

インドネシア皆既日食時の気球観測による
太陽近傍の可視光偏光の二次元分布

磯部 琇三*・平山 智啓*・馬場 直志**・三浦 則明**・狛 豊

(1986年7月25日受理)

Two-dimensional polarimetric observations of the solar
corona in the 1983 total eclipse

By

S. ISOBE, T. HIRAYAMA, N. BABA,
N. MIURA and Y. KOMA

Abstract: On June 11, 1983, an observation of the outer solar corona at the island of Java, Indonesia has been carried out at 30 km altitude using a B-15 balloon. At the optical wavelengths of 5325 Å, 5965 Å, 7200 Å, and 8015 Å, polarizations in a field of $5^\circ \times 5^\circ$ centered nearly on the sun were obtained and contour maps of them are shown. These are the first observations of the two-dimensional polarization distribution covering this wide area, although Saito and Hata (1964) obtained polarization distribution within $3 R_\odot$ using photographic technique.

Excesses of polarization were found in the ecliptic plane between $4 R_\odot$ and $5 R_\odot$ as already reported in the paper by Isobe et al (1985, hereafter referred as Paper I) and in the location of a coronal stream. These results are compared with different kinds of previous observations and theoretical calculations. High polarization at the coronal streamer is mainly caused by coronal electron. However, since the difference of the polarization degree of about 5 percents between the observed wavelengths does not appear only in this streamer but also in the extended outer region, dust grains in the region extending from the ecliptic plane

* 東京大学東京天文台

** 北海道大学工学部

contribute in some percents to the high polarization degree in the streamer. The polarization excess in the ecliptic is considered to be due to an enhanced distribution of dust in a ring or a thick wide band around the sun. This conclusion is consistent with infrared observations, including the one obtained by Mizutani et al (1984) who launched their instrument on the same gondola with our instrument.

Key words : F-corona, Interplanetary, dust, Polarization, Solar dust ring.

1. はじめに

太陽系空間には、多量の惑星間塵が存在していて、いろいろな方法で観測されている。黄道光は太陽系円盤に広がる惑星間塵に、太陽の光が反射したもので、反射光のスペクトル分布から、その組成についての議論がなされている。惑星探査機に積まれた塵測定器によって、塵粒子の質量に対する数の割合が求められたりしている。さらに月表面のマイクロレータを調べて、塵測定器では測れない位の微粒子の数の割合が求められている。(refer to review papers of Blackwell, Dewhirst, and Ingham 1967 and Leinert 1975) これらの観測によって、惑星間塵の組成、サイズ、形、分布についての議論がなされているが、まだ十分の精度で確定できていない。

惑星間塵も太陽のまわりをまわっており、太陽からの光による放射圧を受けるとポインティング・ロバートソン効果によって、惑星間塵は徐々に、太陽の方向に近づいていく。この効果は塵のサイズが小さいほど大きく、惑星間塵のサイズが小さいほど大きくなっていて、惑星間塵のサイズである数十ミクロン程度では、地球軌道あたりから太陽近傍まで近づくのに数十万年しかかからない。惑星間塵は太陽に近づくとき高温になり、気化してサイズが小さくなり、その距離は塵の組成などによって大きく影響される。このように、塵粒子の昇化という物理的な性質を観測する事は、その組成を決める上で重要なことである。

これまでに、赤外線観測(Peterson 1967, MacQueen 1968, Mankin and MacQueen 1974)によって、太陽から $4 R_{\odot}$ (R_{\odot} は太陽の角半径) の所に赤外線放射の強い部分が見つけられていて、この領域に惑星間塵が多量に存在していることを示した。しかし、これらは波長 2.2 ミクロンの一波長での観測であるために、塵のその他の性質に関する情報を十分与えることはできなかった。舞原たち(1984, 1985)は本論文の観測器を載せた同じ気球によって、赤外 4 波長での観測を行い、この領域にはオリビン(かんらん石)の微粒子が多量にあると主張している。

本論文の観測は、可視光 4 波長での二次元画像を得、太陽近傍における偏光分布を求めた。赤外線においては、塵粒子からの熱放射を観測しており、粒子の吸収係数に関する情報を求めることができる。一方、可視光では、塵粒子の散乱光を観測しているので、粒子の散乱係数に関する情報が得られる。この両方の観測をすることにより、塵の組成などをより明らかにできるので、可視光観測を行う事は、非常に重要である。

