

銀河中心部 $10^{\circ} \times 10^{\circ}$ 領域の近赤外輝度分布と
星間ダスト雲の同定*

廣本 宣久**・舞原 俊憲**・水谷 耕平**
高見 英樹**・芝井 広・奥田 治之

(1984年5月10日受理)

Near-Infrared Surface Brightness in the Central
 10° Region of the Galaxy and Detection of
Peculiar Dust Clouds

By

N. HIROMOTO, T. MAIHARA, K. MIZUTANI
H. TAKAMI, H. SHIBAI and H. OKUDA

Abstract: A detailed map of the central $10^{\circ} \times 10^{\circ}$ region of the Galaxy has been obtained using a balloon-borne near-infrared photometer at $2.4 \mu\text{m}$. The surface brightness distribution with 0.4° resolution exhibits a number of absorption features suggesting a complex structure of interstellar obscuration in the central domain. Several isolated dust clouds are clearly revealed by subtracting the contribution of the disk brightness, which are supposed to be situated in the innermost region. The identified clouds are compared with other observations such as radio and far-infrared maps.

概 要

1982年5月気球搭載観測器を用いて、波長 $2.4 \mu\text{m}$ の近赤外線における銀河中心部の $10^{\circ} \times 10^{\circ}$ 領域の詳細な表面輝度分布図と、偏光観測データを得た。観測はビーム直径 0.4° のこれまでで最も良い分解能にしたこと、及びリアクションホイールを用いた高精度の位置制御系によ

* 宇宙研特別事業費による研究論文

** 京都大学理学部

り、銀河中心領域の幾つかの特徴的な構造を明らかにしている。このような輝度分布の特徴のうち、星間吸収物質による減光と考えられる鋭い谷や窪みの部分について、銀河円盤部の輻射成分及び吸収成分の寄与を考慮して差し引くことによって、新らしく3つの顕著なダスト雲の存在を示すことができる。これらのダスト雲の特性についての議論と、他の波長における観測との相関についても言及する。

1. はじめに

これまで近赤外波長域での広視野・広範囲域の気球観測は、日本のグループを中心にかなりの数の飛揚実験が行われてきており、銀河面の拡散光サーベイ観測が我々の銀河系の大局的な構造、特に他の方法では明らかにすることが困難であった銀河系中心部領域の構造を解明するのに大きな寄与があった(例えば、Okuda (1981)のレヴュー参照)。初期の比較的広視野の観測に基づいて導かれた銀河系の星系の輻射密度分布と星間吸収分布のモデルでは(Maihara et al. 1978; Hayakawa et al. 1977, 81)、それぞれの分布は軸対称な関数形が採られており、とりあえず現実の観測に認められる非対称の要素、又は微細構造の特徴についてはモデル考察から除外されている。

その後、やや分解能の高い 0.6° のビームによるOda et al. (1979)の観測では、我々の銀河系の中心に位置する、いわゆるバルジの表面輝度分布が、M31銀河のそれで近似的に表わすことができるという仮定を用いて、 $2.4\ \mu\text{m}$ での銀河中心部の星間吸収量分布を求めている。この観測では、まだ星間吸収の微細構造——例えば個々の分子雲に対応するもの——ははっきり見えていないが、より空間分解能の高い観測を行うことによって、それらを浮かび上がらせることができる可能性がある。

今回、我々が行った観測のビームの大きさ 0.4° は、銀河中心の距離(10 kpcとする)では、約70 pcに対応し、これは巨大分子雲のサイズ(Solomon et al. 1979)に匹敵する。従って、 0.4° 以下の空間分解能で $2.4\ \mu\text{m}$ 表面輝度分布を観測することは、銀河系内部領域の星間分子雲の迅速なサーベイを行うことの意味がある。電波領域でのCO分子のサーベイは膨大な時間がかかり、まだ銀河面上の限られた領域しか観測されていないが、近赤外域での迅速なサーベイによる分子雲の検出が、運動学的情報をもたらす電波分光観測の先導的な役割を果すことも期待できる。

