

銀河 Disk 中の近赤外線源の分布について

早川幸男*・松本敏雄*・村上 浩*

宇山喜一郎・山上隆正・J. A. Thomas**

1. はじめに

我々は、1975年に初めて銀河赤外光の気球観測に成功して以来一連の観測を行ってきたが、特に1977年と1978年の観測により南天の銀河も含めた銀経 -70° から 45° までの領域の波長 $2.4\mu\text{m}$ でのmapを得ることができた。ここではこの2回の観測の結果と、それに基づいて推察される銀河のdiskにおける近赤外線源の分布、さらにそれがどのような星であるかについての議論をする。

銀河系のdiskを赤外線で見えた場合、それは渦状腕などの構造は見え、質量分布に近いのっぺりした輝度分布が得られるのではないかという予想が一連の実験が始まる前にはあったのであるが、Ito et al. (1976)によって観測された $2.4\mu\text{m}$ の面輝度はなめらかなものではなく、銀経 30° 付近に出っばりを持っていた。また、これよりは弱い銀経 50° にも盛り上がりが見られた。 $l\sim 30^{\circ}$ はいわゆる5kpc ringの接線方向であり、この領域はほとんどのextreme population Iの密度が最大値を示す場所である。また、この方向はScutum armの接線方向でもある。 $l\sim 30^{\circ}$ で近赤外線の面輝度の分布が山を持つということは、それが渦状腕であるのか5kpc ringという多少あいまいなものであるかは別として、とにかく帯状の星の生成が活発な領域に付随する赤外線源を考えなければいけないということである。

我々は、以前に $2.4\mu\text{m}$ の体積輻射率の分布のモデルをつくった(Hayakawa et al., 1977)。そこでは体積輻射率の分布は銀河中心に関して軸対称な回転楕円体で表わされるなめらかな成分と、 $l\sim 30^{\circ}$ と 50° のpeakを再現するための2つのring状の成分から構成されていて、Ito et al. (1976)による輝度分布をよく再現した。この回転楕円体で表わされた成分はSchmidt (1965)による質量分布よりもきつい中心集中を持ち、銀河中心から4kpcにcut offがあってそれより内側では中心核を除いては体積輻射率は非常に小さな値であることを示している。この成分を構成している星はM型の巨星であると考えられ、そのことはロケットを用いて測られた $l\sim 180^{\circ}$ の方向からの近赤外線が、地上からサーベイされたM型の巨星の寄与のたし合わせで説明できることによって、少なくとも太陽近傍では確かめられている(Hayakawa et al., 1978)。残る問題は、ring成分をつくっている赤外線源は何であるか

* 名古屋大理学部

** メルボルン大

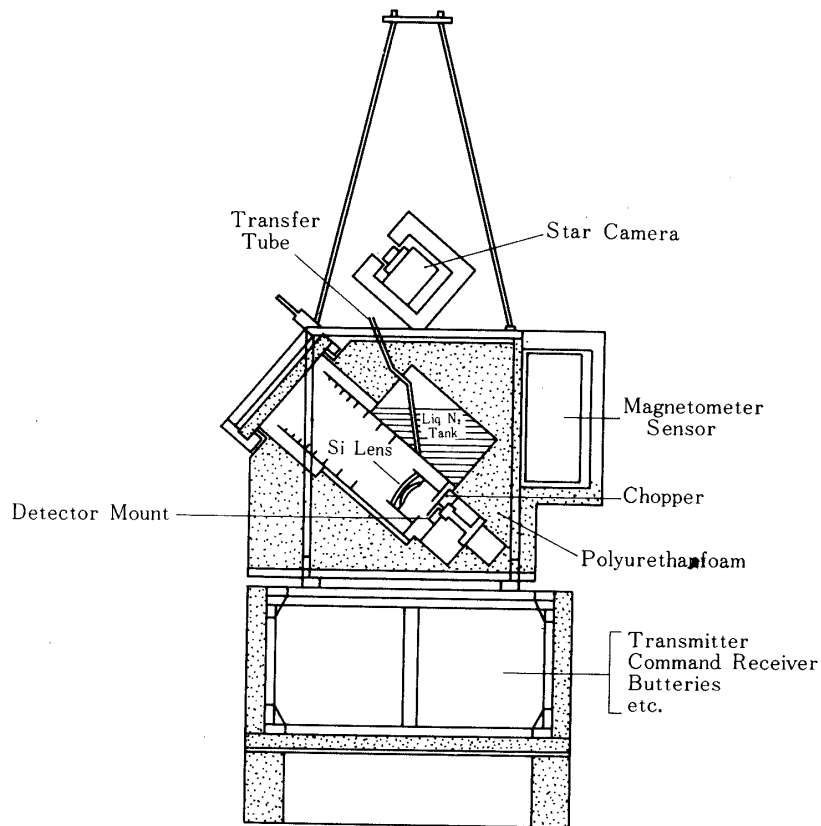
ということである。

冒頭で述べた2回の観測（以下では1977年の観測を観測1，1978年のそれを観測2と呼ぶ）は ring 成分が渦状腕に付随したものであるのかどうかを確かめることと，その分布をさらに詳しく調べるために行われた。

