

特集「金星研究の新展開(2)」

金星の煙霧粒子のリモートセンシング

佐藤靖彦¹, 川端 潔²

1. 過去の研究に関して

金星の大気全般については他の著者の記述に譲ることにして、本稿では金星雲中のエアロゾル粒子のリモートセンシングに関する結果について述べる (Knollenberg et al. [9]参照)。

まず、過去の主要な研究を概観してみよう。

1761年にロシアの天文学者 Lomonosov は、金星が地球と太陽の間を通過する際には明るい三日月形を呈するが、その明るい部分が陰になった部分にまで回り込んで見えることを発見した (Hartman [7])。これは金星の高層大気やその中の浮遊粒子が太陽光を散乱するためであり、金星にかなり厚い大気が存在することを示す直接的な証拠といえる。金星を常時覆っている雲の構成物質に関しては、実に様々な候補が考えられた。H₂Oの水滴、H₂Oの水晶、ドライアイス、C₂O₂、FeCl₂、H₂O・NaCl、ホルムアルデヒド(CH₂O)、塩酸(HCl・n H₂O)、硫酸(H₂SO₄)などである。H₂Oの水滴説はフランスの天文学者 Lyot [16]が位相角を広範囲にカバーした(2° ~ 175°)偏光観測を行い、実験室での実験結果と比較して、金星の雲の粒子が半径1.2 μmの水滴に類似していることを見出した。硫酸説は Sill [21] [22], Young [25], Young and Young [26]等によって提唱された。金星の雲が硫酸でできていることを示した論文としては Hansen and Hovenier [5]が有名である。Hansen and Hovenier [5]は、1960年代以前の地上観測から得られた金星の全面積算偏光度の位相曲線(位相角依存性)を、雲粒子とCO₂が一緒に混合した単層雲による多重散乱モデルの計算結果と比較する

ことにより、有効半径 r_{eff} (粒子の幾何学的断面積を加重にした平均半径)が1.05 μm、粒径の有効分散値 v_{eff} が0.07であることを見出した。また複素屈折率のうちその虚数部 n_i はほぼ0に近く、実数部 n_r は1.45前後であることが示され、(H₂Oの水滴の屈折率は1.33ということから)地球における水滴の雲と異なることはその結果から明白であった。彼らはさらにこの屈折率の波長変化を調べた結果($\lambda = 0.365 \mu\text{m}$ で1.45, $\lambda = 0.55 \mu\text{m}$ で1.445, $\lambda = 0.935 \mu\text{m}$ で1.43)、雲粒子が重量比75%以上の濃硫酸でできており、ミー散乱の特性を備えた球体粒子であることを明らかにした。球体粒子であるということは、雲粒子が氷の結晶ではなく液滴であることを示している。さらに、観測される雲の上面(すなわち光学的深さが1になる面)がほぼ 50hPa に位置していることも明らかにされた。

濃硫酸雲仮説は金星のスペクトルに見られる 3-4 μm と 8-13 μm の強い吸収帯の存在を合理的に説明してくれる。雲頂付近が比較的乾燥状態にあることは地上の分光観測から知られていたが、これも濃硫酸の吸湿性を考えれば肯ける。残る問題は、Hansen and Hovenier [5]が見出した雲頂での気圧がほぼ50hPaであり、その高度での温度が235K程度であることである。すなわち、濃度70-85%の硫酸の凝固点は230-250Kであることから、雲の粒子は氷の固体となっているはずにもかかわらず、液滴粒子の特徴を示している点である。このジレンマは通常、濃硫酸の示す過冷却現象で説明される。このために、そのような低温であっても十分液体で存在できると考えられている。雲の粒子が固体であるとするならば、赤外領域の吸収ス

