惑星大気と分光学

清水 幹 夫*

(昭和 46 年 1 月 25 日受理)

Planetary Atmospheres and Spectroscopy

Mikio SHIMIZU

Institute of Space and Aeronautical Science, University of Tokyo
(4-6-1 Komaba, Meguro-ku, Tokyo)

1. はじめに

飛しょう体による観測を中心とした宇宙科学の最近の発展によって、地球大気中の物理過程の大筋はほぼ固まってきた。太陽系中の諸惑星の大気は大気物理学の次の目標として魅力的である。すでに Mariner, Venera などの惑星探測器が火星や金星大気に対する豊富なデータを収集しつつあり、数年後には Pioneer F/G Mission や Grand Tour 計画などによって、木星族惑星の大気に関する知見が拡大されるであろう。金星・火星探測器中に搭載された紫外赤外分光器が、化学分析計や電波掩蔽実験のための発振器などと共に、大気についての情報を送ることに成功したことは記憶に新しい。

Fig. 1. Mariner Mars 69 に搭載された IR および UV 分光器

惑星大気について重要なことは、それが成層構造をもっているということである。したがって、大気組成、温度、圧力などの高度分布といったものが、大気中の物理諸過程を象徴している。こういった物理量に対する研究は、周知のごとく、地上観測によって得られた惑星大気赤外スペクトルの分析によって始まった。この行き方は、飛しょう体観測に比べて地味ではあるが、今もなお有力な手段であることには相異なく、両者は相補いあって発展している。このスペクトルを解析する際問題になってくるのは、惑星大気を構成する比較的簡単な分子の振動回転状態に関する知識であるが、これが突っ込んでみると意外なことに不明のままになっていることが多い。実験室における分光学研究のバックアップがいかに必要かをいうことを物語る事柄である。このことは赤外に限らず紫外分光でも同様であって、特に Mariner が fly-by 観測を主としていて比較的大気上層部のデータを多く伝えてきたことを考慮すると、紫外分光の重みが一しお増して感じられる。

この解説では、今迄の分光学的諸観測によって得られたデータ群を紹介し、またこれらのデータが惑星大気の物理的解釈とどう結びついていくかという問題について述べる。

2. 赤 外 分 光

この分光領域には、地球大気中の水、オゾン、炭酸ガスなどの吸収による妨害を受けないいくつかの窓がある。それに干渉効果を利用した技術開発の成功などによって極めて分解度の高い惑星大気スペクトルがとれるようになってきた。こうした結果、この分野での地上観測

* 東京大学宇宙航空研究所 (目黒区駒場 4-6-1)

の重みは圧倒的である。

個々のデータを論ずるより前に、赤外スペクトル分析法の概要を記しておこう。惑星よりやってくる連続光は、太陽光線の反射光と大気ないし地表よりの熱波の二つの源を持ち、したがって double peaks を持っている。この二つの山の間の谷は、火星の場合 4μ 、もっと冷たい木星の場合 9μ 辺にある。これらの連続光はいずれも大気中を通過するので、大気中の分子の双極型、四重極型、衝突誘導双極型などの遷移に伴った吸収線を含む。惑星大気中で形成された吸収線の幅は、吸収レベルでの大気密度が濃くかつ大気温度が低いことから pressure broadening によるものが大部分であり、したがって line profile はほとんど Lorentz 型である。(ただし、上層大気で形成されるような場合には、radiative deactivation が collision のそれより速く起るので、Doppler 幅が主となり、Gauss 型のプロファイルを持つようになる。星のスペクトルの場合には、むしろこちらの事情に近かった。) このプロファイルを積分した量は、その波長の光が大気を通過している間にぐり抜けてきた、問題の分子の総量 N と深い関係を持ち、その吸収線が弱い場合には N に比例し、強い場合には、 P を大気圧として $\sqrt{NP}$ に比例することが証明される(いわゆる成長曲線の理論)。したがって、或る分子の強弱二本の吸収線が観測されれば(温度を適当に仮定して)その吸収線が形成された場所での全気圧と、そのレベルより上の分子総数(したがって分子分圧、そして、その分子の混合比)が判る。そのレベルでの気温も、もし吸収帯の回転線が分離できれば、回転量子数に対する吸収強度分布から、回転温度 T_{rot} を出すというやり方で容易に求め得る。以上は理想的な分解能を持つての話だが、実際には吸収線まではとても分離できず、吸収帯全体の幅が求まるだけといったことも多い。その場合には、例えば diatomic molecules や linear polyatomic molecules では等間隔、同一強度の吸収線が集まって吸収帯ができていてとして、帯の幅から各線の平均幅を求める Elsasser の理論、複雑な分子では、統計的処理にもとづく Goody の理論などを使って適当に吸収線の幅を求める。

