

銀河赤外線 の 気球観測*

小田直樹**・杉山卓也**・舞原俊憲**・奥田治之**

概 要

視野 1° 角の気球望遠鏡により波長 $2.4 \mu\text{m}$ において我々の銀河系の観測を行い、銀経 $l = 350^\circ \sim 30^\circ$ 、銀緯 $|b| \leq 10^\circ$ の領域の表面輝度の分布を得た。その輝度分布は、銀経方向に約 15° 、銀緯方向に約 7.5° の広がりを持ち、かつ $l \leq 10^\circ$ に鋭い輝度の集中を示す Bulge 成分と銀河面上での輝度分布が $l = 10^\circ \sim 30^\circ$ において平坦でその幅が約 4° と非常に狭い Disk 成分に大別することができる。微細構造として $l = 355^\circ$ 、 $b = 0^\circ$ の位置に広がった赤外線源を発見した。 →

観測された輝度分布には、銀河中心方向に星間塵によると思われる強い吸収が認められた。吸収を受けない前の輝度分布をアンドロメダ星雲との類似性から仮定して、星間塵の分布を求めてみると、CO 分子の観測で見出された 5 Kpc Ring に伴う大量のダスト以外に、銀河中心に集中したダストが存在することが予想される。

これらの結果をもとに、銀河系内における星とダストの分布について 1 つのモデルを組立て、種々の観測結果との比較を試みる。

1. 序 論

銀河系の構造は、太陽系近傍については O 型・B 型星や H II 領域等の分布を可視光の観測から決めることによりかなりの情報が得られている ([1])。一方、21 cm 線による観測は銀河系全体にわたって複雑な渦状構造の検出に成功している。銀河系の質量の大部分を担っている星の輻射は殆んどが可視光及び近赤外域に限られている。しかし可視光の観測では、その大きな星間吸収のため銀河系の中心付近の星の分布を調べることができない。それが近赤外の波長域になると星間吸収が急激に減少し銀河中心まで見透すことができるようになる。そこで我々は銀河系の星の光の分布を調べるため、1971 年以來、近赤外の波長域で気球観測を行ってきた。1971 年の観測では波長域を $1.5 \mu\text{m}$ から $2.5 \mu\text{m}$ と広く選んだため予期せぬ OH 大気光の微細変動の発見にとどまり、銀河成分を観測することができなかった ([2])。1975、1976 年の観測では波長域を $2.35 \mu\text{m}$ から $2.44 \mu\text{m}$ に絞り、OH 大気光の影響を避けた。1975 年の飛翔では観測中に回転式チョッパー駆動用モーターが不調になり $l = 6^\circ \sim 10^\circ$ の平均的輝度分布を得るにとどまった ([3])。この結果は 1976 年の観測値とよく合っている。ここでは系統的な観測のできた 1976 年の気球観測の解析結果について報告する。

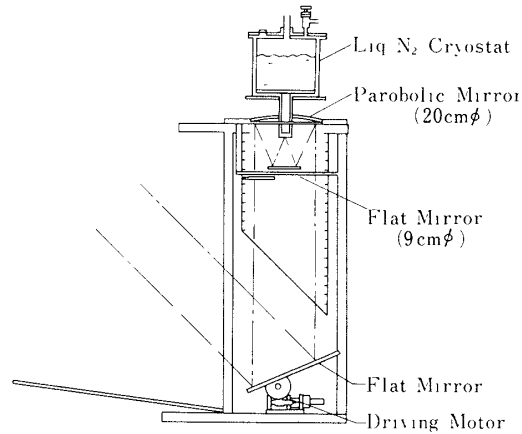
* 宇宙研特別事業費による研究論文

** 京都大学理学部

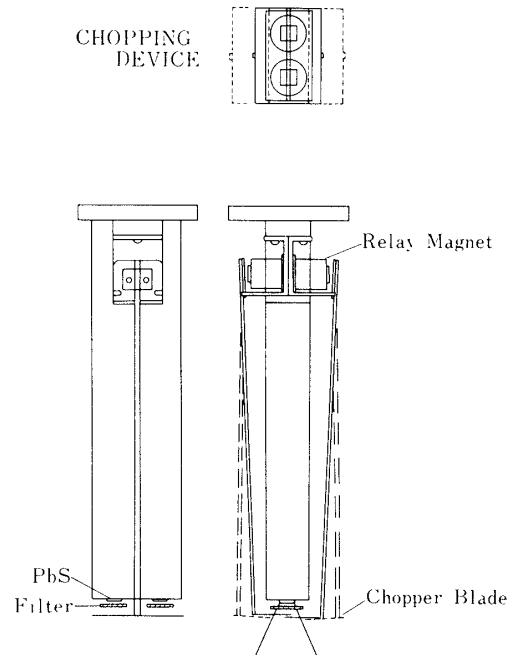
2. 観 測

a) 観測装置

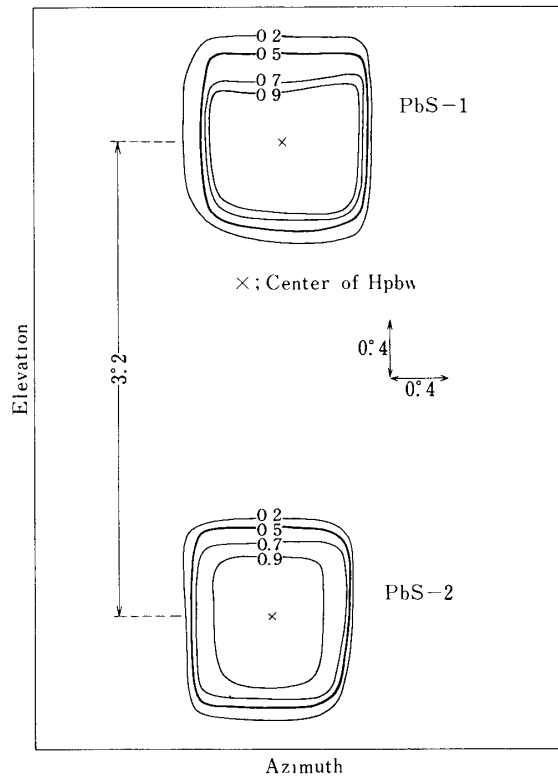
第1図に赤外線望遠鏡の概要を示す。入射光線はモーターによって仰角を変えることができる平面鏡によりカセグレン式光学系に導びかれ、直径20 cm, F/1.25 の放物面鏡で集光



第1図 気球搭載装置の断面図



第2図 チョッピング方式 リレースイッチのソレノイドに5 Hz の交流電流を流すことにより、フィルターの前の薄板を振動させる。



第3図 望遠鏡の視野. ピークの値を1として相対的な値を等高線で示した.

され、直径9 cmの平面鏡で反射されて検知器上に結像させる。このようにして導かれた光線は第2図に示すチョッパーにより5 Hzの交流信号にかえられる。このチョッパーはフィルターの前の薄板をリレースイッチのソレノイドで開閉するという方法を用いたもので、1975年度の観測中に生じたチョッパー駆動用モーターの不調という問題もなく全観測時間中正常に作動した。検知器は $5 \times 5 \text{ mm}^2$ の大きさのPbSを2個用いフィルターとともに液体窒素温度に冷却することにより感度を上げている。フィルターはOH大気光の影響を避けるため、 $\Delta\nu = 1$ バンドと $\Delta\nu = 2$ バンドの間隙をぬって、中心波長 $2.4 \mu\text{m}$ 、波長幅 $0.08 \mu\text{m}$ を選んだ。第3図に示すように望遠鏡の視野は各々 $1.2^\circ \times 1.2^\circ$ の視野が高度方向に、 3.2° 離れて並んでいる。集光能(面積 \times 立体角)は各々 $0.09 \text{ cm}^2 \cdot \text{sr}$ である。PbS検知器の感度はNEPで約 $2 \times 10^{-13} \text{ W}/\sqrt{\text{Hz}}$ 、従って望遠鏡の最小検出可能輝度約 $4 \times 10^{-11} \text{ W}/\text{cm}^2 \cdot \mu\text{m} \cdot \text{sr}$ が実現された。