この論文では、次章以下に、1982年5月の近赤外測光観測の装置と方法、観測結果、及びそれに関連した議論を行う。

2. 観測装置、方法及びデータ解析

銀河面の近赤外測光・偏光マッピングに用いた気球搭載赤外線望遠鏡の Gondola の概観図を図1に示す。望遠鏡は主鏡口径20 cmのカセグレン型で合成F比は5である。主鏡の背後に2枚羽根の回転式チョップと偏光測定のための $1/2$ 波長板を納めたフォトメータが取り付けられ、チョップと $1/2$ 波長板はそれぞれ16 Hzと0.38 Hzで別のモータによってギヤを介して回転が与えられる。この場合のチョッピング周波数は32 Hz、偏光変調周波数は

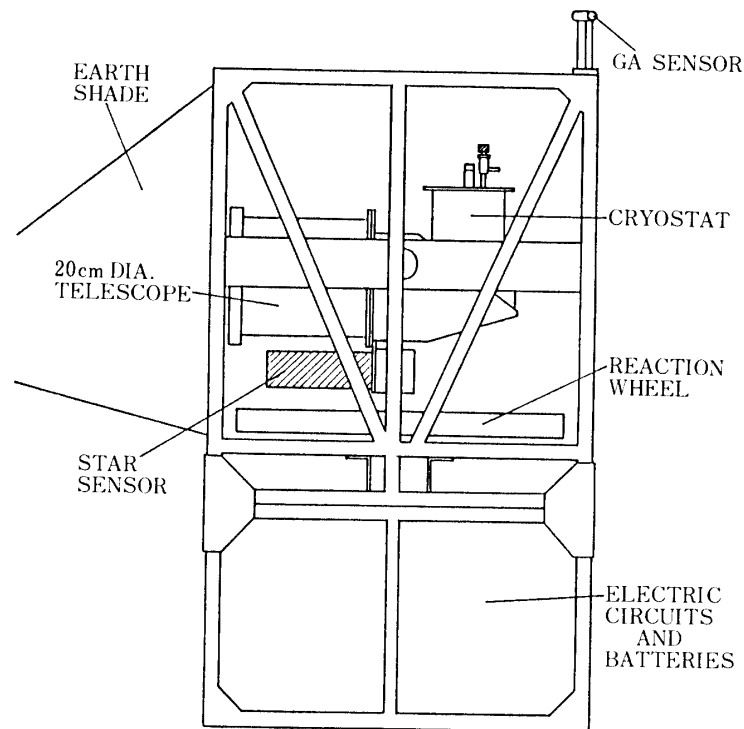


図1 近赤外輝度分布の観測に用いた気球望遠鏡ゴンドラ

1.5 Hzとなる。このフォトメータの後に固体窒素冷却用のデュワーが置かれ、その内部の冷却部分に、グリッド型偏光板、2枚のフィルタ、7mmφのダイヤフラム、ファブリレンズ及び2mmφのInSb光起電型検出器が配置されている。これらの測光・偏光システムの構成図を図2に示す。

近赤外フィルタは、中心波長 $2.42\ \mu\text{m}$ 、FWHM $0.079\ \mu\text{m}$ 、及び透過率0.845の干渉フィルタに、通常のKバンドフィルタを重ねて使った。InSb検出器は固体窒素温度におけるインピーダンスが約 $10^9\ \Omega$ であり、黒体放射基準光源を用いた空内実験の結果、レスポンス係数 $0.83\ \text{A/W}$ 、NEP $\approx 6 \times 10^{-15}\ \text{W}\cdot\text{Hz}^{-1/2}$ が得られている。

一方偏光測定装置の効率、偏光板の偏光効率0.97、1/2波長板の効率0.99で、全体として0.97である。装置全体としての偽の偏光の発生をチェックしたが、カセグレン望遠鏡に取付けた状態で周波数解析の結果、0.4%以下であることが確かめられた。

測光器系としてのビームプロファイルを、実験室内で平行光線を作って測定し、図3に示すような台形に近いシャープなビームになることを確かめた。このビームのFWHMは 0.41° である。

実際の飛揚実験は、1982年5月24日、宇宙科学研究所三陸大気球観測所で実施され、約30kmの高度でほぼ7時間のレベルフライトの間に、銀河中心を含む $10^\circ \times 10^\circ$ の領域を主として、 $l=30^\circ$ 以下の銀河面の広い範囲について観測を行った。観測は、主に、リアクション・ホイールを用い、方位角方向に一定の速度でスキャンすることによって行った。リア

