

# 銀河系内部領域の星の分布\*

舞原俊憲\*\*・小田直樹\*\*・奥田治之\*\*

## 概要

我々の銀河系の近赤外星野光の気球観測がここ数年、名大赤外グループ及び我々のグループにより行われて、特に銀河系の内部領域の星の分布、星間ダストの分布についての重要な情報が得られてきている。この論文では我々の銀河のバルジの構造と内部のディスク領域の特殊な星の分布について、我々の近赤外気球観測に基づいて、幾つかの定量的な推定とその示唆する意味についての議論を行う。

## 1. はじめに

最近、我々自身も含めて幾つかのグループが行ってきた近赤外気球観測によって、銀河系内部の星の分布についてかなりのことがわかってきている。銀河系のモルフォロジカルな構造を決める一つのポイントとなる中心のバルジの直接的な輝度分布の全体像が得られ、内部の領域のディスクの構造についても、星の密度、Z方向の拡がりなど重要な情報が得られている。特にこれまで可視光、電波などの手段では得られなかった星自身の出す光を銀河面上の非常に星間吸収の強い領域で測定している点で、銀河系内の他の構成要素、水素ガス、分子、H II領域などとの関係及びアーム構造を説明する理論的研究などとの関係で興味深い示唆を与えてくれる。

## 2. 銀河中心のバルジの構造

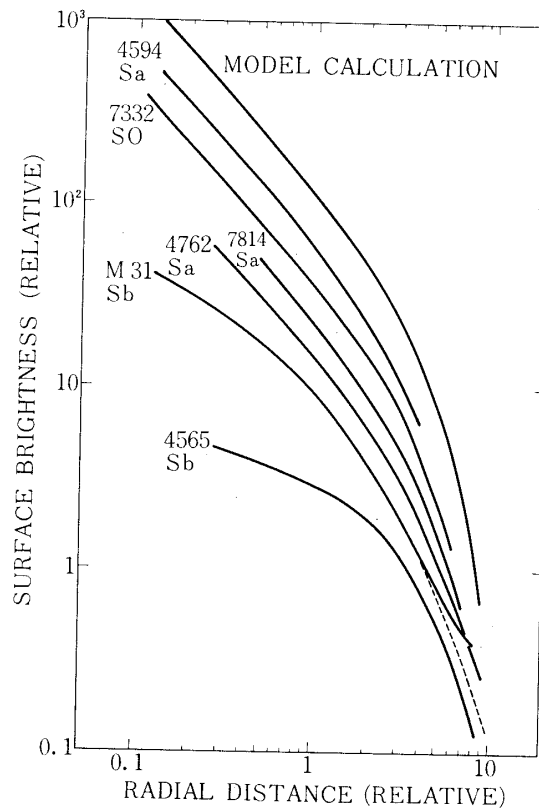
気球による近赤外観測では波長は2.4ミクロンに限られる。これは高度100 kmの所にある不規則なパターンを持つOH夜光層のためで、2.4ミクロンはその唯一のバンドのギャップになっている。この波長では、星間吸収は可視光の10分の1以下に減る。しかし、まだ銀河面上では、例えば銀河中心部までの吸収量は約3等近くなり、バルジの像は相当ゆがんで観測される[1], [2]。従って、吸収量の評価のためにも、バルジのもとの構造を正しく推定することは重要である。

我々の銀河は勿論 edge-on の方向で見ている。従って、バルジのもとの輝度分布の推定のため、我々は、色々な系外銀河のバルジ成分の edge-on の輝度分布を参照した[1]。第1図は、van Houten [3]、と de Vaucouleurs [4] による幾つかの代表的 edge-on 銀河の minor axis のプロフィールである。空間的構造の類似性を比べるために横軸のスケー

---

\* 宇宙研特別事業費による研究論文

\*\* 京都大学理学部



第1図 色々な edge-on 銀河の短軸方向の輝度分布。  
NGC 番号の銀河は van Houten [3], M 31 は de  
Vaucouleurs [4] による。一番上のカーブは、我々  
のモデル((1)式)から計算される一つの例である