1. 東京理科大学大学院理学研究科物理学専攻

2. 東京理科大学理学部物理学科

ベクトルは、観測されている位置よりもかなり長波長側にずれてしまうと予測されるが、そのようになっていないことも液体であることの傍証である。

このようにして、濃硫酸雲は金星の雲の正体として最も有望視されるようになった。硫酸粒子の生成過程に関してはいまだに様々な説があるが、いずれにしても SO_2 から SO_3 が形成され、これに H_2O が加わって H_2SO_4 になると考えられている。しかし、濃硫酸は紫外線領域では何ら吸収をしない。したがって紫外線波長で金星の雲の表面に見られる模様や短波長での金星の低い反射率を説明できない。しかしこの問題は濃硫酸雲の表面付近に別の種類の紫外線吸収源が存在していると考えれば回避できる。事実、 SO_2 や S などが有力な紫外線吸収源の候補として挙げられている。不適当な波長で光を吸収するよりもかえって吸収しないほうが都合がよいのである。なお、大気内での硫黄のサイクル過程についての詳細は、von Zahn et al. [24] や Esposito et al. [4] に示されている。

濃硫酸の雲は一見不気味に感じられるが、地球にも存在している。1950年代の終わりにユング (C. E. Junge) とその共同研究者達は、気球に観測装置を載せて地上20kmの成層圏高度を飛ばせた際に、全世界的な規模のエアロゾル層を発見した。これが後にユング層と呼ばれるようになったものである。この層の構成粒子の成分はよく分かっていないものの、当初から硫黄は検出されていた。アンググ山の爆発後には液滴粒子が多くなり、正体は硫酸であることが明らかになった。粒径は0.1~0.35 μm 辺りに集中しているが、その存在する高度の気圧も偶然か~50hPaで金星の雲と地球のユング層の間には高い類似性が見られる。

なお、Hansen and Hovenier [5] が提唱した有効半径1.05 μm の雲粒子の存在は、パイオニア金星2号に搭載された大気突入機の直接測定でモード2粒子として確認された。単純なモデルを用いて本質的な結果を導くことに成功したという意味で、理論解析の手本というべき事例である。

Hansen and Hovenier [5] の研究結果は金星で観測

される雲の主構成粒子の正体を明らかにしたが、同時にそれだけでは説明しきれない観測事実も他の研究者によって指摘された。例えば、Martonchick and Beer [17] は1970-1974年に観測をした赤外輝度 ($\lambda = 3.4 \mu\text{m}$) の位相曲線から、通常見える中層雲の上に半径0.2 μm の粒子からなる光学的厚さ0.2程度の層が必要であると主張した。Kawabata and Hansen [10] は、偏光度の位相曲線から局所分布の様子を理論モデルと比較し、雲の上端から深さと共に混濁度 (turbidity) が増加する可能性を指摘した。Devaux et al. [2] は、マリナー10号が近接飛行時に得たテレビ画像から抽出した3波長での輝度分布の内、赤道及び中央子午線に沿ったデータをモデル解析し、Hansen and Hovenier [5] の雲粒子では観測と合わないことを主張した。彼らも主層の上に別のタイプの粒子からなる層が必要であることを示唆したが、粒子の光学的特性に関しては何の提案もなかった。Santer and Herman [19] は、1975-1977年に観測をした金星の局所偏光度の地上観測結果に基づいて、主層の上に半径0.2 μm の粒子からなる薄い層 (光学的厚さが0.02~0.05) がかなり永続的に存在している可能性を指摘した。一方、Krasnopolsky [14] は、ヴェネラ9,10号の観測したスペクトルの解析から、高高度におけるサブミクロン粒子の存在を見出した。また、Nagata et al. [18] は地上からの赤外偏光観測データに基づき微量のサブミクロン粒子の存在を指摘した。Hansen and Hovenier [5] の解析があまりに明快であったために、その指摘がさほど注目を浴びなかったことは否めない。しかし、1978年12月に相次いで到達したパイオニア金星探査機の観測 (Knollenberg and Hunten [8]; Travis et al. [23]; Esposito et al. [3]) で、Hansen-Hovenier 粒子 (モード2粒子) やサイズがさらに大きいと推定される正体不明のモード3粒子に加えてモード1粒子と呼ばれるサブミクロン粒子が大量に存在することが発見されたことを考慮すると、当時の指摘はかなりの妥当性を持っていたと考えざるを得ない。Kawabata et al. [11] はパイオニア金星探査機の OCPP データより極地帯煙霧粒子の光学的特徴を決定した。