上記の話は厳密にいうと plane parallel かつ homogeneous な大気での結論だが、太陽光が、ある大気レベルより上で反射される場合(例えば地表とか、雲が厚くてその表面を鏡のように考えてよい時)には、簡単な幾何学的計算で、適当な高度分布を持ち、かつ任意の入射、反射角をとる現実的な大気の場合に容易に拡張できる(いわゆる reflection model)。ところが雲が薄くて、太陽光がかなり雲の内部にまで入り込み、多重散乱を受け

て後、再び外へ出るといった場合(いわゆる scattering model)では事情がだいぶ異なってくる。例えば弱い吸収線の場合にも、前記の linear law が成りたらず、むしろ square root law に従うことが証明される。したがって金星や木星などのように雲に囲まれた惑星のスペクトルの解析は、雲の状態に関する見解の相異によって、同じスペクトルから、かなり異なった結果が得られることになる。こういったことを念頭において、諸惑星のデータを検討してみよう。

2.1 金星大気の赤外分光

1932年 Dunham と Adams は金星の水の吸収線を探している内に 7820Å のところに吸収帯を発見した。初めは実験室での適当な照合データがなく、線の間隔より出した 廻転係数から CO_2 と想定し、その後10気圧、20m の tube での CO_2 ガスの吸収写真をとってその(105)振動遷移に相当する吸収帯と確認した。これが現在では金星大気の主成分として知られている、このガスの初めての検出であった。次いで1947年 Kuiper は $1.6\text{--}2.1\mu$ 領域に多くの CO_2 帯((201)、(041)遷移など)を見出し、その中には excited state からの遷移による hot band があることも発見している。金星の CO_2 の fundamental vibration に伴う吸収線は、地球の CO_2 によって遮蔽されてしまうから、ここで述べたような振動の anharmonicity に基因した比較的弱い線が検出の対象となったのである。しかしそれにしても驚くべきことは1960年代の半ば迄、この2つのデータだけが、金星大気解析の基になる資料であったことである。それほど惑星というものが科学者にとって疎遠になっていたのかという感が深い。その外に金星に(その組成すらいまだ定か

Fig. 2. 金星大気の $1.87\text{--}2.55\mu$ 領域における CO_2 諸吸収帯、H は hot band を、* は $^{18}\text{CO}_2$ の isotope band を表す。

Fig. 3. Sinton (1962) によって得られた金星の CO の 2.35μ における overtone band らしき吸収帯。下の方に描かれた 2 曲線は実験室中での吸収帯。

Fig. 4. Connes 夫妻 (1967) によって得られた、 2.35μ 附近での金星 CO バンド。各回転線毎にきれいに分解されている。一番上の曲線は太陽のスペクトルを比較のため挿入したもの。

Fig. 5. Connes らにより検出された金星の HCl 吸収線

でない) 雲があることが CO_2 バンドの解析を難しくした。こうして結局, Venera 4 号が大気中に突入して、 CO_2 の混合比が 100% に近いという結果をもたらすほんの 1, 2 年前迄, CO_2 は大気の数% を占めるに過ぎず, 大部分は N_2 , Ar といったガスであろうという見解が横行した。

ところで, 1965 年頃から, Michelson 干渉計の原理を適用して, 惑星大気吸収線の Fourier 変換曲線を求めるという技術がフランスの Connes 夫妻を中心として急速に発展し始めた。この技術は, 実は 60 年代の初頭にイギリスの Gebbie らによって開発されており, 筆者も National Physical Lab. に彼を訪れた際見せて貰ったが, その当時のものは noise 比が大きすぎて使いもの

にならなかった。ところが計算機の大形化が不必要な noise を落すのに役立ち, Connes 達の得た $1-2\mu$ 領域のスペクトルは分解能をそれ迄より 2 桁も上げるといふ画期的なものになった。このスペクトルを借りて帰った JPL の Kaplan らは, その中に CO_2 の 4×10^{-5} 程度の CO, 10^{-6} 程度の HCl, 10^{-9} 程度の HF を見出したのである。^{1) 2)} このスペクトルの精度の良さは, 例えば 2.35μ にある CO の overtone band についての一昔前の Sinton のスペクトル (Fig. 3) と Connes のスペクトル (Fig. 4) を比べていただければ一見して明らかになるであろう。前者では band すら捉えられていない。ただ Connes のスペクトルの弱みは, 光の量が落ちるだけ分解能が落ちるので, 惑星のディスクの全体の光を集めざるを得ず, その結果, 定量的な計算にやや不

- 1) P. Connes et al.: Ap. J. **152**, 731 (1968).
- 2) P. Connes et al.: Ap. J. **147**, 123 (1967).