ルは適当に動かしている。SO 型銀河は一般にガスの量が少なく、従って又、銀河内の自己吸収の影響の現われ方も小さいはずである。それ故 SO 型の輝度分布は、ほぼ中心の楕円体状のバルジの構造をそのまま反映していると考えられる。ところが一方  $S_b$  型銀河は、みかけ上も吸収のレーンが顕著なように、中心部でも多少吸収を受けている可能性がある。M 31 は、中心領域の星間物質の量が我々の銀河系のそれに比べて非常に少ないことが電波の CO 観測などでも示唆されているが、それでも SO,  $S_a$  型のプロファイルよりも少し中心で弱くなっている。NGC 4565 は更に強い吸収を受けているように見える。

これらは edge-on の銀河の例であるが、一方 face-on 的な銀河については、中心領域の輝度分布はかなり普遍的にある関数形で表わされる法則性が成立つ。特に de Vaucouleurs [5] の  $1/4$  乗則は有名である。又、E 型銀河、cD 型銀河に対してよく成立つ Oemler [6] の変形ハブル則もよく知られている。これらの法則性は、銀河の中心の楕円体構造がユニバーサルなものだと考えてもよいことを示している。

それでは、具体的にどのような体積輻射率分布を与えれば以上のようなみかけ上の表面輝

度分布を再現できるだろうか。我々は、バルジの構造を一つの軸比で表わされる中心集中の密度分布をもつ楕円体のモデルで表現することを試みた [1]。密度  $\rho$  の動径依存性は次の式に従うものとする。

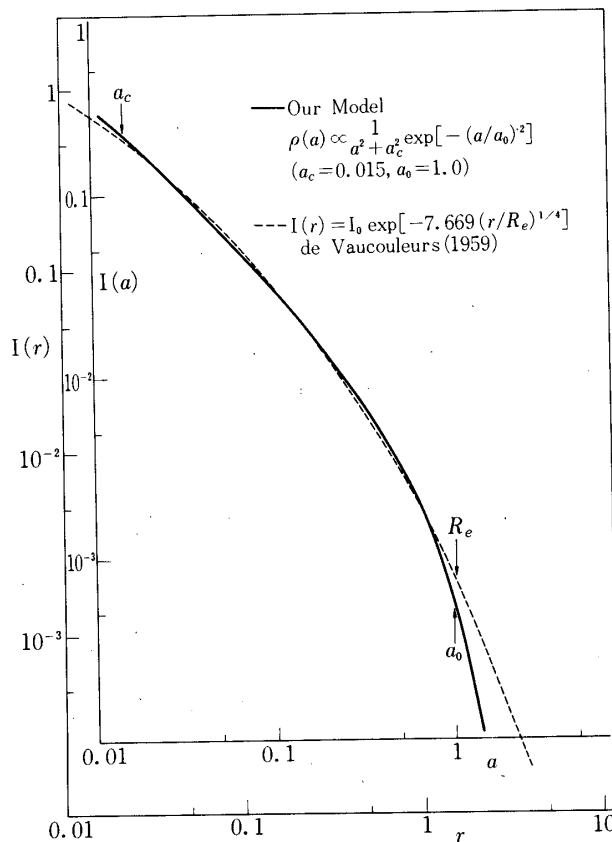
$$\rho(a) \propto (a^2 + a_c^2)^{-1} \cdot \exp[-(a/a_0)^2] \quad (1)$$

パラメータ,  $a_0$ ,  $a_c$  はそれぞれバルジの有効半径, 及び中心のコアの有効半径に対応する。この表式は, 実際の銀河の minor-axis 分布とは第1図に示すようによく合うことが確かめられているが, face-on 銀河の動径分布とは両立しうるのであろうか。

