

スペースからのUV

山下 広 順*

1. はじめに

天体観測をする場合そのエネルギーが1桁変れば天体の新しい姿が見えてくる。その意味ではUVは可視光にくらべて3倍しかちがわないから、あまり多くの成果は期待できない。確かに星に関しては可視光観測から予測されていたことが実際に観測で確認されただけで何ら新鮮味はない。一方UVはX線と同じように上空にあらねば観測できない。そこには何か新しい現象を見出す期待感がある。このことは星間物質について今まで知られていなかった事実を見つけただけのことによくあらわれている。ここでいうUVとは地球大気による吸収が大きくなる3050 Åから星間吸収が大きくなる912 Åまでの波長域である。

UV観測はスペース天文学の幕あけと共に始められ、1960年代の数多くのロケット観測から1970年代の衛星による観測へと発展してきたし、1980年代には地上観測と全く変らないスペースでの観測へと進んでいくであろう。そして我国でも今までの遅れを取戻すべくUV観測衛星の検討が始められた。

2000~3000 Åの波長域では気球高度でも十分観測でき、ストラトスコープによって多くの成果があげられている。1000~2000 Åではロケットあるいは人工衛星によって100 km以上の高空にあらねばならない。地上観測とちがって天候に煩わされることもなく、シーイングも問題にならないが、多くの制約もある。観測装置の大きさ、重さとか、データ伝送の方法、熱的環境、あるいは故障したら修復できないというようなことがあげられる。しかしながら、1980年代のスペースシャトルの登場によってこれらの制約は大きく取除かれるであろう。

今までのUV観測は測光と分光に重点がおかれ、天体の像を撮ってその構造を調べるような観測はほとんどおこなわれなかった。これまでに打上げられた5個のUV観測衛星の特徴、諸元を表1にまとめた。OAO-2は最初の衛星であったために多目的な機能をもつように設計された。TD-1、ANSは測光に重点を置いて全天をくまなく走査したし、コペルニクス、IUEは分光に重点をおいて次々に興味ある天体に向けてそのスペクトルを観測した。以下に観測装置及び星、星間ガスについてUV観測から得られた結果を述べる。

2. 観測装置

ロケットによるUV観測ではガスカウンターがよく用いられた。これはカウンターの窓材の透過度とガスによる吸収でその波長域を決め、1000~1500 Åの範囲で有用である。波長域は鋭く切れ、分散系を用いなくても100 Å程度の波長幅を作ることができる。しかし有機ガスを用いるために長期安定性に欠けることから衛星観測では使用されていない。衛星観測では主に光電子増倍管が使われ、窓材と光電面の物質によって波長域が決められる。これとUV干渉フィルターを組み合わせれば、100 Å程度まで波長域を狭くすることができる。

望遠鏡としては表1からわかるようにカセグレン型の反射鏡が主に用いられ、コペルニクスの口径80 cm合成焦点距離16 mのものが最大である。鏡をコーティングする物質によって短波長側の反射率が決り、LiFにすれば1000 Åまで延ばすことができる。コペルニクス以外はMgF₂を使用したため、波長域は1200 Åより長波長側に限られる。焦点面にはグレイティングを置き光を分散させローランド円に沿って光電子増倍管を移動させて波長走査をしたり、固定して特定の波長域をとり出す方法が用いられた。波長分解能は0.05~0.4 Åである。図1に示すように測定器の感度は時間と共に劣化するので機上の標準光源あるいは標準星によって校正される。IUEはスペクトルを広い波長域で同時に撮るために、UV可視光変換器を付けた撮像管を搭載して観測の能率をあげている。更にこの衛星は準静止軌道に打ち上げられたために常時地上との間で送受信できる。写真によるUV観測はロケットを回収したり、宇宙飛行士の乗ったスカイラブで行なわれたし、シャトルによる観測で

