

気球による銀河中心部の赤外線観測*

早川幸男**・伊藤浩式**・松本敏雄**・宇山喜一郎**

概 要

1976年5月気球観測によって我が銀河中心部の赤外線観測に成功した。その結果、我が銀河中心部にはM 31と同様な楕円状の恒星の集団が存在することがわかった。この中心部は Miyamoto モデルによってよく表現され、総質量 $2.84 \times 10^{10} M_{\odot}$ 、質量光度比 3.7 を示す。銀経 30° から 10° にかけて表面輝度、厚みがほぼ一定な部分が存在し、これはディスク成分が銀河中心から 4 kpc 以内で急激になくなっていることで説明される。又銀経 355.5° には 1° 以上の広がりを持つと思われる正体不明の明るい部分が存在することがわかった。

1. 序

我々は1975年9月に気球による銀河赤外線観測の第1回飛揚を行い、銀経 $23^{\circ} \sim 75^{\circ}$ の赤外表面輝度の観測を行なった [1]。その結果我が銀河内での赤外線源の分布が質量の分布と異なっており、水素分子、H II 領域等と強い相関があることが明らかとなった [2]。しかしこの観測では銀河のディスク成分のみの観測にとどまり M 31 等の系外銀河にみられるような銀河中心部のふくらみ (Central Bulge) は季節の関係で観測することができなかった。そのため 1977年5月に同様な装置を製作し銀河中心部を目標として2回目の飛揚を行い観測に成功することができた。

我が銀河中心部は強い星間塵の吸収のため可視域ではほとんどみることができず ($A_v = 27 \sim 29$ 等) 赤外域に於いて中心核部分が観測されるにすぎない [3]。しかし電波観測等から我が銀河にも中心部に楕円状の星の集団が存在することが予想されていた。今回の我々の観測によってこれが初めて明らかとなり、銀河中心部の構造を研究することが可能となった。観測結果ならびにその検討結果について以下に報告する。

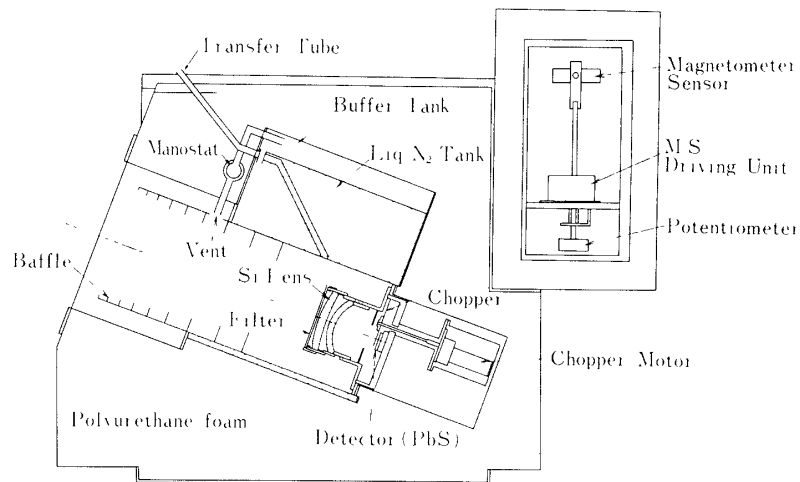
2. 観 測

a) 観 測 装 置

観測装置は前回とはほぼ同様な硬質ウレタンフォームを断熱に用いた液体窒素冷却型赤外線望遠鏡である。(装置の一般的特長については早川等の [2] 文献を参照されたい)。前回の

* 宇宙研特別事業費による研究論文

** 名古屋大学理学部



第1図 観測装置の断面図

経験をふまえて、今回は波長範囲は $2.4\mu\text{m}$ に限り、視野の分解能をよりよくするために2枚組のシリコンレンズを用いた。又強い赤外夜天光の影響を少しでも避けるため干渉フィルターをレンズ前面に置くとともに検出器の数をできるだけ多くして夜光の影響をさしひけるようにした。第1図は観測装置の断面図である。

光学系の諸元は以下のようなものである。

レンズ 口径 10 cm シリコンレンズ2枚組み合わせ. $F \sim 1$

使用波長 $2.4\mu\text{m}$. 波長幅 $0.08\mu\text{m}$.

