

Solar Planetary Relationships

— Venus, Mars and Jupiter —

清水 幹 夫 (お茶の水大理)

§ 1 Solar Planetary Relationships

space physicsの一分枝として、このところ急速に発達した惑星物理学は天文、地球物理学と物理学の境界領域上における興味ある研究分野を形成しつつある。この内、物性物理学者にとって一番取り付き易いのはその最も外側と最も内側の問題、つまり上層大気圏と内部構造の問題であつて、これらは『宇宙物性論』の好個の研究対象であると考えられる。^{1) 2)}ここでは太陽からの放射線が惑星大気に入射した場合誘起される上層大気現象での反応素過程をとり上げ分析することにする。

太陽から発する種々の放射線のスペクトルは、地球大気上に打上げられたロケットや人工衛星での観測を通じてかなり細かい点迄判つて来た。また太陽系空間中での放射線分布の模様も Mariner 2 などの惑星ロケットによる観測や様々な現象の理論的解析を通じて漸次明らかにされつつある。一方、惑星大気の構造—温度・密度・圧力・成分・風など—に対しても、いろいろな波長領域の電磁場での研究、radar echo の実験といったものから、かなりの程度の推定を下すことができるようになった。上層大気現象を左右するその他の因子—惑星の磁場・自転周期・分子の逸脱速度など—についても、我々の相当の知識を持っている。

地球上の諸現象を太陽活動との関連において捉えるという試み solar terrestrial relationships の追求は、space research の大きな課題であつて、現在いろいろの方向から研究されている。解離層・オゾン層・電離層・極光・大気光・Van Allen belts・geocorona・磁気嵐・地磁気脈道・低周波空電などの諸現象はいずれも太陽放射線の地球大気への影響を物語るものである。さて前記の様に地球大気圏のみならず、太陽系空間へと知見が拡大した現在、これからの研究の方向がより広く solar planetary

清水幹夫

relationships の追求へと移行していく事は必然といえよう。地球上の様々な諸現象に対応する惑星上の上層大気現象の強度、高度分布等はどうなっているのでしょうか。また各惑星特有の新現象が存在し得るだろうか。こういった研究では、既成の理論をいろいろの惑星に適用し試みながら、そこに於いて生ずるズレから各惑星の特質を探索し、また逆に、惑星との比較によりデータ豊富な地球上諸現象の解析を進ませ精密化させるという同質性の中の異質性、異質性の中の同質性を追求する試みを行う事が望ましい。

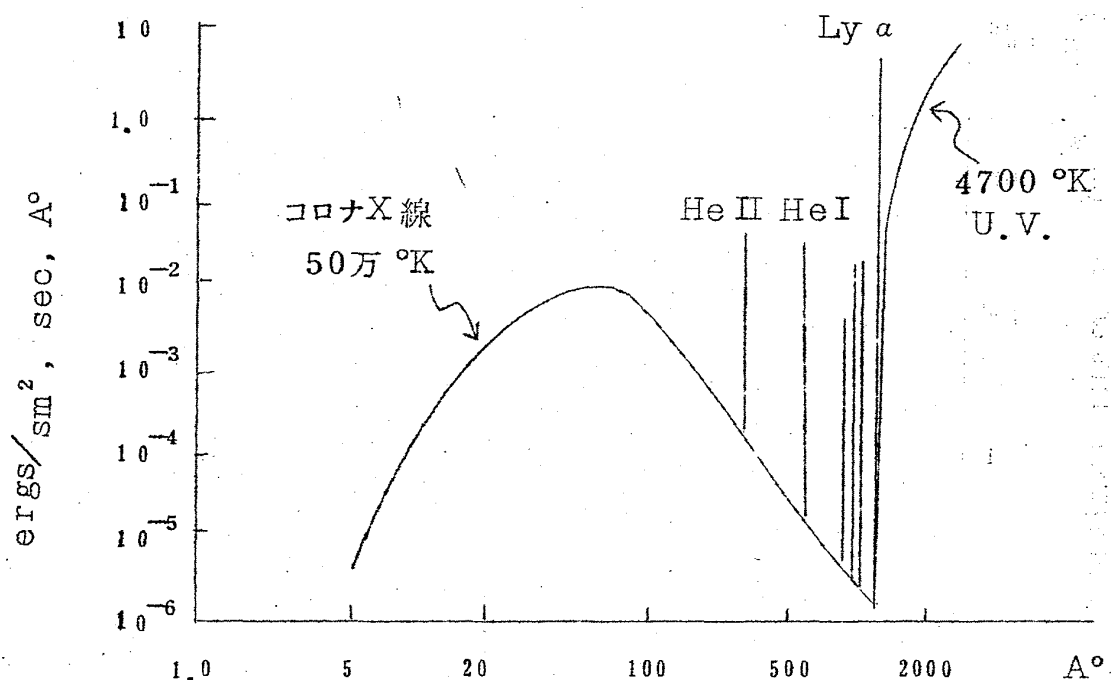
我々は大気モデルとして、主としてJPLグループ(Jet Propulsion Laboratory, Calif.)により提出されたものを取り上げ、この中にSolar radiationが入射した場合に惹き起されと思われるいろいろな素過程を検討し、金星、火星、木星といったデータ豊富な惑星のsolar planetary relationsに関し第零次近似でのモデルを作つてみた。この計画を通じて各惑星の上層大気中の素過程は、大気成分の変化から予測される以上に個性的なものであることが推測できる：地球大気の場合には O_2 が紫外線で O 原子に解離する過程で、上層大気成分が決定される。しかし金星と火星の場合には、 CO_2 分子の解離がその反応副産物たる O_2 分子の遮蔽によつて著るしく保護されるという新効果が現われる。金星大気の電離にはsolar windがsolar ionizing radiationと同じ位貢献し、地球の場合と比べものになぬ程大きな役割をつとめる。 CO と O の再結合で生じる大気光は地球のオーロラ程度の明るさである。木星の場合には H_2 の解離と電離が密接に関連し合っており、他惑星の様に電離を摂動と見る訳にはいかない。そしてそれで始めてある程度濃い電離層が期待できるようになる。

これらの計算は地上観測や惑星ロケット観測で得られた (1)金星、火星上の CO の量 (2)金星の電離層濃度やAshen lightの輝度 (3)木星のVan Allen beltから出るラジオバーストの定量的説明に必要なその電離層濃度といったデータとそれぞれ比較検討される。最後に将来に残された問題が論じられる。

§ 2 太陽系空間における放射線分布

太陽からは常時、さまざまな波長の電磁波が放出されてそれが、その惑星大気に強い影響を及ぼすのは、極紫外域からX線領域に亘つての放射線である。

特に $2000-1200\text{\AA}$ の Schuman-Runge 光線は大気分子を分解し、上層大気組成を決定する役目を果す。そのスペクトルは、金属線の Fraunhofer 線吸収が密に重なる為、可視領域とは少しずれた 4700°K 黒体輻射で良く近似されることになる。更に彩層とコロナの境界層附近に於て発射された $1200\text{\AA}$ soft X-ray 領域のいろいろの線輻射は、大気成分を電離して電離層とその他の現象を惹き起す。そのスペクトルは数多くのロケットによつて観測されており、ここでは地球大気上部での強度として、Hinterreggar に従い、Lyman continuum 領域 $900-800\text{\AA}$ 3.5×10^9 , $800-700\text{\AA}$ 3.5×10^9 , He I $584\text{\AA}$ 6×10^9 , He II $304\text{\AA}$ 6×10^9 , X線 5×10^8 photons/cm² sec という値をとつておくことにする。(第2.1図)



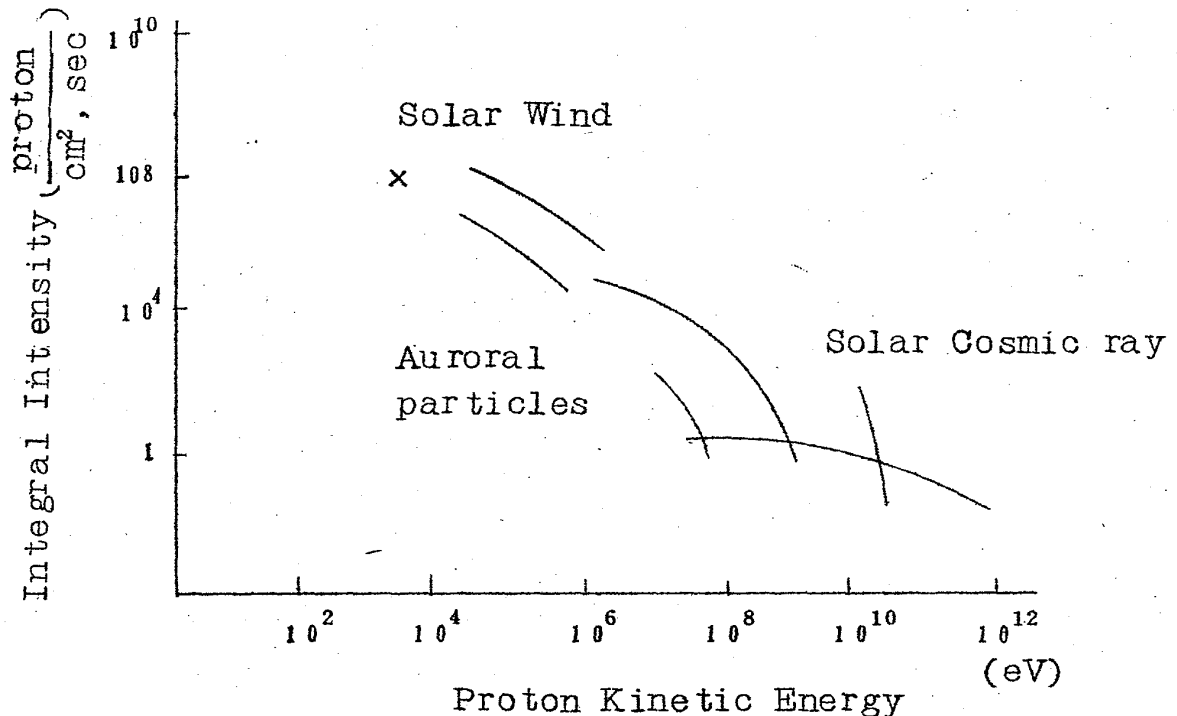
第2.1図 太陽光線スペクトル

これらの数値は金星においては約2倍、火星では約1/2倍、更に木星では約1/27倍しなければならない。太陽系空間内の星間物質による吸収はこの辺ではまだ無視できる。

更に惑星の磁場が小さい場合には、いわゆる solar wind を始めとする solar corpuscular stream が大気深く侵入し電離その他の過程に貢献するであろう。Parker によれば、これは太陽重力でしばられ、恒常的に超音