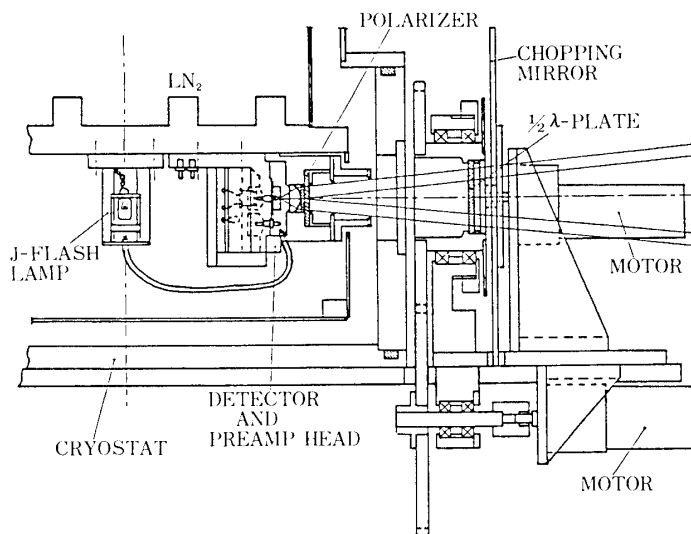


図2 液体窒素冷却 InSb 検出器の偏光・測光器断面図

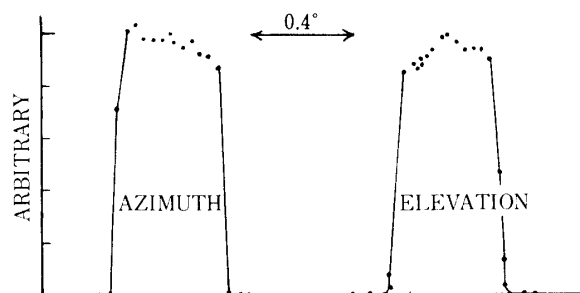


図3 観測装置のビーム・プロフィール

クシオン・ホイールを用いた気球用方位角方向制御装置については、Hiromoto et al. (1983) に述べた。拡散光に対する表面輝度の絶対値の較正を目的として、 α Sco のスキャン観測を2度行い、 α Sco の $2.4 \mu\text{m}$ におけるフラックス ($1.1 \times 10^{-12} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1}$) と観測装置のビームの特性により輝度換算ファクタが決められた。

天球上のビーム位置の較正は、GA センサと仰角読み出し用ポテンショメータの信号と、 $0.25^\circ \times 0.25^\circ$ の視野をもつシリコン検出器で検出したのべ 35 個の明るい星 (大むね 5.5 mag 以下) により行った。実験室の較正で求められた InSb 検出器のビームと、シリコン検出器によるスターセンサのそれとの相対位置関係を考慮し、気球の飛行航跡に対応する地磁気偏角の変化を含めた較正式を作った結果、ビームの位置決定精度は 0.1° より良い値が得られた。

これらの較正を含むデータ解析の手続きをまとめると、(1) スターセンサで検出した星を用いての GA センサ信号及び仰角用ポテンショメータ信号の地平座標 (方位角と仰角) への変換、(2) $2.4 \mu\text{m}$ 表面輝度のスキャンデータからスカイの輝度レベルの差し引き、(3) α

SCOによる較正を施こした $2.4\ \mu\text{m}$ 表面輝度マップの作成、及び(4)偏光値の計算、である。これらの解析は、オーディオ用テープレコーダに集録されたPCM信号を、RS-232Cインターフェースを通してマイクロコンピュータPC8801に取り込んでフロッピーディスクに落した後、PC8801によるオフライン解析によって行った

3. 銀河中心部 $10^\circ \times 10^\circ$ 領域の輝度分布

図4に今回の観測で得られた銀河中心領域の $2.4\ \mu\text{m}$ 表面輝度分布図を示す。図中で点源様の赤外線源で数字を付したものは、IRCカタログ (Neugebauer and Leighton, 1969) と同定された星である。表面輝度の値は前節の方法で較正され、 $1 \times 10^{-10} \text{W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m} \cdot \text{sr}^{-1}$ を単位として示されているが、 $1\ \sigma$ 誤差は $4 \times 10^{-11} \text{W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m} \cdot \text{sr}^{-1}$ よりも小さい。