観測2では銀河中心の輝度分布も以前の観測に比べて精度良く得られたが，ここでは銀河中心部に関しては観測結果を示すにとどめ，議論は別の機会にゆずることとする。

2. 観測装置並びに観測

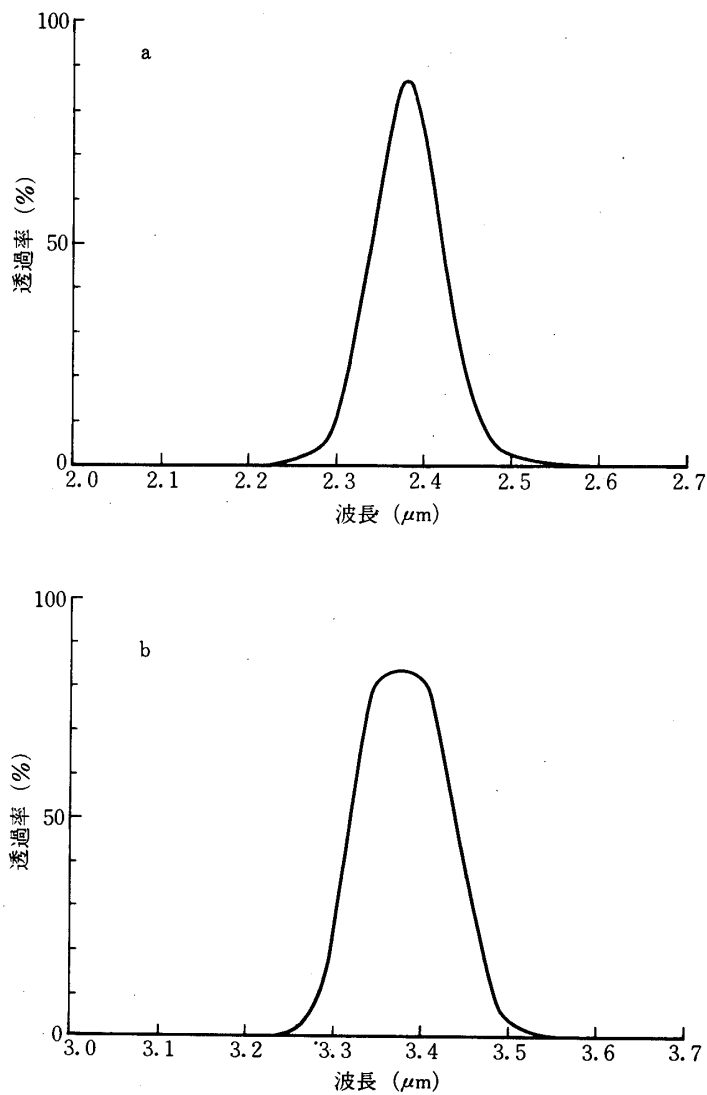
観測に用いられた望遠鏡は，第1図に示したような液体窒素冷却の屈折望遠鏡である。入射した光は $10\text{ cm}\phi$ ， $F/1.0$ のシリコン製のレンズで集光され，チョッピングされた後干渉フィルターを通して検知器上に像を結ぶ。干渉フィルターの透過特性は第2図に示したように，中心波長 $2.38\ \mu\text{m}$ ，バンド幅 $0.09\ \mu\text{m}$ と中心波長 $3.38\ \mu\text{m}$ ，バンド幅 $0.14\ \mu\text{m}$ のものが使われた。レンズの透過率と赤外線検知器の感度は，この程度の波長幅においてはフラットとみなしてよいから，第2図はこのシステムの波長感度特性とみて良い。検知器は PbS で