清水幹夫

速で噴出しているプラズマ流であつて太陽から或る程度離れている金星、火星附近では r^{-2} 則によつて分散していると見てよい。このことは理論的予測だけでなく、Mariner 2 による実測によつても確められている。しかしこのプラズマ流は太陽系空間中の磁気雲と衝突して次第に乱れ、やがて周囲の熱運動へと雲散夢消する。このため solar wind は木星附近には到達しないと考えられているから、木星に関する研究においては、この影響を無視することにする。Mariner 2 のデータに基き、地球近傍においての solar wind 速度を 500 km/sec ととり、また強度を $F = 1.2 \times 10^8 \text{ km/cm}^2, \text{ sec}$ ととることにする。これより高エネルギーで solar cosmic ray に列なつていく荷電粒子流のスペクトルは E^{-2} 則に従がつていると思われる。(第 2.2 図)

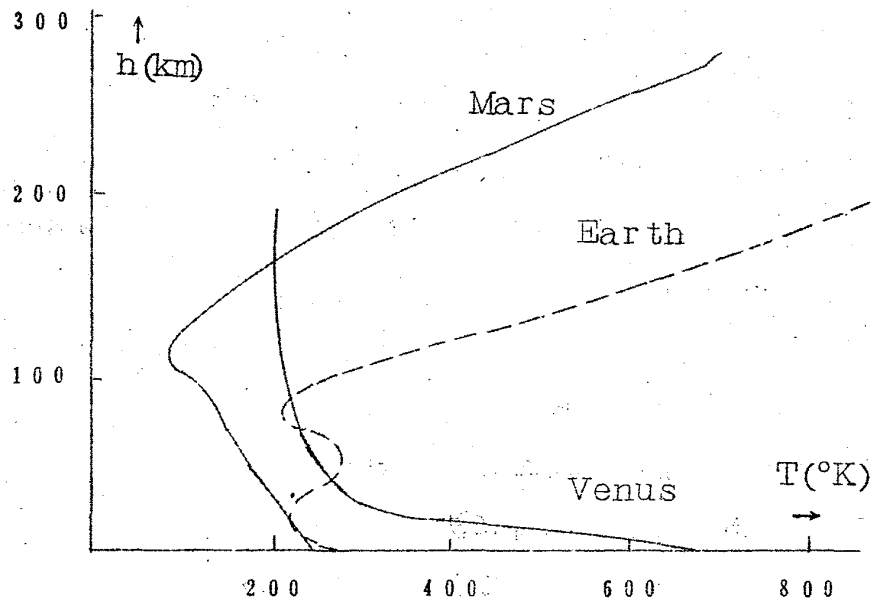


第 2.2 図 Solar corpuscular stream のスペクトル

§ 3 Venus Mars : 大気モデル

金星と火星は比重が大きく半径の小さい、いわゆる地球型惑星 terrestrial planets と呼ばれる惑星群に属しており、大まかにいつて地球とよく似た性質をもっている。地球の場合には、その大気主成分が N_2 , O_2 であり、極紫外線で O_2 が O に分解され、更に O_3 , NO などが作り出されるという素過程がいろ

いゝの上層大気現象をひき起す原因となつていた。この O_3 が近紫外部の光線を吸収して高温化するために上層大気温度も特徴のある高度分布をすることになる。(第3.1図) それでは、金星や火星の大気構造はどうなっているであろうか。



第3.1図 地球型惑星の温度分布

(i) 金星 Venus

この惑星は厚い雲で隙間なく蔽れているため我々は雲上の大気のみを問題とすることができる。これ迄に分光学的に検出されたガスは、赤外吸収帯を発見できた CO_2 唯一つであつて、そのため近年迄大気の大部分がこの窒息性のガスで占められていると仮定されてきた。しかしJPLのKaplanが1.6 μ における吸収線の pressure broadening の分析から標準大気に換算して厚さ100 m(STP) 全体の15%程度という値を出したのをきつかけとして、その量はあまり多くない事が判り、同じくJPLのSpinradは他の吸収線の分析より40 m STP, 5%という値を与えた。更に最近、Kaplanは5 m STP, 10%という値を暫定値としている³⁾。この値はMariner 2のinfrared観測で CO_2 の吸収が僅かであつた事の説明に都合よい。ArizonaのKuiperは $^{13}CO_2$ の吸収線をも観測した。 O_2 については、Crimea天文台のProkofievが金星反射光中の地球酸素による吸収帯の裾に弱い非対称性を発見し、金星の O_2 の Doppler shift によるものとしているが、確認されたとはいえない。

清水幹夫

H₂O に関しても、赤外部での分光観測、Stratoscope と呼ばれる気球上よりの分光写真観測などからいろいろの報告がなされたが、一致した値が得られていない。どちらにしてもこの惑星上の O₂ と H₂O の量は極めて小さいものらしい。CO の 2.35 μ overtone band が存在するかどうかという事も試論の対象になつてゐるが、これについては後でのべよう。そこで残りの大気の大部分は化学的に不活潑な N₂ や希元素から成ると想像されるが、適当な吸収線が地上から観測出来る波長領域にないため、まだ検証できていない。

大気の雲上での圧力は Paris 天文台の Dollfus が反射光の偏光測定を行い、それが分子散乱によるものと仮定して 90 mb という値を出した。しかしその後 Harvard の De Vauconlem と Menzel が獅子座 Regulus 星が金星により掩蔽された時の観測から、雲上で 7 mb という値を与え、これが Mariner 2 の観測値に都合がよい。なおこの上層大気の scale height $H = kT/mg$ の値が 6.8 km であることも同時に決定された。しかし同じ occultation のデータからこの値が 6 km 程度であるとする一派もある。

Lowell 天文台の Sinton と Strong は、CO₂ の 8-13 μ 赤外線強度測定より、大気温度に $235^{\circ}\text{K} \pm 10^{\circ}\text{K}$ という値を出し、また Kuiper と Chamberlain は 8000 Å のバンドから $285^{\circ} \pm 9^{\circ}\text{K}$ という結果を得た。前者が雲上の、また後者は雲の中に少し入った地点の温度を与えるものと信じられてゐる。マイクロ波スペクトルからは 700°K (3-68 cm) と 350°K (4-8 mm) という二つの値が得られるが、Mariner 2 の観測から 700°K が地上の温度であることが確定された。 350°K はやはり雲中深い地点からのものであろう。雲上より数十軒上方の温度については Maryled の Öpik, NASA の Rasool らが理論的に求めており、それによればあまり高度による変化がなく 215°K 前後である。(第 3.1 図)

以上から我々に金星の標準大気モデルとして CO₂ 10%, N₂ 90%, 雲上圧力 7 mb, scale height 6.8 km, 215°K isothermal atmosphere を採用することにし、後でパラメータをいろいろに変えてその影響を見ることにする。荷電粒子の大気に及ぼす影響を考える際、磁場は重大な因子となる。金星の回転周期は radar echo の観測から 225 日程度と求まつており、従つてこの惑星が例え金属核を持つていてもその toroidal motion は極めて小さい。これ

に放射線元素の発熱作用に由来する radial motion がからみあつて地磁気が定常化するというのが一般に信じられている dynamo 理論であるから、これからすると金星磁場は極めて小ささうである。Mariner 2 が中心より 4 万 1 千キロ離れた最近接地点で 5×10^{-5} ガウス以上の磁場の変動、宇宙線やプラズマ流の変動を観測できなかつたことから推定される。金星双極子磁場の上限が地磁気の 5-10% であることもこの推測と矛盾しない。

(ii) 火 星 Mars

この惑星においても、今迄に確認されたガスは CO_2 だけである。その量は London の Goody らが与えた 35 mSTP 1.9% と永らく信じられていたが、最近 JPL の Kaplan, Münch, Spinrad は 8700 Å での吸収帯の分析から $55 \pm 20 \text{ mSTP}$, 16% という著るしく違つた結論を出した⁴⁾。彼らは同時に 7600 Å の O_2 吸収線を観測し、検出できなかつたことから、その上限量を 70 cmSTP と与えた。 H_2O についても数多くの分光観測、気球観測がくり返えされているが、未だはつきりした結論はでていない。その他検出され得なかつたことから上限の与えられている species は次の通りである。

Kuiper : $\text{N}_2\text{O} < 2.0 \text{ mSTP}$ $\text{O}_3 < 5 \times 10^{-4} \text{ mSTP}$

$\text{NH}_3 < 0.2$ " $\text{SO}_2 < 3 \times 10^{-5}$ "

$\text{NO}_2 < 0.1$ "

Sinton : $\text{NO}_2, \text{N}_2\text{O}_4 < 2.2 \text{ mSTP}$

Moros : $\text{CO} < 5 \text{ cmSTP}$

一般にいつてこれ迄多大の努力が払われたにも拘らず、検出されていないことから、 CO_2 , N_2 , 稀ガス以外のガスは存在するとしても、僅少であるといえよう。

この星の地上大気圧については Dollfus が偏光測定から出した 85 mb が一番信頼されてきた。しかし前述の Kaplan Münch Spinrad は 2.06μ の CO_2 帯の pressure broadening の解析から $25 \pm 15 \text{ mb}$ という値を提唱している。偏光は大気分子のみならず、細かい塵の類によつても起り得る。火星大気中には blue haze とよばれる現象などこの種の物質の存在を示唆するものが多いので、どうも後者の解釈の方が正鵠を得ているように思われる。scale height は実測されていない。