輝度分布の大きな構造として、銀河面に沿った輝度の窪みの存在等は、Oda et al. (1979) の 0.6 のビームによる観測結果とよい一致を示すが、今回の観測では、銀河中心核に相当すると思われる中央のピークが明確に検出された。この点を含め、幾つかのより細かい構造は、Matsumoto et al. (1982) の 0.5 の分解能による観測ともよく一致している。特に $l=1.5^\circ, b=0^\circ$ の輝度の谷、 $l=0.5^\circ$ 付近の窪み、又 $l=359.5^\circ, b=0.5^\circ$ の深い輝度の凹こみ

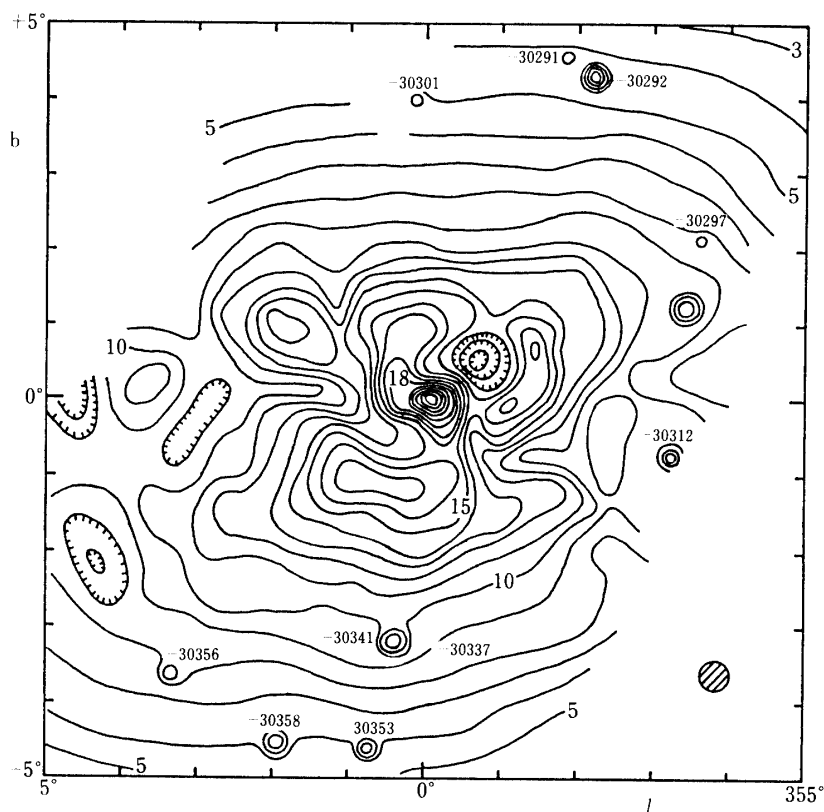


図4 銀河中心部 $10^\circ \times 10^\circ$ 領域の $2.4\ \mu\text{m}$ マップ。
単位は $1.0 \times 10^{-10} \text{Wcm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{sr}^{-1}$ 点源の5
桁の数は、IRCカタログ番号である。

等は今回の観測で非常にはっきりした。以下の議論でも主にこれらの微細構造の起源について詳しい検討を行う。

1) 銀河中心核

我々の $0.4''$ の分解能による気球観測で検出された銀河中心に対応した強いピークは、地上望遠鏡を用いて Becklin and Neugebauer (1968) が得た $1.8''$ の分解能の $2.2 \mu\text{m}$ 表面輝度分布図における中心集中成分(銀河中心核)と同じものと考えられる。 $0.4''$ の円内の強度の積分値を両者で比較して、よい一致を示すことが確められる。また、銀河中心のピークの回りの広がった輝度の盛り上りの特徴も両者でよく似ている。即ち、輝度の峰が図4の銀河中心の左上から銀河面につながってきて、更に中心よりのすぐ右下に垂れている様子は両者に共通している。

Becklin and Neugebauer (1968) では、地上望遠鏡に回転羽根式チョッパを用いた測光により輝度測定を行い、ゼロレベルを観測した領域 ($\pm 15'$) 内の最低輝度の部分にとっている。一方我々の観測ではゼロレベルは銀河面から 15° 以上離れたバルジ成分の輝度も全く効かない部分の値によっているため、両者で測られている銀河系の星系のコラム密度はかなり異っている可能性はある。しかし、銀河中心核の近傍の星の集中は十分に強く、二つの観測方法の違いにもかかわらず、ほぼ同じ輝度分布図上の特徴が得られているのである。