向きだということである。それでも雲の辺で温度が約 240°K 、雲より上の CO_2 の総量 3.3 km STP といった値が一応発表された。しかしこの解析は reflection model によったものなので、金星の雲は薄いと主張する(視界 4 km 程度) Chamberlain などによって鋭く批判された。この辺の JPL—Kitt Peak の対立について、これ以上触れる紙数がないが、とにかく金星の場合に良く用いられる雲上いくらの量のガスがあるといった表現は意味があまり無いことに注意せねばならないだろう。それに反して混合比の方は比較的モデルによらず、事実 Scattering model での結果³⁾ も上記の比とそう異っていない。

こういった議論が煮つまり、一方 1μ 以下の波長の weak band の良いスペクトルも取れるようになり、1967年惑星探測器が打上げられた頃には、 CO_2 は大気のかなりの部分を占めているのではないかという考えが或る人々の間には強くなっていた。事実筆者が JPL に滞在していたときにも、計算の基礎になる大気モデルの中の CO_2 の混合比を50%以上にしろと Kaplan から何度もすすめられた。そして Venera 4, Mariner 5 いずれのデータも、このことを確証したのである。

金星の赤外観測で意見が別れたものの一つに H_2O の問題がある。1964年 Strong⁴⁾ は望遠鏡を積んだ大気球 Stratoscope によって、 1.13μ にある金星の H_2O 吸収帯を検出した。その量は水にして厚さ $50\text{--}200\mu$ 程度であった。金星は地球に対して動いているから、その吸収帯の位置は Doppler 効果によって地球の H_2O の吸収帯の位置よりややずれている。これを利用すれば、地上でも何とか検出はできる。Belton-Hunten⁵⁾ と Spinrad-Shaw⁶⁾ はこのやり方でほぼ水の厚さで 60μ ぐらいの H_2O を $8200\text{ \AA}$ の波長域に検出したと発表した。ところが前記の Connes 達のスペクトルには H_2O は影も形もなく、その上限は水の厚さ 20μ とされた。一方 Kuiper が1967年の半ば、 1.4μ と 1.9μ の吸収帯を探して見たが、これにも検出されない、金星の雲の本体の最有力候補はやはり H_2O であるから、これらの観測結果は直接いろいろに響く。(なお Venera 4, 5, 6 が 0.1% 程度の H_2O を下層大気で発見したことに対して或る種の赤外家さんは未だに懐疑的である)。そこで、この吸収線は太陽の

Fraunhofer line を見損ねたのではないかといった風の議論が持上って大騒ぎになった。これに一応の結論を下したのは Schorn ら⁷⁾ の根拠強い連続観測である。彼らは1967年中にわたって $8200\text{ \AA}$ の吸収帯を追い続け、4月から6月にかけては吸収帯がとれず、11月から12月にかけて水にして厚さ 40μ 位の吸収帯が観測されたと発表した。すなわち時期によって、金星の雲上の水の量は変化するという訳である。

それにしても金星の水の量は少ない。地表が 800°K と高温なので大洋が有り得ないとすれば、炭酸ガスの数十倍はあると思われる水(大気のものである火山ガスの成分比から推定)はどこに消えたのであろうか?

Venera 4 号が金星の下層大気中をパラシュートで降下しながら、組成分析した対象の一つが O_2 である。これはタングステン線を 800°C に熱しておき、これが O_2 の存在で切れることを手がかりにして実行された。その結果は 0.4% 以上の存在を示唆した。これは、赤外域にある O_2 の Doppler shift 線によって裏付けられるというのが Venera 側の主張であった。ところがこの赤外データは非常にあやふやなもので、もっと分解能を上げた観測では見出されないという反ばくがなされた。そして Venera 5, 6 号の再観測は O_2 の上限が 0.1% という違った結果を出した。飛しょう体観測に対し赤外分光がチェックになった一好例である。

2.2 火星大気赤外分光

火星の場合には、太陽光を反射するのは地表である。したがって、この節の始めに述べた教科書風の計算が有効である。火星の CO_2 の赤外スペクトルは1947年 Kuiper によって $1\text{--}2.5\mu$ の領域で得られた。しかしこれらは皆 strong bands であって、地表気圧が不明である以上、 CO_2 の量が出て来ない。weak band の廻転吸収線は1964年 Kaplan ら⁸⁾ によって始めて $8700\text{ \AA}$ の位置(CO_2 の (005) 遷移に対応した band)において分解された。これを strong band と組合せると CO_2 の量は 55 m STP 。地表気圧 25 mb 、 CO_2 20% という値になる。これはそれ迄に考えられていた大気圧よりずっと小さく、 CO_2 の混合比もだいたい大きい結果だった。それと共に彼らは Doppler shift した H_2O の吸収帯をも検出し、その量を水にして厚さ 14μ 程度と決めた。その一年後 Mariner 4 は火星の近傍をかすめ、その電波掩蔽の実験から、地表気圧 5 mb 、 CO_2 の混合比はほぼ大という状態が示唆された。またこの頃から赤外データが続々と出はじめた。こうして現在のところ CO_2 は火星

3) M. J. S. Belton: J. Atmos. Sci. **25**, 596 (1968)

4) J. Strong: Proc. CIT—JPL Lunar Plan. Conf. p. 187 (1965)

5) M. J. S. Belton & D. M. Hunten: Ap J. **146**, 307 (1966)