第1図 気球搭載赤外線望遠鏡

観測1では3 mm×3 mmの大きさのものが4個、観測2では3 mm×3 mmが7個、1.5 mm×1.5 mmと0.75 mm×0.75 mmのものが2個ずつ焦点面上に配置された。観測2の11個の検知器のうち3 mm×3 mmのものが3個が3.4 μm用に使われ、残りはすべて2.4 μm用である。分解能は3 mm角の検知器で1°7角であり、1.5 mm角のものではその半分、0.75 mm角では1/4となる。検知器と干渉フィルターの諸元を第1表にまとめておく。

レンズ、バッフルを含めた望遠鏡全系は鏡筒内壁からの熱輻射を押さえ、検知器の感度を向上させるため、液体窒素で冷却されている。望遠鏡は光軸の仰角が観測1では30°、観測2では40°になるようにゴンドラに固定され、方位角方向の走査によって銀河面を観測する。方位角方向の姿勢制御はよりもどし制御によっている。望遠鏡の姿勢の読み出しは、地磁気セ



第2図

第1表 Detectors and filters

	Filter		Detector (PbS)			Detection limit ($10^{-11} \text{W cm}^{-2} \text{sr}^{-1} \mu\text{m}^{-1}$)
	Center wavelength λ_0 (μm)	Effective width $\Delta\lambda$ (μm)	Size (mm)	Number	F.O.V. (degree)	
Obs. 1	2.38	0.09	3×3	4	1.7	2
Obs. 2	2.38	0.09	3×3	4	1.7	2
			1.5×1.5	2	0.8	7
			0.75×0.75	2	0.4	5
	3.38	0.14	3×3	3	2	—

ンサーとゴンドラ上部に取り付けられたカメラによる星野写真による。このカメラは $f=50$ mm, $F/1.2$ の光学系を持ち、画角 $24^\circ \times 18^\circ$ の星野写真を1分間に1枚の割合で自動的に撮影する。

検知器からの信号は増幅され、チョッピング周波数 (7 Hz とした) で同期検波された後、テレメータで地上に送られる。

気球の飛揚は、観測1が1977年8月31日に三陸大気球観測所より、観測2は1978年4月24日に Australian Balloon Launching Station (東経 $141^\circ 05'$, 南緯 $34^\circ 14'$; Mildura, Victoria) より行われた。いずれも夕刻に放球され、観測時間は観測1と2でそれぞれ5時間と10時間であった。その間それぞれ14回と49回の銀河面の走査を行った。観測した領域は観測1では銀経 $10^\circ \sim 50^\circ$, 観測2では $-70^\circ \sim 20^\circ$ である。波長 $2.4 \mu\text{m}$, 分解能 1.7° の場合には検知器は4個あるから56本と196本の径路にそったデータが得られ、平均として 0.6° おきに銀河面を観測したことになる。

信号の絶対値の calibration は、flight中に標準星を観測することによって行われた。これらの星は第2表にまとめられている。波長 $2.4 \mu\text{m}$ では、2回の観測で重複した領域すなわち $10^\circ < l < 20^\circ$ の範囲で双方の観測値に25%の discrepancy が生じた。しかし2回の観測を比べると、標準星の測定回数から言っても、また、大きな仰角のために大気光の影響が少

第2表 Standard Stars

	Star	Flux ($10^{-13} \text{W cm}^{-2} \mu\text{m}^{-1}$)	
		2.38 μm	3.38 μm
Obs. 1	α Her	5.2	—
Obs. 2	γ Cru	5.6	0.017
	ϵ Mus	1.1	—
	α Cen A	1.2	0.0031
	α Cen B	5.2	0.0014
	η Sgr	1.3	—

ないことから言っても観測2の方が信頼性が高いと思われる。従って、観測1の結果はすべて1.25倍することとした。2.4 μm でのデータの calibration における systematic な誤差は $\pm 10\%$ である。ノイズ(主に検知器による)による統計的誤差は面輝度の値にすると $2 \times 10^{-11} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ (視野 1.7° の検知器), $7 \times 10^{-11} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ (視野 0.8°), $5 \times 10^{-11} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ (視野 0.4°)に対応する。もう1つの不確定性は大気光の背景輻射のゆらぎによるもので、これは $5 \times 10^{-11} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ 程度である。