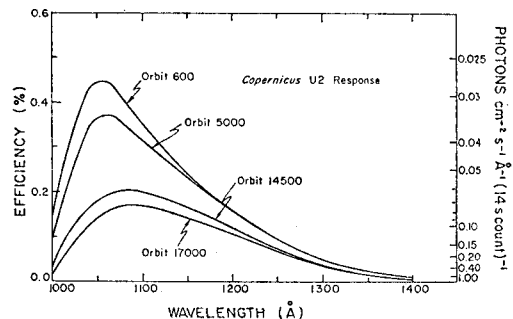


図1 コペルニクスに搭載された光電子増倍管の感度の経年変化。

* 阪大理 Koujun Yamashita: UV Observation in Space

も使われるであろう。

3. 星の観測

UV 多色測光はほぼ全天にわたって可視等級で 10 等より明るい星についておこなわれた。OAO-2 のセレスコプでは 4 つの波長域 1300~1800 Å, 1500~1800 Å, 1900~2700 Å, 2300~2900 Å で、TD-1, ANS では 4~5 個の波長域で観測され、星の UV カタログが作られている。これらの星のスペクトル型は大部分が B0~A5 である。この結果は可視光での UBV 測光と比較されスペクトル型の分類が調べられたが、両者はほぼよい一致を示している。

UV 観測で問題になってきたこととして強度の絶対校正がある。例えば OAO-2 と TD-1 の結果を比べてみると 2000~2550 Å では $\pm 5\%$ の範囲でよく一致しているが、1500 Å では 35% のちがいがあ。観測によって強度の絶対値がどの程度異なるかの例として、標準星である η UMa のスペクトルを図 2 に示す。我々のロケット観測による結果も同時に示した。

高温星の観測された UV スペクトルと星の大気モデルの理論的な計算から得られたものとを比較することによって、その大気構造を知ることができる。スペクトル型の異なる 4 つの星について地上の可視光観測と合せて観測

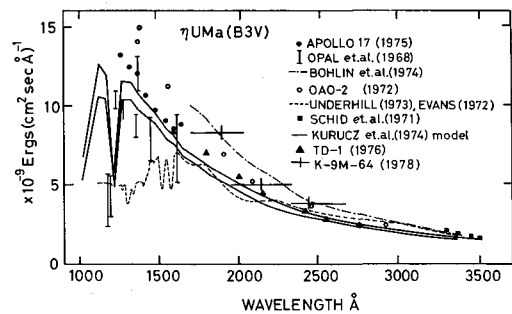


図 2 ロケット、人工衛星で観測された η UMa の波長に対する UV 強度。実線は SAO のモデル 16,000°K で E_{B-V} が 0 と 0.02 の場合。

されたスペクトルを図 3 に示す。スペクトルの中には多くの吸収線が見られ、それらの深さは星のスペクトル型 luminosity class によって変化する。主なものとして Si III (1295~1303 Å), Si II (1304~1309 Å), Si IV (1394~1403 Å), C IV (1548~1551 Å) がある。低温星を UV で観測した場合には太陽に見られるようにそのまわりにあるコロナからの輝線、OVI (1032, 1038 Å), NV (1239 Å), Si III (1206 Å) が観測される。これらの星としては α Aur, λ And, ϵ Eri, α CMi, β Gem, α Boo, 等がある。