検出器 PbS Array

$3\text{mm} \times 3\text{mm}$ 4個 視野 各 $2^\circ \times 2^\circ$

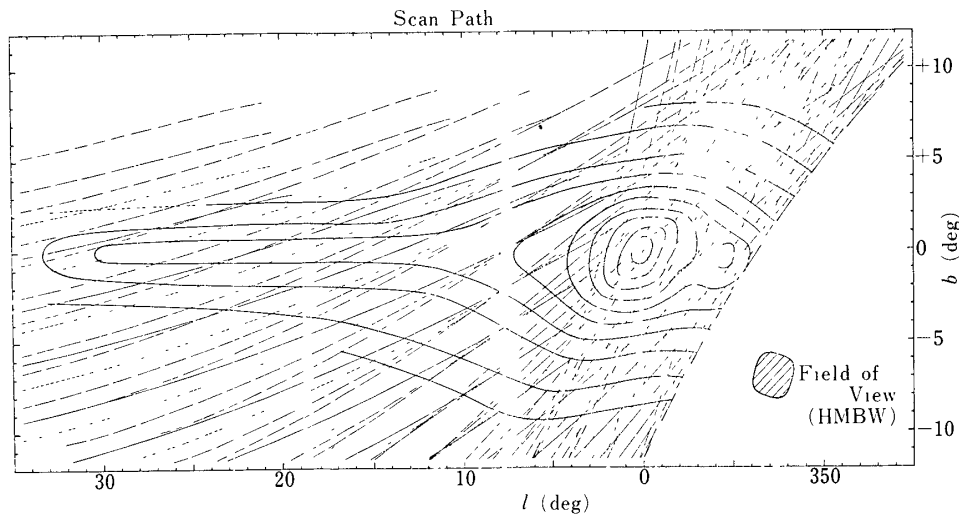
$6\text{mm} \times 12\text{mm}$ 1個 視野 $4^\circ \times 8^\circ$

装置は天頂角 70° に固定され、よりもどし方式を用いこれに DC 信号を重ね合わせることによって方位角のスキャンを行い、天空の回転とともに銀河面のサーベイを行った。検出器からの信号出力は前回と同様に PAM 方式によって温度信号、等とともにテレメーターで地上に送られた。

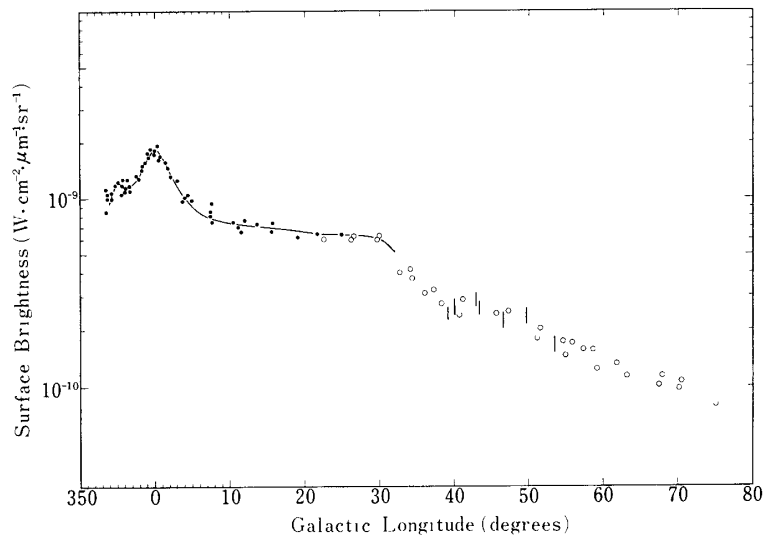
b) 観測結果

観測装置は B₅ の気球によって 1976 年 5 月 30 日午後 8 時 50 分 (JST) に東京大学三陸大気球観測所より放球された。装置は全て正常に動作し観測プログラムを終了後翌朝切り離され、無事回収することができた。