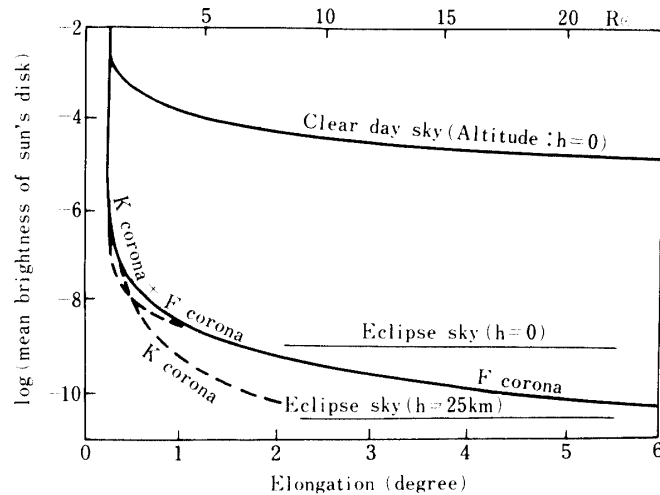


図 1 太陽コロナおよび背景光の分布，太陽面上を 1 とした明るさで示してある。

地上から，太陽中心から $3 R_{\odot}$ 以上離れた所を可視光で観測することは，空の背景光の変化が激しいので，その補正に不確実性が入ってきて非常にむずかしい。このような困難を除くために，観測装置を気球に載せて，30 km 上空で観測を行った。1983 年 6 月 11 日にインドネシア・ジャワ島を通過した皆既日食時に，上空の SIT テレビカメラによって，2 分 20 秒間のコロナ画像を採取することができた。

本論文においては，2 節で観測に使った装置について，3 節で整約方法とその結果について，4 節で他の観測との比較について記す。

2. 観測方法

太陽コロナは，太陽光をコロナ電子が散乱する成分と惑星間塵が散乱する成分の二つからなっている。それぞれの成分を，K コロナと F コロナと呼んでいる。コロナの太陽に近い部分では，K コロナ成分の方が F コロナ成分よりも明るい，外に向うにつれて，F コロナの相対的な強度が強くなり，太陽角半径 (R_{\odot} で示す) の 3.5 倍位より外側では，それらの強度比は逆転している (例えば，van de Hulst 1953 を参照)。幸いにも，私達の関心のある星間塵が昇化する場所は $4 R_{\odot}$ 近傍にあることが，これまでの研究で判ってきている。Peterson (1967) やその他のグループが見つけた赤外線強度の強い部分は $4 R_{\odot}$ であり，Mukai and Yamamoto (1967) やその他のグループの理論計算でも， $4 R_{\odot}$ 近傍で，惑星間塵が昇化することが示されている。そして，この意味において可視光で， $4 R_{\odot}$ 周辺に貯った惑星間塵を検出できる可能性がある。

一方， $4 R_{\odot}$ 領域におけるコロナの輝度は，皆既日食時においても空の背景光よりも暗く，地上での観測はむずかしい。背景光を減らすには，気球やジェット機を使った高高度での観測を行う必要がある。私達は，1983 年 6 月 11 日にインドネシア・ジャワ島を通った皆既日食の時に， 15000 m^3 気球 (B-15) を高度 30 km に打ち上げて観測を行った。気球の放球

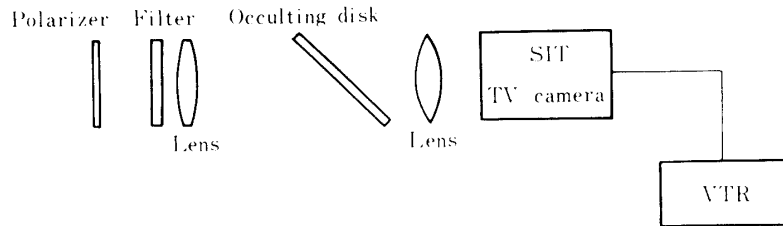


図 2 可視光偏光観測装置のレイアウト (本文参照)

表 1 観測に用いた 4 枚のフィルターの特性

wavelength	transmission	half width	relative ¹ intensity	scattering ² efficiency	relative ³ intensity
5325 Å	88 %	250 Å	2.76	1.87	1.14
5965 Å	86 %	260 Å	2.51	1.68	0.97
7200 Å	75 %	400 Å	2.09	1.38	0.87
8015 Å	88 %	370 Å	1.70	1.25	0.69

- 1) relative intensity of the sun.
- 2) scattering efficiency of small particle.
- 3) relative intensity expected to be detected.