6) H. Spinrad & S. J. Shaw: Ap J. **146** 328 (1966)

7) R. A. Schorn et al.: Icarus **10**, 98 (1969)

8) L. D. Kaplan et al.: Ap. J. **139**, 1 (1964)

大気の100%近くを占め、その地表気圧は、ほぼ Mariner 4 のデータ程度ということが判っている。いやそれどころか、今度は遂にスリットをしぼって、表面のごく一部の吸収光を捉え、その解析から地表気圧の局所変化、したがって各地点の高度を測定し、目で見て黒く見える場所は高く、赤味がかかった場所は低いという結果をも出すことができる⁹⁾。これは radar 観測とも良くあった傾向である。

Connes らのスペクトルは火星についてもとられた。その分析から CO が CO₂ の 10⁻³ という大きな値で存在することが判った¹⁰⁾。一方 H₂O についても詳細な観測が行われ、かなり季節や場所による変化があることが結論づけられている。また O₂ は未だに検出されず、目下最大の検出目標である。

飛しょう体による観測としては、Mariner 6, 7 号にのった赤外分光器が CO₂, CO₂ ice, CO, H₂O ice などを検出したという preliminary report が出たが、それ以上の結果は発表されていない。

2.3 木星大気の赤外分光

木星の可視域に吸収帯があることは古く 1870 年代に多くの人によって見出されていた事柄である。1931 年 Wildt は Slipher によってとられた近赤外吸収写真を用いて 8650 Å の CH₄ 吸収帯、7900 Å, 9000 Å の NH₃ 吸収帯などを同定した。その後 Kuiper は 1—2 μ 領域に再び多くの CH₄, NH₃ 帯を見出した。木星大気の大部分を占めている H₂ の発見は、この分子が homopolar diatomic molecule であるためずっと遅く、1960

年に Kiess ら¹¹⁾ がその Quadrupole (3—0) lines を 8000—8500 Å 領域に見出したのが最初である。(ついでに言うと天王星、海王星の H₂ は pressure induced dipole line として見出されている)。

これらのスペクトルの解釈も、木星の雲の存在で非常に複雑化する。木星は外惑星だから接近時には全面が輝いて見えるので、その吸収光が中心から周縁にかけてどのように変っていくかが観測できる。もし雲が鏡のようだと、大気の頂上から雲に至る迄の吸収大気量は中心から縁に向かい sec χ の形で変化する筈だが、観測結果は殆んど一定のように見える。厚い雲を仮定する人達は、太陽に向かった中心部では NH₃ の雲が蒸発して雲の高さが低くなっているのだ、雲は入道雲状に柱立しているの disc の中心では柱の間の底の部分が見え、周縁部では雲の柱の頂上を見るから周縁効果が無いのだと解釈する。雲が薄いという人は、吸収光は weak band でもむしろ square root law にしたがっているの、周縁効果がでにくいのだと論じる。linear law と square root law のどちらをとるかで、ガスの存在量、雲附近の温度などの結果が違ってくるので本当のところは、なかなかつかめない。一番分解能のよい Connes のデータを用いて解析が進行中であるが、CH₄ や NH₃ のスペクトルは複雑でなかなかすっきりした結論はでにくいようである。以上の述べた以外の分子は未だ検出されていない。

3. 紫 外 分 光

紫外領域の光を観測するには地球大気外に出るより外

Fig. 6. Connes らによる木星大気スペクトルの一例

9) M. J. S. Belton, D. M. Hunten: Science **166**, 225 (1969)

10) L. D. Kaplan et al.: Ap. J. **L 187** (1969)

11) C. C. Kiess et al.: Ap. J. **132**, 221 (1960)

にない。したがって飛しょう体による観測がこの分野の中心になる。ところで惑星大気の opacity は紫外光に対してはすこぶる大きい。そこで観測されるのは、いわゆる超高層領域での原子や分子の分布が主になる。これらの化学種は、ほとんど太陽紫外線によって大気成分が解離ないし電離してできたものである。したがってこれらの現象を解析するためには、紫外域の吸収係数についてのさまざまな知識が要求される。こういったわけで、紫外分光学的データは、この分野のあらゆる方面に関与してくる。

