

インドネシア日食気球による太陽近傍の
ダスト雲の熱輻射と偏光の観測*

舞原 俊憲**・水谷 耕平**・廣本 宣久**
高見 英樹**・長谷川博一**

(1985年5月31日受理)

Photometric and Polarimetric Observations of the
Circumsolar Dust Cloud in the 1983 Total Eclipse

By

T. MAHHARA, K. MIZUTANI, S. HIROMOTO,
H. TAKAMI and H. HASEGAWA

Abstract: During the totality on June 11, 1983 in East Java, Indonesia, we made a near-infrared photometric observation of the solar corona using a stratospheric balloon which was successfully launched by a joint team of ISAS, Japan and LAPAN, Indonesia.

The surface brightness distributions in four near-infrared bands: at 1.25, 1.65, 2.25 and 2.8 μ m, have been obtained in the outer coronal region roughly along the ecliptic plane. Polarization at 2.25 μ m has also been obtained. Noticeable excess emissions superposed on the strong coronal background emission have been recorded in the scan profiles at 1.25 and 1.65 μ m at about 4 R. from the sun. From the observed spatial distribution, the excess component which can be attributed to the thermal radiation of large ($\sim 100\mu$ m in radius) olivine-like particles appears to originate in a circumsolar dust ring approximately in the ecliptic plane.

* 宇宙研特別事業費による研究論文

** 京都大学理学部

1. はじめに

惑星間塵の形状(大きさ)や空間分布,そして組成等についての情報を得る方法の1つは,太陽近傍の空間で高温に熱せられた蒸発(昇華)前の粒子の赤外線輻射を測定することである。その方法のメリットは,塵粒子を作っている物質に特有の昇華温度に相等する場所に,粒子密度の高まりが起こること,そしてその輻射のスペクトルは,塵の組成やサイズを反映した光学的特性を直接的に示すと期待されるからである。

実際に太陽のすぐ近くの領域における塵の雲の熱輻射を測定するためには,太陽自身の 10^9 のオーダー明るい輻射成分の影響を受けない条件のもとで観測することが必要である。それを可能にする1つの方法は皆既日食時に近赤外域のコロナの輝度分布を測定することであり,これまで何度か観測が試みられ,実際に $2.2\mu\text{m}$ での超過輻射の存在が約 $4R_{\odot}$ 付近に検出されている(Peterson 1967; MacQueen 1968; Peterson 1971)。しかし比較的最近の日食観測で超過輻射が観測されなかった例もある(Rao et al. 1982)。一方,もう1つの方法は,一種のコロナグラフを高々度の気球に搭載して,外部コロナの近赤外輝度分布を測るという観測方法もあり,MacQueen(1968)は, $2.2\mu\text{m}$ における超過輻射の空間