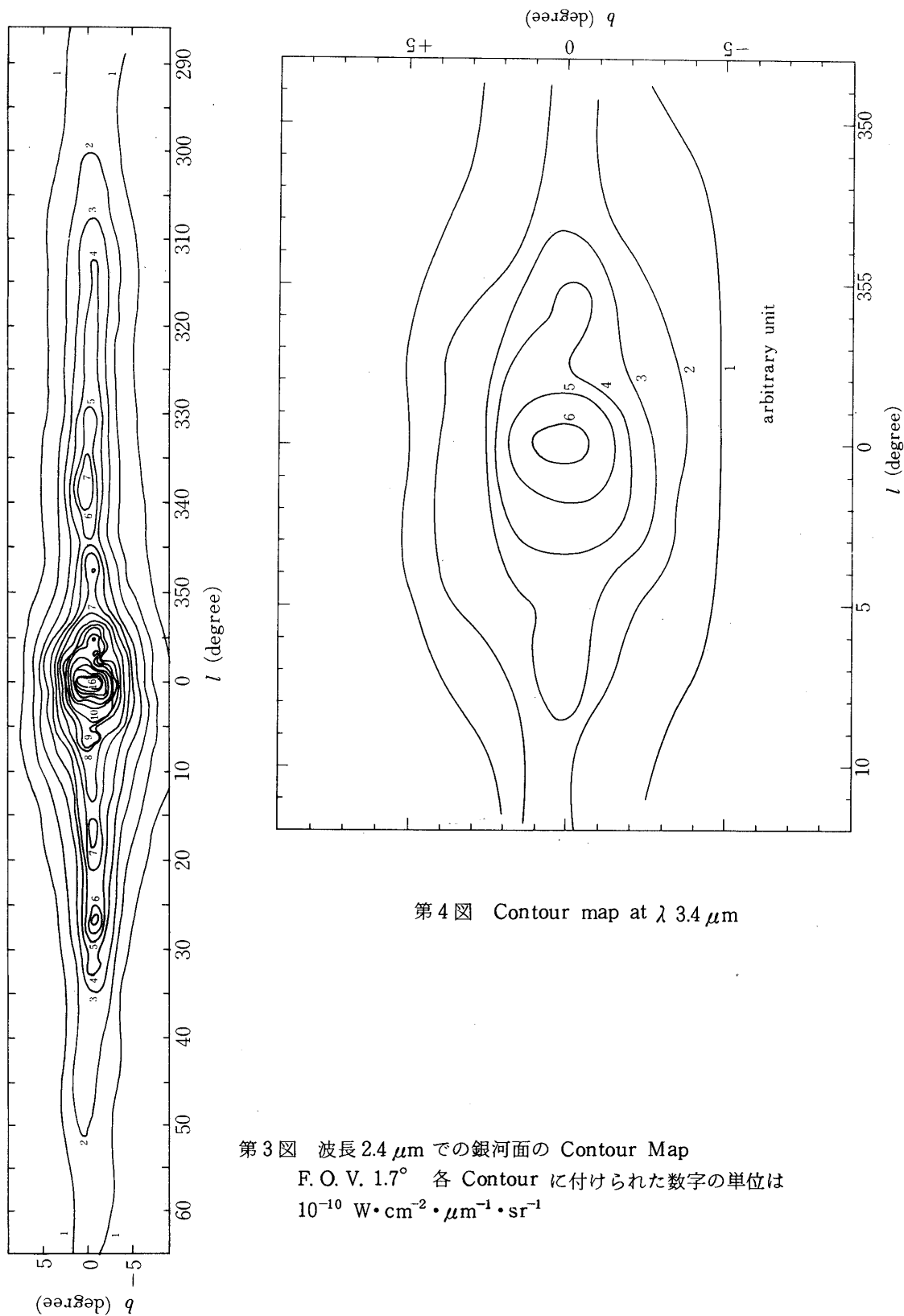
3.4 μm の Flux の calibration は第2表に示したように γCru と αCen を使って行われたが、その結果と2.4 μm の結果から銀河光の $\text{color}[2.4 \mu\text{m}] - [3.4 \mu\text{m}]$ を計算してみると Rayleigh-Jeans の法則に従うものよりも青いということになってしまった。これは非常に考えにくい結果であり、実際に、1979年8月のロケットによる観測では銀河光の color はこの領域では黒体輻射からそれ程ずれていない。この原因は現在まで不明であるので、ここでは3.4 μm に対しては相対値のみを使って議論する。また、3.4 μm ではやはり大気光の影響が大きく、バックグラウンドレベルの不確定性は最も明るい銀河中心方向でも銀河光の10%程度になる。従って、質のよいデータは銀河中心付近に限られる。