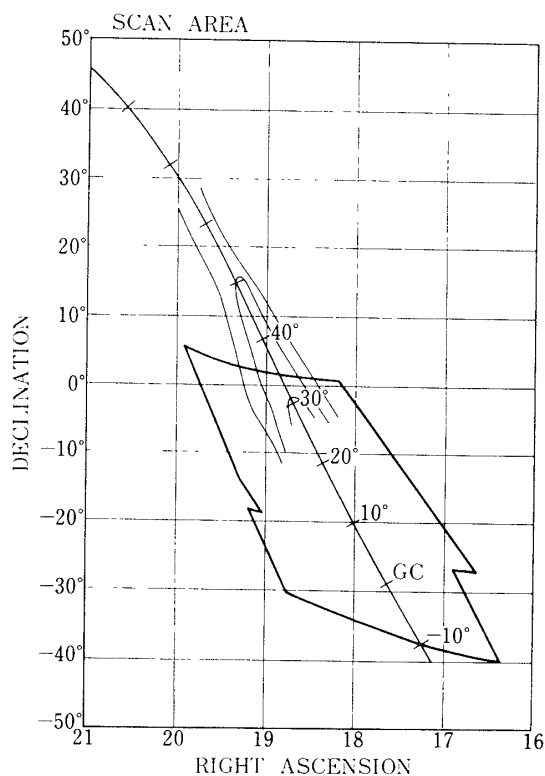
地上及び下層大気の強い熱輻射源からの迷光に対する望遠鏡のバッフル効果は実験室でテストされた。その結果、観測高度を最低(10°)にしても迷光の輝度を最小検出可能輝度より小さくすることが十分期待できた。

観測高度は仰角可変な平面鏡の軸に取付けられたポテンシオメーターの出力から読取られ、

また方位角は地磁気センサーに依った。一方地磁気センサーを用いたよりもどし方向規正によりゴンドラの方向付と制御が行われた。観測方向は高度で 10° から 50° まで、方位角で南中から $\pm 60^\circ$ の範囲が可能である。

b) 観測方法と結果

B₅ の気球に搭載された装置は 1976 年 5 月 31 日 19 時 50 分 JST に三陸大気球実験場より放球された。放球後約 100 分で高度 25 km の水平飛行にはいり、その後約 5 時間にわたって観測した。観測時間中、装置の数点で温度を測定した。その結果、環境温度 -55°C 、検知器の温度 -216°C の状態が安定に保たれていた。検知器の感度は較正光源を時々点灯することにより監視された。ふた開け後、ゴンドラを一定回転 (0.4 rpm) させ高度を 20° に保って $\alpha\text{ Sco}$ と銀河面を捜した。それによって地磁気センサーの出力の較正と $\alpha\text{ Sco}$ の位置の確認を行なった後、よりもどし方向規正をかけることにより望遠鏡の方向付を行なった。検知器の絶対感度を知るため $\alpha\text{ Sco}$ のスキャンを行ない検知器上にその像を結ばせた。その結果、光学系の焦点が合っていること及び全系の NEP が前述の値とほとんど変わらないことが分った。 $\alpha\text{ Sco}$ の観測の後、銀河面の掃査観測を自動的に行なった。自動スキャンの方法は、銀河面を中心に約 $\pm 15^\circ$ の方位角の幅で 1 回毎に高度を 0.9° だけ上げて同じよ

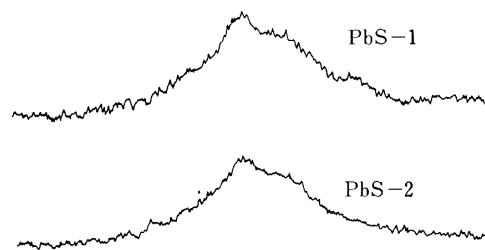


第 4 図 掃査領域を天球上に太い実線で示した。等高線は名大グループのデータ ([11]) に依った。GC は銀河中心を示す。

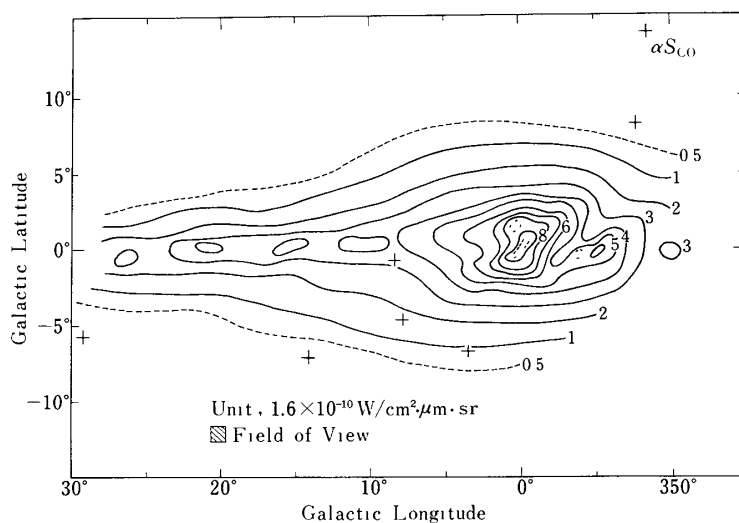
うに掃査を続けた。方位角方向の掃査速度は $10^\circ/\text{分}$ である。その結果第4図に示すように銀経 $l = 350^\circ \sim 30^\circ$ ，銀緯 $|b| \leq 10^\circ$ の領域を掃天することができた。

観測された信号には銀河成分以外に，地球大気による成分が混っていた。後者は仰角によりまた時刻によって変動し銀河成分の抽出に多少影響を及ぼしている可能性がある。我々は銀河面から十分離れた位置での平均強度からの増加分を銀河成分として各掃査線毎に抽出した。

前述の掃査方式を採用した結果，2つの検知器は約12分の間隔でほぼ同じ場所を走査することになった。対応する2つの強度分布は第5図のようによく一致している。第5図において出力された信号の大きさに多少の差があるのは各検知器の感度の差に依る。掃査線の中央は銀河中心付近を通っており明きらかにダストの吸収を示すくぼみが見えている。2つの検知器によって得られた強度分布は十分によい一致を示したので1つの強度分布図に合成した。分布図作製にあたっては 1° 角の視野に含まれる近距離の赤外線源の影響を除くため IRC カタログ（赤緯 $\geq -33^\circ$ ，[4]）と Price のカタログ（赤緯 $\leq -30^\circ$ ，[5]）を参照して



第5図 各検知器によるほぼ同じ掃査線に沿った輝度分布



第6図 波長 $2.4 \mu\text{m}$ の輝度分布図。等高線上の値の単位は $1.6 \times 10^{-10} \text{ W/cm}^2 \cdot \mu\text{m} \cdot \text{sr}$ である。
+印は観測中に受かった IRC カタログの星を示す。

合計 71 個の星の寄与を差引いた。

強度の絶対値の較正は α Sco を観測することによって行った。変光星である α Sco の明るさは観測の3日前 1976年5月29日に行なわれた気球観測 ([6]) のデータ ($m_K = -3.87$) と H. L. Johnson の色指数の表 ([7]) を参照した。

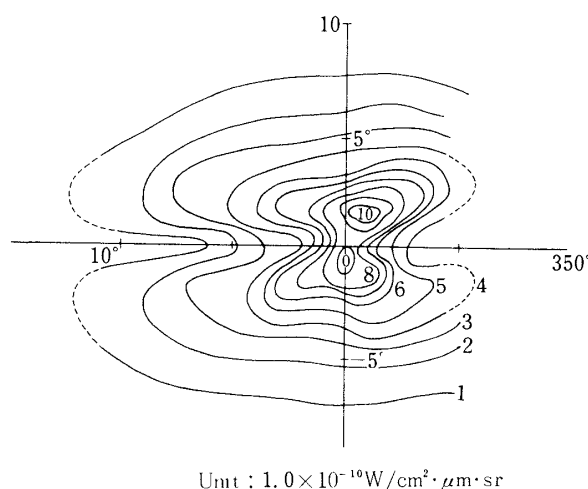
このようにして得られた波長 $2.4 \mu m$ における輝度分布を第6図に示す。 $l \geq 27^\circ$ のデータは送信システムの故障のため信頼性が落ちるので除去してある。分布図の位置の精度は比較星である α Sco と観測中に受かった5個の IRC カタログの星から $\pm 0.3^\circ$ と決められた。