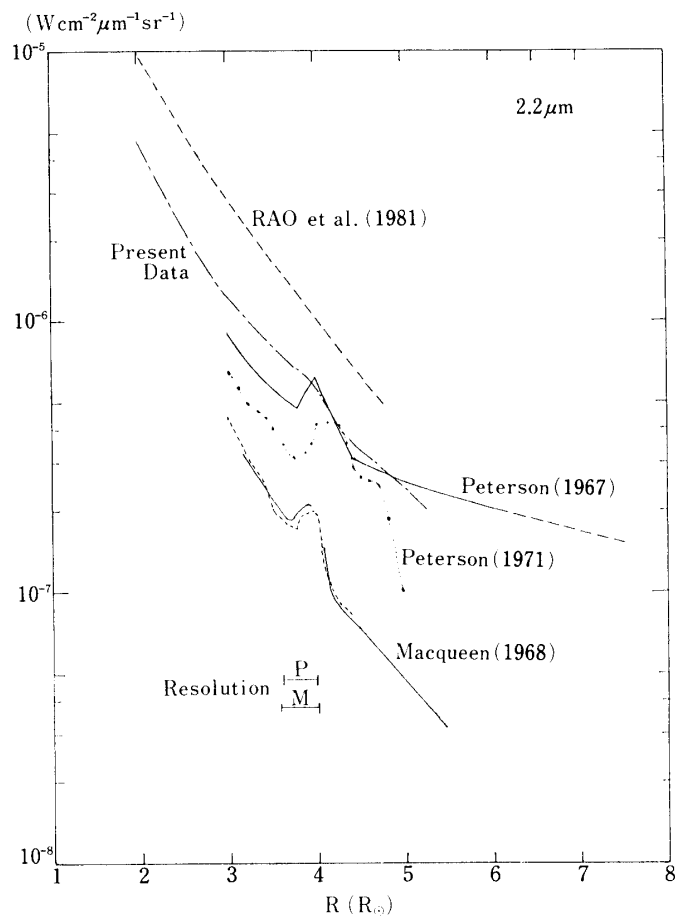


図1 波長 $2.2\mu\text{m}$ のコロナ輝度分布

分布を詳しく測定している。この超過輻射成分のスペクトル的な情報としては、Peterson (1972)の観測があるが、薄雲を通しての地上観測のため、論文の形の公表はされていないが、 $2.2\mu\text{m}$ のほか、 $1.65\mu\text{m}$ における超過輻射成分の値も一応求められており、それらの2つの輻射強度比に基づいた温度の推定も行われている。図1には、これら過去の何度かのコロナの赤外観測によって得られた $2.2\mu\text{m}$ 輝度分布を示した。フラックスの絶対値にはかなりのバラツキがあり、その点でも正確な観測が重要である。

我々は、上記のように、過去の観測で検出されたことのある、約 $4R_{\odot}$ における塵雲の輻射の性質をより詳しく調べるため、インドネシア日食の機会に、気球に搭載したスキャン型の測光器による近赤外域のエネルギースペクトルと、特に $2.2\mu\text{m}$ における偏光度の測定を行うことを試みた。気球高度では、大気や雲等の吸収・散乱の影響はなく、又、長波長域($>2.5\mu\text{m}$)で問題となる大気の熱輻射の混入も避けることができ、理想的な観測条件が実現される。

2. 観 測

観測装置は、口径16 cm, F/4のカセグレン型望遠鏡に、3つのビームスプリッタで同時に4波長バンドの測光が行えるように光学配置した測光器をとりつけたものである(図2)。図1において、 J, H, K, L' と名付けた各バンドは、有効波長1.25, 1.65, 2.25及び $2.8\mu\text{m}$ で、バンド巾はそれぞれ0.15, 0.20, 0.30及び $0.6\mu\text{m}$ である(図3に、検出器の感度曲線と各バンド用干渉フィルタ等をかけ合せたオーバーオール特性曲線を示す)。 $2.25\mu\text{m}$ バンドにはワイヤメッシュ型偏光板を付け、測光器の入口で0.3 Hzで回転する1/2波長板で偏光の測定ができるようになっている。ビームスプリッタで分けられた各バンドの焦点位置には、 $1\text{mm}\times 1\text{mm}$ のエレメント4個からなるアレイのPbS検出器を置いた。それらは組み込み型の超小型サーモクーラーにより素子温度は約 -50°C に保たれる。各バンドの検出器の天空上に投影した視野を、観測時の太陽位置に対する望遠鏡のスキャン径路と共に図4に示す。

観測は、1983年6月11日、ジャワ島東部のワトコセ気球基地で放球された 15000m^3 の気球により、約30 kmの高度で行われた。姿勢制御は地磁気センサーを基準信号とするリアクションホイール装置を用いて行われ、 $\pm 8''(1\sigma)$ の安定性が実現されていた。又、皆既の期間も地磁気センサーを一定の割合で回転させることにより、十分な精度で追尾が行われた。そのことは、皆既の直前と直後に高感度ビデオカメラによるモニタ画面により確認された。

近赤外測光データ取得は、皆既の間に望遠鏡のフタを開いていた約2分50秒の間、 $5^{\circ}(20R_{\odot}$ に相等)のスキャンストロークを、 $0.05^{\circ}/\text{sec}$ の割合で約1回半スキャンする間に行われた。それにより太陽の西側の輝度分布を2回、東側のそれを1回測定することができた。図4に示されているように、太陽の西側ではスキャン径路は約 7° の傾きで黄道と交差しており、後に述べるように太陽から約 $4R_{\odot}$ のほぼ黄道面上で、幾つかのスキャンプロファイルに超過輻射成分のあることが認められた。