これまでの Mariner はすべて fly-by 探測器であった。そこで、もともと大気圏の外側の部分が狙い易い。その辺で一番観測の対象となるのは、NASA の主目標が他の惑星における生命の存在ということにあることと対応して、 H_2O や O_2 に関連したもの、例えば H とか O といったものであろう。こうして、紫外観測を初めて実行した Mariner 5 (そして Venera 4) の場合には、 $1216\text{ \AA}$ の H の $Ly\alpha$ 線、 $1302-5\text{ \AA}$ の O の三重線などが検出の対象となった。この場合には Li F, Ca F, Ba F のフィルターをつけた三つの photomultiplier を同一の方向に向け(各々の透過波長域は、 $1050-2200\text{ \AA}$, $1250-2200\text{ \AA}$, $1350-2200\text{ \AA}$)、シグナルの差から、H や O の大気光分布を求めたのである。その後の Mariner 6, 7 の場合には、これが $1000-1900\text{ \AA}$ 領域では $10\text{ \AA}$, $1900-4300\text{ \AA}$ 領域では $20\text{ \AA}$ の分解能を持つ紫外分光計を用いるところまで発展した。一方、惑星全体の平均量を求めるだけだったら、地球大気圏の影響がなくなる高度まで観測ロケットを打上げ、大気光を測定すればよい。この種の実験も、今迄に観測結果が発表されただけでも、十を越える数になっている。しかしこの型の観測で圧巻なのは OAO の使用によるものであろう。未だほんの一部の結果が公開されはじめたに過ぎないが、なにしろ長時間にわたる測定が可能なので、やがては惑星観測の主流になることが充分考えられる。

3.1 金星大気の紫外分光

金星は内惑星だから、地球に一番接近した時には夜の側を地球に向ける。地球との電波連絡を考えれば、その中心部が軟着陸に最も良い地点となる。Venera 探測器は、したがって常に金星の真夜中に近い点を狙っている。そこで Venera 4 によってとられた H と O の紫外データは、かなり夜の側に入った(太陽直下から約 105°)地点におけるものである¹²⁾。それによると H の密度分布は

$$n_H(R) = \frac{600}{R^{4.5}} \left(\begin{array}{l} R: \text{金星半径単位} \\ n_H: \text{cm}^{-3} \end{array} \right)$$

と表わされ、O は検出できなかったことからその地上 300 km 附近での密度が $2 \times 10\text{ cm}^{-3}$ 以下と決められた。

一方、その翌日金星近くをかすめた Mariner 5 の検出器は夜の側から昼の側にかけて輝いている水素コロナを再確認した。その測定結果を Fig. 7 に示す¹³⁾。Ly α の emission rate が、photometer の視線に対し金星の中心から下した最低の距離 R_{PER} の関数として目盛りされている。0.58 kR の宇宙 Ly α 光を background にして、金星に近づくにつれ、光の強度は次第に増加し、金星の暗縁に入った際それは一旦減少、昼夜の境界線の附近で再び増加し scale outs, 昼の側では遠ざかるにつれて減少という状況がはっきり出ている。

さて、第一番の手掛りは、比較的 source のはっきりしている昼の側の大気光分布である。図中理論値としてある曲線が atomic hydrogen H のみの存在を仮定し、外気圏温度を 640°K ととって、太陽光の resonance scattering を計算した結果である。一見して判るとおり、 9000 km 以上の高度でのみ一致が良い。これ以下の高度での分布をあわせるためには、scale height* を半分にする必要がある、すなわち温度を半分にするか、質量数が 2 倍の物質 (H_2 または D) を考えるかしなければならない。観測者の Barth¹⁴⁾ らは、初め、 H_2 が Hopfield band で H (2S) と H (2P) とに分解し、 $2P-2S$

Fig. 7. Mariner 5 によって観測された Ly α 大気光 (本文参照)

- 13) L. Wallace: J. Geophys. Res. **74**, 115 (1969)
- 14) C. A. Barth et al.: J. Geophys. Res. **73**, 2541 (1968)
- 15) C. A. Barth: a report at IAU symposium No. 40 (1969)

* scale height は kT/mg で定義される。(m は平均分子量)

12) V.G. Kurt et al.: J. Atmos. Sci. **25**, 668 (1968)

の遷移にともなう出た $\text{Ly } \alpha$ が 9000 km 以下の大気光の主成分であると主張した。しかしこの分解の効率は極めて悪いので、そうだとすると H_2 が大量に必要になり、その結果この分子が壊れてできる H の量は観測された量より数桁大きくなる難点がある。そこで Barth¹⁵⁾ は上記の分解に伴う原子が、運動エネルギーをかなり持つ hot atom であるので、これが金星の重力内で拡散すると、ほぼ 640°K の分布になることに目をつけた。そしてこれにより 9000 km 以上の分布を説明し、したがって 9000 km 以下では外気圏温度は 320°K であるという two temperature model に切り替えた。しかし、実は彼の用いた余分の運動エネルギーの値は過少評価されている。

Deuterium model が何故初めに拒否されたかという、もしそうだとすると地上 400 km 附近での H と D との密度の比が 1:10 でなければならず、これが地球上の $10^3:1$ という値とあまりに違いすぎたこと、そして事実赤外観測の結果から上記の比は 10:1 以上であることが判っていることなどによるものである。しかし Donahue¹⁶⁾ によって、温度が 640°K の場合には重い D が外気圏から逃げる速さ H はのその 10^{-4} 程度に小さく、したがって、密度と速度の積である流束 f 子の比にしてみれば

$$(f_D/f_H)_{400\text{km}}=10^3$$

となり、地球の値に一致するということが指摘された。それで deuterium model の可能性は今一番強いとされており、これに基づいていくつかのモデルが提唱されている。だがこのモデルに立って夜の側の大気光を分析すると、非常に奇妙な結果がでて来ってしまう¹³⁾。もともと Mariner 5 の観測には stray light の問題が起きていたし、9000 km 以下のデータが Venera 4 のそれと食違うなどの難点もある。その H や D の究極の源が H_2O 、HDO などであることを考えると、 H_2O の時間変化と $\text{Ly } \alpha$ のそれを同時観測してみるなどの再実験の必要性があるものと思われる。