清水幹夫

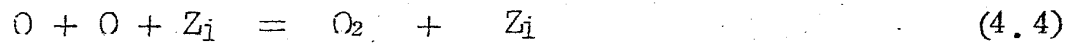
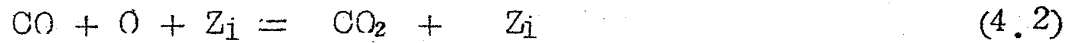
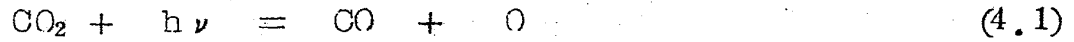
地上温度については $8 - 12 \mu$ の赤外の窓での Sinton Strong の観測が平均 230°K という値を出し、 3 cm 波強度から換算された値と一致している。しかし温度の高度分布となると、赤外域で大気の光学的厚さが薄いこと、 CO_2 や H_2O が地球上にあつて妨害することなどのため、地上からの観測が難しい。そこで前述の Goody, NASA の Arking, Bedford の Ohring, Chicago の Chamberlain, Rand Corporation の Schilling などによつて次々と理論値が提唱されているが、どれも皆基礎となるデータに古いものを使つているので一層の分析が望まれる。

以上から我々は火星の標準大気モデルとして CO_2 16%, N_2 84%, 地上圧力 25 mb とし、scale height と温度については、いくつかの理論値をとり、更にパラメータを変えていくことにする。

火星の磁場については一切の手がかりが無いが、理論的にみて多少の磁場は存在しそうである。自転周期は $24^{\text{h}} 37^{\text{m}} 23^{\text{s}}$ で地球の場合と同様、日光がむらなく当つている。

§ 4 Venus Mars : 太陽極紫外線による上層大気の解離

Venus や Mars の大気主成分たる N_2 は、Schuman Runge 光線によつてほとんど分解を受けないが (解離断面積 $< 10^{-22} \text{ cm}^2$)、 CO_2 は $1690 - 1250 \text{ \AA}$ 辺の極紫外線を吸収して CO と O に分解する。(解離断面積最高 $1495 \text{ \AA}$ において $4.4 \times 10^{-19} \text{ cm}^2$) CO と O は三体衝突の際余分のエネルギーを第三物体の kinetic energy として放出しながら再び CO_2 に復帰する。一方の原子同志も同様三体衝突によつて O_2 分子になるが、その reaction rate は $\text{CO} + \text{O}$ の場合よりも 10^3 倍ほど大きい。また O_2 分子は CO_2 と殆んど同じ極紫外線によつて分解するが、その断面積は $1450 \text{ \AA}$ で最高値 $1.85 \times 10^{-17} \text{ cm}^2$ とこれまた CO_2 のその 40 倍である。そこで紫外線はむしろ反応生成物たる O_2 によつて大部分吸収されるのであつて、そのため CO_2 の分解は著るしく保護されるのではないかと考えられよう。以上述べた反応は activation energy が大きく、且つ低温であるため無視できる。 N_2 は三体衝突の第三物体の一つとして役立つだけである。そうするとこの二惑星上層大気中での反応は、第三物体を Zi と書いて (Zi は N_2 , CO_2 , CO , O のいずれでもよい)



となる。光化学平衡状態を仮定し、拡散を無視すると、ガス濃度をきめる方程式は

$$r_1 [\text{CO}_2] = [\text{CO}] [\text{O}] \sum_i a_{1i} [\text{Z}_i] \quad (4.5)$$

$$r_2 [\text{O}_2] = [\text{O}]^2 \sum_i a_{2i} [\text{Z}_i] \quad (4.6)$$

となる。ここで $[]$ は各 species の濃度を意味している。 r_j は

$$r_j = \int J_h(\lambda) \sigma_j(\lambda) d\lambda \quad (j=1, 2)$$

によつて定義され高度 h の函数である。 $J_h(\lambda)$ は太陽紫外線強度を表わし、 σ_1 、 σ_2 は CO_2 と O_2 分子の解離断面積である。 σ_1 は Wilkinson Johnston によつて測定されており、 σ_2 に対しては、Pendorf の論文に引用された実験データを用いた。 σ_1 の波長に関する依存性は σ_2 のそれにととても良く似ている。 a_1 と a_2 は方程式 (4.2), (4.4) に対応する三体再結合反応速度であり、Harteck らによつて

$$a_1 (\text{Z}_i = \text{O}_2) = 2.9 \times 10^{-37} \sqrt{T},$$

$$a_2 (\text{Z}_i = \text{O}_2) = 1.6 \times 10^{-34} \sqrt{T},$$

と与えられている。第三物体の種類による relative field は

$$\alpha_{\text{O}_2} : \alpha_{\text{CO}_2} : \alpha_{\text{N}_2} : \alpha_{\text{CO}} : \alpha_{\text{O}} = 1.0 : 1.0 : 0.6 : 0.6 : 0.1 \quad (4.7)$$

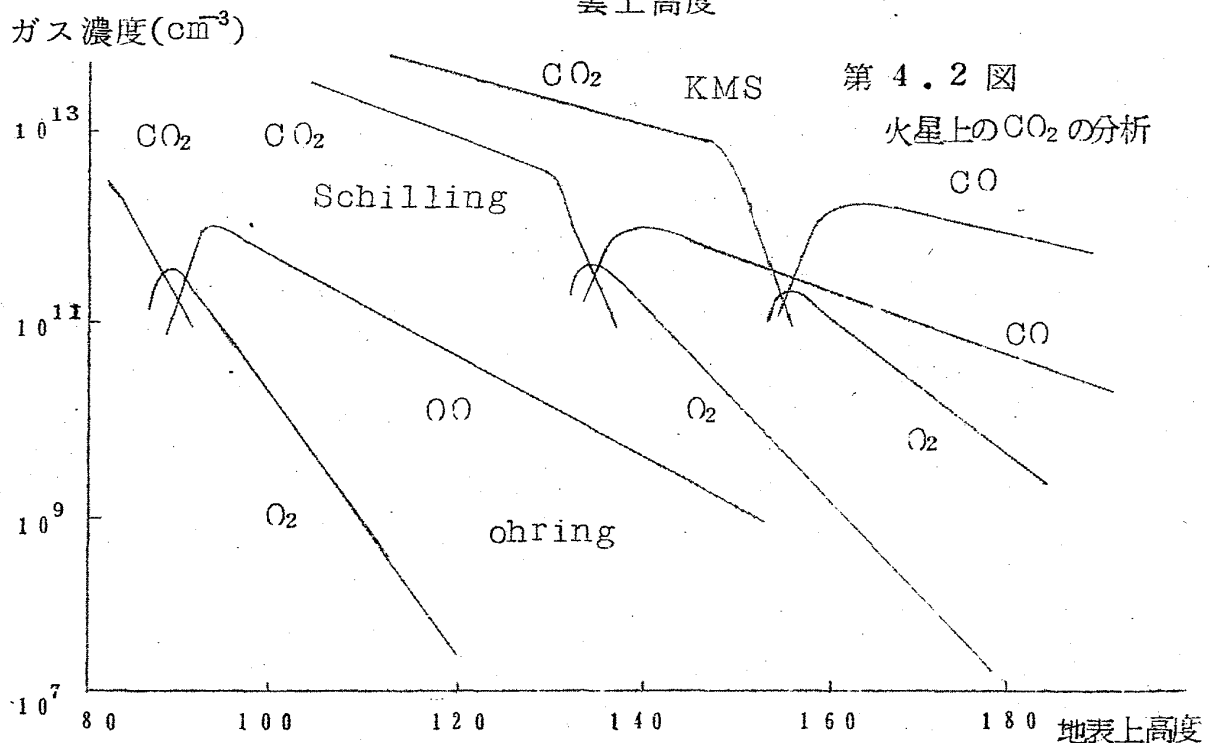
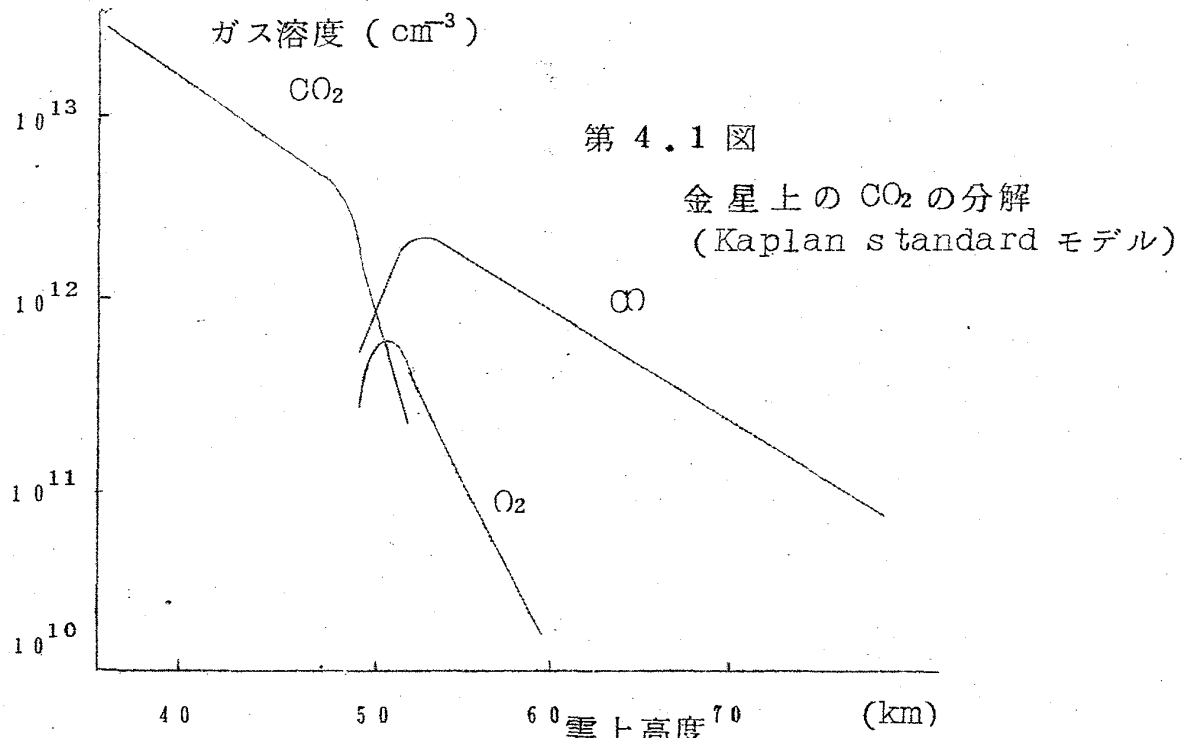
とおけよう。 α_{CO} 以外には実験的に出されており、また CO の電子構造が N_2 のそれと酷似しているので、 $\alpha_{\text{N}_2} = \alpha_{\text{CO}}$ とした。拡散を無視したから副条件

$$\begin{aligned} \frac{\beta}{1-\beta} [\text{N}_2] &= [\text{CO}_2] + [\text{CO}] \\ &= \frac{[\text{CO}]}{2} + \frac{[\text{O}]}{2} + [\text{CO}_2] + [\text{O}_2] \end{aligned} \quad (4.8)$$