高度 20 km に到達後地上コマンドによって前面のふたをあけて観測を開始し、延べ 72 回にわたって銀河面のスキャンを行った。第2図は銀経、銀緯面上でのスキャンの軌跡を示したものであるが、銀河中心部 ($-10^\circ < l < +10^\circ$) に於いてその密度が十分に高いことを示している。観測中装置の感度は標準光源を点燈することによってその相対感度がチェックされ又表面輝度の絶対値はアンタレス ($\alpha\text{ Sco}$) が各検出器の視野を通り過ぎた時の値によ



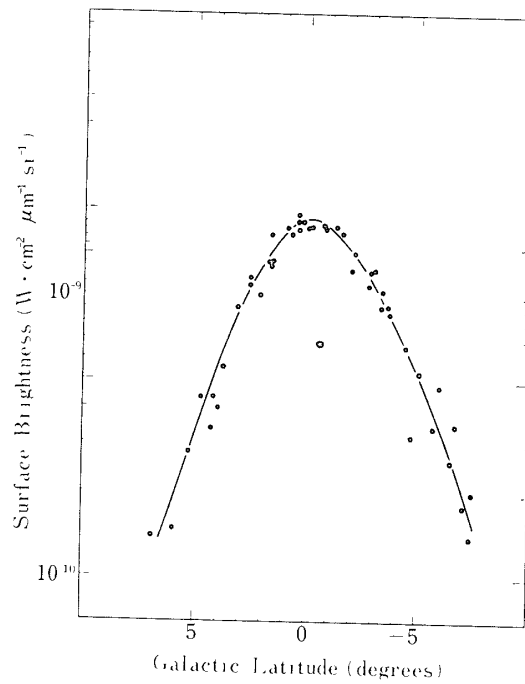
第2図 銀経, 銀緯平面上で表わしたスキンの軌跡



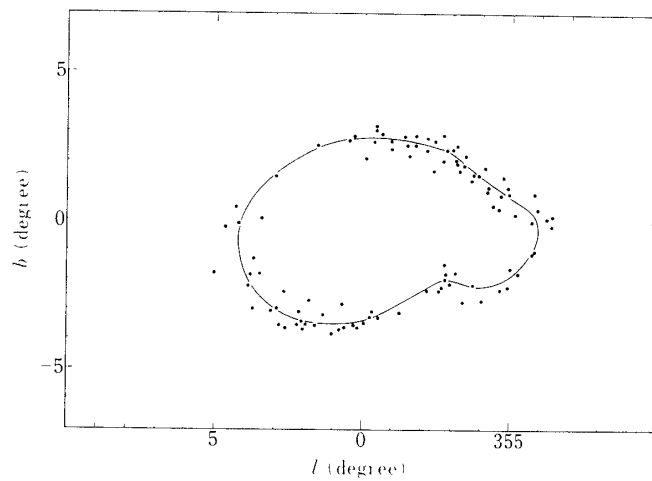
第3図 銀河面上での表面輝度の銀経分布, 黒丸は今回のデータを白丸は1975年のデータを示している. 実線は等光度線図をもとに引かれている.

て校正された. この際 α Sco の等級は前日の気球飛揚で行われた東大天文教室のデータを使用させていただいた [4]

今回の観測の結果得られた銀河面上の表面輝度の銀経分布を前回のデータを含めて第3図に, 又銀経 0° つまり銀河中心での銀緯分布を第4図に示した. 更にこれらのデータから銀河面の明るさを等光度線図として表現することを試みた. 第5図に各検出器の $10^{-9} \text{ wcm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ の表面輝度に対応する点のばらつきを示した. この点のばらつきは検