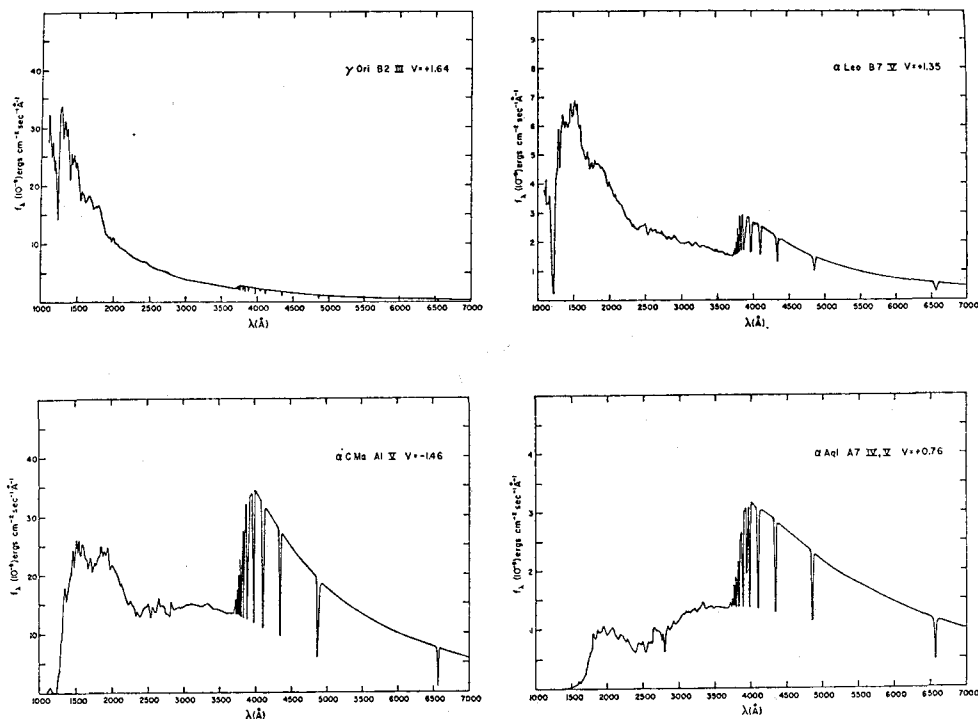


図 3 スペクトル型の異なる 4 つの星, γ Ori, α Leo, α CMa, α Aql の 1100~7000 Å までのスペクトル。

その他の天体としてはX線星, 系外銀河も観測の対象になっている。X線星としては, Cyg X-1, Her X-1, 系外銀河としては NGC 4151, 1608, 3C273, Mkn 421 等の UV スペクトルが IUE で観測され, 電波, 赤外線, 可視光, X線の観測と結びつけてその放射機構について議論されている。フレアー星のようにその強度が時間的に変動しているような星は長時間の連続観測が必要である。観測対象が多すぎるためか, この種の観測はあまりおこなわれていない。

4. 星間ガス

UV 観測の大きな成果は星間空間の未知の状態を明らかにしたことである。先ず星のスペクトルから星間減光の様子がわかる。これはスペクトル型が同じで距離が異なっている星のスペクトルを比較することによってその間にある物質による波長に対する減光がわかる。可視光の観測からは $E(\lambda-V)/E(B-V) \propto 1/\lambda$ という関係で表わされていたが, UV の観測を見ると $2200 \text{ \AA}$ のところに大きなコブがあって, $1700 \text{ \AA}$ のところで極小になり短波長側に向って再び増加することがわかった。このような変化は星間空間に存在する固体微粒子によると考えられ, その大きさ, 形状, 組成が減光の形を決める。 $2200 \text{ \AA}$ のところのコブはグラファイトの光学的性質で説明できる。減光は方向によって異なり, ガス密度と固体微粒子の存在量が問題となる。

星の UV スペクトル中の吸収線はそれが星固有のものか星間ガスによるものかは見分けられ, 星間ガスの化学組成を知ることができる。例えば $\lambda \text{ Sco}$ の方向では金属元素が宇宙組成にくらべて $1/10 \sim 1/30$ に減少している。星間ガスによる吸収線の代表的なものとして水素原子のライマン α 線, 水素分子のライマン帯, 5 価の酸素イオン (OVI) があり, それぞれの密度を知ることがで

きる。

4.1 中性水素ガス

21 cm の電波でしか観測されなかった星間中性水素原子の密度がそのライマン α 線の吸収の幅から求められる。測定の下限は $5 \times 10^{18} \text{ atoms/cm}^2$ である。OAO-2 コペルニクスによって 100 個の B2 より高温な星について観測された。最も遠い星で 3.4 kpc で, $2/3$ は 1 kpc 以内の星である。各々の星の方向での密度分布を示すために, 図 4 に銀河座標で星の距離と密度 $n(\text{HI})$ を楕円にして示した。楕円が横に長い程距離にくらべて密度が小さいことをあらわしている。