清水幹夫

が成立する。 β は光線が入射する前の全ガス濃度に対する CO_2 濃度の比である。

各高度で (4.5) - (4.8) を iteration によつて解きながら、極紫外線の吸収を下方に向つて計算していく事により、上層大気解離の様子が判る。我々は現在の観測データのバラツキがどの位結果に影響するかを検討するため、パラメータを大幅に動かしてみた。得られた結果を第 4.1 図、第 4.2 図と第 4.1 第 4.2 表に挙げておく。O 曲線は CO 曲線より少し早く減少する。



第4.1表 金星大気モデルと計算結果

Solar

モデル	雲上解離層高度	CO 量
Kaplan standard	5.2 (km)	2 (cm S T P)
O ₂ 1%	5.2.5	2
T = 600°K	5.2	2
H = 6.0 km	4.5	2.5
P _C max 70 mb	7.2	2
P _C min 0.07 mb	7	2
5000°K 黒体輻射	5.0	2.5
r ₁ , r ₂ 10 倍	5.7	1
Spinrad CO 5%	4.9	2

第4.2表 火星大気モデルと計算結果

モデル	T	P	CO ₂ %	H	地表上 解離層 高度	CO 量
KMS Standard	160 (°K)	25 (mb)	16	12.4 (km)	155 (km)	0.2 (cm STP)
" low	"	10	60	12.4	125	0.3
Schilling	163	0.054 at 100 ^{km}	1.9	12.2	133	0.1
" O ₂ 1%	"	"	1.9	12.2	137	0.05
Ohring	90	2.5 at 42 ^{km}	1.9	6.94	88	0.05
Chamberlain		variable	1.9	variable	124	0.1

金星においては、解離層は雲上約5.0 kmのところに現われ、その巾は1.0 km位で甚だ狭い。光線減少と吸収成分増加が exponential に行われるので、その積たる吸収速度が sharp peak を作るからである。この中での紫外線の吸収は殆んど O₂ によつてゐる。しかしこの O₂ の shallow peak は拡散を考えると実際には或る程度ならされてしまうのであろうから。解離層の高度を定性的に決める程度の役割しか果たさず、現実の現象に結びつく事はあるまい。ガス濃度を高度について積分して得られる CO の雲上総量は 2 cm S T P 程度である。Urey は彼の review の中で(4.1) (4.2)のみを考えることにより 6.0 cm S T P の CO 量があると推定している (正しく計算すると 3.0 cm S T P 位) から、

清水幹夫

O_2 の遮蔽効果を考慮することによつて随分少なくなつたことになる。未観測の酵素の影響を見るため光線入射前に O_2 が 1% 程含有されているとして計算した結果は解離層上の O 原子が増している点を除けば前と殆んど変らない。 O_2 が吸収に関係するのは非常に薄い紫外線の中だけであるからである。温度の影響は、今の仮定では reaction rates に関連するだけなので、僅少である。scale height はかなり影響しそうだが、観測誤差の幅が小さい点で問題が少ない。大気量の全体が増すことは高度原点をずらすだけのことである。 CO の量は太陽光線の量によつて大きく左右されるから、太陽黒体輻射温度の観測精度は結果に著しい影響をもたらす。再結合速度定数 α の実験精度はあまり良くないので、 α_1, α_2 を共に 10 倍してみたところかなりの影響があつた。これは地球上層大気に関しても、よく問題になることなのでこの種の物理定数をもう少し正確に求める手段を考える必要がある。

火星に対しても、金星と同じ事がいえる。この場合は基になる大気モデルに非常な幅があるのでこれを確定することが重要である。^{*)}火星の質量は地球の質量の $1/10$ 程度であるため、ガスの逃散速度が 6.4 km/sec となり、地球の 11.2 km/sec に比べてかなり小さい。そこで Öpik は外気圏 ($> 1000 \text{ km}$) の温度が地球と同じ 1500°K 位だと O 原子が逃げてしまい、 CO 分子が多量に残される可能性があるとして主張する。しかし Chamberlain は CO が赤外線を出して外気圏を冷却させその温度を 1100°K にするから、その様な間は起らないとしている。現在のところこの分子の存在量は 5 cm STP 以下であるとされているから、このような僅少量の CO が我々の計算に影響を及ぼすことは殆んど考えられない。しかも逸散現象は解離層に比べて遙かに高層部での問題であるから、長年月での時間的变化を問題にするのでないかぎり、我々とは関係のないとすることができよう。

ところで惑星上の CO 量に、 2.35μ にあるこの分子の振動廻転陪音吸収帯を観測する事により決定できる。今迄に多くの観測家がこれを検出しようと努力し、いろいろな報告がなされてきたが、未だ決定するには至っていない。

*) この惑星に対しては Chamberlain や Marmo が著者と独立に計算を行っている。

(第4.3表) 金星についての Sinton の報告はあまりに怪しく、英国 NPL

第4.3表 金星と火星上のCO量

観測者	観測法と望遠鏡			CO量
<u>Venus</u>				
Sinton	プリズム	42吋	Lowell	20 ? (cmSTP)
Moros	回析格子	48吋	Crimea	< 5
Gebbie	干渉計	77吋	de Hante Provioce	?未検出
Kuiper	回析格子	82吋	McDonald	< 3
Urey	推定			60
Ours	理論			2
<u>Mars</u>				
Moros	回析格子	48吋	Crimia	< 5
Ours	理論			0.2

の Gebbie らの観測結果は彼らが天文学者でないため定量化され得ないでいる。Crimea の Moros は検出したと言っているが、自分自身半信半疑である。結局経験の豊かさからいつて Kuiper の値が最も信用できそうだが、これは未検出の結果を望遠鏡の分解能から換算して上限を与えたに止まっている。我々の結果はこの上限すれすれのところにある。観測精度が上つた場合、実測値との比較は、この惑星の上層大気の拡散、大気循環などに対する知見を与してくれるであろう。火星については Moros の上限値だけで、これは計算結果より遙かに大きい。

§5 Venus Mars : 上層大気現象

前節で計算した解離層モデルを手がかりに、二惑星上の上層大気現象を試論してみることにする。

(1) airglow, 金星の Ashen light

極紫外線により解離されてできた $\text{CO}(^1\Sigma^+)$ と $\text{O}(^3\text{P})$ は再結合する時、まず CO_2 の励起状態 ($^3\pi$) を作る。これが基底状態 ($^1\Sigma_g^+$) に落ちる際、 $4000 \text{ \AA}$ を中心とした広範囲の波長の光が放出される。この光は一酸化炭素煙として広く実験室で観測されているものであつて、その強度は $I = I_0[\text{CO}][\text{O}]$ の形で

清水幹夫

ガス濃度に依存し、 I_0 はガス圧にはほぼ無関係であることが判明している。

ところでVenusにはAshen lightと呼ばれる現象が存在する。これはVenusが三日月に見える頃、その夜の部分が極めて弱く一様に光る現象で、古い昔から観測されており、Cytherean Auroraであるとか、稲光現象であるとか、更にまた眼の錯覚によるものだとかいうような試論を巻き起してきた。金星は自転速度が遅いから、長い間或る側を曝している事により、前記の炭酸ガスの解離はこの昼の側で起る。この分解したガスが拡散するか、風によつて運ばれるかして夜の側に廻り、そこで再結合し発光する可能性がある。こういう機構でAshen lightを説明する事は出来ないであろうか。

このairglowの輝度は、上層大気が光学的に薄いことから、sunlit側で

$$4\pi J = \int I_0 [CO] [O] dh \approx \frac{I_0}{2} n_0^2 H$$

程度となる。但し $n = [CO] \approx [O]$ で isothermal atmosphere を仮定した。Hはそのscale heightである。さて I_0 はCambridgeのClyne-Thrush及びBerkleyのMahan-Soloによつて与えられている。

$$I_{OC} = 1 \times 10^{-17} \exp\left(-\frac{3700 \pm 500}{RT}\right), \text{ cm}^2/\text{mol, sec} \quad (\text{Clyne ら})$$

$$I_{OB} = 2.3 \times 10^{13} \exp\left(-\frac{9500}{RT}\right) \quad (\text{Mahan ら})$$

この二式は両者とも常温近くでの測定で決定されたにも拘らず、 $T = 300^\circ K$ でも一桁食い違い、上層大気のような低温度下では一層甚だしくぐいちがう。金星に対し $T = 215^\circ K$, $n_0 \cong 5 \times 10^{12}$, $H = 6.8 \times 10^5 \text{ cm}$ を代入し、Cambridge groupの値を採用すると $4\pi J = 20 \text{ kR}$ ($1 \text{ Rayleigh} = 10^9 \frac{\text{photons}}{\text{cm}^2} (\text{column}) \text{ sec}$) という値が得られる。これはICB II程度で地球上の明るいオーロラの輝度である。またBerkley groupのデータを採用すると 0.5 kR となり、IBC I即ち弱いオーロラの輝度となる。 I_0 が強く温度に依存するし、実験データ自身もあやふやなので、はつきりとは結論できないけれども、昼の側でこの程度の輝度では夜の側の夜光の観測は惑星ロケットでも用いない限り難かしらう。