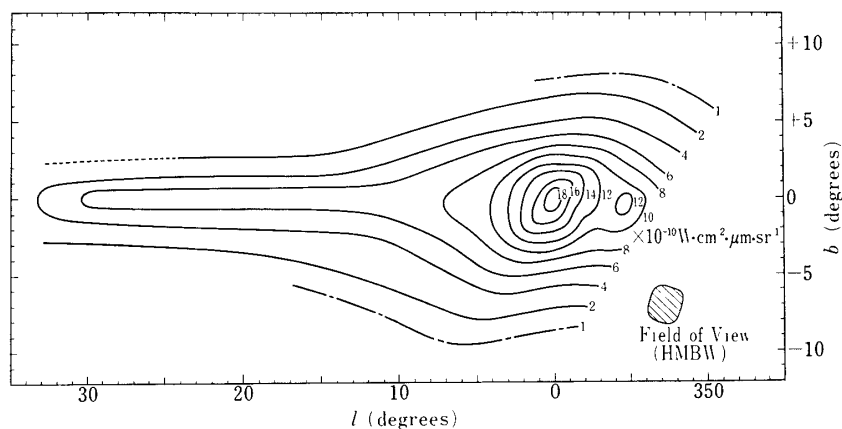


第4図 銀経0°における表面輝度の銀緯分布

第5図 $10^{-9} \text{ wcm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ に対応する等光度線と観測点のばらつき.

出器の雑音から予想されるよりもはるかに大きく、夜光の時間的、空間的変動にその原因が帰せられる。各表面輝度に対してその点のばらつきの中心を結んで等光度曲線を引いて得られた結果を第6図に示す。

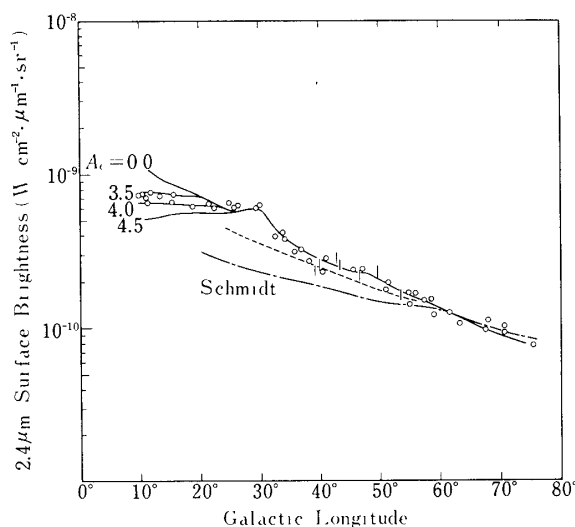
得られた等光度線図の特徴的な点としては第1に前回の観測で見られた銀経30°の山がほ

第6図 2.4 μm での銀河中心部の等光度線図

ぼそのまま平らに 10° 付近まで延びていることである。第2に明るい中心部 ($\sim 5^\circ$; 大きさにして 1 kpc) の存在である。これは Central Bulge とよばれる星の集まりであり、強い星間吸収のため中心核付近を除いて観測されなかったものである。第3に銀経 355.5° 付近に盛り上がりが存在していることである。これらの特徴は中心部の構造の反映であり、ディスク成分の寄与、手前にある星間塵の吸収等を考慮することによってその性質をより明らかにすることができる。

3. 観測結果の検討

1975年9月の第1回観測の結果、我が銀河のディスクでの赤外線源の分布について次の



第7図 銀河面上での表面輝度の銀経分布とモデル計算の結果。黒丸は今回の観測によるデータを、白丸は1975年のデータを示している。

ような点が明らかとなった [2]. 第1に全体として赤外線源は質量の分布に比べてより中心集中が強かつより扁平な回転楕円体で表現される. この赤外線源のほとんどは K, M 型星よりなる. 第2に観測された表面輝度を説明するためには 5 kpc, 7.4 kpc にリング状成分をつけ加えねばならない. 5 kpc リングは特に明瞭に見ることができ, CO 分子雲, H II 領域等の空間分布とよい相関を示している. 今回の観測は上記のディスク成分に対して更に一つの特徴を明らかにした. それは銀経 30° から 10° にかけてほぼ一定な表面輝度の部分が存在することである. この平らな部分を説明するためにはある距離 A_c (cut off radius) より内側には赤外線源が存在しないと仮定せねばならない [5]. 第7図は A_c をパラメーターとして表面輝度を計算したものであるが, $A_c = 4$ kpc とすると観測とよい一致を示すことがわかる. このように銀河中心部では赤外線源が極めて少なくなっていることは, CO 分子雲, H I ガス, 等と共通な現象でありディスクと中心部の構造を考える上で極めて興味深い. 以上の検討の結果我が銀河のディスク内での赤外線源の分布は $2.4 \mu\text{m}$ 体積輻射率 ($\text{watt pc}^{-3} \mu\text{m}^{-1}$) として次式で表わされる [5].