3. 分布図の特徴

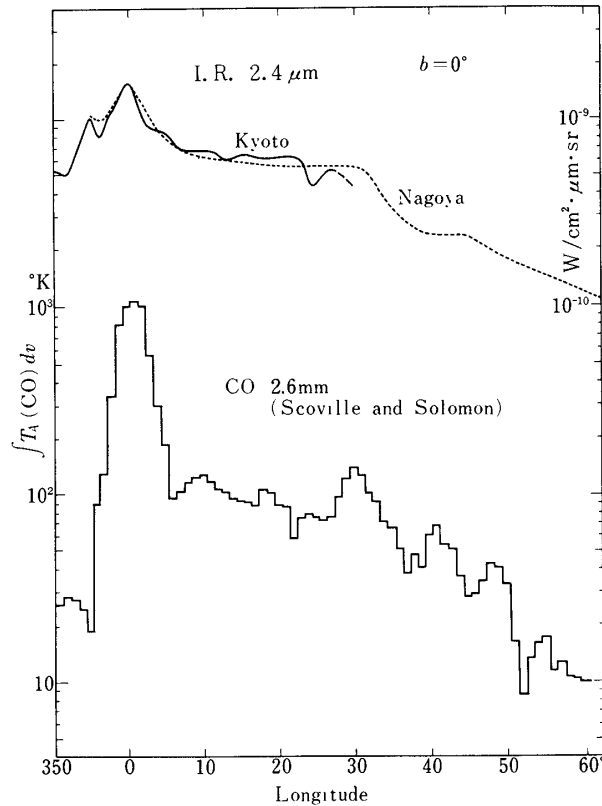
第6図を一見して分ることは可視光の観測 ([8]) に比べ、銀河面に対してかなりよい対称性を示していることと銀緯分布が非常に狭いことである。これは明らかに星間吸収の影響が少なく銀河系の奥深くまで見透していることを示している。全体的に分布は、銀河中心部に集中する Bulge 成分と銀河面に沿って細長く分布する Disk 成分に分けることができる。前者は銀河中心部に強く集中した大量の星の存在を示している。これはアンドロメダ星雲等の系外銀河にも認められているが、我々の銀河系ではこの観測 ([9]) と名古屋大学グループの観測 ([10]) によって確認された。

a) Bulge 成分

Bulge 成分は $l = 15^\circ$, $b = 7.5^\circ$ まで広がっており、銀河中心・太陽間の距離を 10 Kpc とすると半長軸 2.5 Kpc, 半短軸 1.3 Kpc の回転楕円体でよく表わされる。これらの値はアンドロメダ星雲の Bulge の値とよく似ている。銀河中心付近の等高線が銀河面に沿ってではなく、むしろ銀河面に垂直になっているのが特徴的である。これは明らかに銀河面に強く集中したダスト層の星間吸収によるものである。



第7図 Bulge 成分の輝度分布。等高線上の値の単位は、 $10 \times 10^{-10} \text{ W/cm}^2 \cdot \mu m \cdot \text{sr}$ である。



第8図 波長 $2.4 \mu m$ と CO ($J = 1 \rightarrow 0$) の銀河赤道での輝度分布.

第6図より Bulge 成分だけを抽出するためには Disk 成分を差引かなければならない. 後者の輝度分布は $l \geq 10^\circ$ でほぼ一定なので, その代表的輝度分布として $l = 20^\circ$ の分布を採用し, かつ Disk 成分の寄与が $l \leq 10^\circ$ でも同じであると仮定して全体の輝度分布から差引くと Bulge 成分だけを抽出することができる. このようにして得られた Bulge の輝度分布を第7図に示す. 銀河面に集中した強い星間吸収が非常に顕著である.

b) Disk 成分

Disk 成分は $l \geq 10^\circ$ で顕著になり銀河面上での輝度分布が平坦で, 銀緯方向の厚みが約 4° と非常に薄く分布していることが特徴的である. これは実際の厚みで約 500 pc に対応する. 太陽近傍では波長 $2.4 \mu m$ における体積輻射率に主に寄与する星の型は K, M 型巨星であるが ([11]), これらの星は比較的厚く (約 800 pc) 分布しているため ([12]), Disk 成分のこの薄さを説明することはできない. 前述のようにダストが銀河面に強く集中しているにもかかわらず, Disk 成分の輝度の銀緯分布には我々の 1° の空間分解能の観測でさえ銀河面において吸収によるくぼみが見られていない. このことは Disk 成分を構成している星が非常に薄く分布しており極端な種族 I 的な天体であることを示している.

銀河面上での輝度の銀経分布を第8図に示す. $l \geq 30^\circ$ のデータは Ito et al ([11])を参照した. 波長 2.6 mm の CO ($J = 1 \rightarrow 0$)の強度分布は Scoville and Solomon ([13])の観

測に依る. Disk 成分の大局的な輝度分布は CO でも $24\mu m$ でも共通して $l = 10^\circ \sim 30^\circ$ の平坦な領域と $l = 30^\circ$ での急激な減少が見られることである. このことは CO 分子の空間分布に見られるような 5 Kpc Ring ([14]) が赤外線源の分布についても存在することを示唆している.

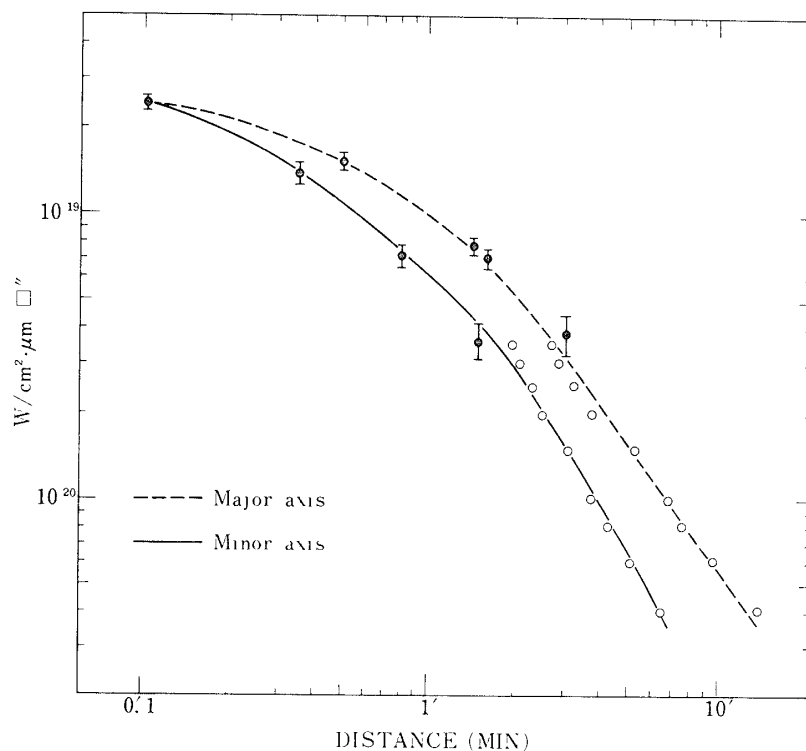
c) 微細構造

図 6, 8 より $l = 357^\circ$; $b = 0^\circ$ の位置に輝度のくぼみが見られる. このくぼみは波長 $100\mu m$ の観測 ([15]) で見出された第 2 のピークとほぼ同じ位置にあるがそれらの関連性は分らない.