望遠鏡の姿勢は、地磁気センサーと星野写真によって求められた。スターカメラは、観測1ではカメラのケースの窓に付いた霜のために、また、観測2では上空の低温度が原因で駆動モーターが観測の途中停止したため完全なデータはとれなかったが観測1では18枚、観測2では60枚の写真を解析に使うことができた。地磁気センサーとスターカメラのデータから求められた姿勢は、赤外線望遠鏡自身で受かった明るい星のデータでチェックされた。その結果、姿勢の決定精度は観測1で 0.5° 、観測2で 0.2° であり、これらは地磁気センサーだけを用いていた以前の観測(精度 $\leq 1^\circ$)に比べてかなりの向上となった。

3. 観測結果

第3図に2.4 μm での Contour Map を示す。この図は、 $-70^\circ < l < 45^\circ$ については観測1,2の視野 1.7° のデータ、 $45^\circ < l < 65^\circ$ については Ito et al. (1976) の結果を使って描かれている。Ito et al. (1976) の観測は視野 3° で行われており、今回の 1.7° に比べてかなり広いが、 $45^\circ < l < 65^\circ$ での輝度分布はなめらかな変化しかないので、視野の差はあまり影響しない。各 Contour に付けられた数字は $10^{-10} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ 単位の面輝度を表わしている。 $l < 0^\circ$ においては太陽近傍の星の寄与は IRC カタログ (Neugebauer and Leighton, 1969) によって差し引かれているが、それらの寄与は $5 \times 10^{-11} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ 以下であり、大気光のゆらぎによる誤差と同程度でしかない。 $l < 0^\circ$ では星のデータが完全でないためそのような修正はしていないが、小さな視野の観測結果も同様な分布を示すことから、point source によるゆがみはあまり問題にならないと思われる。ただし、非常に明るい αCen , γCru , ϵMus の寄与はさし引いてある。

この図に良く表わされているように、我々の銀河系の星々も、中心付近に Central Bulge を持ち、銀河の赤道面にそって Disk がのびたいわゆるレンズ形の分布をしている。以前の観測で注目されていた銀経 30° 付近の構造も良く分解され、 $l = 27^\circ$ でピークになることがわかった。また、 $l < 20^\circ$ ではオーストラリアで高い仰角で観測を行うことができたため、



第4図 Contour map at λ 3.4 μm

第3図 波長 2.4 μm での銀河面の Contour Map
 F. O. V. 1.7° 各 Contour に付けられた数字の単位は
 $10^{-10} \text{ W} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$

信頼性の高い map が得られた。 $l=17^\circ$ 付近と $l=7^\circ$ 付近の弱いピークは、Oda et al. (1979) による map にも徴候はみられるが今回その存在が確認された。 $l=355^\circ$ 付近の複雑な構造も良く分解されている。北天の銀河で $l\sim 50^\circ$ と $l\sim 30^\circ$ にみられたような近赤外面輝度の盛り上がりは、南天では $l\sim 310^\circ$, $330^\circ\sim 340^\circ$, $345^\circ\sim 350^\circ$ にみられる。これらについては後に詳しく議論する。

Bulge の形はきれいな楕円ではなく、 $l=0^\circ$ 付近で上下がつぶれた形をしている。第4図に示した $3.4\ \mu\text{m}$ の map でも同様のことがみられ、Bulge の形は楕円よりも角ばった形をしている。この現象は系外銀河の可視光での観測でもみられる。例えば peculiar galaxy の NGC 128 とか NGC 7332 で特に顕著であるが、普通の渦状銀河 NGC 4565 や NGC 5746 でも観測されている (de Vaucouleurs, 1974)。この現象の力学的な解釈はまだ与えられていない。