図5は、各バンドの黄道面を約 $4R_{\odot}$ で交差するスキャンによって得られた較正された

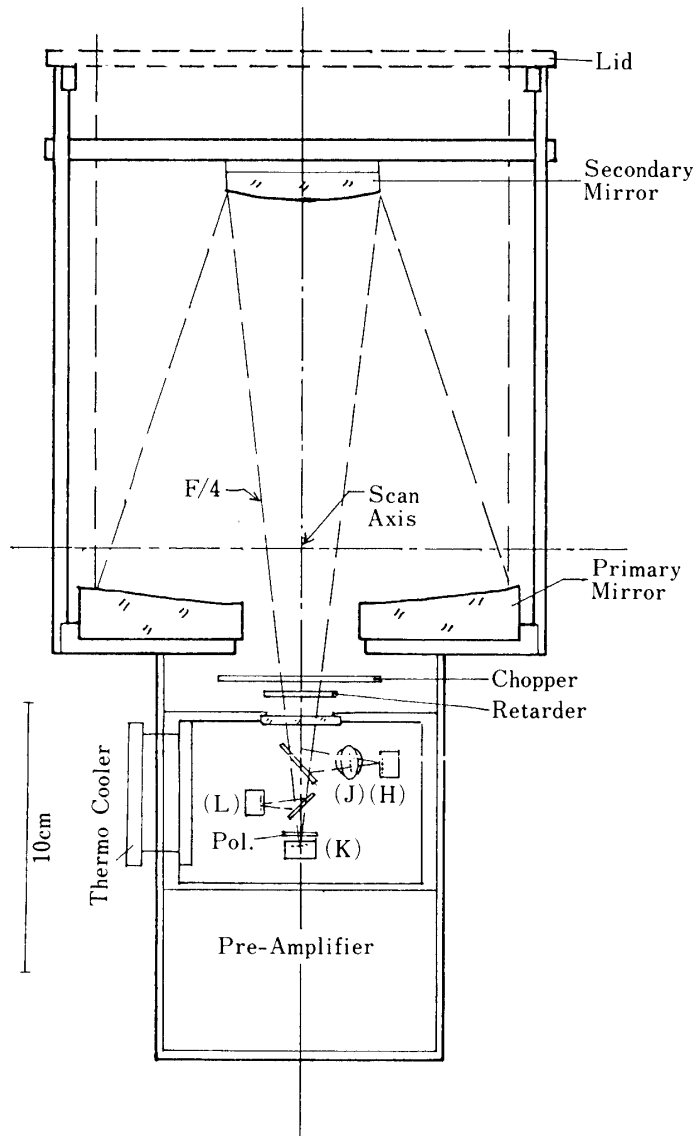


図 2 4バンド同時測光観測器

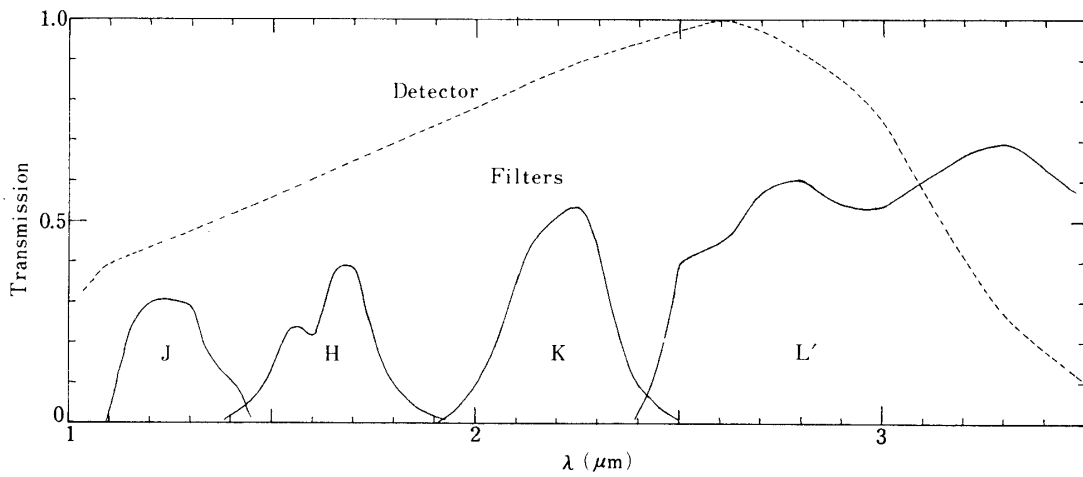


図 3 測光バンドのフィルタ特性及び検出器波長特性

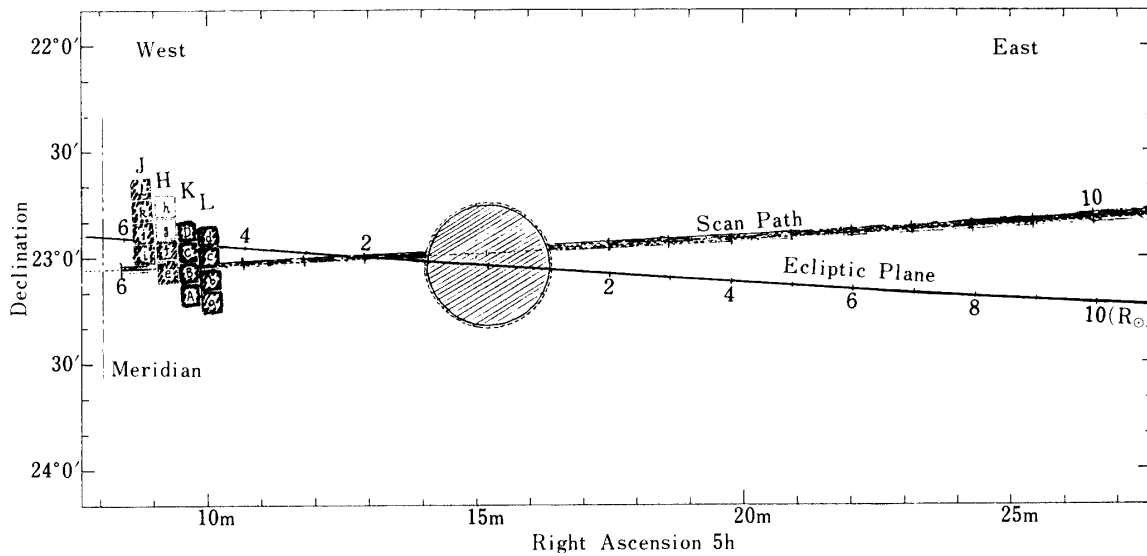


図4 スキャン径路と検出器アレイの配置投影図

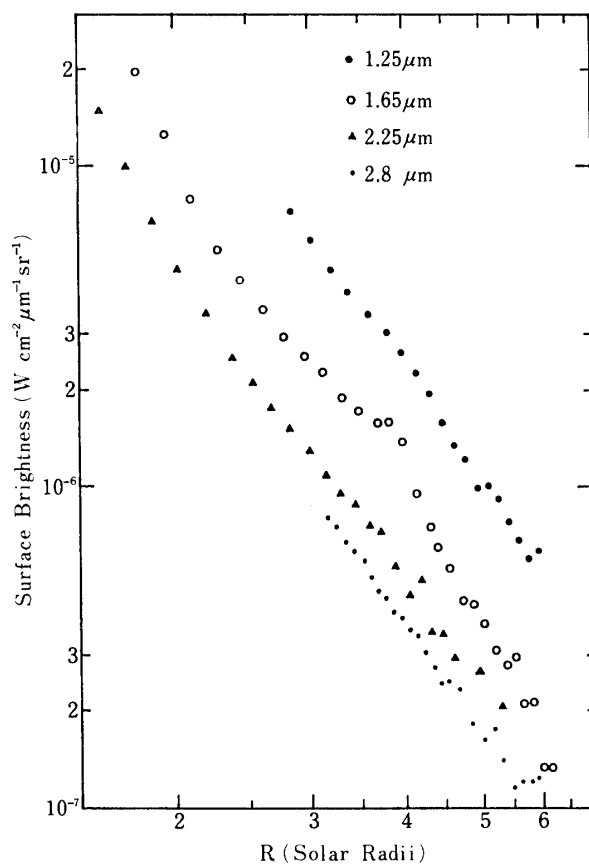


図5 各バンドの輝度分布カーブ

輝度分布図である。輝度の較正の方法は、1)室内実験において、標準黒体光源による検出器の感度と動作温度の関係を求めておく、2)観測中の検出器素子温度を測定、3)観測の前後に望遠鏡の蓋の輻射を測定、4)地上で金星及び月の輝度を測定、等を併用して行った。2.8 μm のグラフを除いてそれぞれ3.8 R_{\odot} を中心とする超過成分のあることが認められる。尚、1.25 μm と、2.8 μm のスキャンデータは、2.25 μm における偏光の測定の目的で用いた1/2波長板の回転にともなう何らかの周期的変調の影響を内部($\leq 3R_{\odot}$)の領域で少し受けているので、除いている。しかし、2 R_{\odot} くらいまで、それらのバンドの輝度をスムーズなカーブで内挿することは問題ないと思われる。

3. F コロナの赤外偏光

惑星間塵のサイズについての情報を得る有力な方法は、塵粒子による散乱光であるFコロナの輻射の赤外域における偏光度を測ることである、とBeard(1984)が指摘している。我々の観測では、波長2.25 μm のみで、しかも $R \leq 3R_{\odot}$ の範囲の比較的内側の領域だけしか十分なSN比で偏光を測定できなかったが、それでも粒子の大きさの推定に大きな制限を与えるデータが得られたので、それについてまず述べる。

測光データは、回転羽根のチョップで90 Hzに交流化された信号を周期整流して地上に伝送したが、2.25 μm 用検出器の信号は、1/2波長板の回転により、偏光成分に対する約1 Hzのモジュレーションが重畳される。そのため、2.25 μm のデータの伝送は、他のチャンネルの4倍、即ち16 Hzのサンプルレートで行った。偏光成分に対してモジュレートされたサイン波の形状を、もとの信号のランニング平均で割ったものに対して通常の最小自乗法による偏光度と位置角の決定を行った。