回転楕円体成分

$$B_s(r, z) = 5.4 \times 10^{26} \exp(-0.57a) \quad a > 4 \text{ kpc}$$

$$B_s(r, z) = 0 \quad a < 4 \text{ kpc}$$

$$\text{但し } a^2 = r^2 + z^2 / (1 - e^2), \quad (1 - e^2)^{1/2} = 0.035$$

リング成分

$$B_k(r, z) = B_k(r_k) \exp(-3.0(r - r_k)) \exp(-z/0.1)$$

$$B_1(r_1 = 5 \text{ kpc}) = 1.4 \times 10^{26}$$

$$B_2(r_2 = 7.4 \text{ kpc}) = 9.3 \times 10^{24}$$

次に銀河中心部について述べる. 銀河中心部の構造を調べるためには手前に存在するディスク成分の寄与を差し引き, かつ銀河中心と太陽の間に存在する星間塵による吸収を考慮せねばならない. 手前のディスク成分を差し引くことは銀経 30° から 10° の間で銀河面の表面輝度とその厚みがほぼ一定であることを考え, 銀経 15° での断面を中心部から差し引くことによって行なった. これはディスク成分についてのモデルが中心部に至るまで表面輝度と厚みがほぼ一定の値を与えることから十分な妥当性があると考えられる. 星間塵の分布についてはディスクのモデルを作る際のものと同じものを用いた [5]. 第6図に於いて等光度曲線が外側では軸比が 1 : 2 の横長の楕円であるのに対し, 内側に近付くにつれて縦長になっているのは銀河面に集積した星間塵による吸収の結果である. 100μ 帯での観測から銀河中心部にも塵が存在することが知られているが, 量的にはほぼ無視できるので今回の計算では勘定に入れなかった.

銀河中心部 (Central Bulge) は通常球状又は回転楕円体状の星の集団であり, 楕円銀河とよく似た構造を持っている. この種の星の集団を表現するモデルとしてはいくつかあるがよく知られているものとしては de Vaucouleur の $r^{1/4}$ 法則 [6] と King の経験式 [7] がある. 前者は M31 中心部等をよく表現するが我が銀河中心部については余りに中心集中が強すぎ適切に表現することができない. 他方後者の King モデルは表面輝度については適切な表現を一定程度与えるが我が銀河のように回転している系に適用できるかどうかについ

ては若干の疑問点が残る。そのため各種モデルを検討した結果、東京天文台の宮本昌典氏によって提唱されたモデル [8] が我々の観測結果をよく表現することがわかった。Miyamoto モデルは次のような函数形で表わされる。

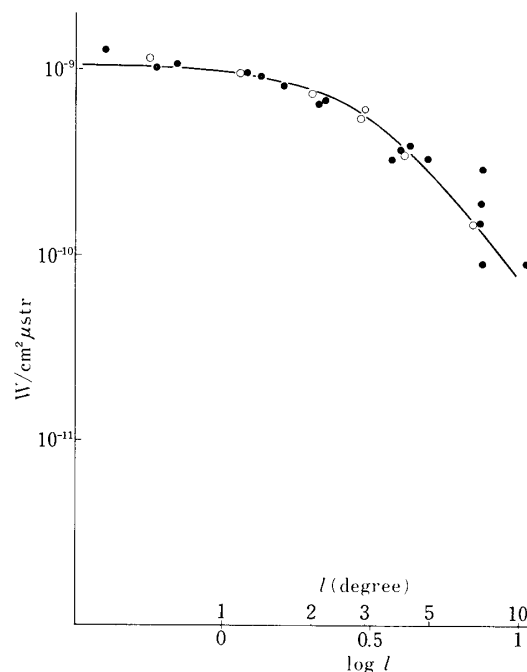
$$\rho(R, Z) = \frac{b^2 M}{4\pi} \frac{aR^2 + [a + 3(Z^2 + b^2)^{\frac{1}{2}}][a + (Z^2 + b^2)^{\frac{1}{2}}]^2}{\{R^2 + [a + (Z^2 + b^2)^{\frac{1}{2}}]^2\}^{\frac{5}{2}} (Z^2 + b^2)^{\frac{3}{2}}} \quad (2)$$