火星についても $T = 150^\circ K$, $n_0 \cong 1 \times 10^{12}$, $H = 1 \times 10^6 \text{ cm}$ という値を代入

すると、Cambridge データで $45R$, Berkley データで $4 \times 10^{-3} R$ という値が得られる。火星は外惑星であるため夜の側が見え難く、この観側は一層難しい。Berkley の I_{∞} は Cambridge のデータのみ用い $T = 293^{\circ}K$ と Chamberlain の $n_0 \approx 1 \times 10^{12}$ を代入して輝度 $2kR$ を考えているが、overestimate の可能性がある。

(2) solar ionizing radiation と Solar corpuscular stream による電離

Venus の磁場は前述の通り、非常に小さそうなので、荷電粒子が、地球の場合と違って大気深く侵入できる可能性がある。大気が isothermal で一成分系の場合、光と荷電粒子の penetration depth 及び ionization rates は次の式で評価される。

光 : $n(h) \sigma H \sim 1, q \sim I_{\infty} \sigma n,$

ここに $n(h)$ は高度 h での大気密度、 σ はイオン化断面積、 H は scale height, I_{∞} は大気上部での入射強度を表わす。

荷電粒子: $n(h) \frac{dE}{dx} H \sim E_0, q = n \frac{\frac{dE}{dx} F_{\infty}}{W}$

ここに $\frac{dE}{dx}$ は energy lose, E_0 は粒子の初期エネルギー,

F_{∞} は荷電粒子束, W はいわゆる W 値である。

これらの物理定数に値を代入してみると、solar ionizing radiation と solar wind はイオン化に大体同程度の寄与をしそうである。そこでもう少し丁寧に ionization rate の計算を実行することにしてみる。

解離層のもつと上空では、大気は十分に攪拌されず、むしろ拡散平衡の状態になっているであろう。そこで地球の場合との類比から、解離層上では各種のガスは各々の分子量によつた scale height で分布していること、そしてこの scale height が解離層高度を原点とした高度 h に対し、

$$H_i = H_{0i} + a h$$

の形で変化している事を仮定してみる。この上層大気モデルでは、ガスは

$$n_i = n_{0i} \left(\frac{H_{0i}}{H_i} \right)^{1 + \frac{1}{a}}$$

清水幹夫

の形の高度分布をしている事になる。そして、このモデルについて、solar ionizing radiation に対しては

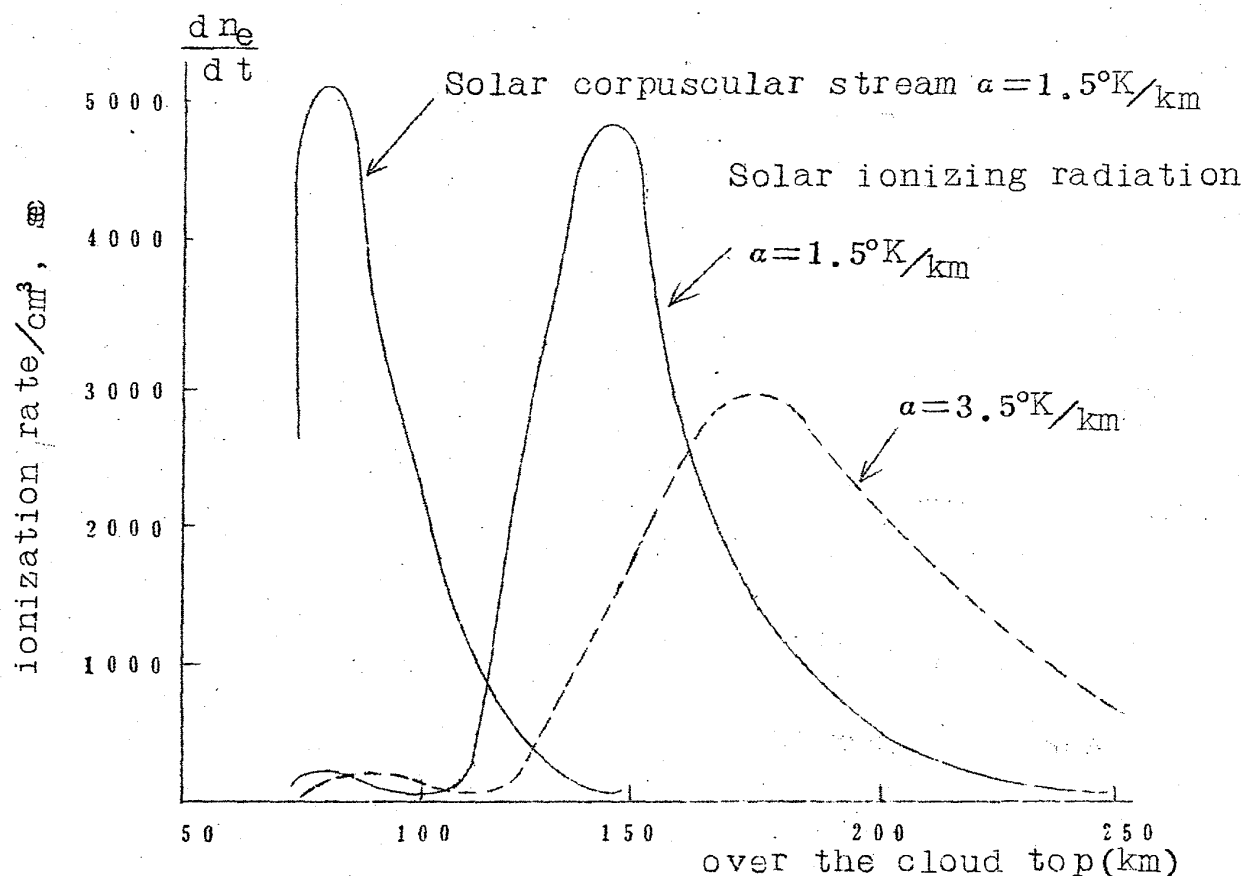
$$q = \sum_i \int I_{\infty}(\lambda) \sigma_i(\lambda) n_i \exp(-\sum_i \bar{\sigma}_i \int n_i dh) d\lambda$$

solar corpuscular stream ($E_{p^+} \gg E_e$ の為 proton のみを考えれば良い) に対しては、

$$q = \sum_i \int \frac{n_i}{W_i} \left(\frac{dE}{dx} \right)_i F_{\infty}(E) E d(\log E)$$

を用いながら、上方から順次吸収及びエネルギー減少を計算することにより求める答が得られる。但し σ はイオン化断面積、 $\bar{\sigma}$ は吸収断面積であり、 N_2 , CO_2 , CO , O に対しての各波長でのデータが Huffman ら, Weisslar ら, Ditchburn らによつて測定されている。 $\left(\frac{dE}{dx} \right)_i$ に対しては Warshaw らの測定値、 W_i に対しては AIP Handbook にある値を用いた。

金星に対する計算結果を第 5.1 図及び第 5.1 表に掲げておく。



第 5.1 図 金星大気中の ionization rate

第 5.1 表 金星及火星上の maximum ionization rate ($\text{cm}^{-3}, \text{sec}^{-1}$)
 () 内は maximum の現われる高度を表わし、その原点
 は金星は雲上、火星は地表上におかれる。

		I R	X 線	太陽風
金 星	Kaplan $\alpha=1.5$	4800 (140km)	350 (80km)	5100 (80km)
	" $\alpha=3.5$	3000 (175km)	250 (85km)	
火 星	K M S $\alpha=0.7$	750 (280km)	50 (185km)	680 (198km)
	Schilling $\alpha=0.7$	850 (260km)	50 (180km)	750 (190km)