さて、最近の煙霧粒子の研究ではその時間変化を見ることも一つの流れになっている。主雲層より上層に存在するとされている煙霧粒子層の空間的・時間的变化についての論文が Braak et al. [1] によって提出されたが、この論文ではパイオニア金星探査機が探査を行った1978年から1992年までの14年にわたるデータを解析している。それによると煙霧粒子の存在している高度が年々低くなっていく様子が示されている。煙霧粒子の発生と消滅に関しては未だ多くの謎が残されているので、その種の研究に注目していく必要があると思われる。

2. マリナー10号のデータを用いた研究

金星の煙霧粒子はいつ頃から存在しているのか、明らかでなかったため、1974年に金星を探査したマリナー10号の0.360 μm および0.585 μm の観測データを使い、少なくとも1974年当時煙霧粒子が存在していたかどうかを調べた。

最初に、研究手法について述べる。本研究ではまず光多重散乱計算プログラムにより、金星面の各点における輝度を求める。モデルとしては Devaux et al. [2] のモデルに煙霧粒子を加えたものを用いた。観測データとしては Devaux et al. [2] 中のマリナー10号の赤道に沿った領域の放射輝度分布データを用いた。粒子は、雲粒子として Hansen and Hovenier [5] の雲粒子、煙霧粒子として Kawabata et al. [11] が見出した半径0.237 μm の粒子を用いた。

我々は、Devaux et al. [2] の単層雲モデルに煙霧粒子を加えた一様大気モデル (図1参照) で計算を行った。このような単純なモデルで計算を行うのは、その主目的が煙霧粒子の高度分布に関する知識を得るためよりもむしろ煙霧粒子の存在の有無の探査にあるからである。

大気の光学的厚さ τ を Devaux et al. [2] にしたがって133.5にとり、底面の反射率 A_{ground} を0ととって多重

散乱計算を進めるとしても、原理的には6個の未知パラメータが入ってくる (CO₂の一次散乱アルベド $\sigma_{0,R}$, 消散寄与度 f_R , 煙霧粒子の一次散乱アルベド $\sigma_{0,h}$, 消散寄与度 f_h , 雲粒子の一次散乱アルベド $\sigma_{0,c}$, 消散寄与度 f_c)。消散寄与度は、以下の (1a) 式及び (1b) 式で得られる。光多重散乱計算を行う層に複数の粒子が存在していて、特定の粒子の消散寄与度 f_i を求める場合は、その粒子の散乱断面積 σ_i と粒子の個数密度 n_i の積を各粒子の散乱断面積と個数密度の積の和で割ったものになっている。散乱断面積は波長により異なる値をとるので波長により消散寄与度も変化する。

$$f_i = \frac{\sigma_i n_i}{\sum_{j=1}^N \sigma_j n_j} \quad (1a)$$

$$f_R + f_h + f_c = 1 \quad (1b)$$

解析作業を簡単化するために、ここでは三種類の粒子の一次散乱アルベドの値が全て等しいと仮定した ($\sigma_{0,R} = \sigma_{0,h} = \sigma_{0,c}$)。

さらに、このうち消散寄与度に関しては上の式の条件を満たす必要があり、波長0.585 μm で得たデータでは、レーリー散乱の影響は無視しえるものとする ($f_R = 0$)。すると、未知数は f_h または f_c および気体分子を含む各粒子の一次散乱アルベドの2個になる。これらの値を決定するために最適化法を用いる。