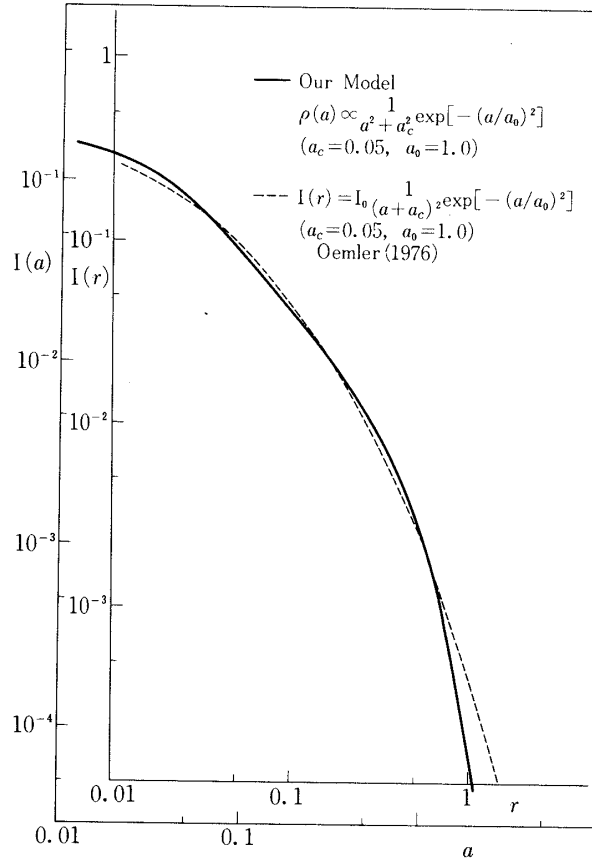
de Vaucouleurs [5] の法則は, 表面輝度分布  $I(r)$  の  $r$ -分布として

$$I(r) = I_0 \exp[-7.669(r/r_e)^{1/4}] \quad (2)$$

と表わすことができる [7]。 (1) 式を積分して得られる表面輝度分布を, この (2) 式のカーブと比較したのが第2図である。最も外の方の領域を除いて両者は非常によく一致しているといっただろう。この一致はある意味で偶然であるが, 非常に示唆的である。外の方の領域での差は, 我々のモデルが中心楕円体成分だけに限った輝度分布であるのに対し



第2図 de Vaucouleurs [5] の1/4乗則と, 我々のモデルとの比較



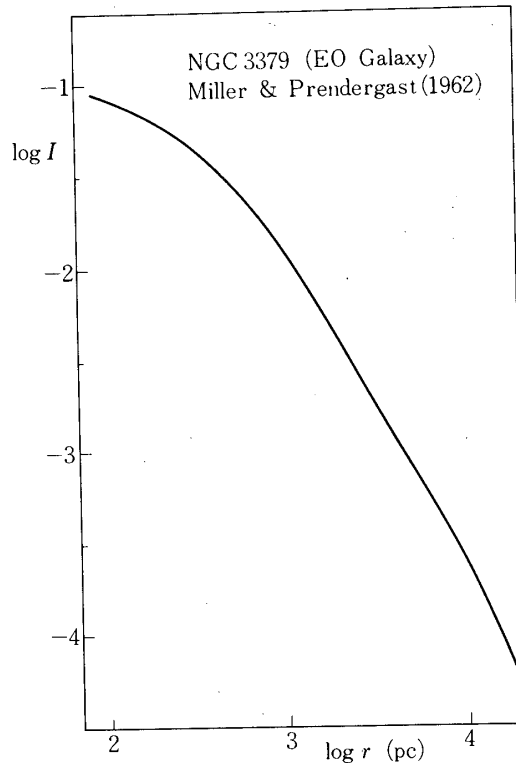
第3図 Oemler [6] の変形バブル則と、我々のモデルとの比較

て、de Vaucouleurs のカーブは、恐らく、外の方ではディスク成分の寄与も混じり合っていることが含められた経験式であると解釈すべきである。

一方 Oemler [6] の提案している E 型銀河の輝度分布は、

$$I(r) = I_0 (r + r_c)^{-2} \exp[-(r/r_0)^2] \quad (3)$$

と表わされる。これはみかけ上 (1) とほとんど同じ表式ではあるが、(1) は体積輻射率、(3) は表面輝度に対する式であるので、実際には全く異なるモデルに対応する。(1) を表面輝度に直して比較したのが第3図である。やはり、特に外の方の縁の領域で両者の差が現われる。しかし、この差は E 型銀河に faint なディスク成分が付随しているためと考えることも可能である。実際一つの例として、典型的 EO 型銀河である NGC 3379 の輝度分布 (第4図) は、一つの Oemler のカーブで全体的に近似することはできるが、観測的には、カーブの中ほどにへこみが見られるので、二つの異なる星の系 (バルジ+ディスク) から成ると見なせられそうである。E 型銀河に密度のあまり大きくないディスク成分が付随している可能性については、Strom & Strom [8] も指摘しており、バルジのみの成分についての我々のモデル ; (1) 式は、これまでの観測及び提唱されている経験式とも矛盾はしない