ここで ρ は円筒座標 (R, Z) に於ける質量密度であり、 a, b は各々長軸、短軸方向の質量分布を定めるパラメーターである。我々は上記の質量モデルを用い、質量、光度比が至るところで一定であると仮定して観測値と最もよく一致する a, b のパラメーターを求めた。その結果次のような体積輻射率の分布を得た。

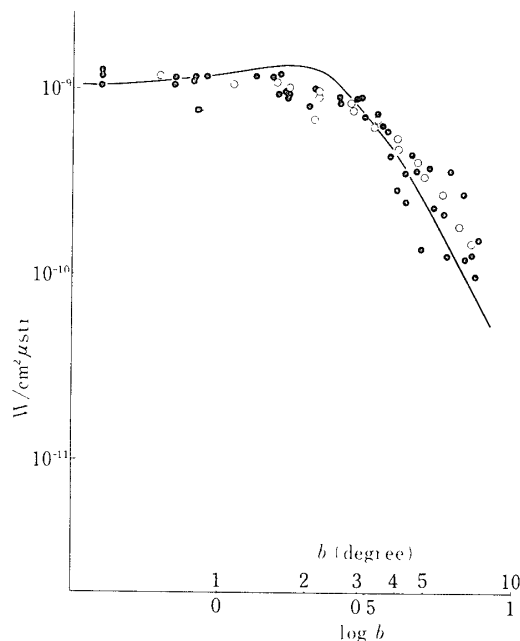
$$\sigma(R, Z) = 7.93 \times 10^{24} \frac{aR^2 + [a + 3(Z^2 + b^2)^{\frac{1}{2}}][a + (Z^2 + b^2)^{\frac{1}{2}}]^2}{\{R^2 + [a + (Z^2 + b^2)^{\frac{1}{2}}]^2\}^{\frac{5}{2}} (Z^2 + b^2)^{\frac{3}{2}}} \quad (3)$$

$w(\text{pc})^{-3} \mu\text{m}^{-1}$

但し、 $a = 0.34 \pm 0.2 \text{ kpc}$, $b = 0.38 \pm 0.2 \text{ kpc}$



第8図 Miyamoto モデルによる計算結果と観測値の比較。
銀河面上での銀経分布を示す。



第9図 Miyamoto モデルによる計算結果と観測値の比較
銀経0° に於ける銀経分布を示す。

又, R, Z は kpc 単位で書かれている。

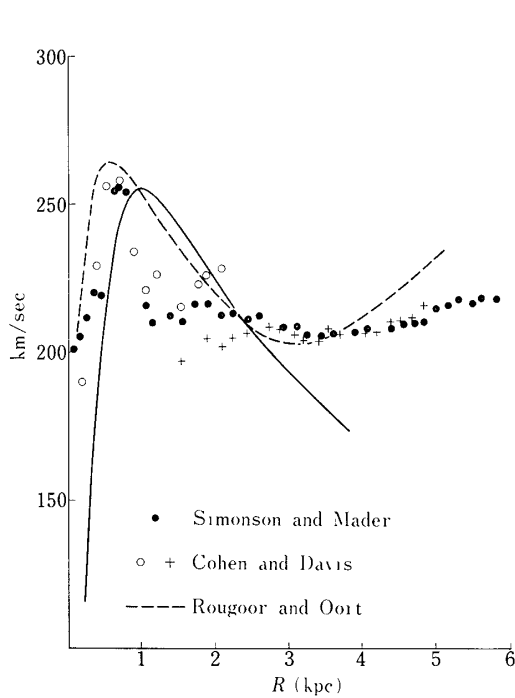
(3)式により視野の広がりをも勘定に入れ計算した結果を観測値と比較したものを第8図と第9図に示した。銀緯分布については若干の不一致があるが、銀緯方向は吸収及びディスク成分の影響等の補正により不確定要素が大きいためと考えられる。

