

ロケット S 520-3 CN 号機による  
オリオン領域の真空紫外分光測光\*

田中 濟\*\*・渡辺 鉄哉\*\*\*・沢村 峰夫\*\*  
尾中 敬\*\*・山口 朝三\*\*\*・中桐 正夫\*\*\*  
秋田 亨\*\*・小平 桂一\*\*・西 恵三\*\*\*

(1982年10月27日受理)

Spectroscopic Photometry in Vacuum-Ultraviolet  
of Orion Region with the S520-3CN Rocket

By

Wataru TANAKA, Tetsuya WATANABE, Mineo SAWAMURA  
Takashi ONAKA, Asami YAMAGUCHI, Masao NAKAGIRI  
Kyō AKITA, Keiichi KODAIRA, Keizo NISHI

**Abstract**: Absolute ultraviolet photometry of the Orion  $8^\circ \times 8^\circ$  region including the tri-stars and the great nebula was carried out at the central wavelengths of 1328 Å, 1484 Å, 1640 Å, 1796 Å, and 1951 Å. About 110 stars were identified and the ultraviolet flux data were obtained for 62 stars. The background scattering radiation data were also available.

概 要

オリオン座の三つ星および大星雲を含む  $8^\circ \times 8^\circ$  の領域を中心波長 1328 Å, 1484 Å, 1640 Å, 1796 Å, 1951 Å で絶対測光した。約 110 個の恒星が同定され、うち 62 個の紫外放射フラックスが求められた。背景散乱についても有効なデータが得られた。

1. 序

オリオン領域（距離 500 pc）は巨大な分子雲の中で次々に星が誕生しているというきわ

---

\* 宇宙研究特別事業費による研究論文

\*\* 東京大学理学部

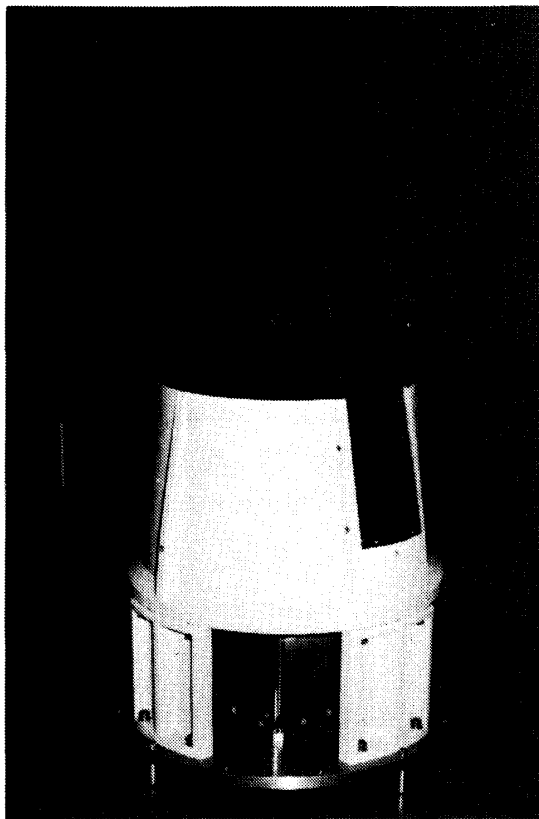
\*\*\* 東京天文台

めて活発な領域であって、星の卵である強力な赤外線源や電波源がいくつも発見されている。紫外域に強い放射を出すO・B型星の密度は全天で最大であり、星間塵で散乱された紫外背景放射も大きい。強力な紫外放射によってH II領域ができ、分子雲との間に生じた衝撃波によって星の誕生が誘起されている。

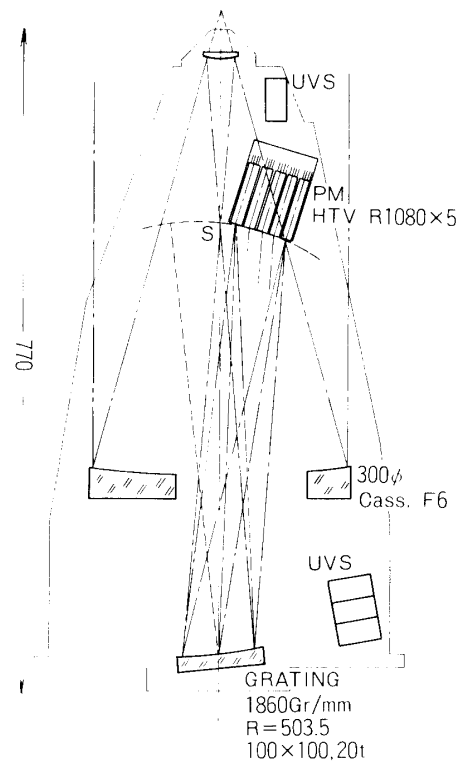
真空紫外域は、名の示す通り空気があっては観測できない1000Å~2000Åの波長域を指す。この波長域は近年人工衛星(ANS, IUE, OAO, TD-1等)によって多くの観測がなされている。しかし、人工衛星による観測は時間の点できわめて有利であるが、放射エネルギーの絶対測定ではロケットの方が有利な点が多い。Carruthers and Opal (1977)のオリオン領域の真空紫外写真[1]はロケットならではのきわめて興味深いものである。

われわれは1982年2月14日、1328Å, 1484Å, 1640Å, 1796Å, 1951Åの5つの波長帯で絶対較正された紫外測光器(GUV)を姿勢制御付S 520ロケットに搭載し、オリオン座の三つ星および大星雲を含む8°×8°の領域(領域の中心: 赤経5<sup>h</sup>30<sup>m</sup>, 赤緯-4°)をラスタ・スキャン方式で分光測光観測した。測光器の検出限界は10<sup>-11</sup> erg cm<sup>-2</sup> sec<sup>-1</sup> Å<sup>-1</sup>で、同一の領域を3回掃天することにより、のべ200余の恒星を検出したが、2回以上観測された星もあるので検出星数は110個程度となった。

最終的な整約ができていないので、こまかい解析は別の機会にゆずり、ここでは観測装置とその絶対較正、掃天経路の決定と星の同定、観測結果の概要についてのべる。この観



第1図 S 520-3 CN GUV



第2図 S 520-3 CN GUV 光学系

測は将来打ち上げられる予定の紫外天文衛星 UVSAT の観測装置開発も兼ねており、その成功は UVSAT 打ち上げに明るい見通しを与えるものである。

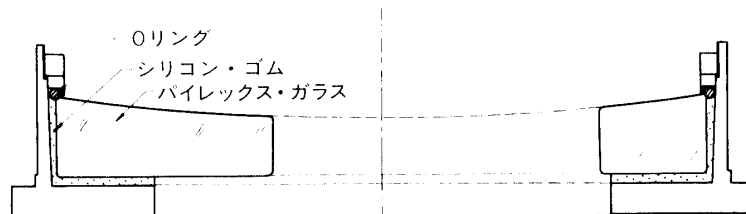
## 2. 観測装置

観測装置は全長 770 mm、最大径 425 mm、重量 41 kg で、S 520-3 CN 号機の先端部に搭載され GUV という名称が与えられた。

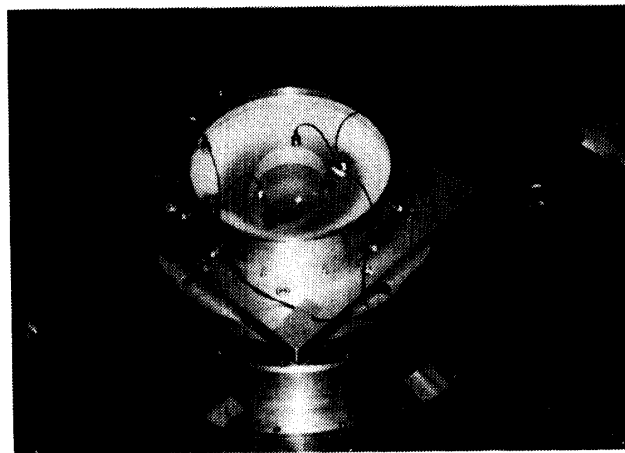
### i) 望遠鏡 (集光系)