第4図 典型的なEO型銀河の輝度分布

と考えられる。

一方、Matsumoto [9] は、やはり銀河近赤外光の観測の解釈として、非常に中心集中度の弱いバルジのモデルを提唱している。これは、彼等の観測の視野が広いことのほか、銀河中心部の領域の星間ダストの吸収の効果をほとんど無視したことの結果と思われる。

### 3. バルジの構造と銀河の進化

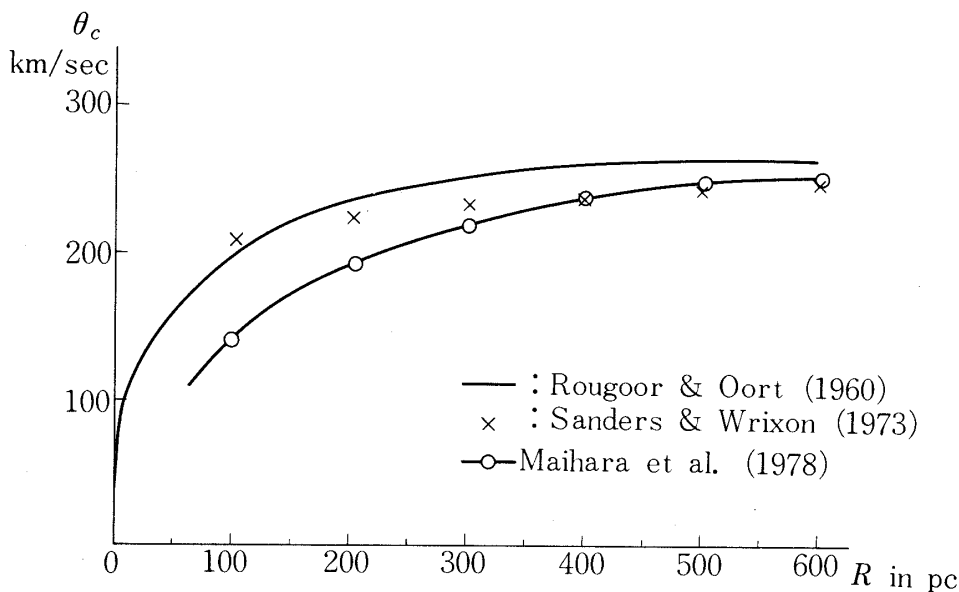
色々な型の銀河の(中心の)バルジの構造の普遍性は、最近の銀河の生成と進化の理論との関連である程度理解することができる。S型銀河の中心のバルジ成分は、銀河の生成の初期の段階で形成された非常に古い星の系である[10]。そのような初期のviolentな(即ち、乱流ガス運動の活発な、従って又、星の生成の盛んな)時期に実質的にrelaxationが完了したため、バルジ成分は星の分布の点で大概同じ空間的構造をもち、かつE型銀河とも本質的には同じものだという理解がなされてきた[11]。一方ディスク成分は、バルジの形成よりも後に、ガス状態のまま銀河面に沈殿してから星の系になったもので、残されたガスの量や角運動量の違いなどのため、バルジの単純な構造とは対比的に、見かけ上複雑な形態をもつに至っている。このような考察は我々の銀河の構造を理解する上で大変役に立つであろう。