および取り扱いについては、Tanabe et al (1984)に詳しく記されている。

受光器としては、SIT・TV カメラを用いた。その第一の理由は、30 km 上空でもわずかにある背景光の変動を除去するために、 $5^\circ \times 5^\circ$ という広い視野を同時に撮るためである。第二の理由は、皆既日食時に、望遠鏡を目的の方向に向けておくための補助的な役目を果たすために、二次元画像を得ることである。観測装置の配置は図 2 に示されているようである。SIT・TV カメラのダイナミックレンジは 10^3 である。内部コロナの明るすぎる光を弱めるために、透明な平行ガラスの中央 $3.5 R_0$ に相当する部分の減光作用をするために、アルミの蒸着がされている。この板は、光軸に対して 45° の傾きに置かれており、これが、全体として観測位置による偏光を生じさせた。整約の時には、非偏光の光を同じシステムで受光して、装置による偏光を補正したので、精度を約 1% にすることができた。

140 秒の観測時間に、二つの円盤を回転させた。偏光盤は、1 個所に 1.7 秒ずつ固定し、8 位置に次々と移動させ、4 枚のフィルターのそれぞれで、15 秒間固定された。その結果 4 波長に対して、それぞれ 2 組の偏光観測が行われた。表 1 に、観測波長などの特性が示されている。すべてのデータは、気球に積まれたビデオ・レコーダーに記録されていて、それが後に解析に使われた。ビデオ・レコーダーが回収できない場合を考慮して、11 本の走査線のデータのみを地上基地に電波で送ったが、幸い、使わなくてすんだ。部分食の状態では、望遠鏡の前面にニュートラルフィルターを挿入して、SIT・TV カメラで、太陽像をモニターできるようにした。皆既日食直前に太陽像を画面中心に置き、皆既日食中は地

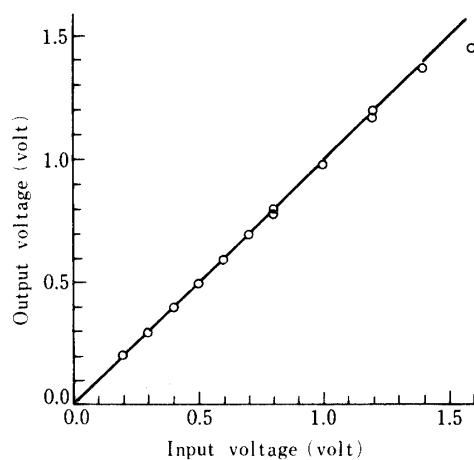


図3 ビデオ・レコーダーの入力信号と出力信号の関係

磁気センサーを使って、ガイドする予定であった。しかし、遮蔽板から10'離れた所にしかセットすることができなかった。このため、内部コロナの光が遮蔽板の外側にあふれて、短波長側の三つの波長では画面の一部が、過露光のため使えなくなってしまった。

3. 整約と結果

観測にはビデオ・レコーダーが用いられた。気球観測であるので、軽量で高画質のものとして、SONY SL-F1を採用した。重量は4.2 kgで、記録データの直線性は、図3に与えられているように、1%精度として十分のものであった。1/60秒毎に一つの画面が得られる。これらをそのまま記録していたのでは、後の整約に困難が起こるので、各画面を

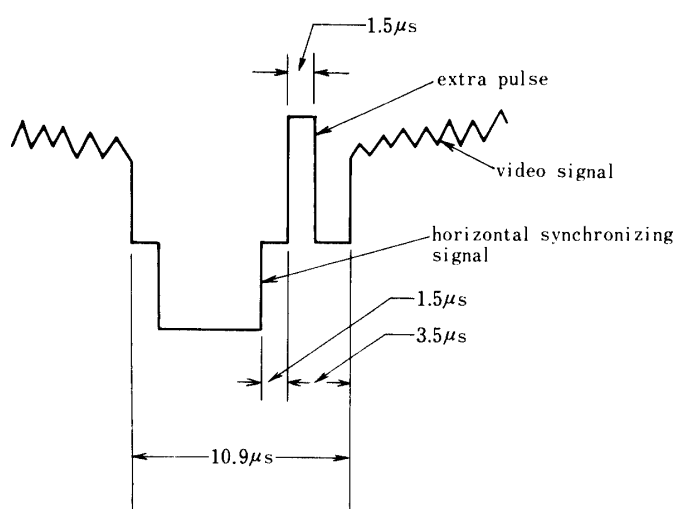


図4 画面同定用に挿入する信号パルスの位置

同定するための信号も同時に記録されている。ビデオ信号は、128本の走査線があり、各走査線の最初の部分に、水平同期信号が入っている。この部分に1パルスのON/OFF信号を図4のように重ねあわせると、合計128ビットのデータを各画面に書き込むことができる。実際には表2のような96ビットのデータを記録された。