表面輝度の分布から2つのパラメーター a, b を決定することができたが、逆に(2)式を用い、電波の観測によって得られた回転曲線[9][10][11]から銀河中心部の質量を求めることができる。Miyamoto モデルによれば銀河中心より R の点での回転速度は次式で与えられる。

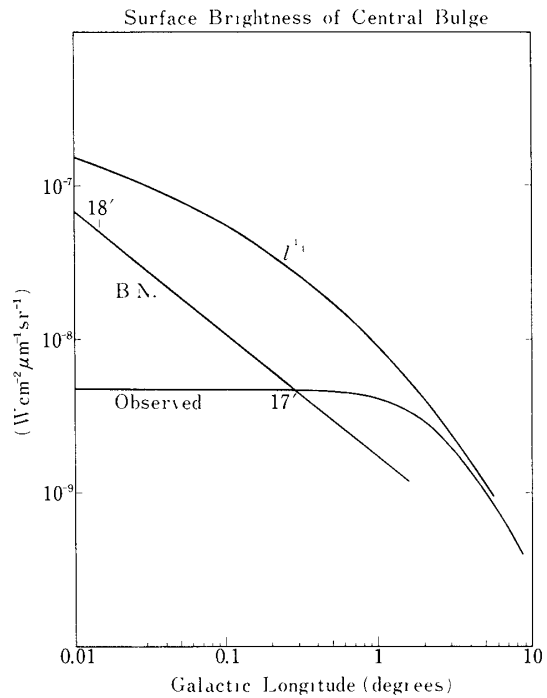
$$\Theta(R) = R \left\{ \frac{GM}{[R^2 + (a+b)^2]^{\frac{3}{2}}} \right\}^{1/2} \quad \text{km/sec} \quad (4)$$

(3)式の a, b を用い、 M をパラメーターとして電波観測によって求められた回転曲線と合わせた結果を第10図に示す。

この時の全質量 M は $2.84 \times 10^{10} M_{\odot}$ を与える。(4)式による値は1 kpc 付近で観測とのずれを少し示すが、電波観測そのものがモデルによる依存性が大きく、この程度のちがいは十分に許されると思われる。又3 kpc 以上での系統的なずれはディスク成分の寄与による



第10図 Miyamoto モデルによって計算された回転速度と電波観測との比較.



第11図 今回の観測で得られた表面輝度分布と中心核での分布との比較. B. N. は Becklin and Neugebauer による観測値 [3] を外挿したものであり $17''$ は de Vaucouleur による $r^{1/4}$ 法則を l の大きな部分から内挿したものである.

ものである.

体積輻射率と質量分布が求まると次に質量光度比を得ることができる. この場合銀河中心部の波長によるエネルギーの分布を知らねばならないが, ここでは M 31 と同じ色をしていると仮定した. その結果

$$M/L_V = 11(M/L_V). \tag{5}$$

$$M/L = 3.7(M/L).$$

の値を得た. この値は我が銀河中心部について初めて観測から求められたものであり, 予想よりかなり小さな値である. 例えば M 31 について多くのモデルが作られているが, いずれ M/L が 10 以上の値を示している. M 31 中心部に於いても最近はその光りのかなりの部分が巨星からきていることが主張されており M/L も小さくなる傾向がみられている. 我が銀河も同じような傾向を示し, 中心部の光のかなりの部分が赤色巨星から来ていることが確か