## 4. 銀河系内部の回転曲線

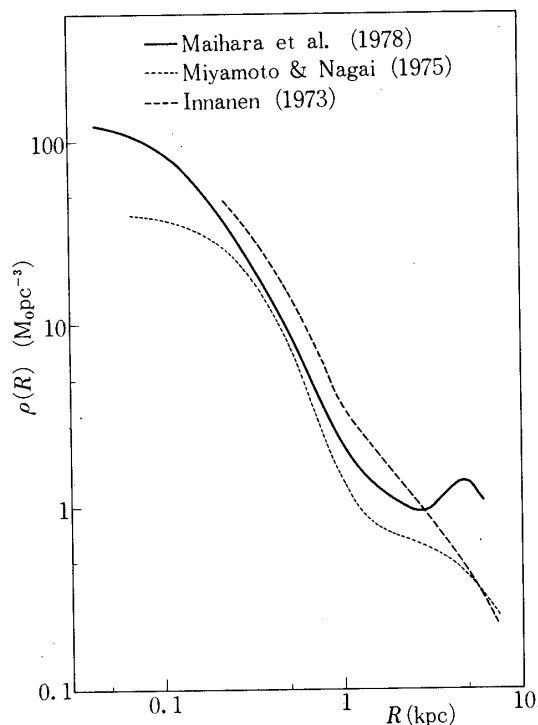
次に我々の提案しているバルジのモデルから計算される銀河中心部の回転曲線を、電波の観測で得られているカーブと比較してみよう。我々のモデルは、2.4ミクロンの体積輻射率の空間分布に対するものだが、ここでは、質量分布も同じ表式に従うものとして、回転曲線を求める。今の場合、モデルは回転楕円体であるので、Perek [12] の定式化に従って容易に計算される。勿論回転速度の絶対値を与えるためには、質量の分布自身の絶対値が必要である。我々はそのため、Oort & Rougoor, 及び Sanders & Wrixon ら [13] の中心領域における高速回転のピーク ( $\theta_{\max} \simeq 250 \text{ km sec}^{-1}$ ,  $R \simeq 600 \text{ pc}$ ) で規格化した。

第5図に計算された回転曲線を示す。図で、上記の電波観測によるカーブとの比較ができるが、モデルの方がやや立上りが緩やかである。これは、中心部の密度をより高くすべきであることを示唆しているが、我々の観測の視野が広いこともあり、あまり重要な意味はない。

ここで得られた回転曲線のもととなる質量分布の動径変化を第6図に示す。銀河中心領域も含めた銀河全体の質量分布については、これまで多くの人によって、回転曲線と、銀河内の星の種族別の分布もモデルに基づいた計算や、独特の銀河構造モデルによる計算が行われている。第6図には代表的な二つのモデルを比較のため揚げた。どれもほぼ同じ回転曲線を再現できるという意味で同じような密度分布の形をもつのは当然だが、絶対値の差は、質量分布のZ方向の拡がりの仮定の差によって起っている。我々の与えているカーブは、2.4ミクロンの輝度分布のb分布のプロファイルに合わせているので、質量-光度比が一定とする限り、最も不定性の小さなモデルということができる。なお第6図における  $r \sim 5 \text{ kpc}$  付近の小さなピークは、[1] で作った我々の銀河モデルの特徴的なディスク成分であり、詳しくは後節で述べられる。



第5図 銀河中心部領域における回転曲線。白丸は我々のモデルに基づいた計算値である



第6図 幾つかのモデルによる銀河系内部の銀河面上における質量分布

### 5. 質量 - 光度比

色々な銀河の中心部のバルジの質量 - 光度比は、バルジの星の種族モデルと関連して重要なパラメータの一つとなっている。我々のモデル考察によって、前節までのように、質量分布と、2.4ミクロンの観測から直接与えられる光度とから、その値を計算できる。全光度を得るためには、バルジの全体的なエネルギー・スペクトルの仮定が必要である。ここでは、Sandageら[14]の観測によるM31のnucleusのスペクトルと等しいと置く。そうすると、2.4ミクロンの光度から、