140秒分のデータは、 $256(\text{ピクセル}) \times 256(\text{走査線}) \times 30(1\text{秒当りの画面数}) \times 140(\text{秒}) = 3 \times 10^8$ (データ)となり、そのまま取り扱うには数が多すぎるので、フィルターと偏光盤の位置が同じ画面のものを、表2に示した同定信号を使って拾い出し、16ビットのフレームメモリーで加算したものをデータとして使った。このようにして得られた強度分布の例が図5に示してある。このデータの雑音のクリーニング後のコントラスト図が図6に示されている。さらに、斜めの遮蔽板によるゴースト像と、過飽和光の影響による部分が図中に示されていて、この領域の偏光値は正しい値ではない。

図7から図10に、各波長での偏光分布が示されている。図11に、図10の波長8015Åに対する偏光分布と偏光方向の分布が示されている。図中の各点の長さや方向は、偏光強度と偏光方向である。FコロナもKコロナも、太陽光の散乱光であるので、偏光方向は、太陽からの動径方向に直交しているはずであり、観測結果もよく対応している。

表2 ビデオテープ上に挿入された信号パルスの内容

Channel	Items
1	Video Synchronization
2	Frame counter (high bits)
3	Frame counter (low bits)
4	Position of polarizer
5	Position of magnetic sensor
6	Position of shutter
7	Voltage of electric supplier
8	Azimuth of solar sensor
9	Elevation of solar sensor
10	Brightness of solar sensor
11	Positions of filters
12	Status (8 items)
Status	Items
1	SIT field : 1 st field or 2 nd field
2	SIT gain
3	Data transfer mode 0 : ON or OFF
4	Data transfer mode 1 : ON or OFF
5	Data transfer mode 2 : ON or OFF
6	Evacuation volve : ON or OFF
7	VTR recorder : Start or Stop
8	Command : Mode 1 or 2



図5 ビデオ・テープから再生した日食時の輝度分布

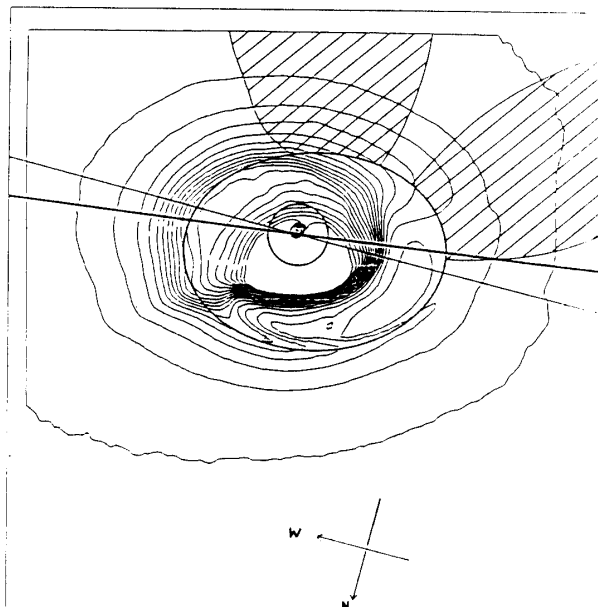


図6 波長 8015 Å での輝度分布，コンター・スケールは任意のレベルのものである。中心の円が太陽でそれを取り囲む円が遮蔽板によるものである。斜線のある部分はゴースト像があつて使えない所である。太線は黄道面，細線は太陽の赤道面を示す。方角は図の下に示してある

4. 他の観測との比較

観測された光を F コロナと K コロナに分離することは、むずかしい。両者を分離する主な方法は、太陽光と散乱光のフランホーファー線の連続光に対する強度比を比べることである。(Bluckwell and Petford 1966)。今回の観測では、両方の成分を合わせた強度を求