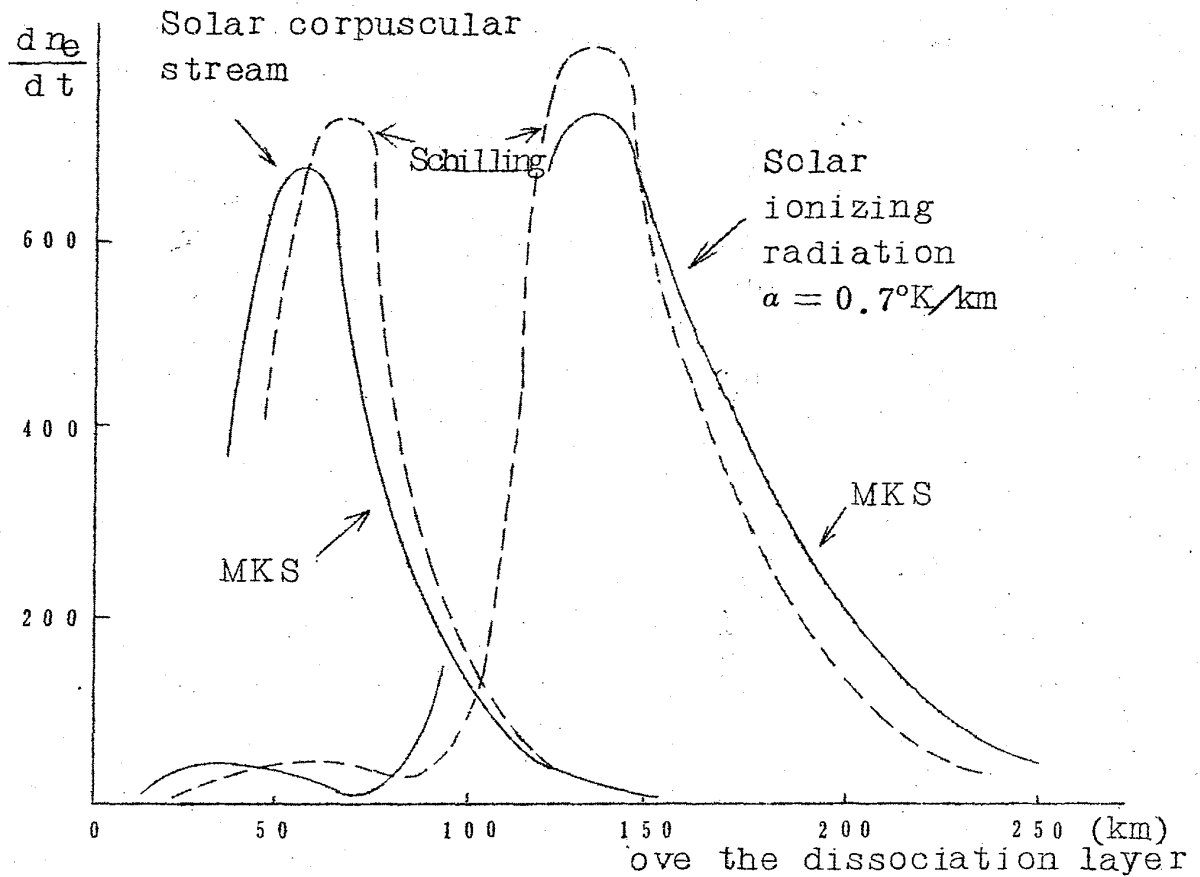
パラメータ α としては、もつともそんな $1.5^\circ\text{K}/\text{km}$ をとり、次いで $3.5^\circ\text{K}/\text{km}$ と変えてみた。磁場は無いと仮定した。図から見られる様に極紫外線 (Lyman continuum, He I, He II 線) と soft Xray は別々の peak を作る。solar corpuscular stream の内では 10 keV 程度の粒子を中心に 1 ~ 100 keV のエネルギーを持つ proton が最も ionization rates に貢献する。そして solar corpuscular stream は Venus の場合には、イオン化に対し solar ionizing radiation と同じ程度に重要であることが示された。

火星に対しても同様の計算を行い、結果を第 5.2 図及び第 5.1 表に示しておく。この場合には、磁場が小さくなさそうなので、solar corpuscular stream の方の ionization rate は限界値を与えるだけになる。

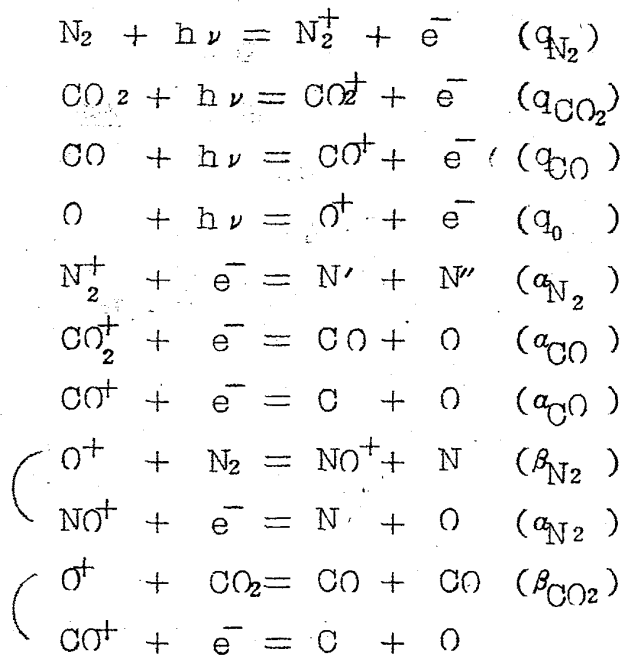
ここで $q = \bar{\alpha} n_e^2$ ($\bar{\alpha} \sim 10^{-8}/\text{cm}^6, \text{sec}$) とおいて大ざっぱに電子濃度を当ててみると、金星、火星の場合について各々 $7 \times 10^5, 3 \times 10^5/\text{cm}^3$ の程度になる。J P L の Jones によれば、金星のマイクロ波強度を地表の熱輻射としてでなく電離層内の電子の free-free transition によつて説明しようとする、 $n_e \sim 10^9/\text{cm}^3$ もの濃度を維持することが必要になる。上記の値はこれに全く不足している。

さて電離層の電子やイオン濃度を実際にきめるためには、層内の素過程についても少し立入った取扱いをしなければならない。今必要な素過程として

清水幹夫



第 5.2 図 火星大気中の ionization rate



を考えよう。q は個々の成分のイオン化光線による ionization rates, α は recombination rates, β は ion-molecular reaction rates を

意味する。これらが定常状態にあることを仮定すると、電子とイオンの濃度に対し

$$[O^+] = \frac{q_0}{\beta_{CO_2}[CO_2] + \beta_{N_2}[N_2]} \quad (5.1)$$

$$n_e = \frac{[O^+]}{2} + \sqrt{\frac{[O^+]^2}{4} + \left(\frac{q_{N_2}}{\alpha_{N_2}} + \frac{q_{CO_2}}{\alpha_{CO_2}} + \frac{q_{CO} + \beta_{CO_2}[O^+][CO_2]}{\alpha_{CO}} + \frac{\beta_{N_2}[O^+][N_2]}{\alpha_{NO}} \right)} \quad (5.2)$$

$$[N_2^+] = \frac{q_{N_2}}{\alpha_{N_2} n_e}, \quad [CO_2^+] = \frac{q_{CO_2}}{\alpha_{CO_2} n_e},$$

$$[CO^+] = \frac{q_{CO} + \beta_{CO_2}[O^+][CO_2]}{\alpha_{CO} n_e}, \quad [NO^+] = \frac{\beta_{N_2}[O^+][N_2]}{\alpha_{NO} n_e}.$$

という式が得られる。電離層上部迄(5.1)式を適用するのはむづかしいし、更にこの辺では電子の重力拡散を考慮しなければ計算しても意味がないから、これらの式はごく下部の電離層にのみ適用するものである。 α や β の一部は未決定だが、大体のorderを予想して代入し、イオス化光線の吸収を計算してみると、電子濃度に対しやはり $10^5/\text{cm}^3$ 位の値を得た。従つて金星の大気分布は地球のそれと極端には違わないことを考えに入れると、電子の重力拡散を考慮しても 10^9 もの濃い電離層の維持は不可能であらうと思われる。

§ 6 Jupiter : 大気モデルと上層大気現象

木星は、木星型惑星族 Jovian planets と称される大型で比重の小さい最外惑星群に属している。この惑星も厚い雲に蔽われているため雲上の大気のみが問題となる。この惑星の成分の中で最も早く発見されたのは CH_4 と NH_3 であつて、赤外域に多数の吸収バンドがあり、その量は Kuiper によると各々 150 STP 及び 7 mSTP である。宇宙組成から言つて当然大量に期待できる H_2 の検出はずつと遅れ、最近 NBS の Kriss らによつて始めて $8151 \text{ \AA}^\circ$ における quadrupole line が捉えられた。Princeton の Zabrisky はこの写真の分析から H_2 の量として 5.5 km STP という値を出したが、その際必要な f value に James Coolidge の計算値を用いた。ごく最近 JPL の Spinrad と Trabton は⁵⁾ $6367 \text{ \AA}^\circ$, $8151 \text{ \AA}^\circ$ における吸収を再分析し、f

清水幹夫

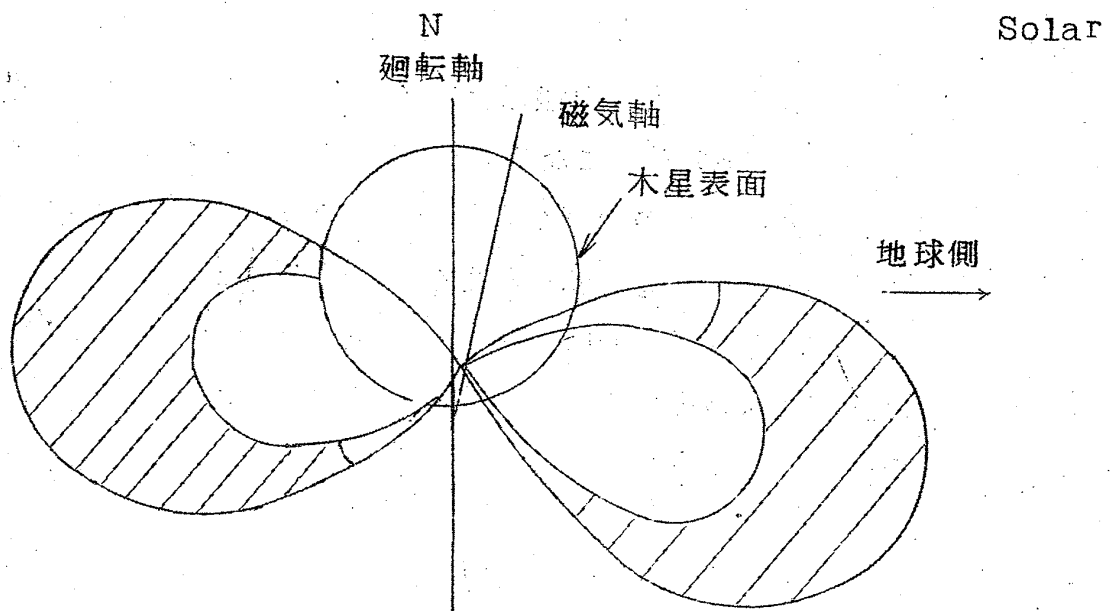
value に実験値を用いると 27 km STP になること、またこれを CH_4 線の分析から出した全ガス圧と組合せると He 16 km STP, Ne 0.7 km STP 程度の稀ガスの存在が期待できることを指摘した。これに反し Öpik は独自の理論から He 97.2%, H_2 2.3% ... 説を主張しているがやや疑わしく思われる。その外 NO_2 , CH_2 , NH_2 , C_2H_2 , HCO , H_2O , O_2 などが 5300–6800 Å の領域で調べられたが発見されず、これらが多量に存在する事はある得ない。また雲が様々な色に彩られているため、少量の NH_2NH , $(\text{C}_2\text{H}_2)_x$, azomethane, diazomethane, tetrazene などの色素類の存在が考えられている。