$$M/L = 2.6 \quad (M_{\odot}/L_{\odot}) \quad (4)$$

が得られる。

通常は、可視における光度  $L_V$  を用いて質量 - 光度比を与えることが多いので、同じエネルギー・スペクトルを使って  $M/L_V$  を求める。

$$M/L_V = 7.6 \quad (M_{\odot}/L_{V\odot}) \quad (5)$$

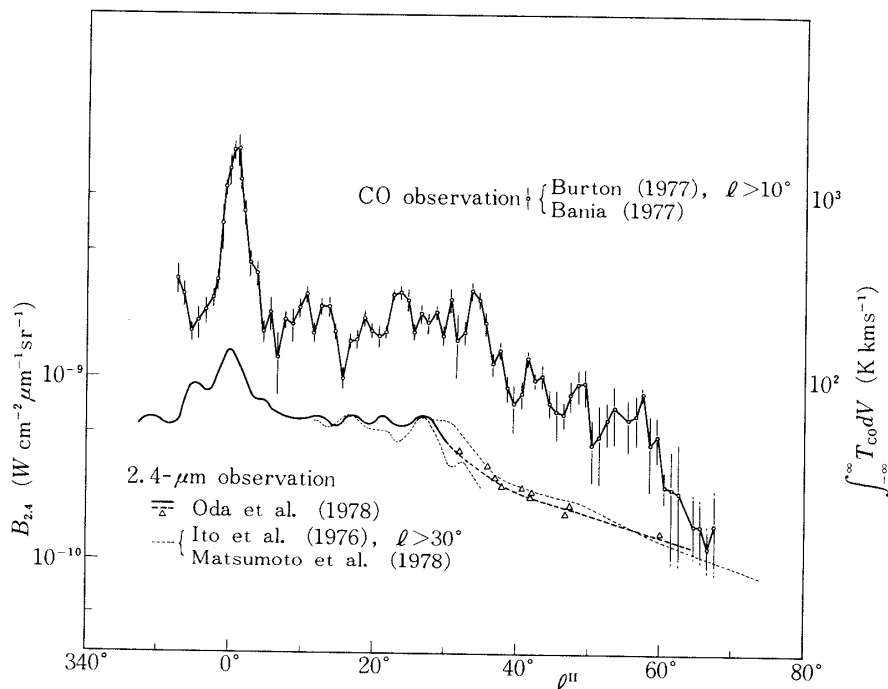
一方、例えば、M31のバルジについては、Faber[15]が詳しい種族モデルを作って、 $M/L_V \simeq 15$ を与えている。これは彼女のモデルのうち、giant-richのモデルであるが、dwarf-richのモデルでは、 $\simeq 44$ となっている。我々の銀河に対する上記の値は、バルジ

のスペクトルの仮定が正しいなら, Faber の giant-rich のモデルに対して, 更にもう少し giant の寄与を増すことを要請していることになる。

### 6. 内部のディスクの星の分布

我々の 2.4 ミクロンの輝度分布から, 我々の銀河の中心より 5 kpc 以内のディスクについての構造に関する興味深い情報が含まれている. [1], 及び [2] で指摘したように,  $l = 10^\circ$  から  $30^\circ$  近くまでは, 内部のディスクが非常に一様かつ, 銀河面に狭く集中した輝度分布をもって延びていることがわかった. 第7図は, もとのコントア図を参照しながら, 銀河面に沿った 2.4 ミクロンの輝度の  $l$  分布を表わしたものである.  $l$  分布に見られる幾つか小さなピーク等のゆらぎは, これまで2回の観測, それに名古屋のグループの観測 [16]でも確認されたものであって, それぞれ本物の輝度のゆらぎであろうと考えられる.

第7図には, 比較のため Burton たち [17] 及び Bania [18] の CO の電波観測に基づいて,  $1^\circ$  毎に積分した平均の強度分布を同時に掲げている. 2.4 ミクロンの輝度と CO の強度とは, 中心の  $l \simeq 0^\circ$  付近を除いてかなりよい負の相関関係にあることが指摘できる. これは, CO の観測が星間吸収物質の分布をよく代表していると考えて理解できる. 従って図の 2.4 ミクロンの輝度のいくつかの小さなピークは, 星の密度のゆらぎというより, 星間



第7図 銀経軸に沿った 2.4 ミクロン輝度分布. 我々のデータと名大のグループのデータを重ねて描いたもの. 比較のため Burton [16], 及び Bania [17] の CO の観測を示す.