口径 30 cm のカセグレン系であるが、スペースの制約から分光器を望遠鏡の中に半分入れこむことにし、第 2 図のように主鏡と副鏡の間に焦点が来るような光学系とした。主鏡は有効径 292 mm、焦点距離 542 mm (F 1.8) で、偏心して 100 mm×150 mm の小判型の穴があいている。483 mm はなれて焦点距離 87 mm の副鏡がおかれる。合成焦点距離は 1720 mm (F 6) で、副鏡から 186 mm のところに焦点がむすばれる。研磨は溝尻光学に依頼したが、明るい光学系であるため、焦点での最小錯乱円径は 0.4 mm と大きい。

重量を減らすため、主鏡の厚みを縁で 36 mm、中心で 26 mm と薄くした。大きな穴があいていることもあって強度的には問題があり、日本のロケットで 30 cm φ の鏡を打ち上げるのは初めてであることを考慮し、慎重に振動・衝撃テストを行なった。磨き上がった鏡を使うのはリスクが大きいので、小判型の穴をあけた素材 (パイレックス) でテストをした。ミラー・セルの構造が成否をきめることは確実であり、第 3 図に示すような構造とした。テストは宇宙研の単体テストの仕様に従ったきびしいものであったが、ロケット全



第 3 図 ミラー・セルの断面



第 4 図 主鏡の振動テスト

体の共振周波器 (100~200 Hz) よりかなり高い 500~1000 Hz に共振があり, まったく問題がないことが確かめられた。

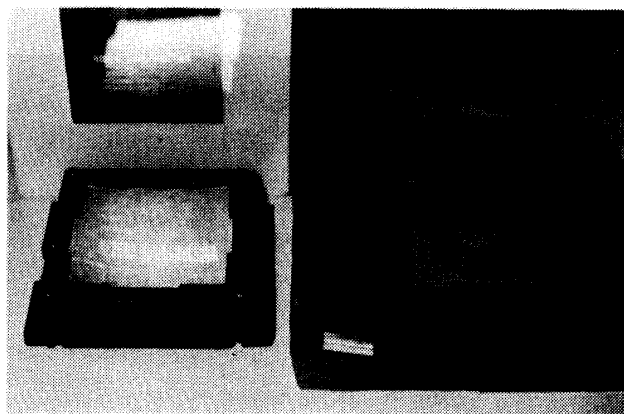
鏡面の蒸着は少しでも反射率を高めるためと, 蒸着むらが絶対較正の精度に関係するため慎重に行なった。溝尻光学において数回にわたりテストピースを作成し, 900 Å 厚の Al 膜の上に 280 Å 厚の MgF<sub>2</sub> コーディングをほどこしたとき, 波長 1300 Å ~ 2000 Å で反射率 80 % をえた。2つの蒸着は同じ真空槽でできるだけ早く連続して行なうことが大切であることもわかった。

## ii) 紫外分光器

分散素子として凹面回折格子を使用し, ローランド・サークル上に入射ダイヤフラムと検出器をおく方式を採用した。天空のラスト・スキャンによって観測できない領域を減らすためにダイヤフラム径はできるだけ大きくしたいが, 検出器である光電子増倍管の有効感光面の大きさを考慮し, 8 mm φ, 天空上 16'.0 とした。この値は姿勢制御のデッド・ボックス (40'×40') より小さく, 観測できない領域ができることが予想された。

検出器上にはほぼダイヤフラムの 1:1 の単色像が連続してできるため, ダイヤフラム内を星が通過するとその位置によって中心波長が変化することになる。通常の凹面回折格子ではローランド・サークル上で大きな非点収差が生ずるが, 収差が分散方向と直角方向にのびているため分光観測には支障ないとされている。しかし, 今回はダイヤフラム内の星の位置によって影響が出るので, 収差はできるかぎり小さいことが望ましい。われわれはフランスの Jobin Yvon 社のホログラフィック・コンケーブ・グレーティングを使用した。球面に施された特殊な刻線により収差は仕様上でも 3 mm, 実質上 1 mm 程度におさえられている。

グレーティングの大きさは 100 mm×100 mm×20 mm で, 有効面の大きさ 98 mm×98 mm, 曲率半径 503.5 mm, 刻線数 1860 本/mm, Al 蒸着に MgF<sub>2</sub> コーティングをほどこしてある。ホログラフィック・グレーティングの欠点は十分なブレードがつけられないこと



第5図 ホログラフィック・コンケーブ・グレーディング  
右はグレーディングの接着テストで, シリコン・ラパーの中央にアルルダイトを入れた様子がわかる。

で、放射エネルギーの相当部分が第0次に行ってしまう。反射率測定の結果、第1次と第-1次は等しく約20%であった。

グレーティングの固定法はわれわれをなやませたが、中央に30 mm  $\phi$  の穴をあけた2 mm 厚のシリコン・ラバーをセルに入れ、穴にアルルダイトを流しこんだ上にグレーティングをのせて固めるという方法をとった(第5図)。

入射光と法線とのなす角を $6^{\circ}.17$ にとると、入射光と $1^{\circ}.98$ ,  $3^{\circ}.70$ ,  $5^{\circ}.41$ ,  $7^{\circ}.12$ ,  $8^{\circ}.83$ の方向(法線と反対側)に、それぞれ1340 Å, 1498 Å, 1655 Å, 1813 Å, 1970 Åが出射される。これに対応してローランド・サークル上に8 mm  $\times$  8 mmの射出ダイヤフラムを15 mm 間隔でおくと、波長幅は $\pm 42$  Åとなる。また、8 mm  $\phi$  の入射ダイヤフラムの中を星が移動すると中心波長は最大 $\pm 42$  Å変化する。実際の光電子増倍管のパッケージ(後述)では感光面は一平面上にあり、これをローランド・サークルとできるだけ一致するよう配置した。

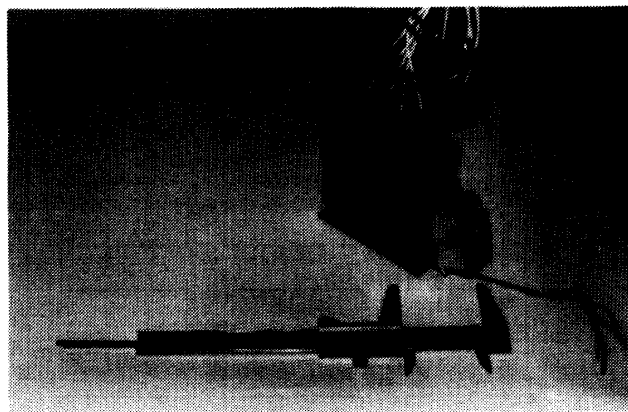
5個の射出ダイヤフラムの中心はスペクトル写真を撮影した結果、1328 Å, 1484 Å, 1640 Å, 1796 Å, 1951 Åと少しずれていることがわかった。以後はこの波長の順に従って1~5チャンネルと呼ぶことにする。

検出系のチェックのため、分光器内に豆球をおき、着脱コネクタを通して外部から点灯できるようにした。

### iii) 検出器および電気系

検出器は浜松テレビ(以後HTVと略称する)製の光電子増倍管R 1080を5本使用した。R 1080は径13 mm,  $\text{MgF}_2$ の窓をもち、光電面にCs-Teを使用して、1200 Åより長波長で10%程度の量子効率をもつ。暗電流は高圧1000 Vとしたとき $10^{-11}$  Aときわめて小さい。一般品では性能的に不十分なので、倍程度の本数の中から種々のテストにより選別して使用した。