2.25 μm の4つの検出器によって記録された偏光度は、誤差の範囲内で太陽を中心とする離角のみの関数となり、それらを平均化することにより、偏光度V.S. 太陽離角(heliocentric distance)のグラフが得られる。図6には、太陽離角と2.25 μm での偏光度を、幾つかの検出器によって得られたものを重ねてプロットした。尚、偏光の向きも誤差の範囲内で太陽を中心とする半径方向に直交することがわかる。図6において、実線のカーブはDürst(1982)による0.6 μm の偏光データである。Dürstはこのデータに基づいてFコロナ成分の表面輝度分布を約2~5 R_{\odot} の範囲について求めている。我々は2.25 μm の偏光測定から、同様の方法により次のようにKコロナ成分を差し引くことによって、Fコロナの値を導びいた。

偏光の測定された約1.5~3 R_{\odot} の領域では、Fコロナの輝度に寄与するのは太陽から相当離れた黄道光の塵粒子による散乱角の小さな前方散乱光である。従ってその場合の偏光度は十分小さく、Kコロナの偏光に対して無視することができる(例えば、Weiss-Wrana(1983)の黄道光粒子モデルを使った散乱光の強度と偏光度の測定参照)。Kコロナの偏光は、電子によるThomson散乱を通常モデルコロナの電子密度をとって計算されており、 $r \geq 1.5R_{\odot}$ で波長によらず約60~70%となる(Van de Hulst(1950)の図8)。これらのことから、我々の測定した2.25 μm における強度の偏光の分布をもとに、KコロナとFコロナの分離を行うことができる。図7に得られたK及びFコロナの輝度分布(2.2 μm)を