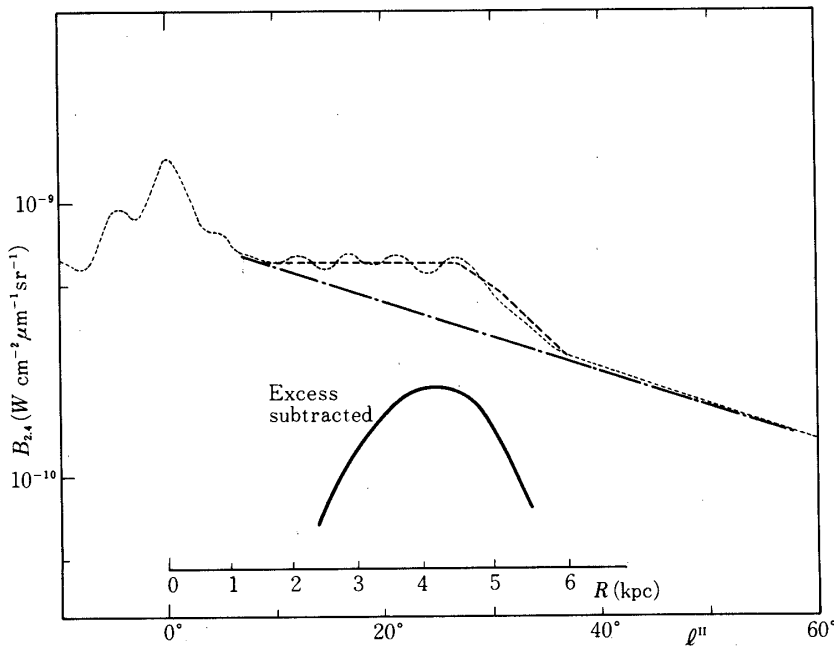


吸収の分布のゆらぎを反映しているわけで、その意味から、 $l = 10^\circ \sim 30^\circ$  の全体として平坦な輝度分布は非常に一様な星の分布を示唆している。

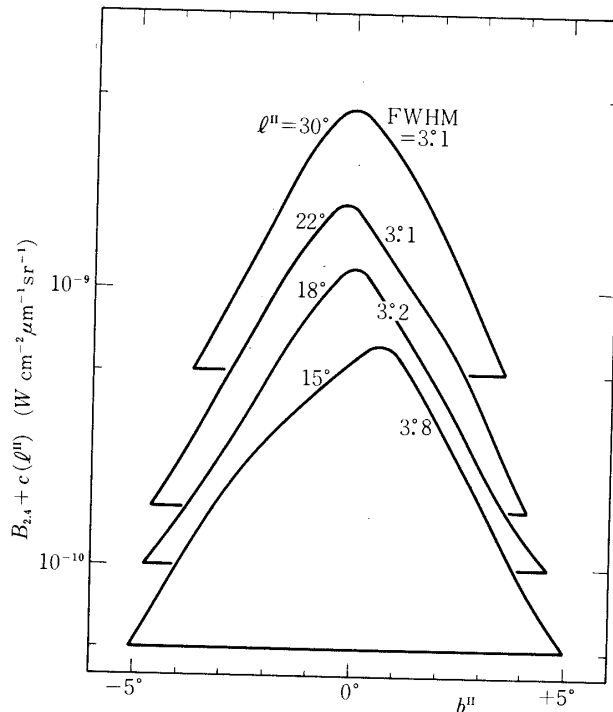
一方中心領域の CO のピークは、非常の多量の水素分子の存在を示している [18]。これは、我々の観測から示唆された中心領域の星間ダストの存在と対応しており、CO と 2.4 ミクロン輻射の相関は見かけ上正の相関になっているに過ぎない。

ところで、 $l \leq 30^\circ$  の星の分布が、見かけ上広い範囲にわたって、銀経依存性のほとんどないような輝度分布として現われるのはなぜであろうか。第7図で、 $l \simeq 30^\circ \sim 70^\circ$  の領域の輝度分布は、我々の観測と Ito たち [19] の観測を含めて描かれているが、よく知られた典型的な指数型のディスクの密度分布とよく一致している。それに対して、 $l \simeq 10^\circ \sim 30^\circ$  の領域はこの指数型ディスクに対する明らかな excess である。この excess の量を抽出したのが第8図である。

もしもこの excess の部分の輻射のもとになっている星の分布が、銀河の回転対称なリング状の星の分布によるものだとすると、このリングの半径は約 4~5 kpc になる。定量的に星の空間密度自身を求めるには星間吸収量の仮定が必要だが、我々の論文 [1] では、動径分布として、星間ダストの分布も含めた具体的な一つのモデルを作っている。Hayakawa たち [20] もこのリング成分のモデルを作っている。彼らの [19] 観測に基づいて、CO の観測との比較を行って、5 kpc に集中したスパイク状のリングの存在と、それが、dark cloud の中で生れている若い星かも知れないことを示唆している。ここではこの特別な内部ディスクのリング状の星の分布の特徴とその意味についての若干の考察を行う。



第8図 内部ディスク領域のリング状成分の輝度分布



第9図 銀経  $l = 15^\circ \sim 30^\circ$  のディスク成分の  $b$  分布. FWHM は輝度分布の半値幅を示す.