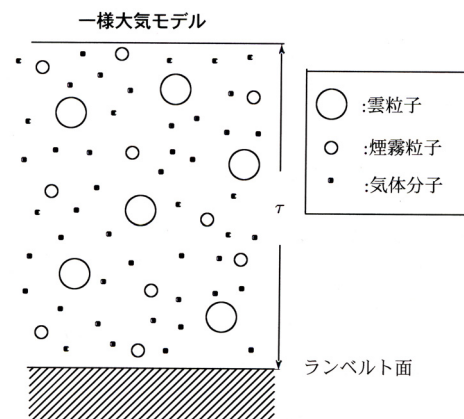


図1: 一様大気モデル図

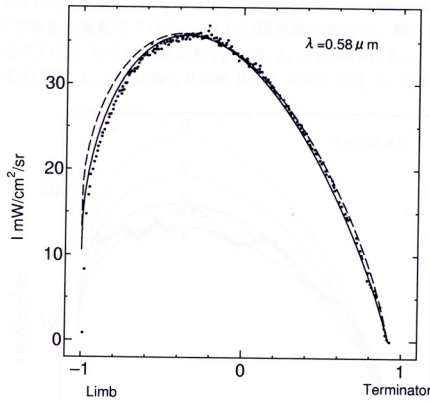


図 2：一様大気モデルの計算結果. 横軸は赤道面の場所 縦軸は放射強度

実線：煙霧粒子・雲粒子一様混合一層モデル
 破線：Hansen-Hovenier 雲層モデル

図 2 は煙霧粒子の必要性を示したもので、破線が Hansen-Hovenier 粒子と気体分子による単層モデルでフィッティングした場合のグラフになっている。ピークのポイントでデータにあわせると Limb 側が観測値を大きく上回ってしまうが、煙霧粒子をくわえた一様単層モデルでは Limb 側の理論計算値は煙霧粒子が加わらない単層モデルよりも観測データに近い値をとっている。これにより、煙霧粒子が必要であることがわかる。

その結果、 $0.585 \mu\text{m}$ では雲粒子・煙霧粒子の放射伝達に対する散乱寄与度の比が雲粒子：煙霧粒子=0.55:0.45 という結果になった ($\omega_0=0.9986$)。波長を変えて同一条件下で計算をする場合は、粒子の個数密度は波長が変化しても変わらないものの、粒子の散乱断面積が変化するので、その散乱寄与度を計算する必要がある。

	$0.585 \mu\text{m}$	$0.360 \mu\text{m}$
雲粒子の散乱寄与度 f_c	0.55	0.43846
煙霧粒子の散乱寄与度 f_h	0.45	0.56154

表 1： 散乱寄与度の波長依存
 $0.585 \mu\text{m}$ での結果に対応した、 $0.360 \mu\text{m}$ での散乱寄与度を計算し表にした

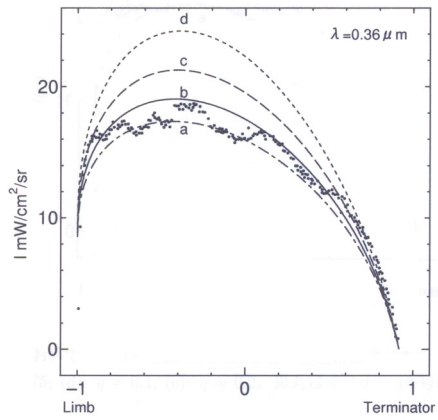


図 3：一様大気モデルの計算結果. 横軸は赤道面の位置 縦軸は放射強度

($f_h=0.56154$ $f_c=0.43846$)

- (a) : $\omega_0=0.975$ としたとき球面アルベド A_{sph} は0.491となる
- (b) : $\omega_0=0.986$ としたとき球面アルベド A_{sph} は0.528となる
- (c) : $\omega_0=0.990$ としたとき球面アルベド A_{sph} は0.574となる
- (d) : $\omega_0=1.000$ としたとき球面アルベド A_{sph} は0.625となる

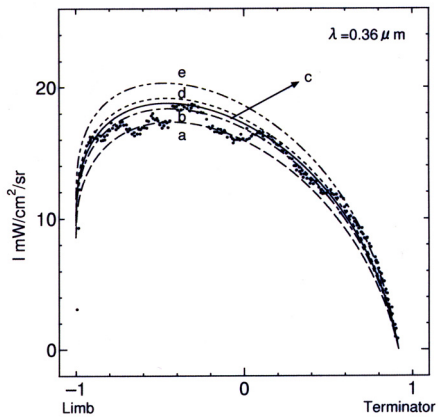


図 4：一様大気モデルの計算結果. 横軸は赤道面の場所 縦軸は放射強度

- (a) : $q=0.00$ (一次散乱アルベド0.975)
- (b) : $q=0.050$ (c) : $q=0.075$ (d) : $q=0.100$
- (e) : $q=0.200$