2) 銀河中心領域のダスト雲の分布

図4の $2.4 \mu\text{m}$ 表面輝度分布上で、銀河中心領域の多くの特徴的な構造は、輻射源の分布というよりも、不均一な分布の仕方による星間塵による減光を反映していると考えられる。 $2.4 \mu\text{m}$ での輻射源としては、主に晩期型の巨星が寄与するが、それらは十分長い寿命をもつ銀河構成天体としてむしろなめらかな対称的分布を示すはずだからである。輝度の窪みの存在する領域が、Matsumoto et al. (1982) の $0.8''$ の分解能の観測から得られた $[2.4 \mu\text{m}] - [3.4 \mu\text{m}]$ のカラーの相対的に赤い領域と対応していることから、それらの輝度の構造が主として星間減光の結果起っているという考えを支持している。

減光を行っているダスト雲の視線上の位置については、今回の観測だけから直接的な示唆を得ることはできない。ここでは、可視域のM型星サーベイ観測に基づくスターカウントから導びかれる、太陽から $4 \sim 6 \text{ kpc}$ 内の非一様な星間減光の分布の情報 (Ichikawa et al. 1982) を用いて、より遠方の銀河系中心部に近い深部の星間減光の分布状態を明らかにすることを試みる。そのため、観測された表面輝度分布 (図4) に対して、幾つかの補正を施こして、銀河中心から動径距離約 4 kpc 以内の輝度分布図を求めるのである。目的は、銀河系深部の領域の吸収物質の分布を知ることであり、輻射源の積分輝度の絶対値や動径分布の正確な依存性を決めるわけではないので、銀河ディスクの $2.4 \mu\text{m}$ 輻射源分布については、例えば Maihara et al. (1978) の与えた銀河系内の星の分布のモデルを用いることができる。彼らのモデルは、 $2.4 \mu\text{m}$ での分解能 $1''$ の観測に基づいたモデル考察であるが、ディスクからの表面輝度への寄与にかなり小さいため、意味のある誤差を導入することはない。Maihara et al. (1978) のモデルによるディスクの輻射源の分布 $\epsilon_D(R, z)$ を用いて、太陽から 6 kpc 以遠の主としてバルジ成分からなる表面輝度は、

$$I_B(l, b) = \{I_0(l, b) - \frac{1}{4\pi} \int_0^{r_c} \epsilon_D(R, z) \exp(-\tau(l, b, r)) dr\} \times \exp(\tau(l, b, r_c))$$

$$\tau(l, b, r) = \int_0^r x_D(l, b, r) dr$$

と書くことができる。ここで I_0 は観測値、 x_D は太陽からの距離 r での減光係数である。 x_D の評価として参考になるのが Ichikawa et al. (1982) である。彼らは、 $l=351^\circ$ から 10° の範囲で $|b| < 2^\circ$ の領域の可視減光量を $0.5^\circ \times 0.5^\circ$ の区域毎に求めている。その情報は太陽からの距離 r でせいぜい 5 kpc までに限られているので、上記のような 6 kpc までのディスクにおける全吸収量を推定するためには、いわゆる 5 kpc アームの付近の比較的气体密度の高い領域の吸収を付け加えておく方が現実的であろうと思われる。我々はここで、Blitz and Shu (1980) の与えた HI 及び H_2 ガスの銀河動径分布を用いた。HI と H_2 のスケール高さはそれぞれ 114 pc と 58 pc が採用されている。星間減光に焼き直すには、Savage and Mathis (1979) のガス・ダスト比の値 $N_H/A_V = 2.0 \times 10^{21} \text{cm}^{-2} \text{mag}^{-1}$ と、Johnson (1968) の通常の星間吸収波長依存性 $A_{2.4} = 0.08 A_V$ を使った。このガスの分布から導びかれる付加的吸収量には、空間的に不規則な分布に関する性質が全く考慮されていないが、実際には各方向についての全吸収量に対する割合は 5~15% とそれほど多くないので、後の議論にひびくことはないはずである。こうして得られた、太陽から 6 kpc までの星間吸収の値を、可視の等級表示でマップとして描いたのが図 5 である。