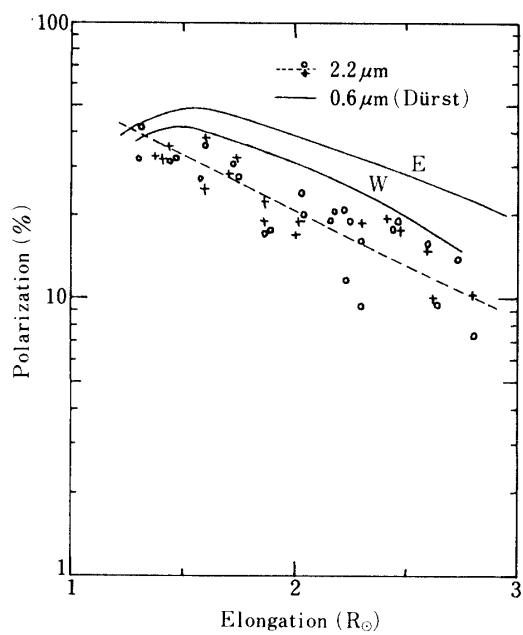


図6 K-バンドの偏光度

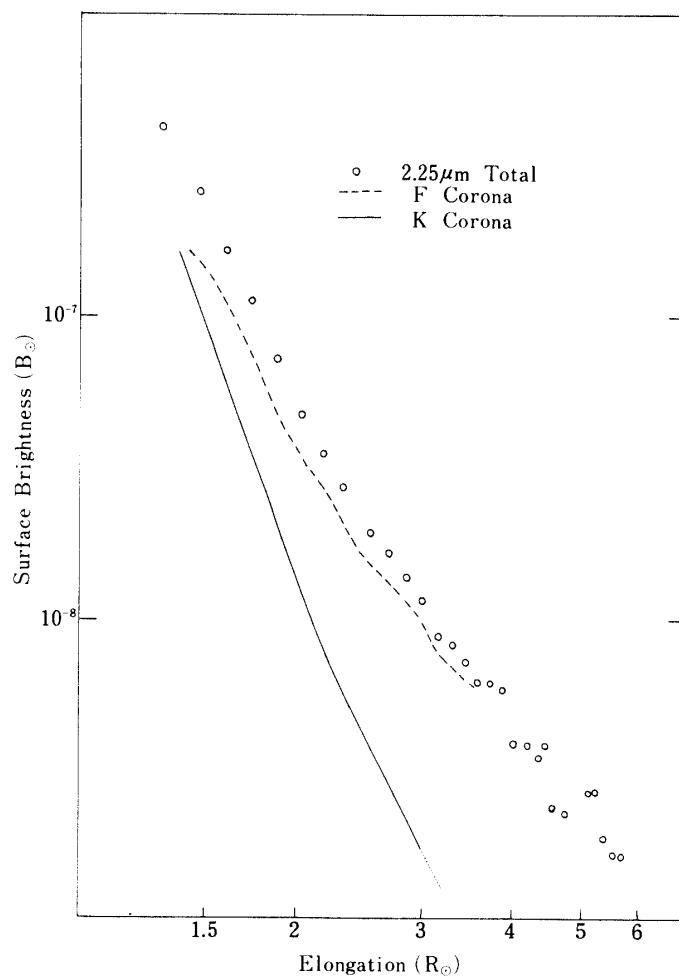


図7 K-バンドでのFコロナとKコロナ成分の分離

示す。

2.25 μm におけるKコロナの強度が決められると、他の波長におけるKコロナ成分は、太陽スペクトルに合わせることで直ちに求めることができる（電子散乱では波長依存性はおこらない）。従って、各バンドにおけるFコロナのみの強度分布を書くことができる（図8）。この図にはDürst（1982）の可視波長でのFコロナ成分も参考のため示した。この可視光のデータは1981年の日食のコロナの観測に基づいて解析が行われた結果得られたものであるが、今回の1983年インドネシア日食時にKoutchmy and Nitschelm（1984）によって測定されたコロナの輝度（ $\lambda_{\text{eff}}=0.63\mu\text{m}$ ）ともよく一致しているのので、後の議論においてもDürst（1982）の値を用いる。

図8において、たて横は太陽ディスクの平均輝度 B_{\odot} を単位にとられている。この図から直ちにわかることは、可視域に比べて近赤外域の輝度が相対的にかなり高く、しかも長波長ほどますます大きくなる傾向があることである。又、太陽離角が小さい内側の領域の方がその傾向が強い。このことは、惑星間塵による散乱光であるFコロナのスペクトルが、少なくともこのような内部の領域では太陽のスペクトルとかなり大きくずれていることを示している。このFコロナの近赤外域における幾つかの波長における輝度分布図は、今回の観測で初めて得られたものであるが、あとで示すように塵粒子のサイズを決定するのに非常に重要である。

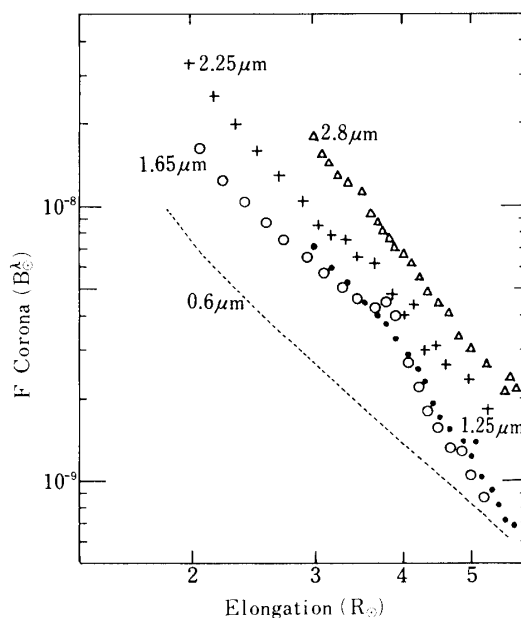


図8 各バンドにおけるFコロナ成分のみの輝度分布

図9に、Fコロナの波長分布を、太陽離角 $R \leq 3R_{\odot}$ について示す。このように長波長側で強くなる特徴的なFコロナの赤外域におけるスペクトルを説明するために、我々は粒子サイズが $a=1, 10$, 及び $100 \mu\text{m}$ (a は半径) の場合について惑星間塵による散乱の強度を、Mie散乱の公式に従って計算した(図9)。粒子・密度の空間分布は $r^{-1.3}$ を仮定した。また、 $3.5 R_{\odot}$ より内側ではダストは高温のため溶けてしまうので、いわゆる dust free zone となっていると考える。図9において、各典型的なサイズの粒子による散乱光の波長分布を観測値と比べることにより、粒子サイズは $50 \mu\text{m}$ よりも大きなものの寄与が主に効いていることがわかる。これは、粒径の大きなダストによる散乱関数が、非常に強い前方散乱の特徴をもつことに帰因している。更に散乱角の比較的大きな領域では波長依存性がなくなり、太陽スペクトルに近づくことも、大きな粒子による散乱では良く説明できる。一方、図9で計算された各粒子の散乱スペクトルに基づいて、粒径分布 ($a^{-\gamma}$) と観測された波長依存性との関係が推定できる。一般に黄道光粒子のサイズスペクトルとして $a^{-3.5}$ 程度のべき関数が提案されているが、今回観測された領域の赤外域散乱光の特性からは、べき数 γ は $\gamma \leq 2$ と推定され、小さな粒子の寄与が小さくなければからないことがわかる。

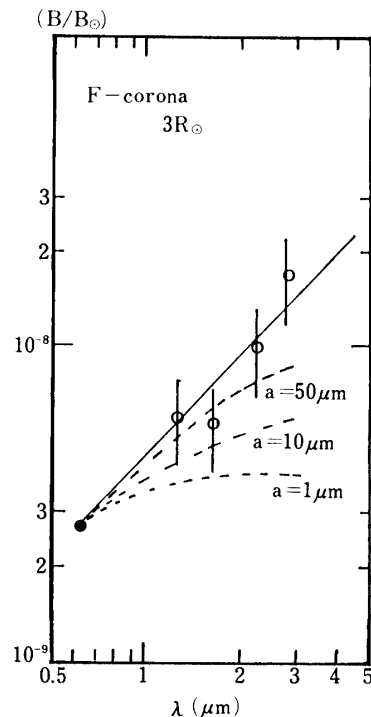


図9 $3R_{\odot}$ におけるFコロナのスペクトルとモデル計算の比較、モデルに使った粒子の屈折率 $n=1.6-0.2i, 0.6 \mu\text{m}$ のデータは Dürst (1982) による