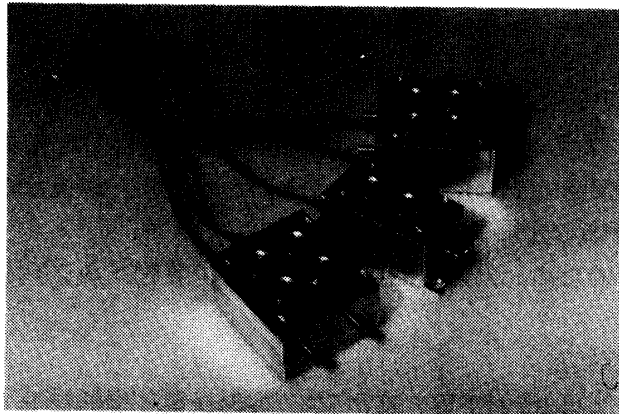
光電子増倍管はフォトン・カウント法で使用したが、カソード・ダイノード・アノード間の分割抵抗値はパルス波高分布特性に大きく影響する。“谷”をはっきり出すには分割抵抗に流す電流は大きい方がよいが、高圧モジュール(PICO-PACK PP-6-12 NI)の規格に



第6図 光電子増倍管パッケージ  
1チャンネル分のプリアンプを装着。

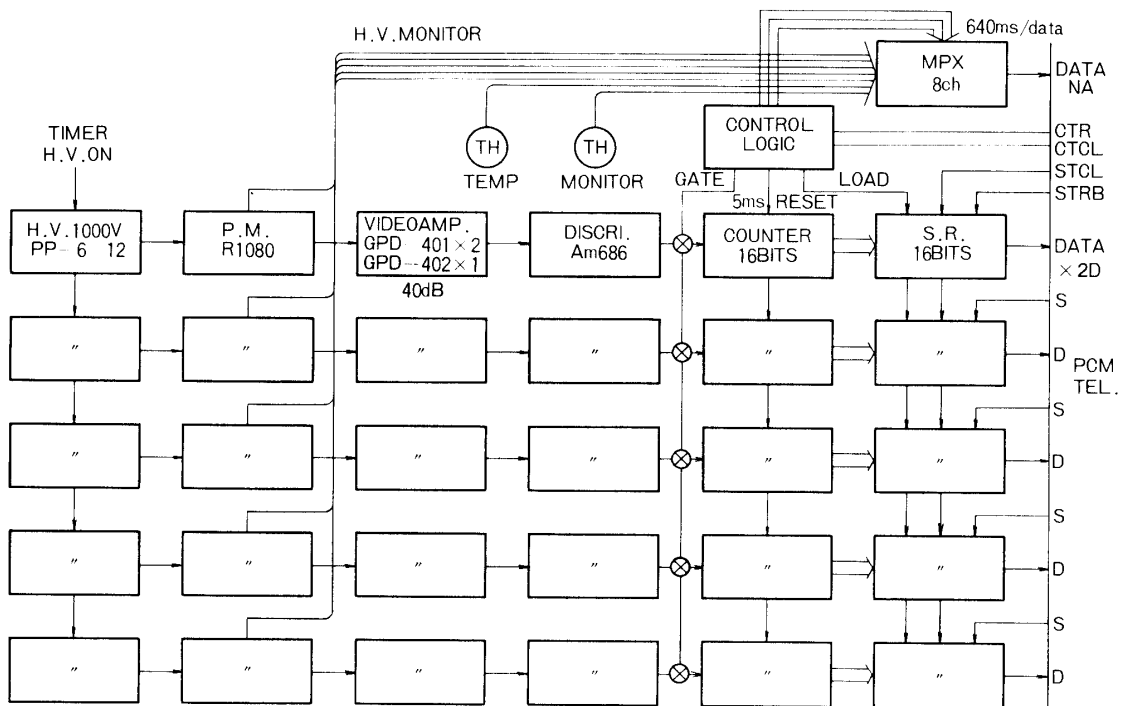
より 1000 V 250 $\mu$ A に制限された。高圧モニタ用の抵抗を加えたため、光電子増倍管に実際加わった電圧は 996 V であった。選別された光電子増倍管 5 本は 15 mm ピッチで 77 mm $\times$ 18 mm $\times$ 102 mm のパッケージに分割抵抗等と共に組み込んだ (第 6 図)。

アノードよりインピーダンス 50  $\Omega$  でとり出されたパルス出力は、すぐそばにおかれたプリアンプ (400 MHz ビデオ IC 2 段, 第 7 図) で 26 dB 増幅された後、特性インピーダンス 50  $\Omega$  の同軸ケーブルで、メイン・アンプに導かれる。ここでさらに 13 dB 増幅され、高帯域コンパレータを使ったディスクリミネータにより TTL レベルに変換される。波型整

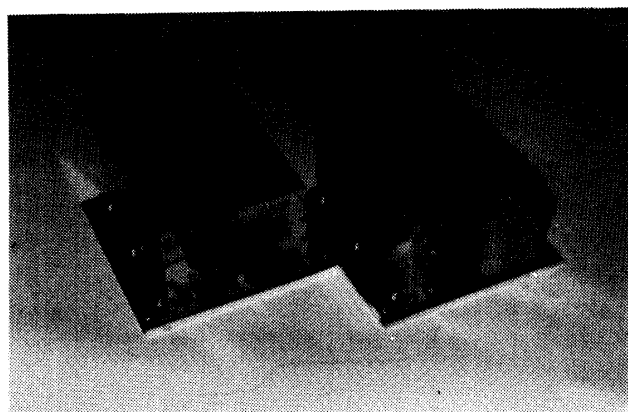


第 7 図 プリアンプ

2チャンネルのものが2組と1チャンネルのものが1組。



第 8 図 S 520-3 CN GU V 電気系



第9図 アンプ

形回路を経たパルスは16ビット・カウンタで計数され、PCMテレメータに同期した5msのゲート・タイムごとにシフト・レジスタにとりこまれ地上に送信される(第8図)。

ハウスキーピング・データとして5本の光電子増倍管の高圧モニタ、2個所の温度がマルチプレクサを通してアナログで送られる。

この他タイミング信号を作るための回路、タイマ受けの回路、コントロール信号受けの回路、電圧レギュレータなどを含めた電気系は70mm×95mm×160mmの箱2個に収納された(第9図)。

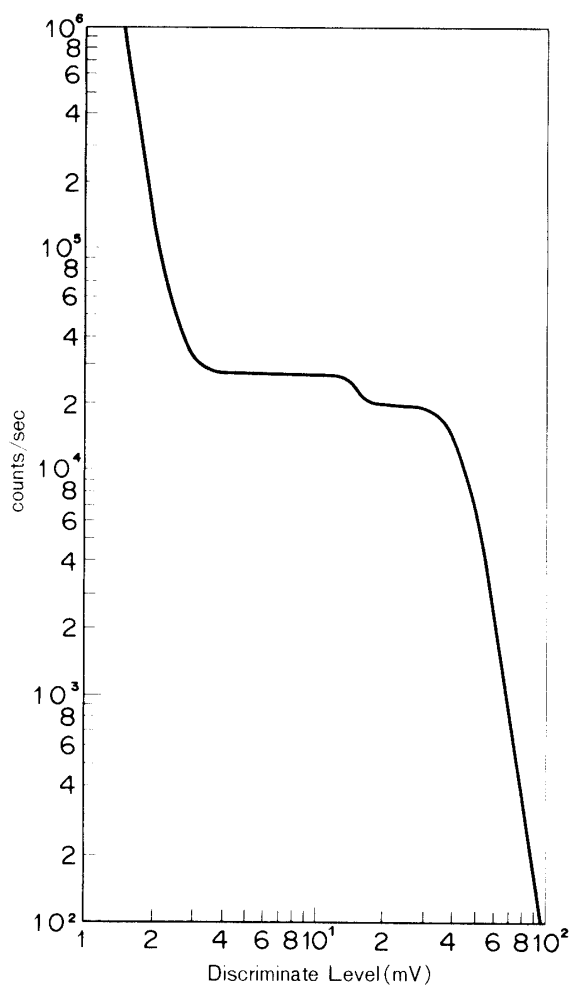
以上の最終回路ができるまでにはかなり長期にわたって試作が繰返された。光量が多くてもカウントできるように広帯域化をはかったため、発振になやまされた。光子の来る間隔がポアソン分布であると仮定すると、数えおとしを1%以下とするためには平均間隔の7倍以上の帯域が必要である。5msに16ビットのカウントというのは13,107,200 counts/secに相当するが、実際の回路では整形後のパルス幅15ns、最大計数周波数は20MHzであった。発振対策は複数の回路をいかにシールドしてアイソレートするか、高周波で十分インピーダンスの低いグラウンドをどう確保するかにつきるが、ロケットでは電源(元でクラッドされている)と空間的制約の点で自由度が小さい。シールドには十分の配慮を行なったが、他の装置やテレメータ電波とのカップリングが起らなかったのは幸運とさえいえる。