一方輻射源の分布 $\epsilon_D(R, z)$ を、ディスクの視線距離 $r=0 \sim r_c$ に亘って積分したものの銀緯分布図を図 6 に示した。これは、 $(1/4\pi) \int_0^{r_c} \epsilon_D(R, z) \exp(-\tau(l, b, r)) dr$ の形の積分で、星間吸収量の分布も考慮した輝度として示されているが、明らかに銀河中心を含む $l=$

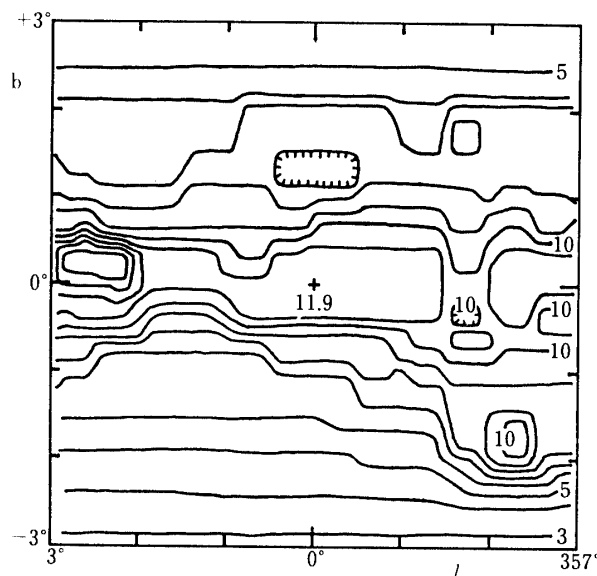


図5 太陽から 6 kpc の距離までの積分星間吸収量マップ。 A_V の等級 (mag) 表示である。

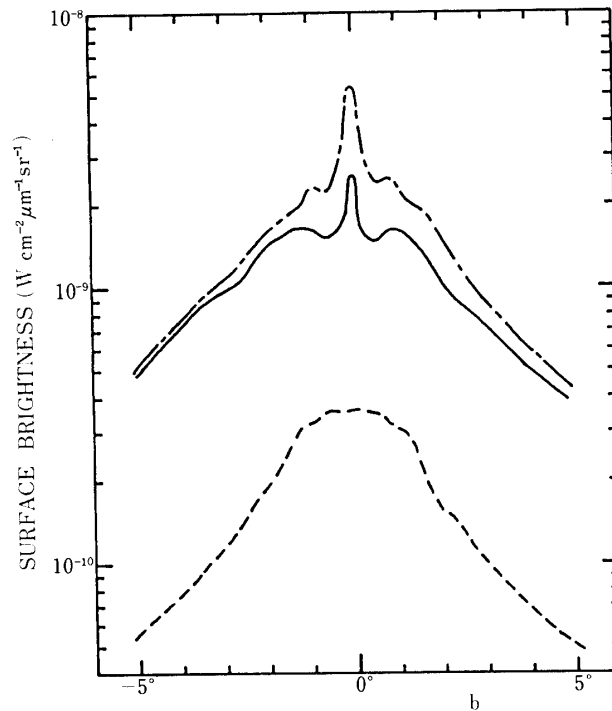


図6 $l=0^\circ$ における $2.4\ \mu\text{m}$ 表面輝度の銀緯分布。
 実線は観測値，点線はディスク成分のみの推
 定値，そして1点鎖線はディスクでの吸収を
 補正した後のバルジ成分を示す。

0° における全輝度分布の観測値に比べ十分に小さいことがわかる。こうして、我々は観測された図4の輝度分布図から式(1)を適用して差し引いたバルジのみの輝度分布図を求めることができる。このようにして得られた $6^\circ \times 6^\circ$ の領域のバルジ成分の輝度分布図が図7である。

この図7において最も顕著な特徴は、銀河中心から約 2° 以内に見られる3つのコンパクトな窪みである。これらの3つの吸収領域のそれぞれを、DC1、DC2、及びDC3と名前を付ける。比較的コンパクトな吸収の集中であるので、個々の密度の高い星間分子雲と考えることができるように思われる。場所は太陽から5 kpc 以遠であるが、いわゆる5 kpc リングの領域の雲か、或いは銀河中心領域の雲かについては、ア priori に断定することは勿論できない。しかし以下に述べるように、それらがバルジ領域の内部の銀河中心の周囲の巨大分子雲である可能性が高いのである。