水素分子の密度はそのライマン帯の最低回転準位 ($J=0, 1$) の吸収線の幅から求めることができる。 $N(0) + N(1) \Rightarrow N(\text{H}_2)$ 。波長は $R(0)=1092.19 \text{ \AA}$, $R(1)=1092.73 \text{ \AA}$ である。観測された星は水素原子の場合とほぼ同じである。銀河面内において距離が 500 pc 以内の星を使って中性水素ガスの平均密度を求めると, $\langle n(\text{HI}) + \text{H}_2 \rangle = 1.15 \text{ atoms/cm}^3$, $\langle n(\text{HI}) \rangle = 0.86 \text{ atoms/cm}^3$, $\langle n(\text{H}_2) \rangle = 0.143 \text{ molecules/cm}^3$ となる。水素分子が全体に占める割合をあらわす量を $f = N(\text{H}_2) / \{N(\text{HI}) + 2N(\text{H}_2)\}$ とすると, $f > 1\%$ の領域を cloud, $f < 1\%$ の領域を intercloud と呼ぶ。intercloud では $n(\text{HI}) = 0.16 \text{ atoms/cm}^2$ となる。水素ガス密度と星間減光の関係を知らるために color excess $E(B-V)$ との比をとると, 図 5 に見られるように, $\langle N(\text{HI} + \text{H}_2) / E(B-V) \rangle = 5.8 \times 10^{21} \text{ atoms/cm}^2\text{-mag}$ となってどの星を見ても大きな変化はない。ただし $\rho \text{ Oph}$ の方向は濃い cloud があるためにこの値が 3 倍になっている。ガスの総量は $2 \times 10^{21} \text{ atoms/cm}^2$ でおさえられている。 $E(B-V) < 0.04$ のところでは観測の精度が悪くなって点がばらついている。高銀緯にある星を使って銀河面からの距離 (z) に対する密度の変化は $n(z) = 0.16 \exp(-z/h)$ とあらわされ, $h = 350 \text{ pc}$

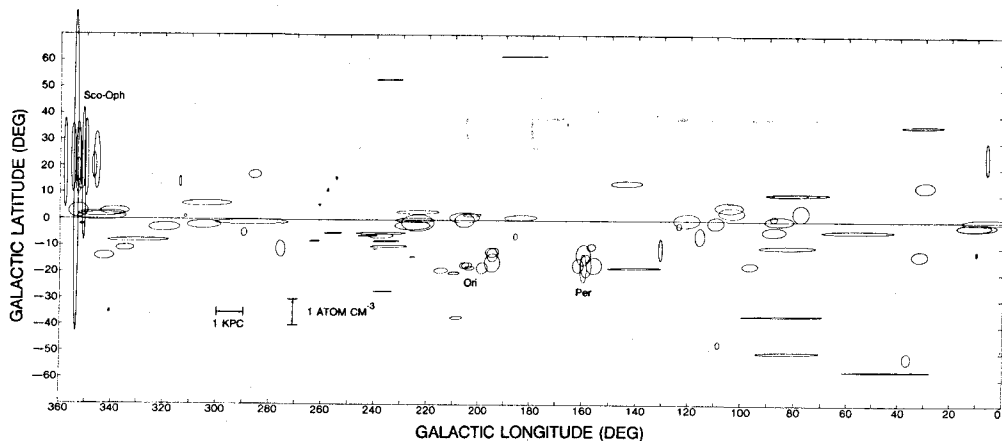


図 4 観測された星の方向での水素原子密度 $n(\text{HI})$ と距離を楕円で示した。面積が $N(\text{HI})$ になる。横の長さが距離, 縦の長さが密度。

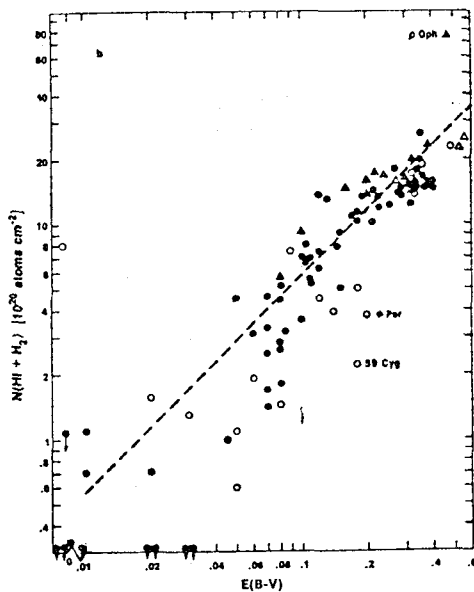


図5 全水素ガスの密度 $N(\text{HI} + \text{H}_2)$ と $E(B-V)$ の相関. 破線はその比が $5.8 \times 10^{21} \text{ atoms/cm}^2\text{-mag}$.