### 3. 観測装置の絶対較正

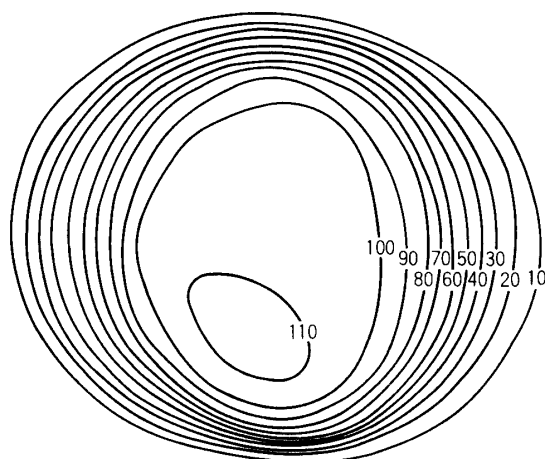
観測された恒星および背景散乱光の放射エネルギーの絶対値を知るには、観測に先だって観測装置の較正を行なっておく必要がある。望遠鏡(集光光学系)、分光器(グレーディング)および検出器(光電子増倍管)に対する絶対値づけは東京天文台の真空紫外実験室で行なった[2,3]。

#### i) 光電子増倍管の較正

パッケージ化された光電子増倍管(R1080×5)は搭載電気系と同等な回路でパルス波高分布測定を行ない、ディスクリミネイト・レベルを決定したのち、光電面の感度むらの測

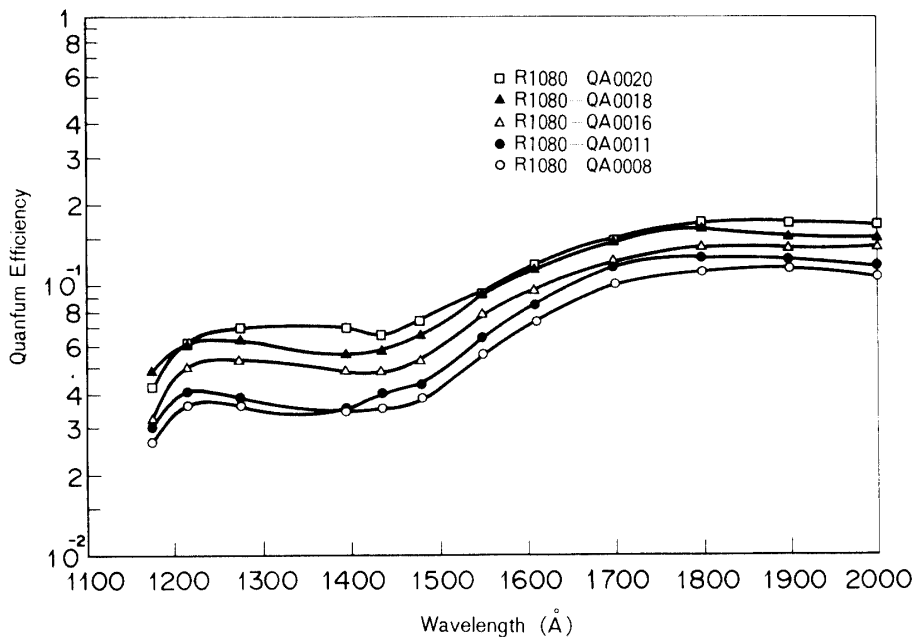


第10図 パルス波高分布（積分値）の例（R 1080-QA 0020，高圧 996 V，波長 1608 Å）



第11図 光電子増倍管光電面の感度むらの例（R 1080-QA 0016，高圧 1000 V，波長 1608 Å）





第12図 光電子増倍管の量子効率 (R 1080, 高圧 996 V)

定、絶対値づけを行なった。パルス波高分布測定(積分値)ではパルス・ハイト・アナライザが使用できず、ディスクリミネイト電圧を変えて波形整形回路出力を特製のカウンタで計数するという手間をかけなければならなかった(第10図)。ファブリ・レンズを使わないので、感度むらの影響はまともに出てくることになるが、同じ装置で1mm×1mmピッチの特性をとった(第11図)。

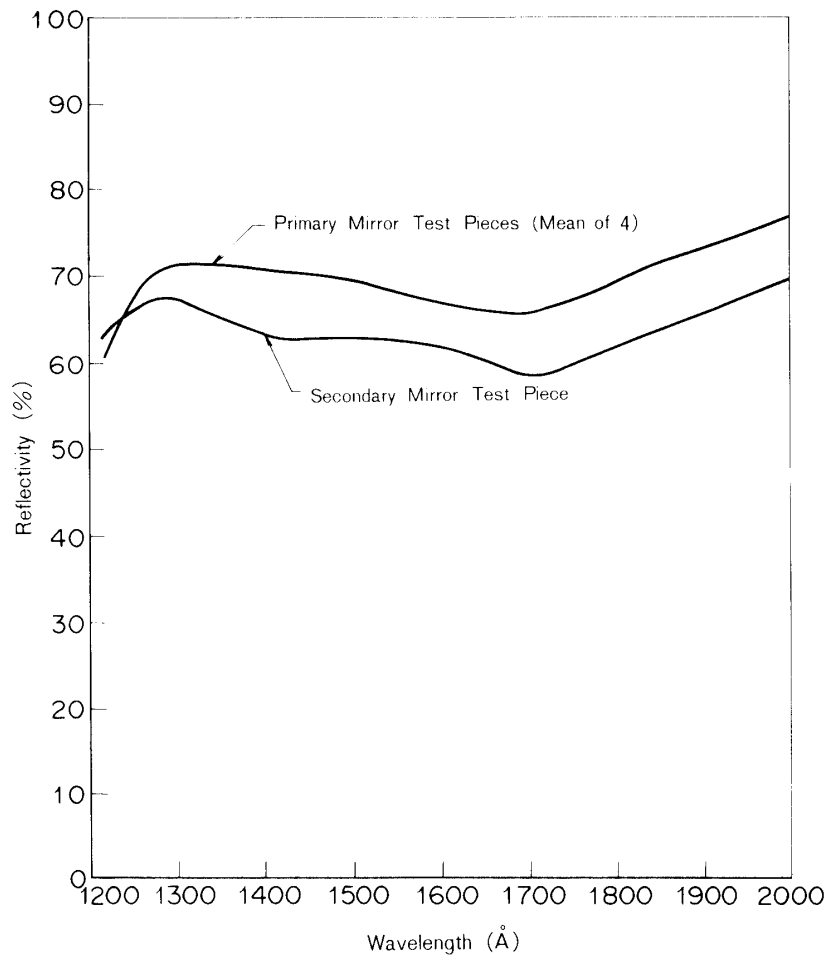
搭載用検出系は高感度のため既に較正されているフォト・ダイオードと直接比較することは困難であるので、サリチル酸ソーダを塗布した光電子増倍管(HTV R 374)と比較し、これをさらにフォト・ダイオードと比較した。標準となるフォト・ダイオードはEMR Schumberger社製のModel 543 p-09-00で、較正值の信頼性については文献[4]を参照されたい。較正は真空紫外分光絶対較正装置[2]を使って行なった。射出スリット幅は搭載用と同じものを使うことが望ましいが、装置の制約上3mm×4mmに設定した。パッケージ化された光電子増倍管を測定するためにこれを装置内に支持する治具が必要となり東京天文台において作成した。同様にしつりニヤリティのテストも行なったが、必要とするダイナミック・レンジは十分とれていることがわかった。