DC1は、銀河中心領域の天体とすると、銀河面上で中心から約250 pcの距離に相当するが、これは Inatani (1982) 及び Kawabe et al. (1984) による広領域COサーベイ観測によって見つけられた $+80\ \text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ の速度を持つ顕著なCO分子雲と非常によい位置の一致を示す。又、近赤外吸収の空間的拡がり、そのCO分子雲のそれとはほぼ同じである。更に、DC1の見かけ上の吸収の深さ ($\tau_{2.4} \approx 1$) から推定される雲全体のガス質量は、Savage and Mathis (1979) の $N_{\text{H}}/A_{\text{V}} = 2 \times 10^{21}\ \text{cm}^{-2}\cdot\text{mag}^{-1}$ の値を使って、 $4 \times 10^6 M_{\odot}$ と推定される

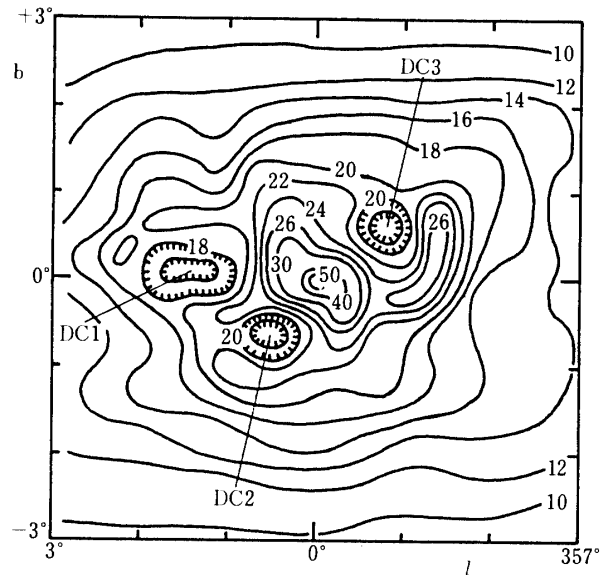


図7 ディスクの輝度と吸収を補正した後のバルジ成分輝度分布, 単位は $1.0 \times 10^{-10} \text{W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{sr}^{-1}$

が, Kawabe et al. (1984) が $+80 \text{ km} \cdot \text{s}^{-1}$ の速度成分の雲の全質量を求めた値と良く合う。これらのことから, DC1 は銀河中心領域の巨大 CO 分子雲と同じものであると考えてよいであろう。

一方, DC2 と DC3 の存在する領域についての CO 分子雲の観測はこれまで公表されたものがない。従来の CO サーベイは主に銀河面上の点か, 銀河面から離れた領域ではかなり粗いグリッド点に限られているためである (例えば, Solomon et al. 1972; Scoville et al. 1974; Bania 1977; Liszt and Burton 1978; Bania 1980)。

DC2 については, Ichikawa et al. (1982) の M 型星サーベイによる星間吸収の分布図から, その領域の透過性が特に良く, 5kpc リングの領域のものとは考えにくい。従って DC2 も銀河中心領域に付随したダスト雲である可能性が非常に高い。DC3 については, 銀河面の銀緯の正の領域は, 一般に手前の (2~3kpc 以内) 吸収が相対的に大きいため, ディスクにおける星間吸収の分布の情報が十分遠くまで (5kpc の領域) 得られていないので, その位置に関する推定は行いにくい。

ここでは, DC2 と DC3 とはどちらも銀河中心領域にあるダスト雲であるという作業仮説に立って, それらの特徴についての議論を行ってみよう。というのは, 1 つには, この 2 つのダスト雲は, 銀河中心に対してあまりにも対称性の良い位置にあるので, 少なくとも一方 (DC2) が銀河中心のバルジ内の雲であるとする, 他方も何らかの関連をもつ, 対をなす天体である可能性が十分考えられるからである。

その場合, DC2 と DC3 は銀河回転軸から 100 pc, 又, 銀河面から 100 pc 離れた位置に来ることになる。それぞれ $2.4 \mu\text{m}$ における吸収の深さや拡がりはほぼ同等であり, DC1 と