となる. これは星の数が少いため誤差は大きいが 21 cm の電波の結果とほぼ一致している.

水素分子の観測をしたときの $J=0, 1$ の各々の吸収線から求めた密度の比から cloud の温度を知ることができる. 即ち $N(1)/N(0) = g_1/g_0 \cdot \exp(-E_{01}/kT_{01})$ とあらわされ, 平均的な温度 $\langle T_{01} \rangle = 77 \pm 17^\circ \text{K}$ となり 21 cm の観測から得られた $60 \sim 80^\circ \text{K}$ と大きな矛盾はない.

4.2 高温ガス

5 価の酸素イオン OVI の吸収線 ($1032, 1038 \text{ \AA}$) の観測から星間ガス中に高温ガスが存在することが明らかになった. このようなイオンがつくられるためにはその温度は $10^5 \sim 10^6 \text{ K}$ でなければならず, 今まで考えられていた HI, HII 領域の他に高温ガス成分を加えて星間ガスの力学的状態を考えねばならない. この観測はコペルニクスによって 72 個の高温星についておこなわれた. 吸収線の広がりから OVI の密度 $N(\text{OVI})$ と温度 $T(\text{OVI})$ が求められる. 高温ガスが星間空間に占める割合は $2 \sim 20\%$ と推定され, そこでの電子密度は $10^{-3}/\text{cm}^3$ 程度であろう. 水素のライマン α 線と OVI の吸収線が観測された星を選びだして密度の相関をとってみると図 6 のようになる. 100 pc 以内の星は中性ガスにくらべて高温ガス密度が大きい. このことは軟 X 線観測からいわれている太陽系が高温ガスで包まれているという事実を反映していると思われる. 銀河の中での高温ガスの分布を見るために, その密度 $n(\text{OVI})$ を銀河面からの距離 z の関数として, $n(\text{OVI}) = n_0 \exp(-z/h)$ とあらわすと,

$n_0 = 2.8 \times 10^{-8}/\text{cm}^3$, $h = 300 \text{ pc}$ が観測によく合う. これを図 7 に示す.

このような高温ガスは当然軟 X 線放射ををすると思われるから軟 X 線の一様成分の強度とどのような関係にあるかを検討しなければならない. しかし軟 X 線観測から得られた温度は 10^6 K となって, OVI が最も多く存在する温度 $3 \times 10^5 \text{ K}$ より高くなっている. このことは観測結果を比べてみると OVI の密度が高い方向が必ずしも軟 X 線強度が強くはないことにもあらわれている. ということは高温ガスにもいくつかの温度成分があると考えねばならない.

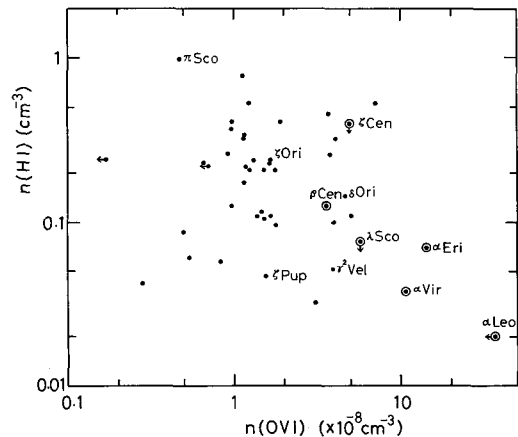


図6 同じ星から得られた水素原子密度 $n(\text{HI})$ と OVI の密度 $n(\text{OVI})$ の相関. 円で囲んだものは 100 pc 以内の星.