第12図にこうして決定された各光電子増倍管の量子効率を示す。この図から量子効率は直流法にくらべて若干高くなっている(特に短波長域)ことがわかり、フォトン・カウンタ法の微弱光測光に対する有効性がうかがえる。

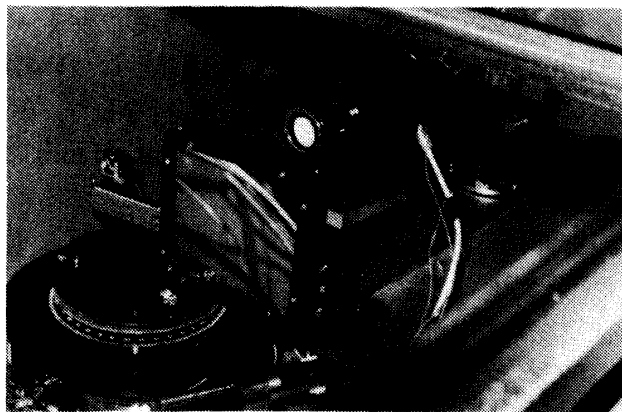
#### ii) 望遠鏡光学系およびグレーティングの反射率測定

これらの光学素子の反射率の測定には真空紫外領域モノクロコリメータ[3]を使用した。

主鏡は大きいため直接反射率を測定することができない。また副鏡は凸面であるためや

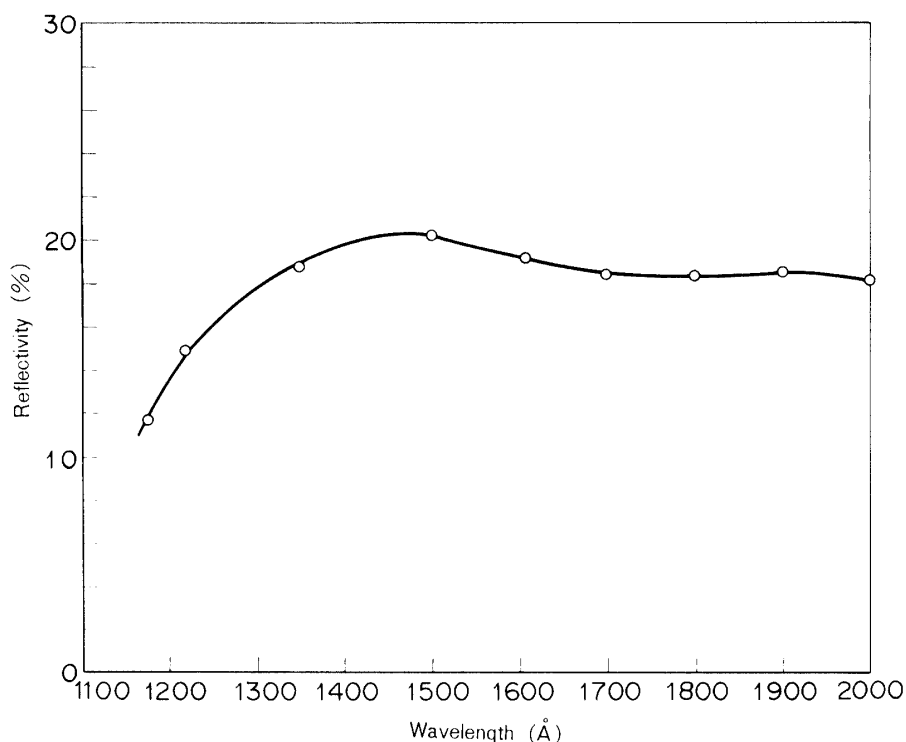


第13図 主鏡，副鏡の反射率



第14図 グレーディングの反射率測定

は直接測定できない。従って反射率測定はそれぞれ同一の蒸着槽で同時に蒸着されたテストピースを使って行なった。主鏡に対しては蒸着槽の蒸着むらが較正できるようにテストピースを周辺に3枚，小判型穴に1枚おいたが，系統的な蒸着むらは検出できなかった



第15図 グレーディングの反射率

(第13図)。

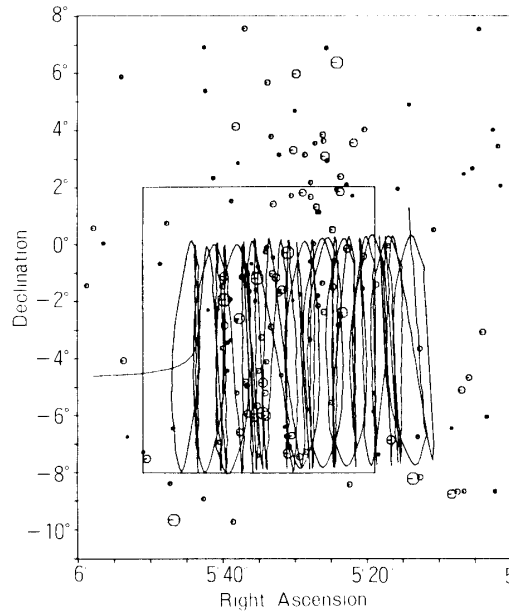
グレーティングの反射率測定は特別のホルダー(第14図)を作製して行なった。第15図に示すように反射率は波長1300Å-2000Åでほぼ平坦に20%前後であって、これはルーリング・エンジンによるものにくらべると反射率としては劣るが、今回のような広波長域の同時観測には適しているといえる。

グレーティングは飛揚の約1年前に入手し反射率の経年変化を測定した。テストピースについては飛揚後も経年変化の追跡を行なっているが顕著な変化は見い出されていない。

#### 4. 観測経過と掃天経路の決定

S 520-3 CN ロケットは1982年2月14日19時50分(日本標準時)、鹿児島宇宙間観測所から仰角77.5°方位角147°で発射された。発射後40秒で高圧ON、55秒で開頭、62秒でCNプログラムがスタート、100秒でラスタ・スキャンが開始された。ロケットは発射後261秒に高度266 kmに達した。

当初のスキャン・プログラムでは $8^{\circ} \times 10^{\circ}$ の領域(領域中心: 赤経 $5^{\text{h}}35^{\text{m}}$ , 赤緯 $-3^{\circ}$ )の北西端よりスタートし、赤緯方向に $2^{\circ}/\text{sec}$ で移動、領域の端に達すると赤経方向に $0.4^{\circ}$ 移動して折り返す。赤緯方向の折り返しを20回行なうと東端に達するが、次は東端から西端へ、さらに西端から東端に達した後、 $-3^{\circ}$ の緯線にそって $3^{\circ}/\text{sec}$ でバーナード・ループを横切るアウトパスをとる。赤経方向の3回のスキャンは、各回の経路が重複しないように移動ピッチが調整されている。1フレームの観測に要する時間は100秒、全ラスタ・スキ



第16図 S 520-3 CN GUUV 掃天経路

背景は TD-1 の 1965 Å の星野 (1982 年分点). 予定の掃天領域を長方形で囲んである.