雲上の大気圧の上限は Spinrad によつて CH_4 の 0.62 μ 吸収線の巾から 2.8 気圧と推定されたのが唯一の実測値である。scale height は Princeton の Baum と Code により σ -Arietis 星の掩蔽現象の研究から求められ 8 km である。

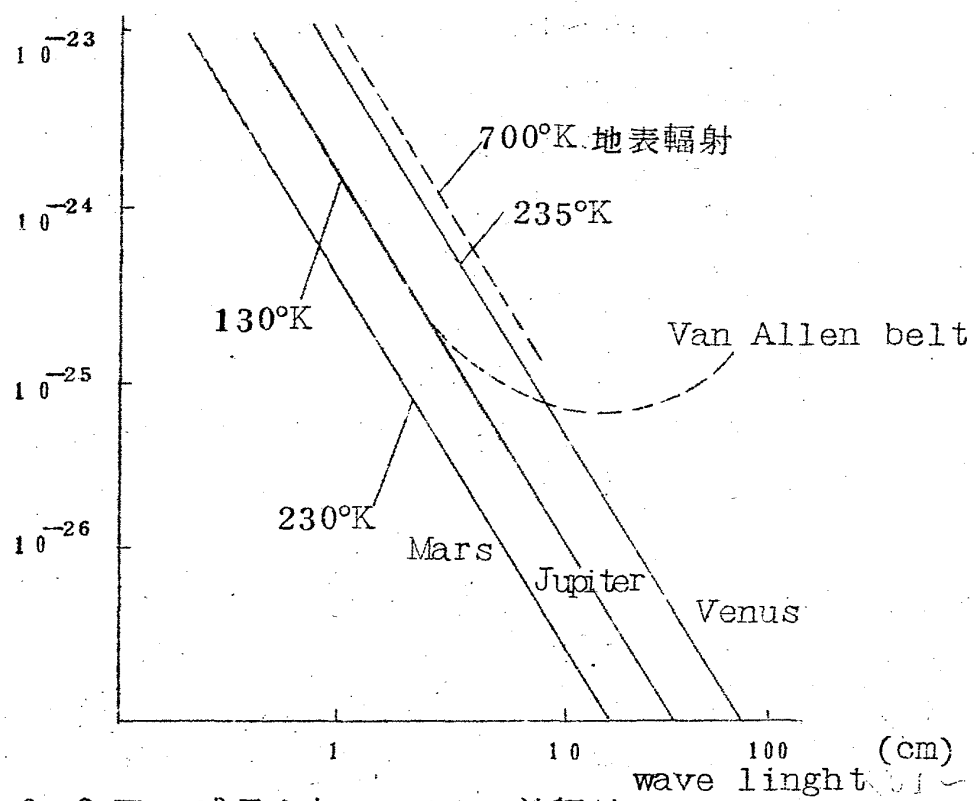
温度に関しては Menzel らが 8–12 μ の赤外の窓にある二つの NH_3 のバンドから求められた 130°K という値があり、これは Naval Research Laboratory の Meyer らが 3 cm マイクロ波から換算した温度とほぼ一致し、雲上附近の温度を与えるものと考えられる。雲上 100 km では Kuiper が 78°K, Öpik が 112°K という値を提唱している。

従つて我々は木星大気の標準モデルとして H_2 60%, He 40% それに僅少量の CH_4 と NH_3 , 雲上で 2.8 気圧, scale height 8 km, 130°K の isothermal atmosphere を採用する。

ところで Jupiter からのマイクロ波は 3 つの成分を持つていると考えられる: (1) nonpolarized, thermal component は前述の 130°K に当る 3 cm 附近のマイクロ波であつて可視部からの延長にすぎない。(2) non-polarized, non-thermal component は恐らく木星の電離層に由来するものと推定される。この中での電子密度は例えば 20 cm の波長のマイクロ波強度から出すと $10^7 \sim 10^8 / \text{cm}^3$ 程度になる。(3) polarized, non-thermal component は木星の周囲に存在する Van Allen belt 中の電子から出た synchrotron radiation として説明される。この為には極の辺で 50 ガウス、Van Allen belt 辺で 2 ガウス位の木星磁場が必要で、また適当な電子の加速機構が考えられなければならない (第 6 . 1 図, 第 6 . 2 図)



第 6.1 図 木星 Van Allen belt のモデル



第 6.2 図 惑星よりのマイクロ波輻射

Jupiter からはこの他にデカメータ領域のラジオバーストが観測される。HAO の Warwick は Van Allen belt よりこぼれ落ちた荷電粒子が電離層に当ってプラズマ振動を起し、これが何らかの機構で横波振動に変じてバーストを生じさせると解釈することにより、このバーストの観測値が説明されると

清水幹夫

主張している。こうして求めた木星磁場はマイクロ波からの推定値に近くまた電離層の濃度も $10^7/\text{cm}^3$ ほど必要になる。その外バーストの周波数の限界は 50 Mc 位であり、これが電離層の下からぎりぎりの extraordinary mode として突き抜けたものとして電離層の濃度を出してみるとやはり $10^8/\text{cm}^3$ 位になる。こうして木星の電離層は $10^7 \sim 10^8/\text{cm}^3$ の電子濃度を持つと予想されるのであるが、この値は地球のそれに比べて二桁ほど大きく、この高濃度の維持には、それなりの機構が考えられなければならない。

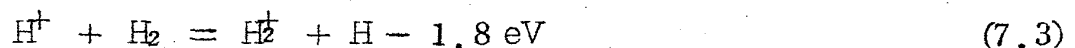
§ 7 Jupiter : 太陽イオン化光線による電離と解離

H_2 ガスを通して Schuman Runge 光線の吸収写真をとると素通しになつて見える。これは $^1\Sigma \rightarrow ^3\Sigma$ 遷移が Spin forbidden であるためで、その解離断面積は通常の分子より $10^3 \sim 10^4$ 小さいものと推定される。(10^{-21}cm^2 以下) またこの遷移の励起エネルギーは 8.8 eV と大きいから、解離に有効な太陽放射線光子数が通常の大気成分に対してのそれより一桁ほど減ることにもなり、結局 Schuman Runge 領域の紫外線は木星大気中の H_2 分子の解離にはあまり役立たないことが予想される。

地球電離層中での電子イオンの再結合機構は



であると信じられている。まず極めて速やかに (7.1) の ion-molecular reaction が起り、次いで (7.2) の dissociative recombination がほぼ $10^{-8} \text{ cm}^6/\text{sec}$ という大きな反応速度で起るので、地球電離層の電子濃度が $10^4 \sim 10^5/\text{cc}$ にまで下がり得るのである。Slough 電波研の Rishbeth⁶⁾ は ion-molecular reaction

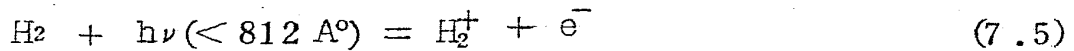


がエネルギー的に禁止されていること、そのため電子は H^+ イオンと非常に遅い光放出過程

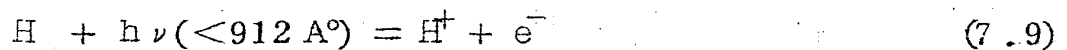


を通じて再結合しなければならないことを指摘し、これが濃い木星電離層の原因であると考えた。しかし先に指摘したように H_2 分子の解離断面積は非常に小さいから、肝心の H 原子がどの様にして説明に十分な程存在し得る様になるのかという疑問を解明しなければ答になり得ない。

我々は H_2 の解離が、solar ionizing reaction により、次の過程を経て電離現象と一諸に起るという可能性を探つてみる。



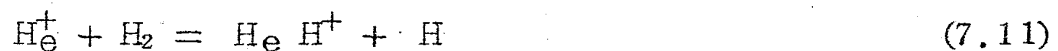
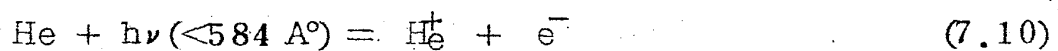
H 原子は勿論



及び(7.3) (7.4)という過程を通じて再結合するなり電離するなりする。

こうなれば一ケの H_2 分子が電離することにより、(7a)の場合は2ケ(7b)の場合は1ケの H_2 分子が解離することになる。ionizing radiationの光子数は Schuman Runge 光線のそれより一桁少ないが、 H_2 の電離断面積は通常の分子の解離断面積とそう違わないため H 原子生成には相当に有効になり得るのである。

また木星大気中には大量の H_2 原子が存在しているから、次のような過程も H_2 の解離に有用である。



He はイオン化されるごとに一ケの H_2 分子を分解し、自身は触媒の形で元へ戻る。反応(7.3)~(7.12)の総体が H_2 が分解、 $H_2 + e^-$ の大量存在を同時に

清水幹夫

保証することになる。いま定常状態を仮定するとこれらのガス濃度を期定する方程式群は

$$\epsilon r_5 [\text{H}_2] = a_8 [\text{H}]^2 [\text{M}] - a_{10} [\text{He}] \quad (7.13)$$

$$r_9 [\text{H}] = a_4 [\text{H}^+] n_e \quad (7.14)$$

$$\epsilon r_5 [\text{H}_2] = \beta_6 [\text{H}_2^+] [\text{H}_2] = a_7 [\text{H}_3^+] n_e \quad (7.15)$$

$$r_{10} [\text{He}] = \beta_{11} [\text{He}^+] [\text{H}_2] = a_{12} [\text{HeH}^+] n_e \quad (7.16)$$

$$2[\text{H}_2]_0 = 2[\text{H}_2] + 2[\text{H}_2^+] + 3[\text{H}_3^+] + [\text{H}] + [\text{H}^+] + [\text{HeH}^+] \quad (7.17)$$

$$[\text{He}]_0 = [\text{He}] + [\text{He}^+] + [\text{HeH}^+] \quad (7.18)$$

$$n_e = [\text{H}_2^+] + [\text{H}_3^+] + [\text{H}^+] + [\text{He}^+] + [\text{HeH}^+] \quad (7.19)$$