4. 超過成分

図5に示された波長 $1.65\mu\text{m}$ の輝度分布には、 $2.0R_{\odot}$ から立ち上り $4.5R_{\odot}$ まで続いている明らかな盛り上りの成分を認めることができる。この超過成分のピークは $3.8R_{\odot}$ にあり、そこでの超過輝度は $6 \times 10^{-7} \text{ W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ と見積られる(較正の方法については2節で触れた)。

$2.25\mu\text{m}$ では明瞭なピークは検出できなかったが、 $4R_{\odot}$ 付近に小さな盛り上りのあることが認められる。その輝度は $1 \pm 0.4(1\sigma) \times 10^{-7} \text{ W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ であり、以前の Peterson (1967)の測定値 $2 \times 10^{-7} \text{ W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ 、と特に矛盾しない値といえる。 $2.8\mu\text{m}$ では $4R_{\odot}$ 領域の構造は見られない。もしピーク的な成分があるとしても $1.2 \times 10^{-7}(3\sigma) \text{ W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ 以下である。

今回得られた4バンドの観測値を、 $4R_{\odot}$ 付近における超過成分についてプロットしたスペクトラムを図11に示す。図には過去の観測で報告された値を併せてプロットした。このスペクトラムの特徴は、 $1.65\mu\text{m}$ のバンドで特に高い値を持ち、 $2.25\mu\text{m}$ 側では急激に強度が下がることで、想定される温度($\leq 2000\text{K}$)の黒体放射の形とは全く異なる。この傾向は、Peterson (1971)の unpublished data と同じである。図11のようなスペクトラムを太陽光の散乱や $T=1000 \sim 2000\text{K}$ の黒体の熱放射として単純に合われることはできないので、粒子の吸収係数(又は放射率)の波長依存性を反映していると考えらるべきであろう。

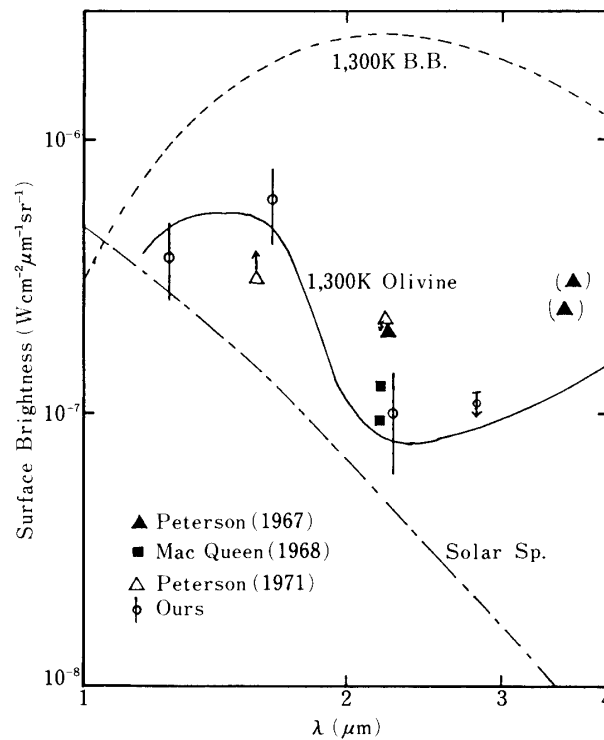


図10 $4R_{\odot}$ 領域の超過成分のスペクトル

これまで黄道光粒子の光学～赤外域の散乱特性を説明する物質として、各種シリケート鉱物、グラファイト、マグネタイト等が検討されている(例えば, Röser and Staude 1978). これらのうち、我々の測定したスペクトラムを再現する可能性のある光学的特性をもつものとして olivine がある. Olivine (かんらん石) は $0.8\sim 1.7\mu\text{m}$ にかけて強い吸収バンドがあり、 $1.65\mu\text{m}$ をピークとする今回の超過成分の特徴によく合う. 図 11 における実線のカーブは、温度 1300 K 、粒径 $a=100\mu\text{m}$ の olivine 粒子による熱輻射を示したものである. 粒径を $100\mu\text{m}$ と仮定したのは、もし小さな粒子をとると、 $1.6\mu\text{m}$ 前後の吸収バンドの効果は、散乱光成分にむしろ埋れていまって、より太陽スペクトラムに近いものになるからである.