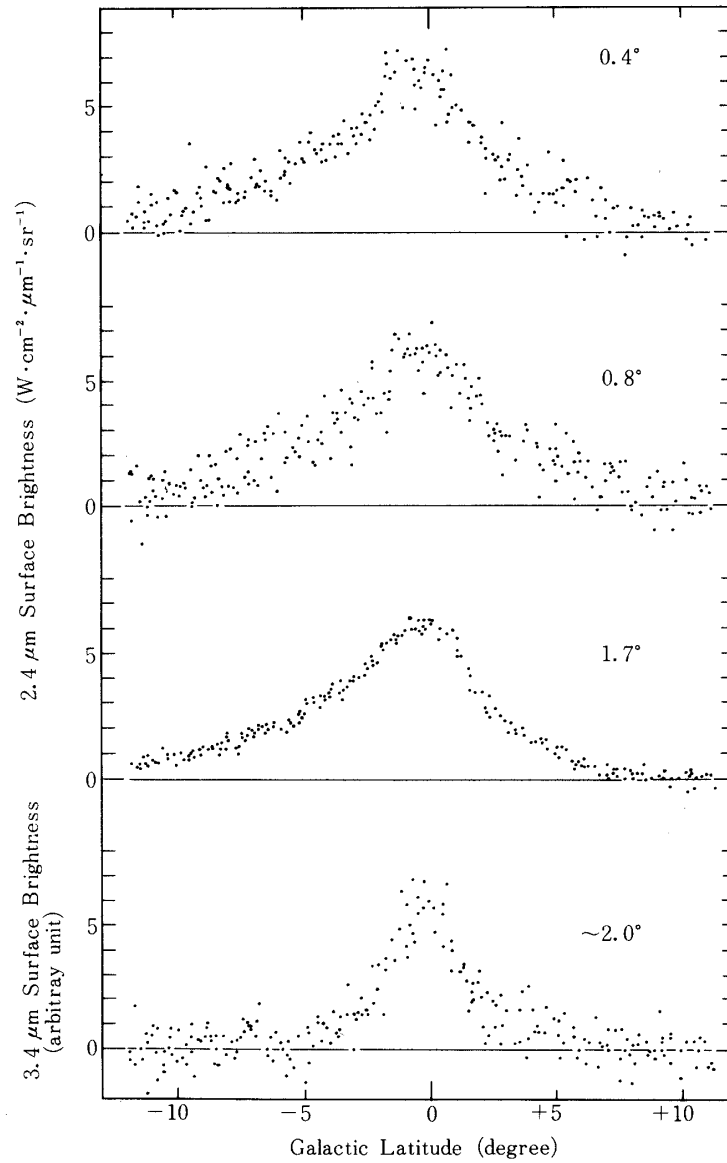
また、例えば $10\times 10^{-10}\ \text{W}\cdot\text{cm}^{-2}\cdot\mu\text{m}^{-1}\cdot\text{sr}^{-1}$ の contour に注目して、そこから $l\sim 355^\circ$ の明るい部分を取り去ってみると銀河中心部の形が非対称になっているのがわかる。すなわち $l>0^\circ$ では $b<0^\circ$ の側が明るく、 $l<0^\circ$ では $b>0^\circ$ の方が明るい。我々の銀河の中心部がこのような傾いた構造を持つことは、波長 21 cm の HI line の観測や continuum の観測でも知られている。(van der Kruit, 1970; Burton and Liszt, 1978; Kerr and Sinclair, 1966)。我々の観測ではあまりはっきり現われているとはいえないし、もっと手前の赤外線源によるみかけだけの現象である可能性もあるが、もしこれがリアルであれば星の分布、したがって重力のポテンシャルも傾いていると考えられる。銀河中心に関しては、まだ不確定な部分が多いのでここではこれ以上立ち入らないこととする。

$3.4\ \mu\text{m}$ の map は第4図に与えられているが、前に述べたように $3.4\ \mu\text{m}$ では絶対値が得られなかったため、各 contour につけられた数字は任意単位である。大気光の強い影響のため $2.4\ \mu\text{m}$ の map に比べて質は悪いが、Hofman et al. (1977) によって初めて描かれたものに比べれば非常な進歩といえる。この波長域でも銀河中心核のほかにはやはり $l\sim 7^\circ$ と $l\sim 355^\circ$ に明るい部分があり、本質的には $2.4\ \mu\text{m}$ と同じ輝度分布をしている。

しかし、星間吸収の受け方には2つの波長ではっきりした差が認められた。第5図は、 $l=-13^\circ$ で銀河面を切るようなスキャン径路にそって得られた生データを b に対してプロットしたものである。 $b=0^\circ$ に関して著しく非対称であるのは、このスキャン径路が銀河面に対して垂直ではなく約 30° 傾いているために $b<0^\circ$ では bulge の寄与が入っていることによる。上から3つの図が $2.4\ \mu\text{m}$ のデータで、視野のちがいにもかかわらずおたがいに非常に良く似た profile をしている。それに対して一番下の $3.4\ \mu\text{m}$ の profile は非常に幅がせまい。これは、銀河面に集中した星間塵による extinction の受け方の差によると考えられる。

第5図でもう1つ重要なことは、上で述べたように銀河面で強い星間吸収を受けているにもかかわらず、 $2.4\ \mu\text{m}$ の profile に dip が観測されないという点である。これは、近赤外線源もまた銀河面に強く集中していることを示唆している。