$l = 355^\circ$, $b = 0^\circ$ の位置の輝度の盛上りは前述のくぼみの結果現われているのではなく, 広がった赤外線源によるものと考えられる. その強度は $1.3 \times 10^{-13} \text{ W/cm}^2 \cdot \mu m$ ($m_K = -1.5$) である. この強い赤外線源は従来の赤外線源のカタログには載ってなく, 一方この位置に散開星団 NGC 6383 と NGC 6405 (M 6) が見出されるが, このように強い赤外線を放出していない. この赤外線源は名古屋大学グループの観測にも現われている ([10]).

d) ダストの分布

第 7 図で見たように強い星間吸収が銀河面に薄く集中している. これは Bulge も含めて太陽より内側の領域で生じている積分された吸収量である.

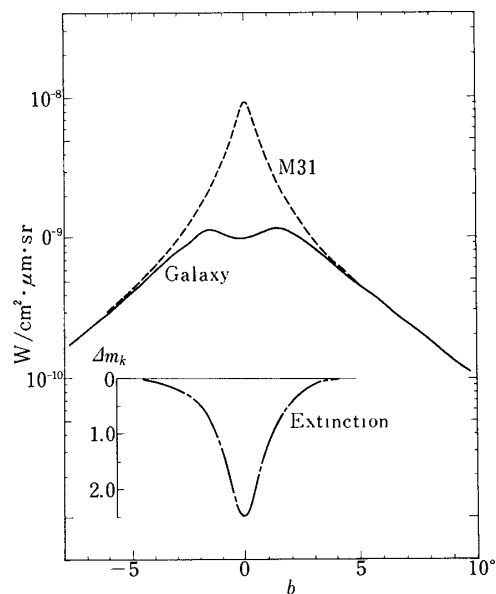


第9図 アンドロメダ星雲の波長 $22\mu m$ での輝度分布. 実線は短軸に沿った分布, 破線は長軸に沿った分布を示す. 黒丸は視野 $40''$ の我々の観測, 白丸は視野 $1.7'$ の名大グループの観測である.

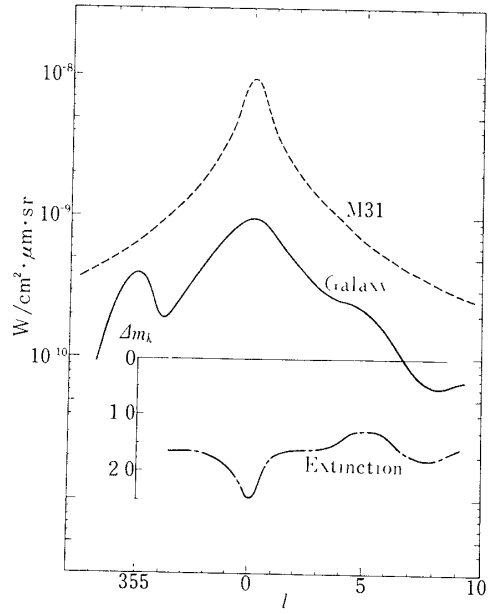
星間吸収量を評価するには吸収のない星の系の輝度分布を知る必要がある。アンドロメダ星雲は我々の銀河系と色々な点で似ており ([16])、高銀緯にありかつ斜めから見ているので吸収量が少なく、中心部の本来の輝度分布を知るのに好都合である。アンドロメダ星雲の中心部の輝度分布はKバンドで Sandage et al ([17])及び Matsumoto et al ([18])により観測されているが、我々は気球観測の視野 1° にほぼ対応する $40''$ の分解能でアンドロメダ星雲の中心部をKバンドで観測した。Matsumoto et al ([18])の結果も含めて第9図に示す。

アンドロメダ星雲の傾斜角が約 15° であることを考慮して、アンドロメダ星雲の Bulge のこれらのデータと我々の銀河系の Bulge の輝度 (第7図を参照) を図10, 図11に比較した。図10は銀河中心を通る輝度の銀緯分布を比べている。高銀緯では吸収をほとんど無視することができるので、2つの輝度分布をその領域で一致させることにより銀河中心方向で最大の吸収量 2.4 等が得られる。星間吸収の波長依存性が van de Hulst の理論曲線 No.15 ([19]) に従うとすれば、 $A_K = 0.08 A_V$ の関係が得られ、上の吸収量は可視光で約 30 等となり Becklin and Neugebauer ([20]) の銀河中心核の観測から推定された吸収量とよい一致を示す。

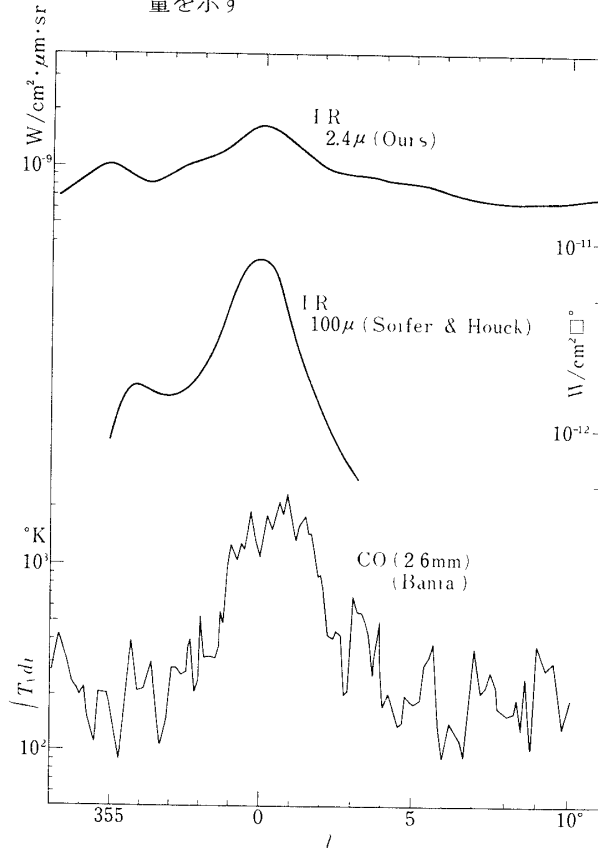
第11図に示すように銀河面上での輝度の銀経分布を比較することにより、銀河中心方向の吸収量を前述の値で規格化して吸収量の銀経分布を求めることができる。その特徴として $l = 358^\circ \sim 2^\circ$ にかけて銀河中心への吸収量の鋭い集中とそれ以外の領域でのほぼ一定な吸収 (約 1.7 等) の 2 点を挙げるることができる。1.7 等の吸収 (可視光で 21 等) は、CO 分子が集中している 5 Kpc Ring で主に生じていると思われる。銀河中心への吸収の集中はその領域にダストが存在していることを示す。このダスト層は、Hoffmann et al ([21]) の $100 \mu m$ の観測で明らかにされた遠赤外線源に関係すると考えられる。図11, 12の比較か



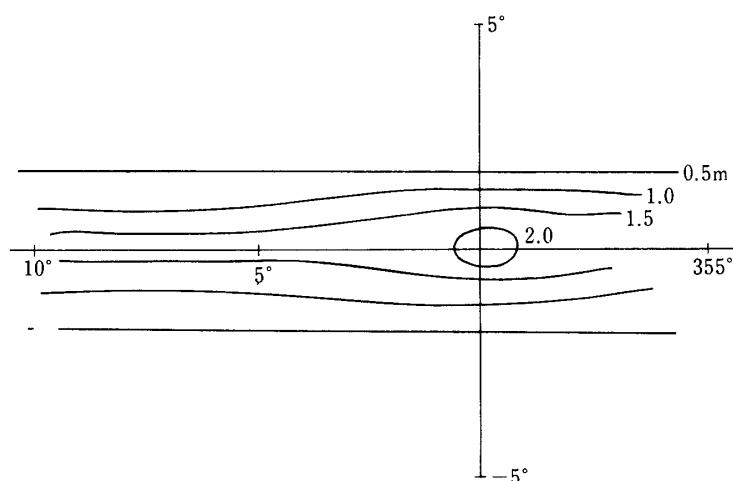
第10図 アンドロメダ星雲の輝度の銀緯分布と我々の銀河の分布の比較。一点鎖線は2つの比較によって得られた星間吸収量を示す。



第11図 アンドロメダ星雲の輝度の銀経分布と我々の銀河の分布の比較 一点鎖線は2つの分布の比較によって得られた星間吸収量を示す



第12図 波長 $2.4 \mu m$, $100 \mu m$ 及び CO ($J = 1 \rightarrow 0$) の銀河赤道での輝度分布.