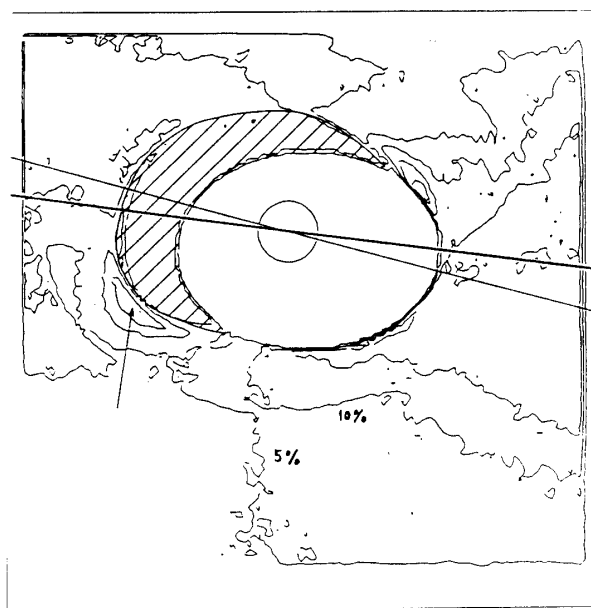


図 7 波長 5325 Å での偏光度分布，斜線の部分は過露光によって使えない部分である．矢印の部分は偏光の大きい領域（本文参照）

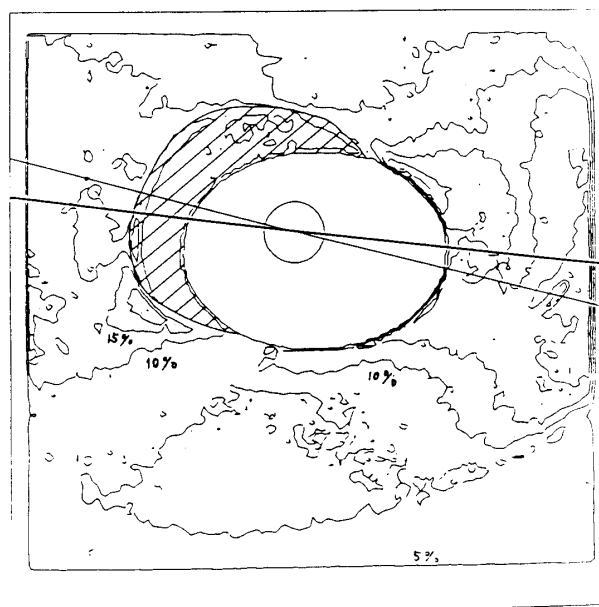


図 8 波長 5965 Å での偏光分布，その他は図 7 と同じ

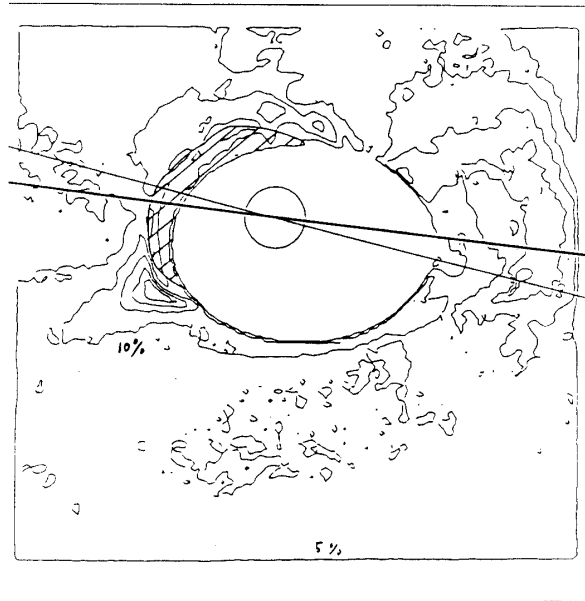


図 9 波長 7200 Å での偏光分布, その他は図 7 と同じ

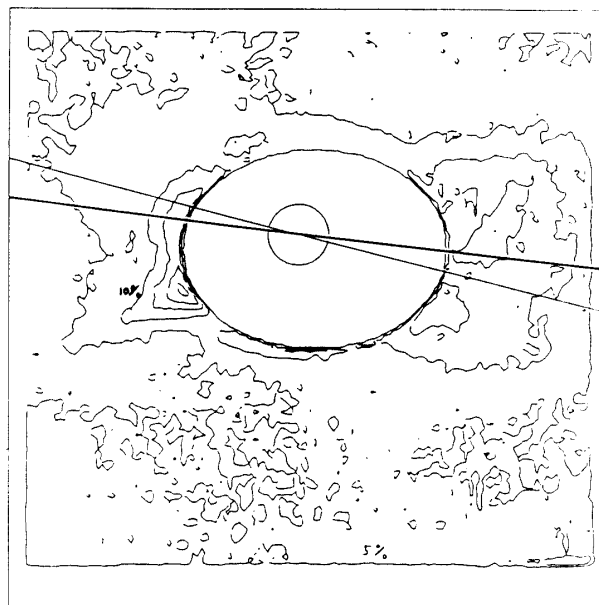


図 10 波長 8015 Å の偏光度分布, 図 7 の矢印に対応する部分と黄道面の 4 R_☉の部分に偏光度が高い値が見られる。

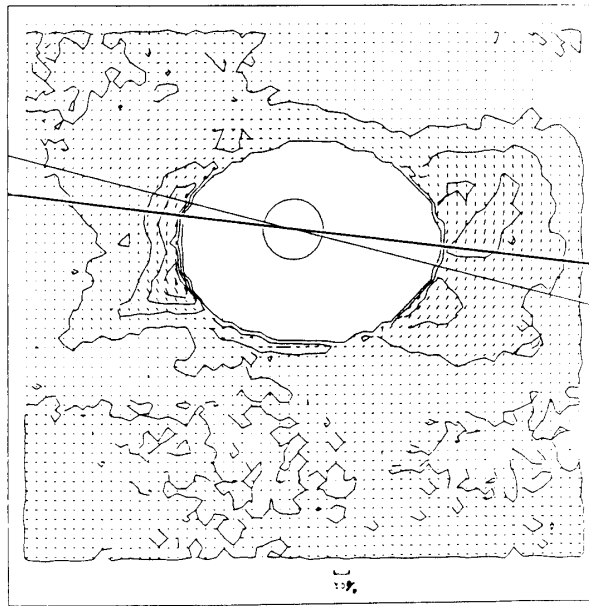


図 11 図 10 の各偏光度と方向を矢印で示してある

めているので、F コロナと K コロナの成分を分離することはできない。Van de Hulst (1953) はいろいろの論文のデータから、 $1 R_{\odot}$ から $10 R_{\odot}$ における F コロナと K コロナの強度比を求めて、コロナル・ストリーマーの部分を除いて、 $3.5 R_{\odot}$ より外側では F コロナの方が強い事を示している。

内部コロナでは自由電子による散乱光が強く、その偏光度は波長に依存しないものである。一方、外部コロナでは偏光度が高い K コロナと偏光度が低くしかも波長依存性のある F コロナの光が合わさったものになっている。