なお、Mariner 5 は、photomultier の collimation が良くなかったため、O の検出には失敗している。O の量が極めて少ないことは Venera 4 のデータで確実であるが、これから生じる問題は次節の火星の場合に共通しているので、そちらで改めて考えることにする。

金星の $\text{Ly } \alpha$ は Princeton のグループによってもロケット観測されている¹⁷⁾。これから大気光の全量が出せ

るが、その値はむしろ Venera 4 のデータに近い。また John Hopkins のグループが 1 Å という高分解能で 2200—3200 Å の領域をスキャンしたが、 O_2 などを検出できなかった¹⁸⁾。Kitt Peak グループの結果もこれを裏書きした¹⁹⁾。Moos らのデータ¹⁷⁾ によると 1500 Å 近くから 1800 Å にかけてかなり強い発光線がみられる。これを C 原子の 1560, 1657 Å 線が検出されたのだと解釈する人達がいる²⁰⁾。

3.2 火星大気紫外分光

Mariner 6, 7 号は本格的な紫外分光計を積んで 1100—4300 Å 附近の火星大気光を観測した。その結果 H の 1216 Å 線、O の 1304, 1356, 2972 Å 線、それに 1900—2500 Å 辺の CO Cameron bands, 2890 Å 以上における CO_2^+ の非常に顕著な発光帯などを検出した。一方窒素に関連した N 線 (1200, 1493, 1744, 3466 Å), N_2 の Lyman-Birge-Hopfield, Vegard-Kaplan, second positive 帯, NO のガンマ帯, N_2^+ の first positive 帯などは一切観測されなかった²¹⁾。Mariner 5 迄と違い、この頃から、各研究者は個々に結果を発表して良いことになったので、Barth は 1900—4300 Å のスペクトラムを発表して以来、データを温めて一切公表を避け、専ら IAU とか COSPAR, IAGA などの学会で口頭報告を行っているだけである。そこでこの結果に対する我々の知識は目下のところ極めて断片的なものであるが、一応いろいろのルートから入って来た情報を整理すると次のようになる。

H と O の地上 135 km 辺での密度はそれぞれ $3 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$

Fig 8. Mariner 6 によって観測された火星大気光スペクトル。2000—2500 Å において CO Cameron bands, 2900—4200 Å に CO_2^+ の発光帯が検出されている。また 2972 Å のところに酸素原子の発光線がある。

- 16) T.M. Donahue: J. Geophys. Res. **74**, 1128 (1969)
 17) H.W. Moos et al.: Ap. J. **155** 887 (1969)

- 18) E.B. Jenkins: a report to 2nd Arizona Conf. (1968)
 19) R.C. Anderson et al.: J. Atmos. Sci. **26**, 874 (1969)
 20) F.F. Marmo and A. Engelman: Icarus **12**, 128 (1970)
 21) C.A. Barth et al.: Science **165**, 1004 (1969)

および $5 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$, これらの原子分布の scale height から得られた中性大気温度は 400°K . 地上 100 km 辺では CO_2 , O, CO の密度はそれぞれ 10^{12} , 10^9 , 10^8 cm^{-3} . CO_2 と CO の分布から出た温度もやはり $400\text{--}500^\circ\text{K}$. 大気光強度から出した CO_2^+ の密度は, 電子密度より一桁ほど小さい. なお大気光の強度は H, O, CO CO_2^+ に対しそれぞれ 1 kR, 100 R, 600 kR, 2 kR ほどである.

火星の重力が小さいのに, H 原子がかなり存在するのは, 主成分の CO_2 のシェーマン・ルンゲ域での分解断面積が H_2O のそれに比べ二桁ほど小さいためであろう. なおこの結果に対応して $1900 \text{ \AA}$ 以上の波長をもった紫外光が, ほとんど大気に吸収されずに地表に達していることも観測されている²¹⁾.