第13図 星間吸収量（波長 $2.4 \mu m$ ）の分布図。

らダスト層の広がりには Soifer and Houck ([15]) のロケット観測による $100 \mu m$ の輝度分布の広がりによく対応しており、さらに銀河中心方向に集中した CO 分子 (Bania [22]) とも非常によい相関があることが分る。銀河中心付近のダストによる 0.65 等 (可視光で約 8 等) はダストからの遠赤外線輻射の強度を十分まかなうことができる。これについては第 5 章で述べる。

第 13 図に前述の方法で求めた星間吸収の分布を示す。銀河面への吸収の強い集中が $|b| \leq 1^\circ$ の領域に見られる。ダスト層の厚みは約 300 pc であり太陽近傍の値と変わらない。

銀河中心方向の可視光における約 30 等の吸収量は太陽近傍の平均的吸収量 1.5 mag/Kpc では説明できない。このことはダストが銀河中心と 5 Kpc Ring に集中していることを示している。

4. 銀河系における星の分布モデル

以上の議論をもとにして銀河系内の星の光とダストの分布についてモデルを作る。観測された赤外線輝度は星の光とダストによる吸収とが絡んでいて各々を独立に求めることは原理的には困難である。しかし前節で議論したように、星間空間においてガス (水素原子・分子) の密度とダストの密度が比例関係にあると考えて大きな誤りはないと考えられる。これは太陽系近傍の星間雲ではよく調べられている事実である。この仮定を認めれば銀河系内の星の分布についての考察が可能になる。具体的には次のようなダスト分布を考える。

a) ダストの分布モデル

銀河中心部を除いた部分については、21 cm 線によって求められた水素原子密度と CO 観測から得られた水素分子密度の両者を加えた全ガス密度に比例してダストが分布すると考える。中心部に関してはダストの熱輻射と考えられる $100 \mu m$ の輝度分布から推定した。

1) Disk 成分

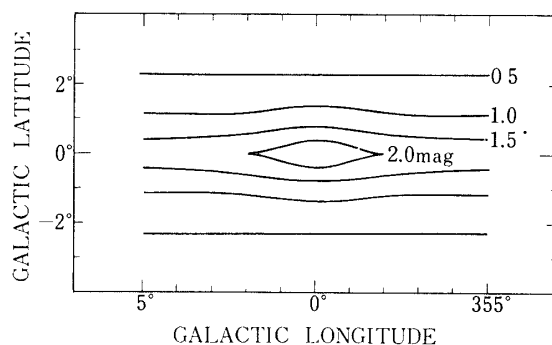
太陽系近傍の分布を Disk 全体に拡張して，銀河面において一様に分布した厚みが150pcのダスト層を考える．吸収量は可視光に対して次式で与える ([12])．

$$1.5 \exp(-z/0.15) \text{ mag/Kpc} \quad (1)$$

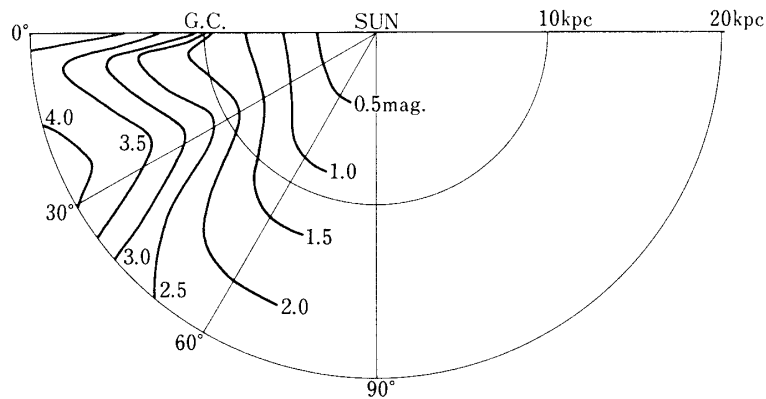
2) 5 Kpc Ring 成分

CO 分子の観測から求められた水素分子の分布をガウス関数で近似し，この量に比例したダスト分布を仮定し，可視光の吸収量を次式で近似する．

$$2.35 \exp\{-[(R-5)^2 + (z/0.06)^2]/4\} \text{ mag/Kpc} \quad (2)$$



第14図-(a) モデル計算による太陽・銀河中心間の波長 $2.4\mu\text{m}$ での吸収量.



第14図-(b) モデル計算による銀河面上の波長 $2.4\mu\text{m}$ での吸収量

3) 銀河中心成分

ダストの空間分布の形を Soifer and Houck ([15]) の $100 \mu m$ の輝度分布で近似し、その絶対量を $l = 358^\circ \sim 2^\circ$ の領域に集中した可視光に対する吸収量 (約 8 等) から決めた。この成分の可視光の吸収量は、

$$42.5 \exp.[-(R/0.2 + z/0.1)] \text{mag/Kpc} \quad (3)$$

と近似される。

星間吸収の波長依存性は van de Hulst の理論曲線 No. 15 ([19]) を仮定する。このように近似されたダストの空間分布から計算される太陽・銀河中心間の星間吸収量の分布 (第 14 図-(a)) は、第 13 図とよい一致を示す。このダスト分布だと $R = 0 \sim 10 \sin 2^\circ (= 0.35)$ Kpc の間の吸収量は約 8 等で、残りの約 22 等が $R = 0.35 \sim 10$ Kpc の間で生じていることになる。そのうち $R = 4 \sim 8$ Kpc の領域のダストによる吸収量は約 14 等である。第 14 図-(b) を一見して分るように、 $l = 30^\circ$ 方向と銀河中心付近に強い吸収がある。後者は早川達のモデル ([25]) と異なる点である。

b) 星の光の分布

このようなダストの分布を仮定すると第 6, 8 図を説明する星の分布のモデルを作ることができる。第 8 図の銀経分布を見ると星の分布のモデルとして 3 つの成分があることが推測される。順次、各成分について述べていく。まず $l \geq 40^\circ$ のほぼ指数関数的な輝度分布を説明する。

(1) Disk 成分

Freeman ([23]) と de Vaucouleurs ([24]) によれば渦状銀河の Disk の輝度分布は指数関数で近似される。早川達は Disk の形を軸比 0.035 の回転楕円体で近似して、 $2.4 \mu m$ の輝度の銀経分布を説明した ([25])。しかし彼らはダストが銀河中心部にないと仮定したため、Disk 成分のダストの吸収量が大きくなり指数関数の係数が 0.57 になるが、我々の場合はより小さい 0.45 という値で第 8 図の $l \geq 40^\circ$ の輝度分布を説明することができる。これを波長 $2.4 \mu m$ での体積輻射率にすると次式で与えられる。

$$1.4 \times 10^{35} \exp[-0.45\sqrt{R^2 + (z/0.035)^2}] \text{ W/Kpc}^3 \cdot \mu m \quad (4)$$

しかしこの式を中心まで適用すると $l = 40^\circ$ 付近の立上りとそれより内部での平坦さを説明することができなくなるので、次のようなカットオフを入れる。

$$2.3 \times 10^{34} \{1 - \exp(-0.95R)\} \cdot \exp(-z/0.1) \text{ W/Kpc}^3 \cdot \mu m \quad (5)$$