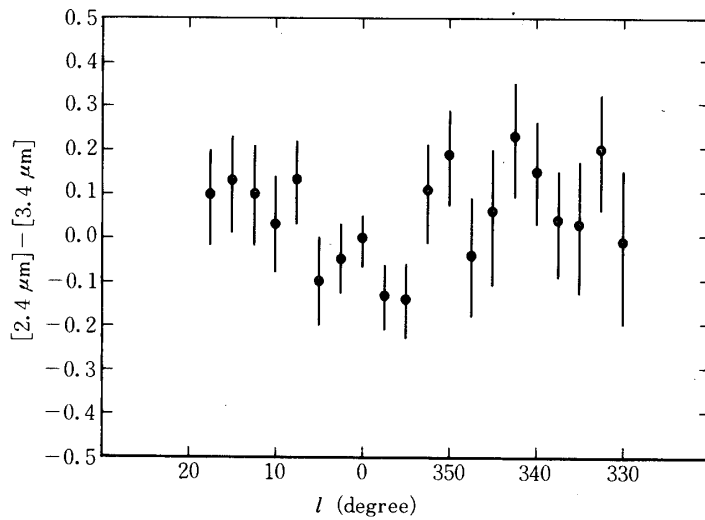
第6図は、 $2.4\ \mu\text{m}$ と $3.4\ \mu\text{m}$ の面輝度から求めた color $[2.4\ \mu\text{m}]-[3.4\ \mu\text{m}]$ の銀河面上での l 分布である。この図では、 $l=0^\circ$ で $[2.4\ \mu\text{m}]-[3.4\ \mu\text{m}]=0$ となるように normalize してある。 $|l|>10^\circ$ では、銀河中心方向に比べて $0.2\ \text{mag}$ 程度赤い color が得られ



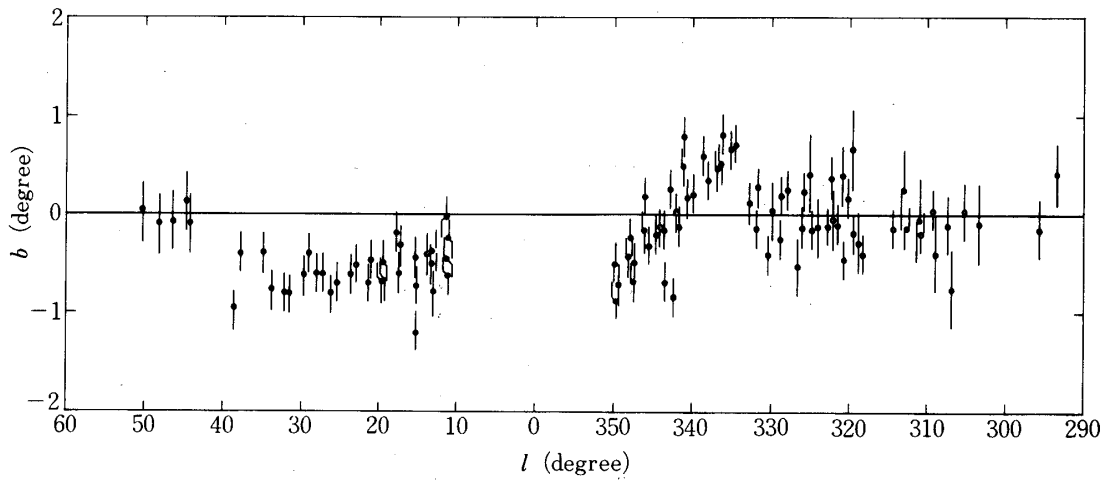
第5図 $l = -13^\circ$ で銀河面を切るスキャン径路にそった生データ

ている。これは disk の方が銀河中心付近よりも星間塵が豊富なため星間吸収を強く受けているためであろう。

2.で述べたように、望遠鏡の姿勢の決定精度が上がったために新しくわかってきたことがある。それは第7図に示すように、銀経の各値で面輝度が最大となる点の銀緯を追ってゆくと、 $b = 0^\circ$ から系統的なずれを示すということである。このようなずれはいろいろな population I の天体で観測されている。Lockman (1977) は HI ガス, HII 領域, supernova remnants そして molecular clouds の観測を検討して、銀河中心からの距離が 6 kpc から



第6図 銀河面上での color $[2.4 \mu\text{m}] - [3.4 \mu\text{m}]$
 $l=0$ で 0 mag となるように normalize してある