F コロナは惑星間塵の散乱光であり、その数と散乱角によって偏光度が決まっている。通常惑星間塵は太陽と地球の間であって散乱角も小さいので、その偏光度は 0% と仮定して、計算される。しかも、太陽半径 (r_{\odot}) の 4 倍の所であって、 $4 R_{\odot}$ の方向にある惑星間塵の散乱角は 90° 近くになり、一定値以上の偏光度を持つ。 $4 r_{\odot}$ より内側では、太陽光によって温められ惑星間塵が存在できないことは理論的に計算されている。(Röser and Stande 1978, Mukai and Yamamoto 1979) このような粒子は偏光度の波長依存性を持っている。

図 7 から図 10 を見ると、偏光度が高い部分が 2ヶ所あることが判る。一番目は黄道面上の $4 R_{\odot}$ から $5 R_{\odot}$ の部分で、もう一つは黄道から北に 40° 離れた方向で $5 R_{\odot}$ から $7 R_{\odot}$ に広がる部分である。後の領域の波長依存性を求めると図 12 のようになり、偏光度が明らかに波長によって変化していることが判る。

先にも示したように、偏光の波長依存性は、散乱体が惑星間塵である場合に期待される。しかし、二番目の領域は黄道面から離れており、しかも惑星間塵の量が増えている $4 r_{\odot}$ より離れた、 $6 R_{\odot}$ から $7 R_{\odot}$ にあたっている。二番目の領域外で黄道面から離れた領域を見ると、5% 程度の偏光で波長による偏光値の変化が見られ、これらは、惑星間塵の散乱光によ