問題は O 原子の量が (金星の場合と同様) 異常に少ないこと, それに関連して外気圏の温度がこれも異常に低いことである. 実はこの問題は Mariner 4 の観測時から既に取り上げられ, 議論が続けられている. Mariner 4 の電波は火星電離層により強く屈折されるから, その強度, 位相などの変化から, 電子分布が推定される. この電子分布には, 地球電離層の一番濃い部分である O^+ に伴ったいわゆる F_2 層が欠けている. この原因は CO_2 が分解してできる O が速やかに除去されることによるらしい²²⁾. その機構としては, 分解直後の $\text{O}(^1\text{D})$ と CO_2 の反応で CO_3 ができ, $\text{CO}_3 + \text{CO} \rightarrow 2\text{CO}_2$ という経路で速やかに $\text{O}-\text{CO}$ の再結合が行われるという考え方²³⁾と, 大気が地球より一桁も強く混合されていて O 原子はほとんど薄められるためであるといった考え方²⁴⁾があった. 一方, 電子分布の scale height からプラズマ温度が出

せ, これは大体中性大気温度に等しいから, こうして外気圏温度が求まる. Mariner 4 のデータからはこの温度が 300°K となる (Mariner 6, 7 の時では太陽活動が激しいため, 450°K 位). これは, CO_2 の赤外放射に伴う大気冷却の効果を考慮しても説明できないほど低い. したがって, solar wind の影響で電離層がかなり押し下げられていて, 電子の scale height は, 中性大気温度を反映していないという見方がでてくる²⁵⁾. 一方大気強攪拌にともなう熱輸送が効くという考え方も可能である²⁶⁾. さて, 上記の Mariner 6 の観測データは, かなり決定的な結果をもたらした. 直接に中性大気ガスの分布から決められた外気圏温度が, 電子分布から決められたプラズマ温度にほぼ等しいことは solar wind の影響を否定する. また, O 原子の量を説明するのが大気攪拌によるとして Barth のデータに合わせると, その攪拌の強さが前から予測されたように地球のそれより一桁高い位になるからである. も一つの裏付けは, 実験室内での光化学的研究によるもので, $\text{O}(^1\text{D})$ は CO_2 により極めて速やかに $\text{O}(^3\text{P})$ へと脱励起され, CO_2 などを作る暇がないということが, 二つのグループによって独立に見出されたことである²⁷⁾.

金星大気は, 火星大気と同様, CO_2 大気とみなしてよいので, 火星でのエアロノミカルな結論はだいたいそのまま適用できる. この惑星の廻転は極めて遅いから, 外気圏での昼と夜の温度差から生じる上層大気中での風が, 大気攪拌に一枚かんでくることは確かであろう²⁸⁾.

次に CO_2^+ 発光帯の生成には次の三つの機構が考えられる.

- (i) $\text{CO}_2 + h\nu (\lambda < 716, 685 \text{ \AA}) \longrightarrow \text{CO}_2^+ (\text{A}, \text{B}) + e^-$
- (ii) $\text{CO}_2^+ (\text{X}) + h\nu (3000 \leq \lambda \leq 4500 \text{ \AA}) \longrightarrow \text{CO}_2^+ (\text{A}, \text{B})$
- (iii) $\text{CO}_2 + e^- \longrightarrow \text{CO}_2^+ (\text{A}, \text{B}) + e^- + e^-$

Barth らは初め (iii) を主な過程と考えたが, その後 (i) と (ii) が効くと訂正した¹⁵⁾. しかし, 計算では B 状態よりの遷移の方が強度が強いはずなのに実測では A 状態への遷移の方が強く出るといったつじつまのあわなさが残っていた. 最近の情報では, どうも彼らは荷電交換反応

Fig. 9. Mariner 4 の電波掩蔽実験により決定された火星電離層中の電子密度分布.

- 22) この論争に関しては 清水幹夫: 応用物理 38 284 (1969) 参照
- 23) M.B. McElroy and D.M. Hunten: J. Geophys. Res. 75, 1188 (1970)
- 24) M. Shimizu: Icarus 9, 593 (1968)

- 25) P.A. Cloutier et al.: J. Geophys. Res. 74, 6215 (1969)
- 26) M. Shimizu: "Planetary Atmospheres" ed. by Sagan et al. D. Reidel Pub. Comp. (1970)
- 27) W.B. DeMore: J. Geophys. Res. 75, 4898 (1970), T.G. Slanger and G. Black: a private communication.
- 28) M. Shimizu: Icarus 10, 11 (1969), ISAS Report No. 455 (1970)

を考へて、検出し難い O_2^+ を持ち込み、 CO_2^+ の量の少ないことと一緒にこの難点を解決しようと試みているようである。CO Cameron bands は

などの機構によるものだろうから、この辺の話をすっかり首尾一貫させることがこれからの課題であろう。

大気圏外に打出されたロケットによる観測は、主として 2400 Å 以上の波長を持つ太陽反射紫外光中での吸収帯の発見を狙ったものである。しかし今迄のところ何も検出されていない。一番最近の、3 Å の分解能を持つ Kitt Peak グループの結果では、オゾンの量は 2×10^{-4} cm-atm 以下とのことである²⁹⁾