一般に惑星間塵の粒径と組成についての情報としては、成層圏に浮遊する $2\sim 60\mu\text{m}$ のダスト (いわゆる Brownlee particle) の解析、黄道光のスペクトラムと各種のモデルとの合い方の検討がある. Brownlee particle は組成的には隕石に近く (chondritic)、大部分は黒っぽく不規則な形をした微粒子の集合体である (Brownlee 1978). 又、光学的な面からは、Weiss-Wrana (1983) は、隕石や地球上の fluffy 粒子の散乱特性を測定し、黒く不透明な $20\sim 120\mu\text{m}$ の大きさの不規則粒子によって黄道光の黄径一輝度分布、偏光度等の特性がよく説明できることを示している.

一方、隕石の組成は色々なタイプについて詳しく調べられている. 最も始原的なタイプ I の炭素質 chondrite は水和シリケートなど低温鉱物に富むが、タイプ II、タイプ III と進むにつれて olivine を主体とする高温鉱物が増えていく (Anders, 1964). 今回我々が測定したダストの熱輻射に寄与する 1300 K 又はそれ以上の環境では、仮に低温鉱物を主体とする組成のものでも、熱変性を受けてしまう可能性を考えなければならない. Chondrite のマトリックスの部分を真空中で加熱して、各温度における組成を調べた実験によると、 1000 K 以上ではマトリックスの大部分が olivine に熱変性する (Matza and Lipshutz 1978; Hashimoto et al. 1979).

これらのことを総合的に考えると、種々のシリケート鉱物からなる惑星間塵が、太陽の近傍で高温のため olivine を主体とするおそらく比較的透明なダスト粒子に変性したものと思われる. しかし $R=4R_{\odot}$ における純粹の olivine 粒子の平衡温度は 1800 K 以上になる (Röser and Staude 1978). 従って現実の粒子は、例えば quartz のように太陽光に対する吸収係数の小さな鉱物が体積のかなりの部分を占めると仮定する必要がある. また、昇華の起こる近くで長円軌道をもったダストの場合は、近日点の付近でのみ高温の熱輻射をしている可能性も考えうる. いづれにしても物質として、スペクトルの特徴は olivine 的な組成を考えられるが、空間的な分布や温度等全体として矛盾なく理解するためには観測的・研究を深める必要がある.

謝 辞

この研究は、日本・インドネシア協同大気球観測事業に基づくものである. 日本では気球の飛揚、姿勢制御及びデータ取得を宇宙科学研究所、赤外觀測を京都大学、可視域の観測を天文台が担当した. インドネシア側は気球飛揚、回収を LAPAN (インドネシア航空

宇宙研究所)が担当した。宇宙科学研究所の西村純教授, 秋山弘光氏, 狛 豊氏及び岡部選司氏, LAPAN の J. Soegijo 博士, T. Hariadi 氏他多くの日食気球観測を可能した協同実験のメンバーに謝意を表す。又, 東京天文台の田鍋浩義, 磯部琇三両博士とは観測, 解析を通じて有益な示唆を受けた。金沢工大の向井正博士とは観測の解釈に役立つ議論をする機会を得られた。インドネシアでの観測を実施できたのは, 科学研究費補助金・海外学術調査「昭和58年6月11日インドネシア皆既日食による太陽・地球・月の研究」(研究代表者・日江井栄二郎教授)による。

参 考 文 献

- [1] Anders, E. 1964, *Space Sci. Rev.* **3**, 583
- [2] Beard, D. B. 1984, *Astr. Ap.* **132**, 317
- [3] Brownlee, D. E. 1978, in *Cosmic Dust*, ed. J. A. M. McDonnell, Wiley and Sons. p. 295
- [4] Dürst, J. 1982, *Astr. Ap.* **112**, 241
- [5] Hashimoto, A., Kumazawa, M. and Onuma, N. 1979, *Earth Planet. Sci.* **43**, 13
- [6] Koutchmy, S. and Nitschelm, 1984, *Astr. Ap.* **138**, 161
- [7] MacQueen, R. M. 1968, *Ap. J.* **154**, 1059.
- [8] Matza, S. D. and Lipschutz, M. E. 1978, *Geochim, Cosmochim. Acta*, **42**, 1655.
- [9] Peterson, A. W. 1967, *Ap. J. Lett.* **148**, L37
- [10] Peterson, A. W. 1971, *Bull. Am. Astr. Soc.* **3**, 500
- [11] Rao, F. E. et al. 1981, *Nature*, **289**, 779.
- [12] Röser, S. and Staude, H. J. 1978, *Astr. Ap.* **67**, 381.
- [13] Weiss-Wrana, K. 1983, *Astr. Ap.* **126**, 240.