である。[M] は全ガス濃度、[]₀ は光入射前のガス濃度、 α , β はそれぞれ recombination rates に ion-molecular reaction rates, suffix は方程式の番号に対応する。また r は

$$r_i = \int J_h(\lambda) \sigma_i(\lambda) d\lambda$$

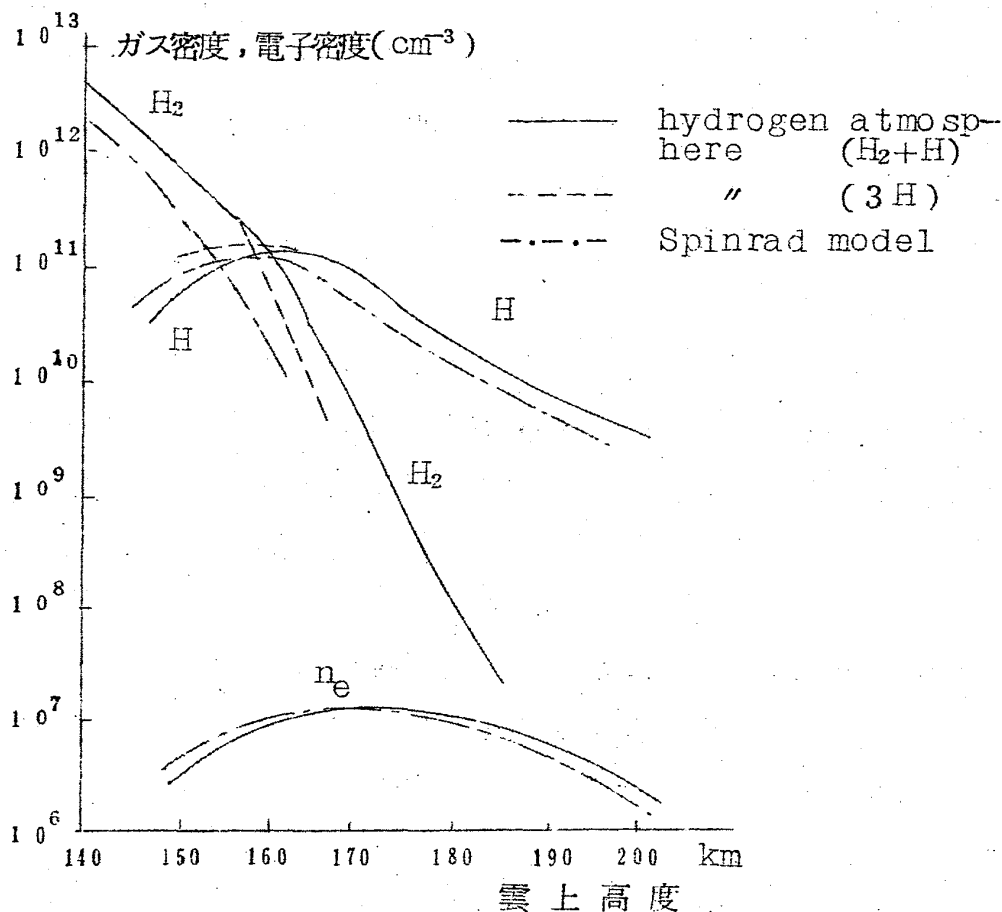
で $J_h(\lambda)$ には ionizing radiation を用いる。 ϵ は (7.7a), (7.7b) の過程に応じて 2.0 または 1.0 という値をもつ。

我々が問題としている解離領域では、 $[\text{H}_2] = x$, $[\text{He}] = y$, $[\text{H}] = z$, n_e は良い近似で次の式をもつて与えられよう。

$$\begin{cases} x = x_0 + \epsilon k_5 - \sqrt{2\epsilon k_5 + \epsilon^2 k_5^2 + 2k_{10}y} \\ z = 2(x_0 - x) \\ n_e = \sqrt{\frac{r_9}{a_4}} z \end{cases} \quad \text{但し } k_1 = \frac{r_1}{4a_8[\text{M}]} \quad (7.20)$$

a_4 , a_8 に対しては、それぞれ $1 \times 10^{-32} \text{ cm}^6/\text{sec}$, $1 \times 10^{-12} \text{ cm}^6/\text{sec}$ ととる。 H_2 , H , He の ionization cross-section に対しては、Francis, Von Engel, Bethe Salpeter らの教科書にのっている値を用いる。 β_6 , β_{11} は Giese ら、Herzberg らによつて論じられ、 α_7 も Broun らによつて研究されているが、これらの値は我々にとつて今直接必要になる

§ 4 と同様に極紫外線の吸収を(7.20)を解きながら下方に向つて計算していくことにより、各高度のガス濃度と電子密度が得られる。我々はまず hydrogen atmosphere (H_2 100%) についてパラメータを変えて計算を実施し、次いで Spinrad モデルについて同様の計算で行つた。結果を第 7.1 図に掲げておく。まず H_2 atmosphere で $\epsilon = 1.0$ と取つた場合には $[H_2] = [H]$



第 7.1 図 木星上の H_2 , H 密度と電子密度の計算結果

となる高度は 158 km であり、そのガス密度は $[H_2] = 3 \times 10^{11}$ 程度である。積分した $[H]$ の総量は僅か 0.01 cm STP にすぎない。また電子分布の peak は 170 km のところにあり、 $n_e = 1.5 \times 10^7 / \text{cc}$ ほどの値になる。この値は § 6 で論じた電子密度に何とか達している。その巾は解離層よりずっと広い。 $\epsilon = 2.0$ とすると当然 H_2 の解離がより早くなるが、 $\epsilon = 1.0$ との差はそう大きくはない。 H_2 の Schuman Runge 光線吸収断面積の波長平均を $\overline{\sigma(\lambda)} = 10^{-21} \text{ cm}^2$ と大きく見積つて、Schuman Runge 光線を考慮した計算

清水幹夫

も行つてみたが、その貢献度は無きに等しい。次に H_2 60%, He 40% の Spiniad モデルの場合には、図から見られる通り H_2 の分解が hydrogen atmosphere の時に比べて少し effective になる。この場合 H_2 の総量を減らしているので、 H も n_e も総体としては濃度が低くなっている。しかし定性的な内容は hydrogen atmosphere と同じと言つてよい。以上の計算から見ると「木星の場合には、電離と解離現象が同一 ionizing radiation により起る。そのため H 原子が僅か存在するようになり、地球電離層より1~2桁濃度の大きい電離層が存在するようになる。電離層は解離層に必然的に近接して存在するが、その巾はずつと広い」と結論できよう。

§ 8 ま と め

以上の計算と現在までの知識を綜合して、我々は solar planetary relationship に関して次の様な定性的描像を得る：太陽系空間内を超音速で吹きまくる solar corpuscular stream は地球の附近では地球磁場と均衡して magnetosphere を作るが、金星にあつては大気層にかなり侵入して電離層生成に貢献する。そして火星にも電離層を作る可能性を残しながら次第に太陽系空間内の不均一磁場により散乱され、木星に達することなしに周囲の熱運動の中に埋もれていく。一方 solar extreme ultraviolet radiation は地球型惑星大気の中に 10^5 程度の電子密度の電離層を作り出す。地球の場合には Schumann Runge 領域の光が O_2 分子を分解し、生成した O 原子が電離し重力拡散して F 層を、 O_2 分子が $Ly\beta$ 及至 Xray を吸収して E 層を形成する。金星や火星の場合では CO_2 分子が CO と O に分解するが、この O 原子同志が再結合して少量の O_2 分子を作り、 CO_2 を保護する結果となる。電離層形成にはやはり O 原子電離が一番貢献する。金星の CO の量は望遠鏡をもつてすれば現在観測し得る程度であり、 CO と O の再結合の際生じる airglow は地球のオーロラ程度の輝度を持つ。木星上では H_2 の解離は H_2 や He の電離の結果として起り、生成した H^+ イオンは電子との再結合が遅いため、木星上に地球に比べずつと濃い電離層を生じさせる。そしてその振動により偏光しないマイクロ波成分を、Van Allen belt との作用によりラジオバースを惹起する。更に Van Allen belt 中の電子の synchrotron radiation により偏光したマイク

ロ波が放射される。Schuman Runge 光線は CH_4 や NH_3 を解離することにより、ずっと大気下部で吸収される。これらの situation は土星においても同様であろう。

以上は第零次での近似モデルであつて、まだ今後に次のような問題が残されている。まず解離の問題であれ、電離の問題であれ、分解成分の拡散を考慮した計算が行われることが望ましい。上層大気中での風や大気大循環の研究も、化学平衡の仮定にとつて重要な影響を持つている。energy transfer の計算で大気温度の高度分布を理論的に出すこと、radiative transfer の計算でairglow の分布を決めることは将来の実測が夢でなくなつた今日、地球以外の惑星においても必要である。各惑星の磁場に関する知識がも少し集まればaurora や Van Allen belt などの現象の理論的な検討も始められよう。惑星コロナの理論も漸次展開していくことだろう。これらの内で巨視的な現象をパラメータとして取り込みながら、微視的な現象を研究して行くことは、惑星内部構造の問題と同様、今後の宇宙物性の重要な課題であろう。

References

- 1) 清水幹夫：日本物理学会会誌 18 (1963) 202.
- 2) 清水幹夫：物 性 研 究 1 (1964) 520.
- 3) L.D. Kaplan: Tech. Rept. No. 32 - 379, JPL, CIT (1962)
- 4) L.D. Kaplan, G. Münch and H. Spinrad: Astrophys. J. 139 (1964) 1.
- 5) H. Spinrad and L.M. Trafton: Icarus 2 (1963) 19.
- 6) H. Rishbeth: Aust. J. Phys. 12 (1959) 466.

文献 1) に多くの文献が refer されている。