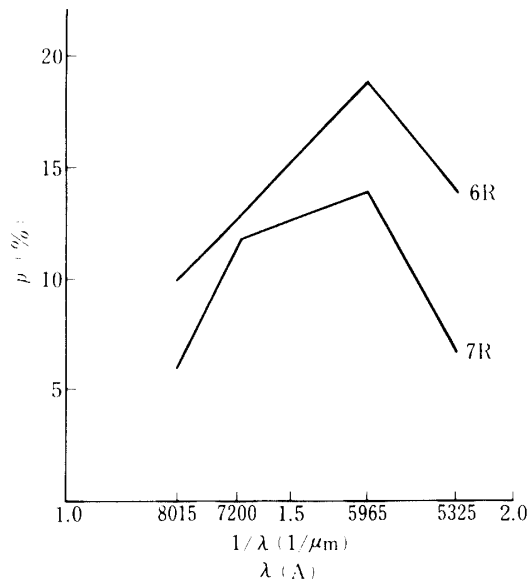


図 12 図 7 の矢印の部分の偏光度の波長依存性が示されている。

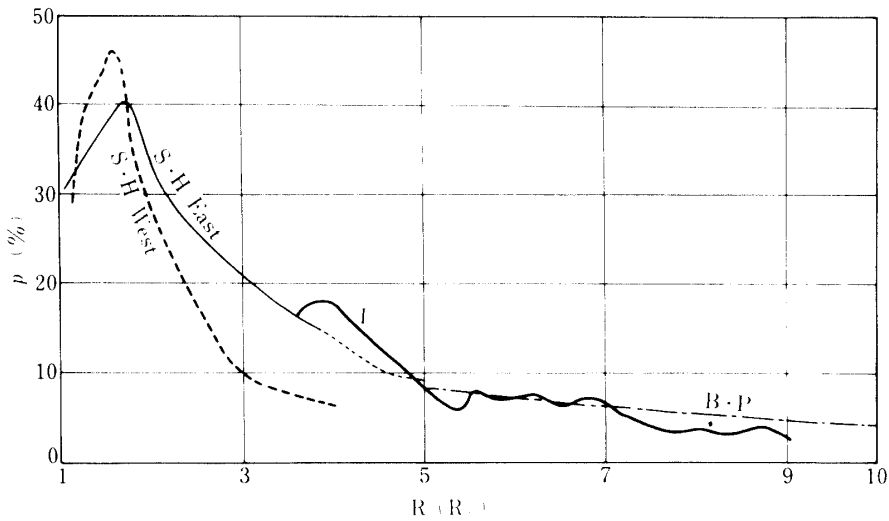


図 13 黄道面に沿った偏光度の分布, S-H は Saito and Hata の観測で B-P は Blackwell and Petford の観測である. I の実線がこの観測の結果である

っていると考えられる。二番目の領域ではこの偏光によって、波長依存性のない成分が重なった形になっている。これは、この領域にはコロナル・ストリーマーが達している、電子による散乱が強くなっていると考えられるのが良いであろう。

残念ながら、一番目の領域の波長依存性のデータはないので、太陽から動径方向の偏光分布を図 13 に示した。Blackwell and Petford(1966)と Saito and Hata(1964)のデータ