同様にガスの質量はともに $2 \times 10^6 M_{\odot}$ と推定される。

2つの吸収の位置が銀河中心に対して完全に対象であることから、これらの吸収は、銀河面に対して約 45° の傾きをもつ直径300 pcのリング状の構造をもつダスト雲又は分子雲の接線方向に対応しているかも知れないという想像ができる。このような傾いた回転する分子雲のディスクは、Burton and Liszt (1978) 及び Liszt and Burton (1978) によって直径3 kpc, 傾き角約 22° のモデルとして示されている。より内部の領域で傾き角が大きなガスの回転円運動が起っている例は、3軸非等星系において観測されており(Oort 1982), 我々の銀河の中心領域でもバルジの星系のポテンシャルに対称からのずれが多少ともあるとすれば、十分起りうることである。DC2とDC3が個別のダスト雲でなく、直径300 pcのリング状だと仮定した場合のガスの質量は、全体として $10^7 M_{\odot}$ と推定することができる。

謝 辞

この観測は宇宙科学研究所の三陸大気球観測所のスタッフの協力のもとに遂行されたもので、西村純教授および我々のゴンドラを担当された太田茂雄氏ほか、スタッフ全員に感謝する。長谷川博一教授には研究全般に亘って常に激励を受けたことに謝意を表したい。この研究はまた、文部省科学研究費補助金(No. 00542006)の援助を受けた。

参 考 文 献

- [1] Bania, T.M. 1977, *Astrophys. J.*, **216**, 381.
- [2] Bania, T.M. 1980, *Astrophys. J.*, **242**, 95.
- [3] Becklin, E.E., and Neugebauer, G. 1968, *Ap. J.* **151**, 145.
- [4] Blitz, L., and Shu, F.H. 1980, *Astrophys. J.*, **238**, 148.
- [5] Burton, W.B., and Liszt, H.S. 1978, *Astrophys. J.*, **225**, 815.
- [6] Hayakawa, S., Ito, K., Matsumoto, T., and Uyama, K. 1977, *Astron. Astrophys.*, **58**, 325
- [7] Hayakawa, S., Matsumoto, T., Murakami, H., Uyama, K., Thomas, J.A., and Yamagami, T. 1981, *Astron. Astrophys.*, **100**, 116.
- [8] Hiromoto, N, Maihara, T., Mizutani, K., Okuda, H., and Shibai, H. 1983, LSAS Report, No. 603, ISAS
- [9] Ichikawa, T., Hamajima, K., Ishida, K., Hidayat, B., and Raharto, M. 1982, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **34**, 231.
- [10] Inatani, J. 1982, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **34**, 515.
- [11] Johnson, H.L. 1968, in *Nebulae and Interstellar Matter*, p. 167, Univ. Chicago Press, eds. B.M. Middlehurst and L.H. Aller.
- [12] Kawabe, R., Fukui, Y., Ogawa, H., Takano, T., and Fujimoto, M. 1984, to be submitted to *Astrophys. J.*
- [13] Liszt, H.S., and Burton, W.B. 1978, *Astrophys. J.*, **226**, 790.
- [14] Maihara, T., Oda, N., Sugiyama, T., and Okuuda, H. 1978, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **30**, 1.
- [15] Matsumoto, T., Hayakawa, S., Koizumi, H., Muakami, H., Uyama, K., Yamagami, T.,

- and Thomas, J.A. 1982, in *The Galactic Center*, p. 48, AIP, eds. G.R. Riegler and R.D. Blandford.
- [16] Neugebauer, G., and Leighton, R.B. 1969, *Two-Micron Sky Survey*, NASA SP-3047.
- [17] Oda, N., Maihara, T., Sugiyama, T., and Okuda, H. 1979, *Astron. Astrophys.*, **72**, 309.
- [18] Okuda, H. 1981, in *Infrared Astronomy*, p. 247, D. Reidel, eds. C.G. Wynn-Williams and D.P. Cruikshank.
- [19] Oort, J.H. 1982, in *The Galactic Center*, p. 180, AIP, eds. G.R. Riegler and R.D. Blandford.
- [20] Savage, B.D., and Mathis, J.S. 1979, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **17**, 73.
- [21] Scoville, N.Z., Solomon, P.M., and Jefferts, K.B. 1974, *Astrophys. J.*, **187**, L63.
- [22] Solomon, P.M., Sanders, D.B., and Scoville, N.Z. 1979, in *The Large Scale Characteristics of the Galaxy*, p. 35. D. Reidel, ed. W.B. Burton.
- [23] Solomon, P.M., Scoville, N.Z., Penzias, A.A., Wilson, R.W., and Jefferts, K.B. 1972, *Astrophys. J.*, **178**, 125.