3. 3 木星大気などの紫外分光

木星を対象としてこれまでにいくつかの紫外観測ロケットが打上げられている。2000 Å 以上の Far ultraviolet 領域でまず問題になるのは 2600 Å 附近において見出された幅 200 Å 程度の弱い吸収帯である³⁰⁾。これをベンゼン誘導体やアデニンなどの有機化合物の存在を仮定して解釈しようとする試みがなされた^{31), 32)}。しかし、この観測での分解能は 50 Å ほどであり、あまりにも低すぎる。金星の項で述べた、1 Å の分解能を持つ John Hopkins グループの観測ロケットは、この点を再確認するため木星の観測も行つた。その分析の結果によると³³⁾、この吸収は幅の狭い強い吸収帯ではあり得ず、むしろ何か幅の広い diffuse absorption であるとのことである。その本体は未だに不明のままになっている。

一方 1200—1800 Å 領域の紫外観測¹⁷⁾ では H の Ly α 線、1310 Å 附近の線などが emission lines として見出された。後者は多分 O 原子によるものであろうが、木星大気のような還元性の強い場所にどうして反応性の強い酸素原子が存在し得るのかという点に疑問が提出されている。Ly α を出す機構として、太陽光の H 原子による resonant scattering を仮定すると、木星大気中に存在するこの原子の総量が求まる。大気の主成分である水素分子は、おそらく

という反応を経て、水素原子に分解するが、この反応過程と拡散効果を考慮しただけでは、H 原子の総量の計算値は大きく出すぎてしまう。この場合も何らかの意味で大気がよく攪拌混合されているとしなければ話があわないようである³⁴⁾。

紫外領域では大気の吸収が強く、内部の方はなかなか見透せない。したがって NH_3 のように（おそらく雲を構成しているために）雲の附近にしか存在していない物質は検出できない。また観測から決められた H_2 の量なども、赤外の分析から出た量より低く出る。逆にこういうことを利用すると、或る程度大気の垂直構造が判ることになる。しかし現在のところでは何しろデータ不足で、最終目標に到達する迄にはまだ相当の時間がかかりそう。

土星以遠の惑星大気については、まだしっかりしたデータがとれていない。ただ特筆すべきは OAO II によって Seki-Ikeya 慧星の囲りに太陽の半径の半分ほども広がった水素原子の Ly α glow が見出されたことであろう³⁵⁾。予測されていたとはいえ、慧星大気の主成分がやはり H 化合物を中心としたものであったことの見事な確証が得られたわけである。

4. お わ り に

惑星大気に関する情報を収集する手段として、赤外、紫外分光がいかに有用なものであったかということについて、これまでいろいろ述べてきた。しかし最近になるといろいろの手ごわい競争相手が出現してくる。Venera 4, 5, 6 のように大気中に突入できると、温度計、圧力計、化学分析計といった古典的な観測手段で直接大気を測定することが可能である。また電波掩蔽の方法で、大気や電離層の諸量を測定することも既に行われ、大成功をおさめている。その外に、電波分光という新顔も現われ、金星大気中の H_2O 、木星大気中の NH_3 による吸収を中心とした議論ができるようになった。こうした種類の観測と持ちつ持たれつしながら、赤外、紫外データの解釈は一層精密なものになっていくであろう。

今年末に火星の囲りを廻ることが予定されている Mariner Mars 1971 の中には、69 年の Mars fly-by のときと同じように、赤外、紫外分光計が積まれ、火星

29) L. Broadfoot & L. Wallace: Ap. J. **161** 303 (1970)

30) T.P. Stecher: Ap. J. **142** 1186 (1965)

31) J.A. Greenspan and T. Owen: Science **156** 1489 (1967), **159** 449 (1968)

32) C. Sagan: Science **159** 448 (1968)

33) E.B. Jenkins: Icarus **10** 379 (1969)

34) S.H. Gross and S.I. Rasool: Icarus **4** 110 (1965); D.M. Hunten: J. Atmos. Sci. **26** 826 (1969); M. Shimizu: Icarus **14** (1971) in press.

35) USA National report submitted to 13th COSPAR meeting.

大気の時間, 空間的变化を一層詳細に報告してくれる筈である. この事情は75年の Mars Lander-orbiter の場合も同様である. また72年と73年には, 木星をめざす Pioneer F/G が打上げられる. この探測器には Al の窓をつけた He^+ の584 Å 線での紫外大気光観測器が搭載され, 木星大気中の He/H_2 比を測定することになっている. アメリカ側にはこの外にも Mercury-Venus-fly-by, 木星以遠の惑星をいくつか廻して行く grand tour, 小さな spin stabilized spacecrafts の mission

など, さまざまな計画がある. またソ連側も, 恐らくこれを上廻る観測計画を持っていると思われるから, 70年代に, 太陽系内を乱舞する惑星探測器の数は相当な数に昇るであろう. それに OAO から始まり space station に至る, 地球外軌道での観測も既にその緒についた. これらの飛しょう体から集められる赤外, 紫外データが, 惑星大気中の物理的諸過程を理解するためにいかに重要なものとなるかは, 論をまたない事柄であろう.