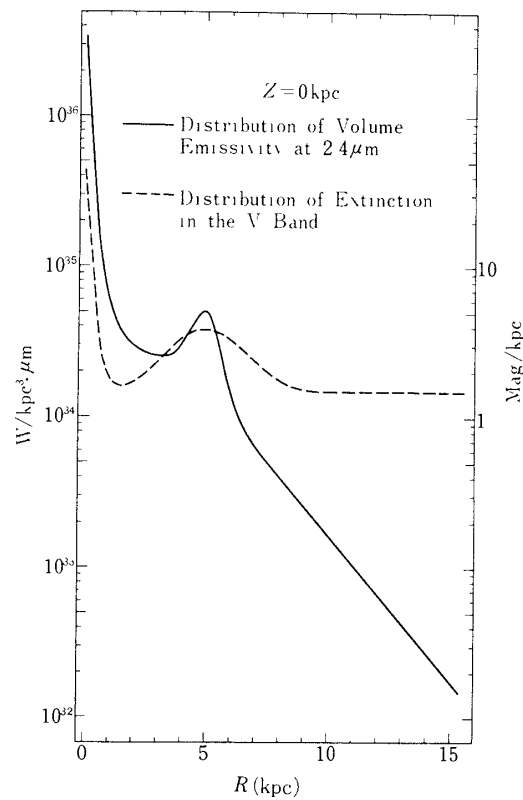
$$\text{for } R \leq 4 \text{ Kpc}$$

従って(4)式は $R \geq 4$ Kpc で成立つことになる。この分布から太陽近傍での体積輻射率は $1.55 \times 10^{33} \text{ W/Kpc}^3 \cdot \mu m$ となり、光度関数と色指数から決めた値 ($2.4 \times 10^{33} \text{ W/Kpc}^3 \cdot \mu m$, [26]) と大略一致する。

次に $l = 30^\circ \sim 40^\circ$ にかけての輝度の立上りを説明するため 5 Kpc Ring をガウス関数で近似する.

(2) 5 Kpc Ring

第6図から得られる $l = 20^\circ \sim 30^\circ$ の銀緯分布をよく再現できるように Ring の軸比と幅



第15図 銀河中心からの距離によるダストと星の分布. 実線は, 波長 $2.4 \mu\text{m}$ における星の体積輻射率の分布を, 破線は可視光における星間吸収量の分布を示す

をパラメーターとして計算した結果, 5 Kpc Ring 成分の体積輻射率は次式で表わされる.

$$3.2 \times 10^{34} \exp \{ -2 [(R-5)^2 + (z/0.15)^2] \} \text{ W/Kpc}^3 \cdot \mu\text{m} \quad (6)$$

この式から 5 Kpc Ring の幅は約 1 Kpc, 厚みは 150 pc となり, 太陽近傍の渦状腕よりかなり薄い ([12] によると厚みは約 600 pc).

(3) Bulge 成分

この成分は 3-(a) の議論が前提になったもので基本的には仮定されたものである. 中心付近の輝度分布を最もよく表わすようにパラメーターを定めると次のような体積輻射率が得られる.

$$6.21 \times 10^{34} \exp [-(\sqrt{R^2 + (z/0.52)^2} / 2.5)^2 / [R^2 + (z/0.52)^2 + (0.14)^2]] \\ \text{ W/Kpc}^3 \cdot \mu\text{m} \quad (7)$$

(1)~(3) 式で近似したダストの分布と (4)~(7) 式で表わされる星の光の分布をまとめると第 15 図のようになる.

5. 考 察

a) 銀河系内の星の分布

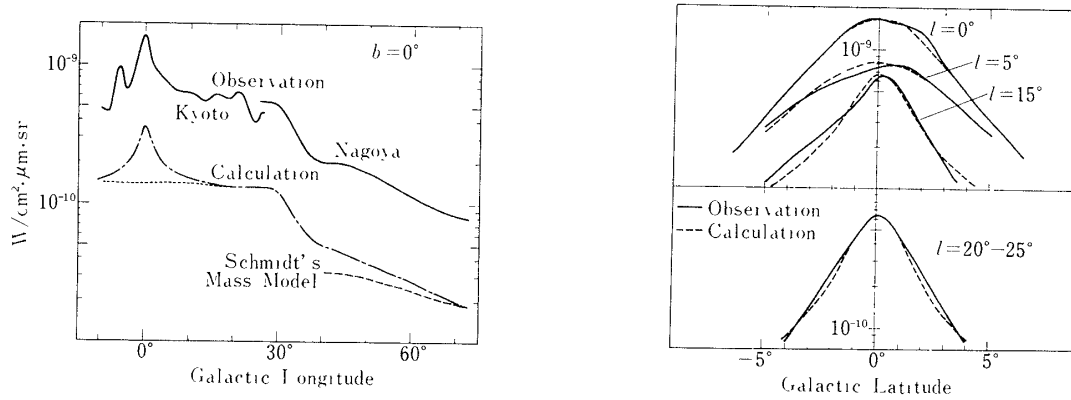
第 16 図にモデル計算の結果と観測との一致具合を銀経分布と銀緯分布に分けて示した. 見易くするために銀経分布については, モデル計算の結果を平行移動した. 計算と観測がよい一致を示していることが分る. Disk 成分として Schmidt の質量モデル ([27]) を仮定すると $l \geq 40^\circ$ の銀経分布の形は第 16 図-(a) 中の破線のようになり観測を再現できない. 点線は Bulge 成分を除いた分布を示している.

Becklin and Neugebauer ([20]) の近赤外観測からは, 星の密度が $R = 1 \text{ pc}$ 以内で太陽近傍の約 10^7 倍に達すると言われている. しかし我々のモデルは $R = 0$ での値が太陽近傍の約 2×10^3 倍となり, さらに強い中心集中を示す成分一核一存在を意味している. (第 15 図参照). $R = 5 \text{ Kpc}$ に赤外線源が集中しているが, 同じような集中は CO 分子, H 166 α ([29]), H 109 α ([29]) 等にも見られる. このことから判断するとこの領域は, 分子雲, 電離ガス及び赤外線源が互いに関連している若い領域であろう.

一方, McCuskey ([30]) により $l = 180^\circ$ 方向の M 型巨星の空間分布が分っているが, M 5 - 10 型巨星の分布と我々の Disk の体積輻射率の分布がよく似ていることから, その領域の近赤外線輻射に主に効く星は M 型巨星の中でも晩期型だと考えられる.

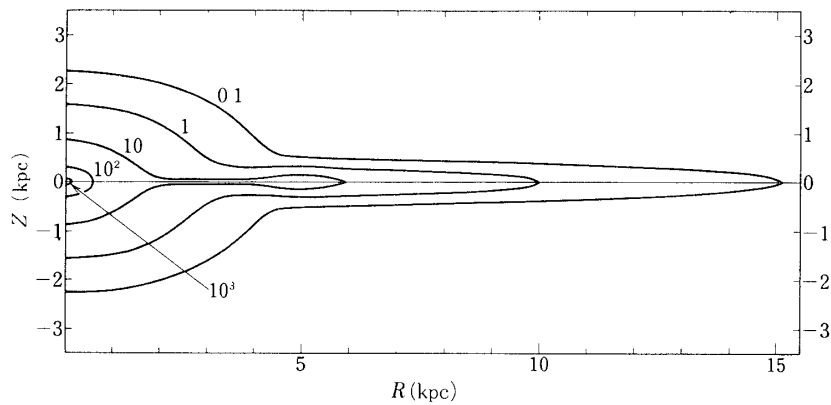
第 17 図に我々の銀河系の波長 $2.4 \mu\text{m}$ における星の光の分布の断面図を, $R = 10 \text{ Kpc}$, $z = 0 \text{ Kpc}$ での体積輻射率を 1 に規格化して示した. これを質量密度の断面図 ([28]) と比べると, Bulge が非常に顕著であること, Disk の厚みがほぼ一定であること及び $R = 5 \text{ Kpc}$ 付近に光の集中が見られることが大きな違いである.