らしく思われる。

我が銀河の極く中心部には中心核と呼ばれる極めて明るい部分が存在することが地上の赤外線観測によって知られている [12] 第11図は Miyamoto モデルによる表面輝度と Becklin と Neugebauer による中心核とを比較したものである。これを見てわかるように我が銀河では中心核とその外側 (Central Bulge) がかなりはっきり分離しており、 $r^{\frac{1}{2}}$ 法則でかなり内側まで連続的につながっている M 31 とは異なった様子を示している。これは星の集団に於ける中心核の成長に関する問題であろう。図11で明らかのように我が銀河中心核は我々の観測に於ける表面輝度にはほとんど影響を与えない。

最後に第6図に於ける銀経 355.5° 付近に存在する盛り上がりについて述べる。この盛り上がりが明るい星によるものでないことはこの付近にはこの明るさに対応する星が観測されていないこと及び又我々の観測の後で行なわれたより狭い視野の観測である京大グループのデータ [13] もほぼ同じ表面輝度を示していることから結論される。この盛り上がりは1度以上の広がりを持ちその表面輝度として $3 \times 10^{-10} \text{ wcm}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ を持つ。現在のところこの正体について結論を下すことはできないが一つの可能性として銀河の腕の一つと考えることもできる。この方向には CO の電波観測に於いても異常な分子雲が観測されており [14] 又 Rougoor が提唱した 135 km/sec の expanding arm の接線方向にもあたる [15]。これを確かめるためにはより詳しい赤外観測とともに分子特に CO の銀河面外での観測が必要である。今一つの可能性としては系外銀河を見ているという考え方もあるが、いずれにしろ大変興味ある問題である。

4. 結 び

延べ2回にわたる気球観測の結果我が銀河についてこれまでにない新たな知見が得られた。とりわけ銀河中心部の質量光度比の決定は観測上大きな意義を持っていると思われる。現在この種の観測は名大、京大グループ以外に世界でも他に余り例がなく我国独自の研究となっている。そのためにもこの研究を発展させることはとりわけ重要な意味を持っているように思われる。我々はオーストラリア、日本での気球観測を続けるとともに目標をより長波長域での diffuse 成分の観測におき、ロケット観測とともに将来の人工衛星、スペースシャトルによる計画を実現すべく努力したいと考えている。

おわりに気球観測に際しての東大宇宙研の西村純氏をはじめとする西村研究室の皆さんの御助力に対して感謝の意を表す。

1977年6月10日

参 考 文 献

- [1] Ito, K., Matsumoto, T., and Uyama, K. 1976, Publ. Astron. Soc. Japan, **28**, 427.
- [2] 早川, 伊藤, 松本, 宇山, 1976, 東大宇宙研報告, **12**, 631.
- [3] Becklin, E. E., and Neugebauer, G. 1968, Astrophys. J., **151**, 145.
- [4] Kodaira, K., Tanaka, W., Onaka, T., Nagai, T., Watanabe, T., and Suemoto,

- Z. 1976, Tokyo Astron. Obs. Bulletin second series, No. 245, 2077.
- [5] Hayakawa, S., Ito, K., Matsumoto, T., and Uyama, K. 1977, *Astronom. Astrophys.* **58**, 325.
- [6] de Vaucouleurs, G., 1958, in *Handbuch der Physik*, vol 53.
- [7] King, I. 1962. *Astronom. J.*, **67**, 471.
- [8] Miyamoto, S. and Nagai, R. 1975, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **27**, 533.
- [9] Rougoor, G. W., and Oort, J. H. 1960, *Proc. Nat. Acad. Sci.*, **46**, 1.
- [10] Simonson, S. C, and Mader, G.L. 1973, *Astron Astrophys.*, **27**, 337.
- [11] Cohen, R. F. and Davies, R. D. 1976, *Mon. Not. R. Astrn. Soc.*, **175**, 1.
- [12] Sandage, A. R., Becklin, E. E. and Neugebauer, G. 1969 ,
Astrophys. J., **157**, 55.
- [13] Maihara, T., Oda, N. Okuda, H. and Sugiyama, T. 1977, *Nature*,
265, No. 5594, 515.
- [14] Burton, W.B. 1976, in *The structure and content of the Galaxy and galactic gamma rays*, (Goddard Space Flight Center), P 177.
- [15] Rougoor, G. W. 1964, *Bull. Astron. Inst. Neth.*, **17**, 381.