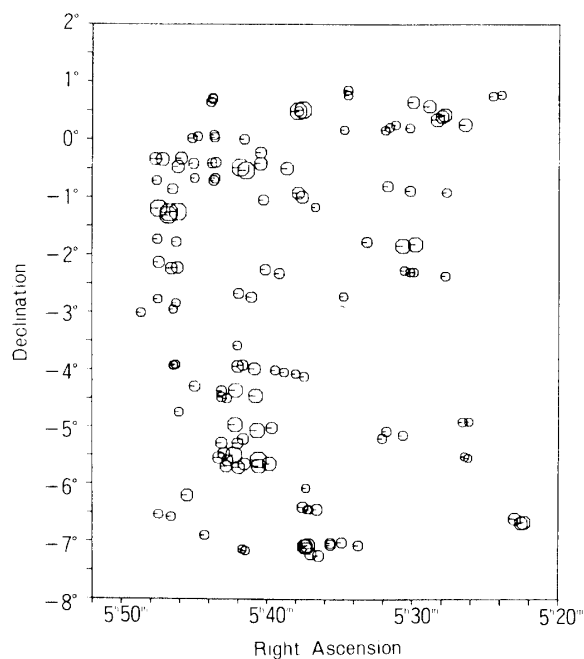
に要する時間は 300 秒である. 分光器との関係は, 赤緯方向が分散方向に対応しており, ランチャ上とはロール軸まわりに 90° 回転して観測を行なった. 赤緯方向はヨー軸まわりのスキャン, 赤経方向はピッチ軸まわりのスキャンで行なったが, これはヨー軸まわりのエンジンの方が推力が 2 倍大きいので, これを赤緯方向の速いスキャンに使うためである.

実際の観測では心配されたロール軸まわりのスキューもほとんどなく, ジャイロのドリフトなどの影響で掃天領域の中心が, 西へ 1°, 南へ 1° ほど移動し, 赤緯方向の幅が 10° から 8° に減ったが, 支障になるほどの量ではなく目的は達せられた. 第 16 図に予定の掃天領域および観測された恒星を使って決定された実際の掃天経路を示す. 制御系のデッド・ボックスが大きいため, 掃天にむらがあることは否めない.

## 5. 恒星の同定と紫外放射の整約

観測された星数はのべ 200 余個にのぼるが, 全カウント数が 75 以上のものは 149 個ある. これをジャイロの読出し角から計算された赤経, 赤緯の値に従ってプロットしたのが第 17 図である. この図から三つ星など明るい星はすぐ同定できるが, ジャイロのドリフトその他の原因により同一の星でも位置がずれている様に見える. 従って暗い星まで同定するにはジャイロの較正が必要であるが, それ以下の手順で行なった.

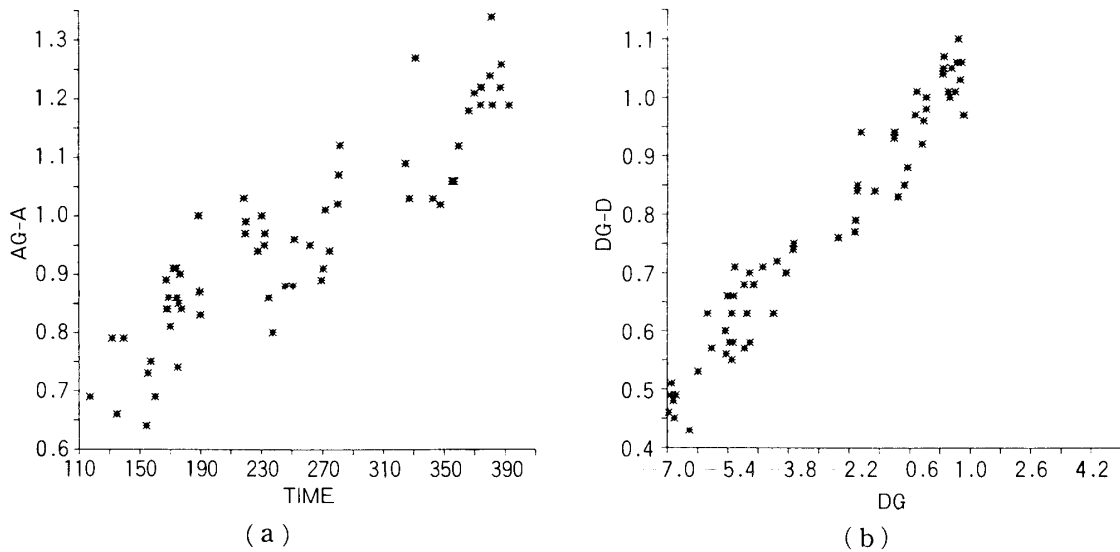
まず, 明るさとおよその位置関係から  $\tau$ ,  $\eta$ ,  $\nu$ ,  $\theta$ ,  $\iota$ , 42,  $\epsilon$ ,  $\zeta$ ,  $\delta$ , HD 37744, HD 37756, HD 36591 の 12 星は較正前のジャイロ・データで同定できた. これらの星について求めたジャイロ・データの誤差を種々の量と相関させてみた結果, 赤経誤差は時間と, 赤緯誤差は赤緯自身とそれぞれ相関がよいことが解った. 暗い星に対してはこのことを利用して,



第17図 較正前のジャイロ・データより導き出された星の位置 (1982年分点)

第1表 紫外放射フラックスが測定された恒星のスペクトル型と数

O 9 III	1 個
O 9.5 I b	1
O 9.5 II	1
O 9.5 V (+ B 0.5 V)	1
B 0 Ia	1
B 0 V	2
B 1 V	7
B 1.5 V	2
B 2 III	1
B 2 IV	2
B 2 V	8
B 3 V	8
B 5 III	1
B 5 V	5
B 5 V (+ B 9)	1
B 6 V	1
B 8	7
B 8.5 V	1
B 9	8
B 9.5 V	1
A 0	1
A 4 IV	1



第18図 恒星の位置と較正前のジャイロ・データの差

(a) 赤経, ピッチ角に対応, 横軸は打上げ後の時間.

(b) 赤緯, ヨー角に対応, 横軸は赤緯のジャイロ・データ.

赤経誤差対時間, 赤緯誤差対赤緯の線形回帰式を作って較正したジャイロ・データを使って同定した. 最終的には前記149個のうち138個が60個の星と1個の星団に同定され, さらに全カウント数75以下の星も約50個同定された. 合計約110個のうち放射フラックスが測定された恒星は第1表に示す62個である.

全カウント数が75以上の同定された60個の星によるジャイロ・データと実際の赤経, 赤緯との変換式は次の様になる.

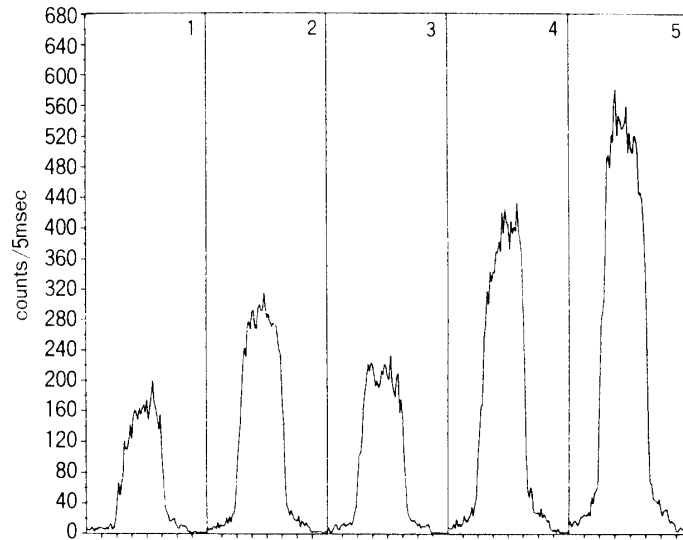
$$\begin{cases} \alpha = \alpha_g - 0.51 - 1.8 \times 10^{-3} t \\ \delta = 0.93 \delta_g - 0.99 \end{cases}$$

ここで,  $\alpha$ ,  $\delta$  は赤経, 赤緯 (度),  $g$  はジャイロ・データを示すサフィックス,  $t$  は打上げ後の時間 (秒) である. この式から赤経に対応するピッチ角には300秒間に約 $0.6^\circ$ のドリフトが生じたことがわかる. 第18図a, bは60個の星のジャイロ・データの誤差をプロットしたものである. 赤経誤差のバラツキが多いのは, ラスタ方向の赤緯についてはカウントの立上りと立下りの時刻の平均をとればその時刻での赤緯が精度よく求まるが, 赤経に対してはそれができず, 視野の大きさ ( $16'\phi$ ) 程度の誤差が残ってしまうことが一因である.

