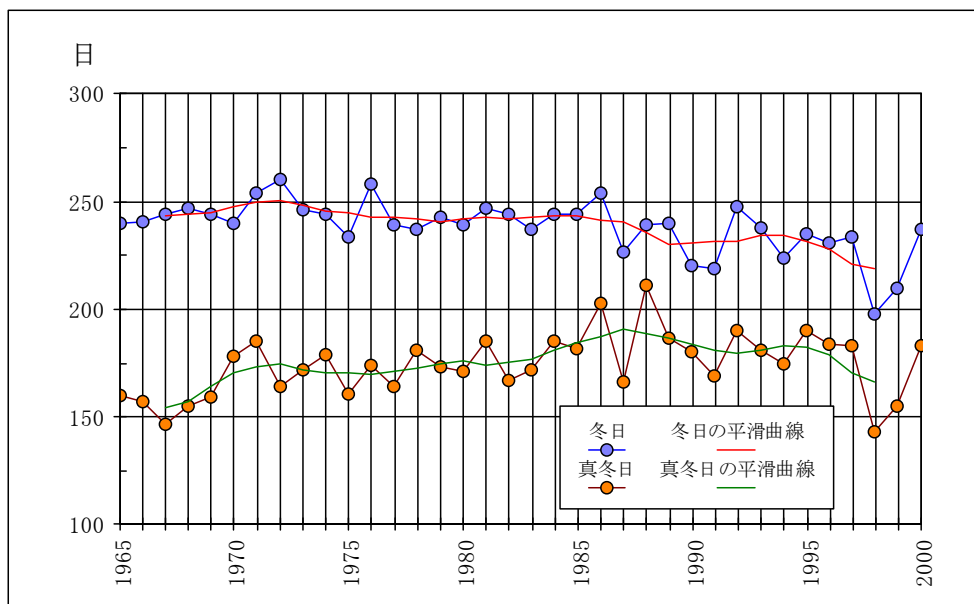


図3：冬日、真冬日の日数。

4) その他の気象記録

巻末の「資料」に、52年間(1950～2001年)の終雪日、初雪日、初雨日、終雨日、そして気温が0℃以上に上がった日、0℃に下がった日の全データを掲載している。一番下の行はそれらの平均月日を表している。表の中の「平均より」とは、平均月日に較べて何日遅かったかを表している。これらの表の終雪日、初雪日、初雨日、終雨日は観測業務日誌から調べたものである。また1950年～1969年の気温によるデータは森下の報告書[2]によるものである。

なお、1998年11月以降、観測所は冬期は無人となったが、その期間中でも外気温や所内の温度は三鷹の国立天文台からモニターし記録している。図4は2001年11月～2002年4月までの冬期閉所時の記録である。

文献

- [1] 齊藤守也、入江誠：2002, 国立天文台報, **6**, 37.
- [2] 森下博三：1970, 東京天文台報, **15**, 1.

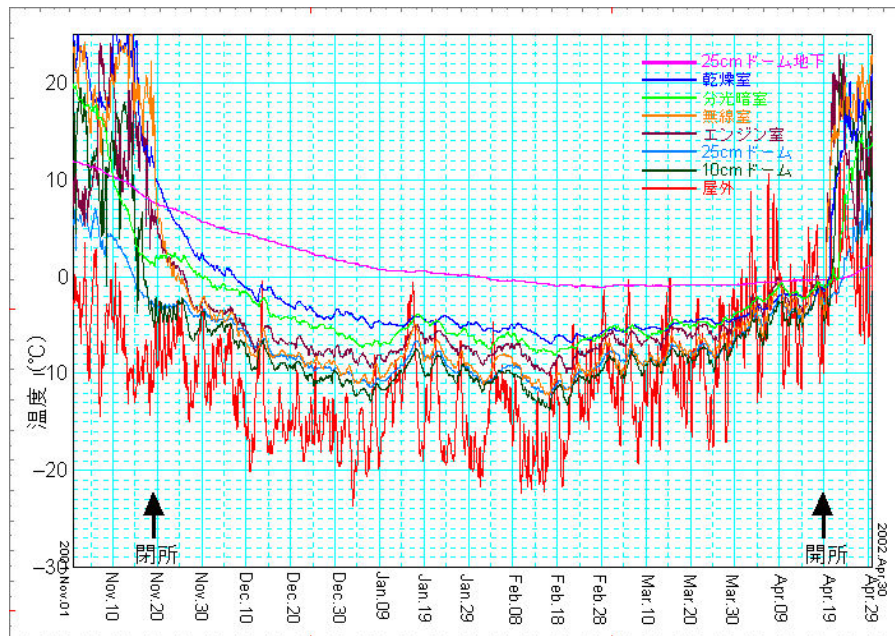


図4：冬季無人化した観測所の各所温度変化（2001年11月～2002年4月）。