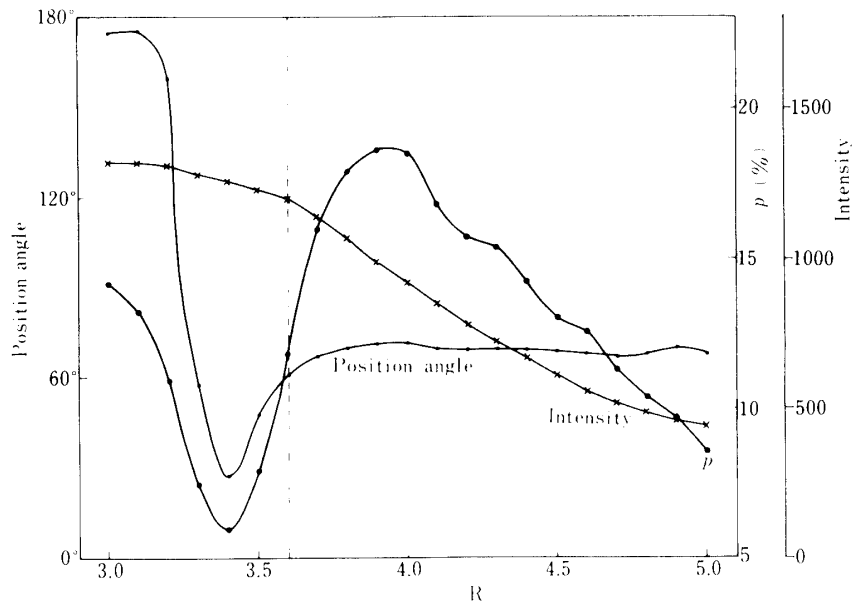


図 14 黄道面に沿った偏光度 (●印), 偏光方向 (・印) 強度 (×印) の分布, $3.6 R_{\odot}$ の所が遮蔽板の位置に対応している。

も同じ図に示してある。 $4 R_{\odot}$ から $5 R_{\odot}$ で偏光度は 17% から 10% に減っている。 $3.6 R_{\odot}$ での偏光度の飛びは、遮蔽板によるものである。遮蔽板の影響がどこまで達しているかを調べるために、強度、偏光度、偏光角を図 15 に示した。偏光角は、 $5 R_{\odot}$ から $3.7 R_{\odot}$ までほとんど一定で、しかもその部分では強度も、直線的に増加している。 $3.7 R_{\odot}$ から大きく変化し始めているので、これより内側では遮蔽板の影響があると考えられる。そして、図 14 の $4 R_{\odot}$ 近傍にある偏光度の山は実在するものであることが判る。さらに、この領域から黄道面から直角の方向に伸びる高偏光度部分の存在も、本物である。

$4 R_{\odot}$ から $5 R_{\odot}$ における偏光度の山は、 $4 r_{\odot}$ から $5 r_{\odot}$ のこの方向にある惑星間塵の散乱角が 90° 近いので、起こると考えると、赤外線観測などと一致した解釈になる。

今回の観測では、 $8 R_{\odot}$ までのデータが与えられているのみである。黄道光の観測を使って、Leinert (1975) は各方向の偏光値を求めている。それによると、 60° で最大値 20% になり、 10° ($40 R_{\odot}$) で 13% まで減り、それを外挿すると、 $8 R_{\odot}$ では 10% と、今回の観測と一致する値になる。 $5 R_{\odot}$ では再び 15% になっている。黄道面と直角方向では偏光度が小さく、惑星間塵の数の増大は見られないので、惑星間塵の多い部分は、太陽のまわりの環または厚いベルトのようになって取り巻いていることになる。この事により、太陽のまわりの塵は、軌道傾斜角がいろいろである長周期の彗星から供給されているとは考えにくい。半径 1 mm 以下の塵は、ポインティング・ロバートソン効果で太陽に近づく時間では比較的短いので、もし長周期彗星からきた塵が太陽のまわりにあれば、球殻状になると考えられるからである。

この論文は、東京天文台、宇宙科学研究所、京都大学理学部、インドネシア宇宙航空局

の共同研究によって進められた結果である。この研究は、文部省からの各種の基金援助によって行われた。この研究を進める上で、多くの機関および個人の方々にお世話になった。

参 考 文 献

- Blackwell, D. E., Dewhirst, D. W., and Ingham, M. F., 1967, *Adv. Aston Astrophys.*, **5**, 1.
Blackwell, D. E. and Petford, A. D., 1966, *Monthly Not. R. Astron. Soc.*, **131**, 399.
Leinert, C., 1975, *Space Sci. Rev.*, **18**, 281.
MacQueen, R. M., 1968, *Astrophys. J.*, **154**, 1059.
舞原俊憲, 水谷耕平, 広本宣久, 高見英樹, 長谷川博一, 1985, 宇宙科学研究所報告, 特集第13号, 129頁。
Mankin, W. G. and MacQueen, R. M., 1974, *Astron. Astrophys.*, **31**, 17.
Mizutani, K., Maihara, T., Hiromoto, N., and Takami, H., 1984, *Nature*, **312**, 134.
Mukai, T. and Yamamoto, T., 1979, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **31**, 585.
Peterson, A. W., 1967, *Astrophys. J.*, **148**, L 37.
Roser, S. and Staude, H. J., 1978, *Astron. Astrophys.*, **67**, 381.
Saito, K. and Hata, S., 1964, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **16**, 240.
Tanabe, H., Isobe, S., Akiyama, H., Koma, Y., Okabe, Y., Nishimura, J., Maihara, T., Mizutani, K., Soegijo, J., Hariadi, T. E., Indrawan, S., Mulyana, W., and Suroto, W. R. 1984, in *Proceedings of COSPAR, Symposium No. 7, Advances in Ballooning Science and Technology*, in press.
Van de Hulst, H. C., 1953, in *The Sun*, ed. G. P. Kuiper (The University of Chicago Press, Chicago), p. 207.