まず、我々の観測で得られている  $l \simeq 10^\circ \sim 30^\circ$  領域の  $b$  分布を第9図に示す。これらは勿論、銀河の縁までの視線に沿った全体の星の寄与が含まれているが、特徴的なことは、 $b$  分布が非常に銀河面に集中していることである。星間ダストの分布の範囲は、太陽近傍の星間空間では、scale height  $\simeq 100 \sim 150$  pc と考えられている。しかし内部ディスク領域では、CO の観測などから、この値は  $50 \sim 100$  pc 以下と思われる。しかも  $H_2$  分子の密度が大きな  $5 \sim 6$  kpc の領域で相対的に強い吸収が期待されるので、第9図のように2.4ミクロンのプロファイルが  $1^\circ$  の視野でもとがっているということは、星の分布自身について scale height が非常に小さいことを示している。実際、我々のモデル計算からも知られるように、観測されるようなプロファイルを得るには、星の分布の平均的な広がり、星間ダストの分布の仮定にもよるが、 $200$  pc 程度以下と考えられる。すなわち、この星の系はいわゆる極端な種族 I 的なものと見られる。

ここで得られたこの hypothetical な星のリング状の系は、スパイラル銀河のディスクにおけるどのような特徴と関係するであろうか。この点に関しては、南天の銀河の同様な観測によって南北の対称性について調べるなど、より詳しい観測と検討が必要であろう。ここで注目した  $4 \sim 5$  kpc の領域は、著しい分子雲のリング ( $5 \sim 6$  kpc) のやや内側に位置する。そして丁度スパイラル構造の内側の terminal の領域にも対応しているように見られる。これは、最近のスパイラル構造の生成に関する密度波理論で定義される inner Lindblad res-

onance の軌道半径に当るもので、我々の観測から得られている示唆との関連を調べていくことは今後の課題の一つとなるであろう。

1978年4月3日

#### 参 考 文 献

- [1] T. Maihara, N. Oda, T. Sugiyama, and H. Okuda: Publ. Astron. Soc. Japan, **30**, 1, 1978.
- [2] N. Oda, T. Maihara, T. Sugiyama, and H. Okuda: Astron. Astrophys. in press, 1978.
- [3] C. J. van Houten: Bull. Astron. Inst. Neth. **15**, 1, 1961.
- [4] G. de Vaucouleurs: Ap. J. **128**, 465, 1958.
- [5] G. de Vaucouleurs: in Handbuch der Physik, **53**, 311, 1959.
- [6] A. Oemler, Jr.: Ap. J. **209**, 693, 1976.
- [7] G. de Vaucouleurs, and A. de Vaucouleurs: Reference Catalogue of Bright Galaxies, Univ. Texas Press, 1964.
- [8] K. M. Strom, and S. E. Strom: in The Evolution of Galaxies and Stellar Population, Yale Univ. Printing service, p. 239, 1977.
- [9] T. Matsumoto: Preprint, 1978.
- [10] S. van den Bergh: Ann. Rev. Astron. Ap., **13**, 217, 1975.
- [11] J. R. Gott, III: Ann. Rev. Astron. Ap., **15**, 235, 1977.
- [12] L. Perek: Adv. Astron. Ap. **1**, 165, 1962.
- [13] J. H. Oort: Ann. Rev. Astron. Ap., **15**, 295, 1977.
- [14] A. R. Sandage, E. E. Becklin, and G. Neugebauer: Ap. J., **157**, 55, 1969.
- [15] S. M. Faber: Astron. J., **20**, 361, 1972.
- [16] T. Matsumoto: Private Communication, 1977.
- [17] W. B. Burton: in the Structure and Content of the Galaxy and Galactic Gamma Rays, p. 163, 1977.
- [18] T. M. Bania: Ap. J. **216**, 381, 1977.
- [19] K. Ito, T. Matsumoto, and K. Uyama: Publ. Astron. Soc. Japan, **28**, 427, 1976.
- [20] S. Hayakawa, K. Ito, T. Matsumoto, and K. Uyama: Astron. Ap., **58**, 325, 1977.