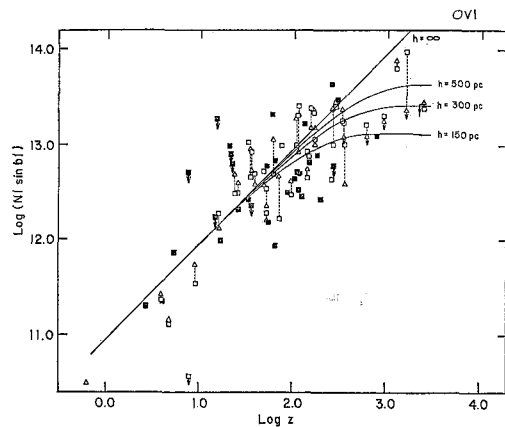
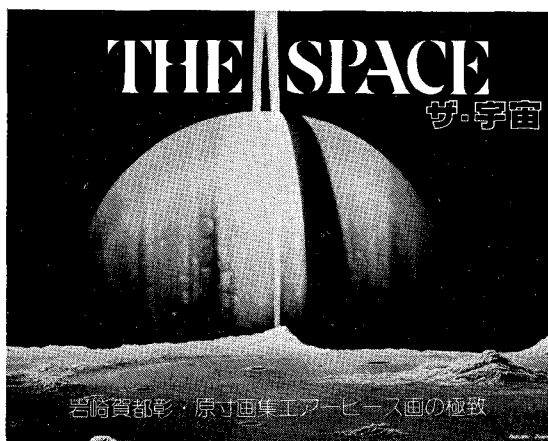


図7 OVI の密度の銀河面からの距離 z に対する分布. Δ は $1038 \text{ \AA}$, $\square$ は $1032 \text{ \AA}$ の吸収線から求めたもの.

表 1 UV 観測衛星

衛 星	打ち上げ	望 遠 鏡	波 長 域	測 定 器
OA0-2	1968	20 cm ϕ ×4 ケ 40 cm ϕ 32 cm ϕ ×4 ケ シュバルツシルド型	1050~4670 Å 1050~3200 Å	フィルター+光電子増倍管 グレイティング (~10 Å 分光) 撮 像 管 4 波長帯測光
TD-1	1972	27.5 cm ϕ	1350~2750 Å	グレイティング+光電子増倍管 4 波長帯測光
コペルニクス (OA0-3)	1972	80 cm ϕ カセグレン型	1000~3275 Å	グレイティング+光電子増倍管 0.05~0.4 Å 分光
ANS	1974	22 cm ϕ カセグレン型	1500~3300 Å	グレイティング+光電子増倍管 5 波長帯測光
IUE	1978	45 cm ϕ カセグレン型	1150~3200 Å	エシエル・スペクトログラフ 撮 像 管 0.2 Å 分光

岩崎賀都彰、ファン待望の宇宙画集ついに完成！ ……無限の世界がここにある。



- B4版(364×257cm) ●全126ページ
- 上アート紙使用
- 52点オールカラー原寸収録
- その他モノクロ複製多数収録
- 限定3,000部 ●定価3,800円(別途送料200円)

あまりの精密さのためNASA(アメリカ航空宇宙局)の専門家たちをして、「これは写真だろう」といわしめ、驚嘆させた岩崎氏の宇宙科学画は、「ぼくの画はSFじゃない」と自身で言明するだけあって、人工衛星が送ってくる写真などの膨大なデータをもとに、日本でも屈指の大望遠鏡(氏所有)を使って自らの目で観測した宇宙空間を独自のエアースペース手法で表現したもの。中でも昭和44年に描いた木星の大赤斑は、10年後の54年ボイジャー1号がとらえた、木星の写真とまったく一致し、天文学会の高い評価を受けた。本書は岩崎氏の約1,000点におよぶ作品の中から代表的な52点を選び、氏自身の解説を加えて構成されている。

私は推薦する

宇宙に関心のあるすべての者にとってよろこばしい、時代にさきがけた楽しい画帳。京都大学名誉教授 宮本正太郎
細密画法を駆使し、最新の観測データと天文学の知識を加えた岩崎氏の宇宙画は、C・ボンステルの偉業を超えるもの。 東亜天文学会副会長 佐伯恒夫

宇宙画は、全世界中で岩崎氏の独壇場といってもよい。

国立科学博物館理科学部長 村山定男
岩崎さんは抜群の才能と技術にめぐまれた第一線のかただと思う。いつか一度は、美術監督に迎えて、壮大な宇宙特撮映画をとらせていただきたいものである。 漫画家 手塚治虫
この作品を見ると、本物の宇宙も見つかる。 漫画家 竹宮恵子

お申し込み、お問い合わせは **アニメック** TG係
〒160 東京都新宿区新宿1-5-7 パークサイドビル1F
水曜定休 営業時間AM10:00~PM5:30 地下鉄丸の内線新宿御苑下車1分
通信販売係 ☎(03)352-2262