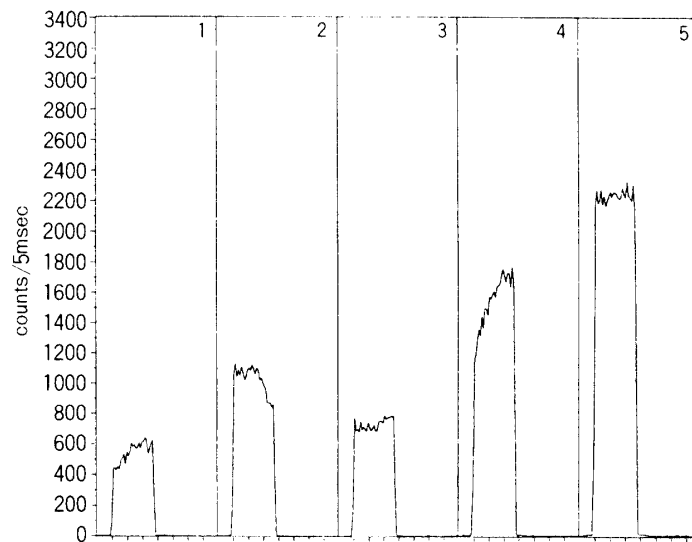
第19図a, bは得られた観測データの例で, 1~5チャンネルの生のカウント数(ゲート・タイム5ms)を時間の関数としてプロットしたものである. カウント数が変化しているのは, スキャンによって星がダイヤフラムの中を移動するのに応じて, スペクトルが光電面上を動くため感度むらの影響が出るのと, 中心波長が変化するためにスペクトル・フィーチャーが出ることによる.

生のカウント数 ( $n/5 \text{ msec}$ ) より放射フラックス ( $F_\lambda: \text{erg}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\text{sec}^{-1}\cdot\text{\AA}^{-1}$ ) を求める式は

$$F_\lambda = \frac{hc}{\Delta\lambda} \frac{n}{\lambda R_p R_s R_c q} = 8.67 \times 10^{-9} n / \Delta\lambda c_\lambda$$



(a)



(b)

第19図 観測された星の生のカウント・データの例

1~5はチャンネル番号。横軸は時間で1目50 msec。

(a)  $\theta$  Ori: オリオン星雲による“すそ”が見られる。

(b)  $\epsilon$  Ori

ここで,  $\Delta t = 0.005 \text{ sec}$ : ゲート・タイム

$S = 458.5 \text{ cm}^2$ : 望遠鏡集光面積

$R_P, R_S, R_G$ : 主鏡, 副鏡, グレーディング反射率

$q$ : 検出器量子効率

$\Delta\lambda$ : 有効波長幅

$\lambda$ : 中心波長

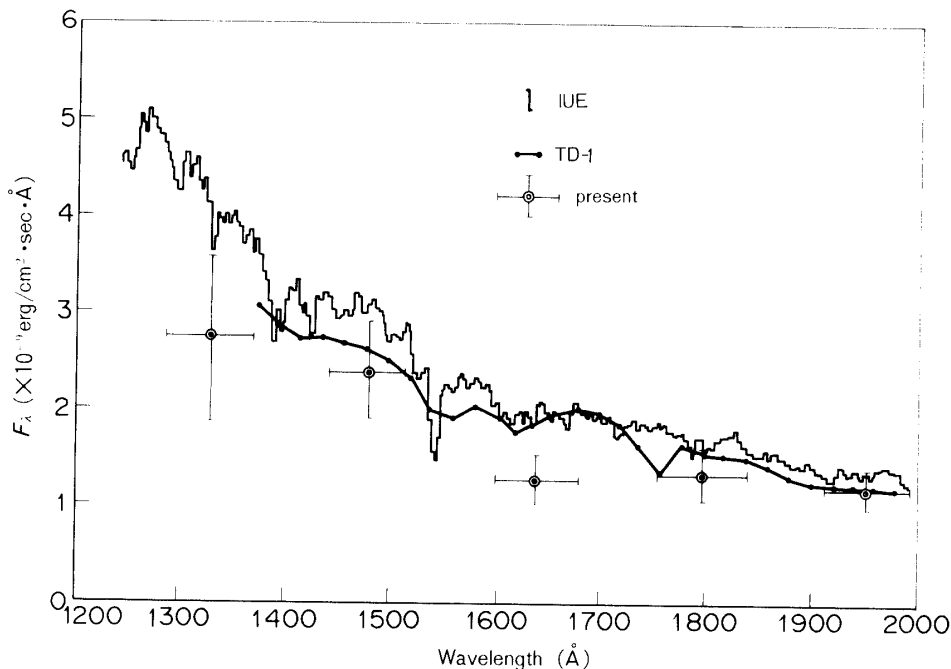
$$c_\lambda = \lambda R_P R_S R_G q$$

である. 有効波長幅は量子効率測定で用いたスリット ( $3 \text{ mm} \times 4 \text{ mm}$ ) と観測した恒星のスペクトル (収差による波長と垂直方向トレーリング幅  $1 \sim 2 \text{ mm}$ ) の違い, 光電子増倍管の光電面の感度むらを考慮して換算した.

こうして得た代表的な恒星の放射フラックスを第 20, 21 図に示す. われわれの結果を IUE および TD-1 と比較すると  $\lambda < 1600 \text{ \AA}$  で系統的にやや低く出ている. これは分光器内の残留大気の影響等不定の要素があることを考慮すると矛盾はないものと考えられる. ただし  $1640 \text{ \AA}$  のチャンネルは光電子増倍管パッケージ製作の折, 光電面が回転したことや, 観測時に雑音が多いなどの問題もあり大きな誤差を含んでいる可能性もある.