第 18 図に我々の銀河系の質量の面密度分布 ([31]) と我々の星の光の分布モデルを使って計算された光の面密度分布を比較した. 後者の計算の際, 太陽近傍の体積輻射率の波長依存性 ([11] 図 1) が銀河系全体にわたって成立っていると仮定した. 2 つの分布の比較から



第16図-(a) モデル計算と観測を銀河赤道における輝度分布で比較した。モデル計算(一点鎖線で示してある)による分布は、その縦軸をずらしてある。点線は Bulge 成分を除いた分布を、破線は Disk 成分を Schmidt の質量モデルで表わした場合の分布を示す。実線で示した観測による波長 $2.4 \mu m$ での分布は $l \leq 27^\circ$ に対して我々の観測を $l \geq 27^\circ$ に対して名大グループ ([11]) の観測を参考にした。

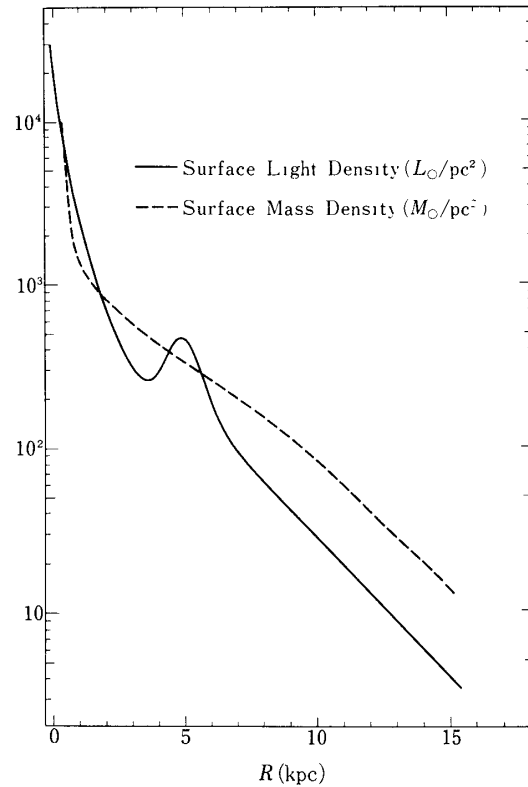
第16図-(b) モデル計算と観測を銀緯分布で比較した。



第17図 波長 $2.4 \mu m$ での星の体積輻射率の分布の断面図。

$R=10 \text{ Kpc}$, $z=0 \text{ Kpc}$ における値を 1 に規格化してある。

分ることは、 $R=5 \text{ Kpc}$ の位置に赤外線源の集中は見られるが質量の集中は見られないことと $R \geq 7 \text{ Kpc}$ では質量・光度比が $2 \sim 4 M_\odot/L$ とほぼ一定であることが挙げられる。

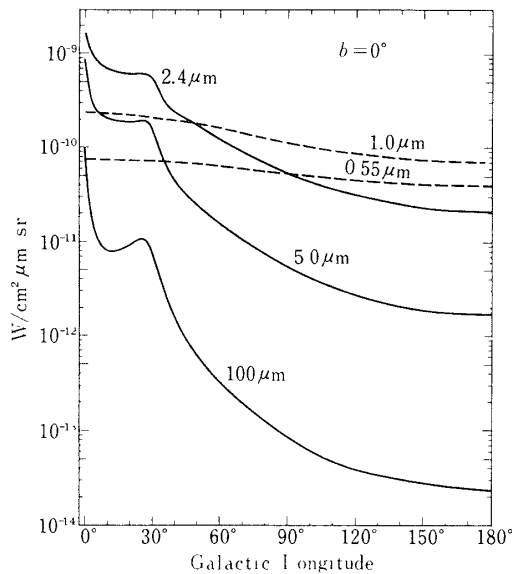


第18図 質量と光度の面密度分布. 破線は質量の面密度分布 ([31]) を, 実線は星の分布モデルから計算された光の面密度分布を示す.

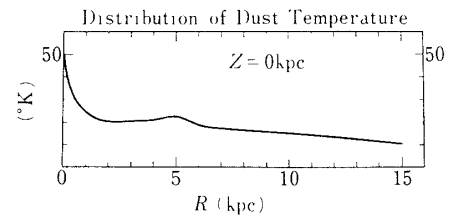
$R \geq 7$ Kpc の領域では質量に効く矮星と光度に効く M型巨星の数の比がほぼ一定だと考えられる. 星の分布モデルから我々の銀河系全体の波長 $2.4 \mu m$ での光度は約 $2 \times 10^{36} \text{ W}/\mu m$ と計算され, その内分けは Bulge が $8 \times 10^{35} \text{ W}/\mu m$, 5 Kpc Ring が $2.4 \times 10^{35} \text{ W}/\mu m$, Disk が $1 \times 10^{36} \text{ W}/\mu m$ である. 次にこれらの光度から推測される Bulge, Ring, Disk の質量について評価してみよう.

Ring を構成する極端な種族 I の星として, O 5 V, B 5 V, B 5 I を仮定しその有効温度, 光度及び質量の値を Allen の表 ([12]) を参考にすると, 先に求めた波長 $2.4 \mu m$ での Ring の光度から Ring の質量は各々 $10^8 M_{\odot}$, $10^9 M_{\odot}$, $4 \times 10^7 M_{\odot}$ となる. このように小さな質量の Ring が銀河中心から 5 Kpc の位置に存在しても銀河の回転曲線には影響を与えないと考えられる. Bulge と Disk についても同じ計算をすると, M 0 III, K 0 III, M 0 V, K 0 V に対して各々 $3 \times 10^8 M_{\odot}$, $2 \times 10^9 M_{\odot}$, $2 \times 10^{11} M_{\odot}$, $10^{11} M_{\odot}$ となる. このように近赤外線輻射に大きな寄与をする K, M 型巨星だけで Bulge や Disk が構成されるとすると, 銀河の質量が小さすぎる. このことは銀河の質量を主に担っているのが矮星であることを示している.

b) 他の波長帯で予想される輝度分布



第19図-(a) 銀河赤道における他の波長帯のモデルから予想される輝度分布



第19図-(b) 銀河中心からの距離によるダストの温度分布

いくつかの波長帯で 1° の視野で銀河を観測する場合に予想される輝度分布をモデル計算から求めたものを第19図-(a)に示す。波長 0.55 、 1.0 、 2.4 と $5.0 \mu m$ の輝度分布は星間吸収を受けた星の光の分布を示している。 $5.0 \mu m$ の場合、吸収量をゼロにしてある。各々の輝度の絶対値は太陽近傍の体積輻射率の波長依存性が銀河系全体で成立つと仮定して計算された。一方波長 $100 \mu m$ の輝度分布は吸収の原因であるダストの熱輻射に依る。

波長 $0.55 \mu m$ と $1.0 \mu m$ では吸収量が大きいため、Bulgeと5 Kpc Ringの光の寄与は全くなくどの方向を見てもほぼ同じような輝度である。 $5.0 \mu m$ の輝度分布は $2.4 \mu m$ の場合よりBulgeと5 Kpc Ringがより顕著である。 $l \geq 40^\circ$ の輝度分布の傾きが、波長が長くなるにつれて、つまり吸収が少なくなるにつれて急になるのは、太陽から遠い領域の寄与が増してくるからである。

以上は星の輻射から期待される輝度分布であるが、ここで吸収体として働いているダストは遠赤外領域で熱輻射をしていると考えられる。この熱輻射の分布を波長 $100 \mu m$ を代表にとって求める。ダストの熱輻射の強度は銀河全体にわたってダストが光学的に薄く分布しているとすれば、ダストの量、温度及び光学的特性の3つのパラメーターで決まる。ダストの量は(1)~(3)式で与えられる。ダストの組成は大きさ $0.3 \mu m$ のシリケート鉱物を仮定した。ダストの温度の空間分布は、(4)~(7)式で与えられる星間空間の輻射場における一個のダストの輻射平衡の式を解くことによって得られる([32])。それを第19図-(b)に示した。ダストの温度は太陽近傍で $15^\circ K$ 、銀河中心付近で $50^\circ K$ 、 $R = 5$ Kpcで $23^\circ K$ になる。後者の温度は $l = 28^\circ$ 方向のダストの平均温度 $22^\circ K$ ([33])、および銀河中心付近の温度はSoifer and Houck ([15])の議論とよく一致している。波長 $100 \mu m$ において光学的

に薄く分布したダストの熱輻射は次式で計算される.