短波長における気体の影響を調べるため、散乱寄与度の値に対して計算を行いプロットした。q は気体による影響を示す指標になっている。詳しくは本文を参照。

表 1 の条件を満たすように $0.360 \mu\text{m}$ でも計算する。
 図 3 の (a) と (b) の曲線が惑星面の中央部近辺で観測された輝度分布に比較的良好に合致している。しかし、

単一雲層モデルで赤道帯全般の輝度分布を説明できないことは明らかである。最も安易な解決策は、場所によって異なる一次散乱アルベド値を持つ雲層をつなぎ合わせることであろう。

以上では CO₂ 分子によるレーリー散乱の効果を無視していたが、散乱断面積が波長の 4 乗に逆比例して変化することを想起すれば、0.360 μm の場合、この取り扱いはずしも妥当とはいえない。以下ではレーリー散乱が反射光強度を強める効果を持っていることを考慮して、上記の図 3 中の 4 つのモデルの内、(a) のモデルを採用し、消散寄与度でパラメータ q を用いて次の形で変化させることにした。

$$f_r = \frac{q}{Q} \quad f_h = \frac{0.56154}{Q} \quad f_c = \frac{0.43846}{Q} \quad Q = q+1 \quad (2)$$

この q の値を 0.05 から 0.2 まで 0.025 刻みで変化させて輝度分布を計算し、その結果を図 4 に示した。

これらの結果から、 $q=0.075 \pm 0.022$ を採用すると、この波長では $f_h=0.52236$ 、 $f_c=0.40787$ 、となる。

以上の解析結果から、1974年2月のマリナー10号近接飛行時に、金星の赤道地帯には既にかなりの量の煙霧粒子が存在していた可能性を示すことができた。煙霧粒子の個数密度 n_h と雲粒子の個数密度 n_c の比は

$$\frac{n_h}{n_c} = \frac{f_h \sigma_c}{f_c \sigma_h} = \frac{0.45 \times 7.30205}{0.55 \times 0.19358} = 30.9 \quad (3)$$

σ_c : 雲粒子の散乱断面積 σ_h : 煙霧粒子の散乱断面積

であったことが分かる。煙霧粒子も雲粒子も濃硫酸粒子であるとすると、雲層中の両者の質量 m_h と m_c の比は

$$\frac{m_h}{m_c} = \frac{\frac{3}{4} \pi r_h^3 n_h}{\frac{3}{4} \pi r_c^3 n_c} = \left(\frac{r_h}{r_c}\right)^3 \times \frac{n_h}{n_c} = \left(\frac{0.24}{1.05}\right)^3 \times 30.9 = 0.355 \quad (4)$$

r_c : 雲粒子の有効半径 r_h : 煙霧粒子の有効半径

となる。Kawabata et al. [11] は、波長 0.55 μm でバイオニア金星 1 号の OCPPP (Orbiter Cloud Photopolarimeter) が得た赤道帯偏光度分布を $f_h=0.14$ の厚い煙霧粒子-雲粒子一様混合層の上に光学的厚さ $\tau=0.048$ の煙霧層を載せたモデルで説明できることを示した。このモデルは近似的に

$$f_h' \approx \tau_h + (1 - \tau_h) f_h = 0.18 \quad (5)$$

を持った半無限の深さの煙霧粒子-雲粒子一様混合層モデルに等しい。これらの結果から、1974年初頭のマリナー10号金星接近時には1978年暮れのバイオニア金星探査機金星到達時と比較して、煙霧粒子が約2.5倍多く存在したという結論に導かれる。

さて、 $\lambda=0.360 \mu\text{m}$ において、大気上端から光学的深さ 1 までの間にある気体分子の τ_R は約 0.075 である。

これを Hansen and Travis [6] の圧力公式に適用すると

$$P = \frac{6.17 \times 10^4 \lambda^4}{(1 + 0.013 \lambda^{-2})} \tau_R = 70.6 [\text{hPa}] \quad (6)$$