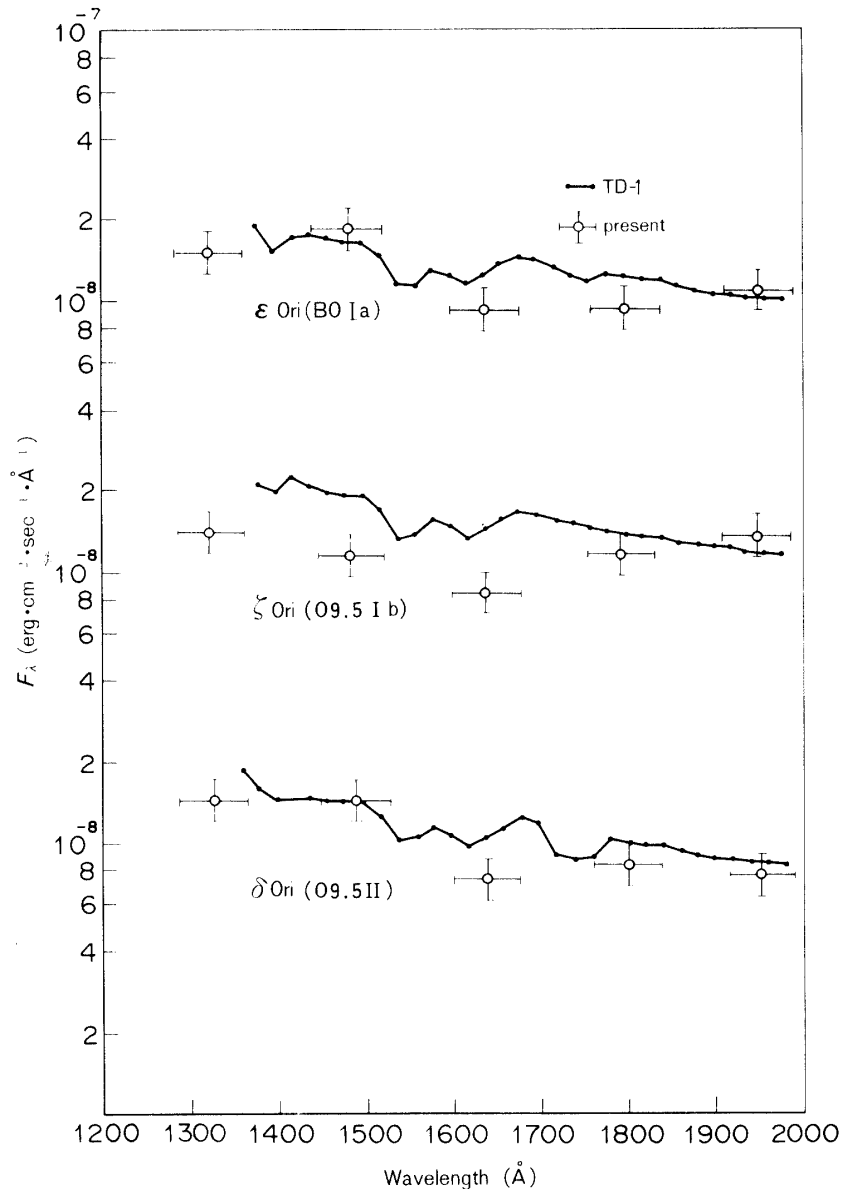
絶対較正の精度は, 検出器とフォト・ダイオードの比較の誤差, NBS によるフォト・ダイオードの絶対較正, 各光学素子の反射率の誤差等を考慮して一応 20% と推定した. 各観測結果にはこれに光子の統計誤差が加わる.

これらのデータから代表的な 2 色図  $\log F_{1328}/F_{1951}$  v.s.  $\log F_{1328}/F_{1796}$  を作成してみると (第 22 図), 系統的な温度系列を示し, 高温星に対する紫外観測の有効性がわかる. また  $1640 \text{ \AA}$  の波長域には Fe III, Al III 等の吸収線があり, スペクトル型に対してこの波長



第 20 図  $\nu \text{ Ori (B0V)}$  の  $F_\lambda$  の比較

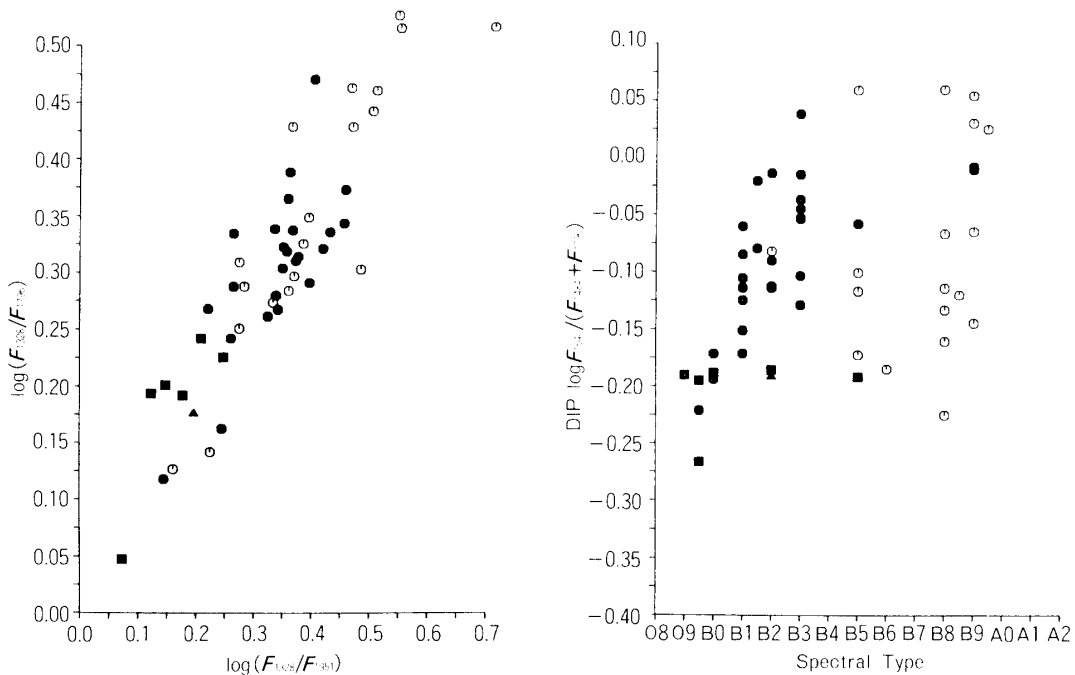




第21図 オリオンの三つ星 ( $\epsilon$  Ori,  $\zeta$  Ori,  $\delta$  Ori) の  $F_\lambda$

域のディップに対するインデックス  $\log F_{1640}/(F_{1484} + F_{1796})$  をプロットしてみると (第23図), これらの吸収線がスペクトル型よりも光度階級に敏感な様子が見え、Panek and Savage (1976) [5] を支持する結論が得られる。

一方、恒星がダイアフラムに入らない時のカウントから散乱光による背景放射のデータが得られる。オリオン領域では、背後にある分子雲の中に浮遊する固体微粒子によって前面の星の紫外線が後方散乱され、明るいディフューズな放射が観測される [6]。われわれはその面輝度分布と波長依存性を解析した。解析の手順は、まずカウント数から星の寄与を取除き、時系列のデータを天空上の位置のデータになおす。このあと、天空を  $1/4^\circ \times 1/4^\circ$  (ほぼ視野の大きさに対応) のます目に分け、それぞれのます目の中に入ったデータを平



第22図 代表的な2色図  $\log F_{1328}/F_{1951}$  v.s.  $\log F_{1328}/F_{1796}$  記号は光度階級を示す  
(■ I ~ III, ▲ IV, ● V, ○  $F_{1951} < 5 \times 10^{-11}$ ).

第23図  $\lambda 1640 \text{ \AA}$  のディップとスペクトル型  
の関係記号は光度階級を示す  
(第22図と同).

均して面輝度分布になおす。

得られた結果は寄与している固体微粒子の散乱の性質，すなわちアルベルドおよび散乱関数の角度分布についての情報を含んでおり，まだ確立していない星間塵の正体を知る重要な手がかりとなる。しかし，カウント数のベース・レベルをどうとるかに多少問題があり，最終結論を得るにはモデルとの比較が必要となるため，ここでの発表は見合わせることにした。

終りに本観測の実験主任として終始有益な助言と助力を下さった田中靖郎，松岡 勝両先生に感謝の意を表します。またジャイロ・データの解析には中谷一郎先生のご協力をいただいたことにお礼を申し上げます。さらに，S 520-3 CN 号機のロケット実験班全員の方々の御尽力に深い感謝を致します。

### 参 考 文 献

- [ 1 ] G.R. Carruthers and C.B. Opal, *Astrophys. J.*, 212, L27, 1977.
- [ 2 ] 西 恵三, 東 康一, 山口朝三, *東京天文台報*, 16, 584, 1973.
- [ 3 ] 西 恵三, 東 康一, 山口朝三, *東京天文台報*, 18, 52, 1976.
- [ 4 ] 西 恵三, 東 康一, 山口朝三, *宇宙観測シンポジウム*, 昭和 54 年度集録, p.382, 1979.
- [ 5 ] R.J. Panek and B.D. Savage, *Astrophys. J.*, 206, 167, 1976.
- [ 6 ] G.R. Carruthers and C.B. Opal, *Astrophys. J.*, 217, 95, 1977.