$$F_{\lambda}(l, b) = \int n_d \pi a^2 Q_{abs}(\lambda) B_{\lambda}(T_d) ds \quad (8)$$

ds は視線方向の線素, n_d はダストの個数密度, a はダストの大きさ, $B_{\lambda}(T_d)$ はプランクの熱輻射式, T_d はダストの温度である. 遠赤外波長域での $Q_{abs}(\lambda)$ に対して次の3つの場合を考える

$$Q_{abs}(\lambda) = (2\pi a/\lambda)^j \quad j = 1, 1.5, 2 \quad (9)$$

そうすると波長 $100 \mu m$ において 1° の視野の観測に対して予想される強度は銀河中心方向で $j = 1, 1.5, 2$ の場合, 各々 $7 \times 10^{-10}, 1 \times 10^{-10}, 1.4 \times 10^{-11} \text{ W/cm}^2 \cdot \mu m \cdot \text{sr}$ となり, $j = 1.5$ の場合 Soifer and Houck ([15]) の視野 $0.4 \times 1^\circ$ の $100 \mu m$ の観測によく一致する. 我々の $100 \mu m$ の強度の計算値は Fazio and Stecker ([34]) の値より $l = 30^\circ$ 方向で約2倍大きい. 計算から得られた $100 \mu m$ の強度の銀経分布は, diffuse な遠赤外線輻射の測定に1つの指標を与える.

6. 結 び

銀河を構成している物質として, 星・ガス(原子分子)・ダストを主に挙げることができ, 原子は中性原子と電離原子に分けられる. 中性水素の 21cm 線輻射の観測はこれまで数多く行なわれ, 銀河系全体にわたって渦状構造を描き出している. 銀河の大局的構造を明きらかにする観点から, 過去1~2年前より CO 分子, 電離水素 ($\text{H } 166\alpha$, $\text{H } 109\alpha$) の観測が精力的に行なわれ, 5 Kpc Ring の発見等成果を上げている. このような観測から銀河系のガスの分布及び量についてかなりのことが分ってきているが, 星の分布については我々と名大の気球による近赤外観測で初めて明きらかになったと言える. しかしこの波長域では星の光とダストの吸収が混合していて両者の分布を独立して求めることができない. これを分離するためには複数波長帯での測定が必要で, 将来ロケットや人工衛星による観測が是非とも行なわなければならない. 一方ダストの遠赤外線輻射の観測はダストの分布を直接求める方法としては有効である. しかし遠赤外域の観測は H II 領域等の局所的な天体に対して, かなり進んでいるが, diffuse な遠赤外線輻射に対しては銀河中心 ([15], [21]) と $l = 28^\circ$ 方向 ([33]) しか輝度分布がおさえられていない. しかし, diffuse な遠赤外線輻射の観測の準備は欧米のいろんな大学・研究所で進んでおり, 1~2年の将来爆発的な勢いで観測が行われるであろう.

分子・電離水素及び近赤外線の観測に共通して見つかった $l = 30^\circ$ 方向の輝度の立上りに対応した赤外線源をさらに詳しく調べるために地上からも上松にある赤外線望遠鏡を用い, 近赤外の波長域において銀河面のサーベイを計画している. これによって特に, 銀河中心領域, $l = 30^\circ$ 方向の領域及び $l = 355^\circ$, $b = 0^\circ$ などの赤外線源の分布, 吸収物質の様子を明きらかにしていく予定である.

我々の 1° 角の視野の観測でさえ第6図に見られたように輝度分布が比較的複雑なので,

1977年5月中旬に 0.6° 角の空間分解能で気球観測を行ない微細構造を描き出す予定である。それと同時に Bulge から Nucleus への輝度の立上りも観測される可能性がある。

ダストの遠赤外線輻射の観測は近い将来、波長域 $90\sim 200\mu m$ 、空間分解能 0.8° の検知器と共に液体ヘリウムで冷却した望遠鏡で気球観測を行いたい ([35])。

気球の打上げ及び観測の際、東大宇宙研の西村純氏をはじめとする西村研究室の方々の援助と激励に対して、深く感謝の意を表する

1977年3月25日

参 考 文 献

- [1] TH. Schmidt-Kaler , *Vistas in Astron* 19 (1975) 69
- [2] T Sugiyama, T. Maihara and H. Okuda , *Nature* 246 (1973) 57
- [3] 奥田治之, 舞原俊憲, 杉山卓也, 小田直樹, 伊藤浩武; 大気球シンポジウム報告
昭和50年度P97
- [4] G. Neugebauer and R B Leighton ; Two-Micron Sky Survey
1969 NASA SP-3047
- [5] S D Price , *Astron. J* 73 (1968) 431
- [6] K Kodaira, W. Tanaka, T. Onaka, T. Nagai, T. Watanabe and Z Suemoto , *Tokyo
Astron. Obs Bulletin 2nd series No* 245 (1976) 2077
- [7] H.L. Johnson, *Ann. Rev. Astron. Astrophys* 4 (1966) 193
- [8] H. Elsässer and U. Haug ; *Z. Astrophys* 50 (1960) 121
- [9] H Okuda, T. Maihara, N. Oda and T. Sugiyama , *Nature* 265 (1977) 515
- [10] K. Ito, T. Matsumoto and K. Uyama , *Nature* 265 (1977) 517
- [11] K Ito, T Matsumoto and K Uyama , *Publ Astron Soc Japan* , 28 (1976) 427
- [12] C W Allen , 1973 *Astrophysical Quantities* third edition (The Athlone Press
University of London, London)
- [13] N Z Scoville and P M Solomon , *Astrophys. J. Letters* 199 (1975) L 105
- [14] M A. Gordon and W. B. Burton , *Astrophys J.* 208 (1976) 346
- [15] B. T. Soifer and J. R Houck , *ibid* 186 (1973) 169
- [16] J. H. Oort , 1971 *Semaine d'Etude sur les Noyaux des Galaxies*
- [17] A. R Sandage, E. E. Becklin and G. Neugebauer , *Astrophys. J* 157 (1969) 55
- [18] T Matsumoto, H. Murakami and K. Hamajima , *Publ Astron Soc Japan*
to be published
- [19] H. C. van de Hulst , *Rech. Astr Obs Utrecht* 11 (1949) pt. 2
- [20] E. E. Becklin and G. Neugebauer , *Astrophys J.* 151 (1968) 145
- [21] W. F. Hoffmann, C. L. Frederick and R J. Emery , *Astrophys. J Letters*
164 (1971) L 123
- [22] T M Bania , (1976) referred in W. B. Burton , *Ann Rev. Astron. Astrophys.*
14 (1976) 277
- [23] K. C. Freeman , *Astrophys. J* 160 (1970) 811

- [24] G. de Vaucouleurs ; 1959 in Handbuch der Physik Bd. 53 ed. S. Flügge (Springer Verlag Berlin) P 311
- [25] 早川幸男, 伊藤浩式, 松本敏雄, 宇山喜一郎 ; 宇宙航空研究所報告「大気球特集号」第12巻, 第2号(B) P 631
- [26] S. Hayakawa, K. Ito, T. Matsumoto and K. Uyama ; Astron. Astrophys. 58 (1977) 325
- [27] M. Schmidt , 1965 in Galactic Structure ed. A. Blaauw and M. Schmidt (University of Chicago Press, Chicago) P 513
- [28] M. Miyamoto and R. Nagai , Publ. Astron. Soc. Japan 27 (1975) 533
- [29] F. J. Lockman ; Astrophys. J. 209 (1976) 429
- [30] S. W. McCuskey , Astron. J. 74 (1969) 807
- [31] K. A. Innanen ; Astrophys. Space Sci. 22 (1973) 393
- [32] 関 淳二 ; 1977 修士論文(京大)
- [33] D. Rouan, P. J. Lena, J. L. Pujet, K. S. de Boer and J. J. Wijnbergen ; Astrophys J. Letters 213 (1977) L 35
- [34] G. G. Fazio and F. W. Stecker ; Astrophys J. Letters 207 (1976) L 49
- [35] 舞原俊憲, 小田直樹, 奥田治之, 杉山卓也, 阪井清美 ; 大気球シンポジウム報告 昭和51年度, p 99