となる。他方、Kawabata et al. [11] によれば、バイオニア金星探査機到達時には $P \sim 28 [\text{hPa}]$ であった。

言い換えれば、1978年12月13日と比較して、1974年2月5日の雲頂高度(光学的深さが 1 になる高さ)は 4.4 km 程度低かったことになる。

3. まとめ

以上より、マリナー10号による探査時には既に多量の煙霧粒子が存在していることが分かった。実際、マリナー10号による探査時には、その4年後になされたバイオニア金星探査機の探査時に対し2.5倍もの煙霧粒子が存在していたことが明らかとなった。今現在も煙霧粒子が存在していることから、金星大気の煙霧粒子はかなり恒常的な存在であり、エアロゾルの消長過程がかなり活発に行われていることを示している。

また、雲頂高度がバイオニア金星探査機の探査時に

比べ4.4km も低いことも明らかとなった。

パイオニア金星号の12年分の観測データを解析した Braak et al.[1]は、雲頂高度の大気圧が10～30hPa であることを示した。その数値と比較してもマリナー10号の探査時は雲頂高度がその変動幅内になく70.6hPa となっている。こうした高度変化の原因も未だ明らかではなく、今後の解明を待つ問題である。

ESA で2005年に打ち上げ予定の Venus Express や独立行政法人宇宙航空研究開発機構で2008年に打ち上げ予定の Planet-C などにより金星の雲について貴重な知見が得られることであろう。

参考文献

- [1]Braak, C.J., et al., 2002, J. of Geophys. Res, 107, 5-1.
- [2]Devaux, C., et al., 1975, J. Atmos. Sci., 32, 1177.
- [3]Esposito, L.W., et al., 1983, Venus(ed. Hunten, D.M., Colin, L., and Moroz, V.I.), 484, Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona, p.1143.
- [4]Esposito, L.W., et al., 1997, Venus (ed. Bougher, S.W., Hunten, D.M., and Phillips, R.J.), 415, The Univ. of Arizona Press, Tucson, p.1362.
- [5]Hansen, J.E., and Hovenier, G.W., 1974, J. Atmos. Sci., 31, 1137.
- [6]Hansen, J.E., and Travis, L.D., 1974, Space Sci. Rev. 16, 527.
- [7]Hartman, W.K., 1985, Astronomy: The Cosmic Journey(3rd ed.), Wasworth Publ. Co., Belmont, Calif., pp.548.
- [8]Knollenberg, R.G., and Hunten, D.M., 1980, J. Geophys. Res., 85, 8039.
- [9]Knollenberg, R.G., et al., 1997, Space Sci. Rev., 20, 329.
- [10]Kawabata, K., and Hansen, J.E., 1975, J. Atmos. Sci., 32, 1133.
- [11]Kawabata, K., et al., 1980, J. of Geophys. Res., 85, 8129.
- [12]Kawabata, K., 1981, Moon and Planets, 24, 291.
- [13]Kawabata, K., et al., 2001, Proc. 34-th Lunar and Planet. Symp., 34, 49.
- [14]Krasnopol'sky, V. A., 1983, Venus(ed. Hunten, D.M., Colin, L., and Moroz, V.I.), 459, Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona, p.1143.
- [15]Lacis, A.A., 1980, J. Atmos. Sci., 32, 1107.
- [16]Lyot, B., 1929, Ann. Observ. Paris(Meudon), 8, 161.
- [17]Martonchick, J.V., and R. Beer, 1975, J. Atmos. Sci., 32, 1151.
- [18]Nagata, T., et al., 1984, Icarus, 57, 125.
- [19]Santer, R., and Herman, M., 1979, Astron. J., 84, 1802.
- [20]Sato, M., et al., 1996, Icarus, 124, 569.
- [21]Sill, G.T., 1972, Comm. Lunar Planet. Lab., 171, 191.
- [22]Sill, G.T., 1981, Bull. American Astronom. Sci., 13, 715.
- [23]Travis, L.D., et al., 1979, Science, 203, 781.
- [24]von Zahn, U., et al., 1983, Venus(ed. Hunten, D.M., Colin, L., and Moroz, V.I.), 299, Univ. of Arizona Press, Tucson, Arizona, p.1143.
- [25]Young, A.T., 1973, Icarus, 18, 564.
- [26]Young, A.T., and Young, L.D.G., 1975, Venus, Sci. American, 233, 71.
- [27]Young, A.T., and Katterwar, G.W., 1978, J. Atmos. Sci., 35, 323.