第7図 各銀経で $2.4 \mu\text{m}$ 面輝度が最大となる点の銀緯がプロットしてある

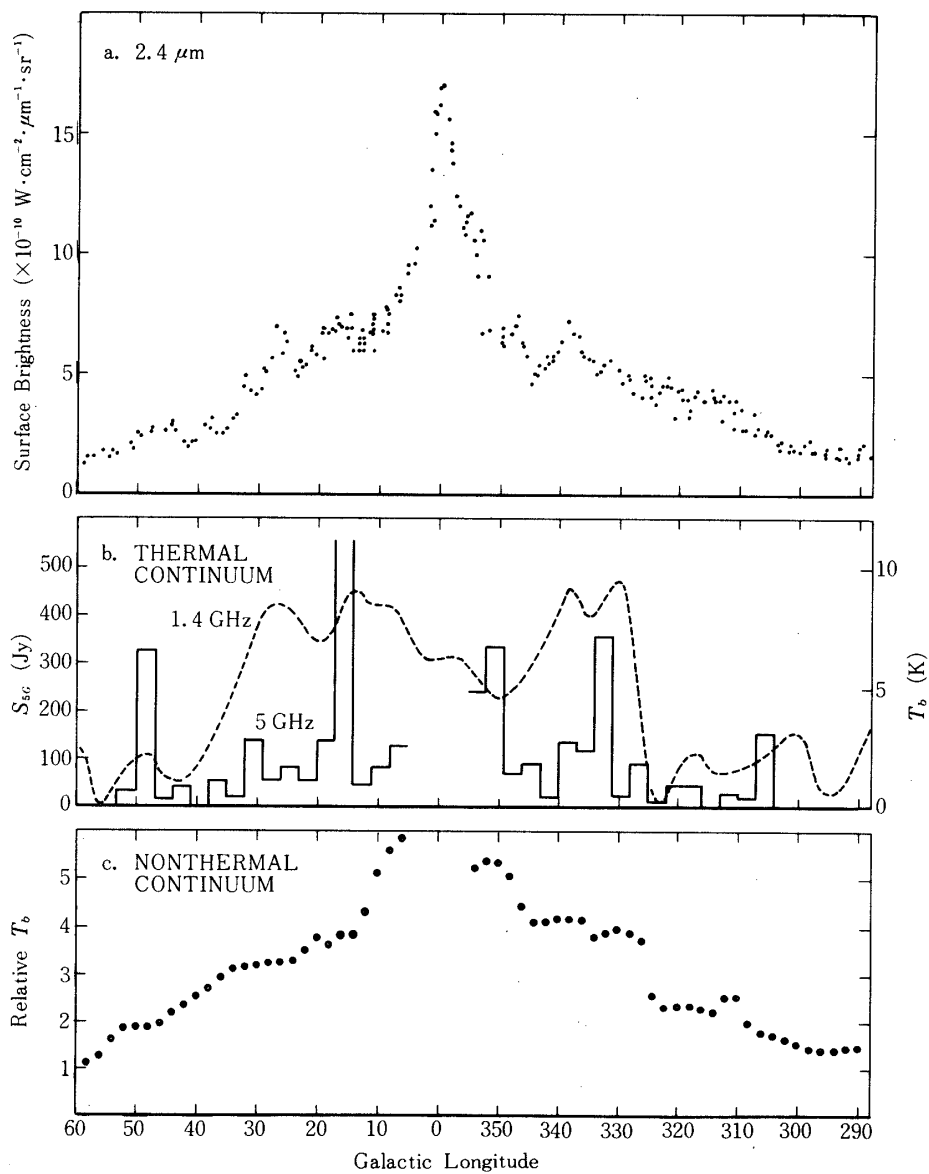
7.5 kpc の範囲ではそれらのすべてが $b=0^\circ$ の面よりも負の側に多く存在することを見出した。そのほかにも、OH/IR sources の分布は $25^\circ < l < 34^\circ$ の領域で $b = -0.3$ で最大値をとる (Johanson et al., 1977)。我々の観測値は、 $l > 0^\circ$ ではこれらの天体と同じ傾向を示す。すなわち、 $10^\circ < l < 40^\circ$ では $2.4 \mu\text{m}$ の ridge は $b \sim -0.5$ にあって銀河中心から 7 kpc 以上離れた赤外線源しか寄与しない $l > 45^\circ$ ではほぼ $b \sim 0^\circ$ にある。しかし、南側の disk では $330^\circ < l < 340^\circ$ で $2.4 \mu\text{m}$ の ridge は $b \sim +0.5$ に位置しており、これは上で述べたような天体で観測されるものと逆の傾向である。

4. Disc の近赤外線源

以下では、銀河系の disk 内にある近赤外線源の分布の特徴とそれらがどのような星であるかについて考察する。

i) 面輝度の銀経分布

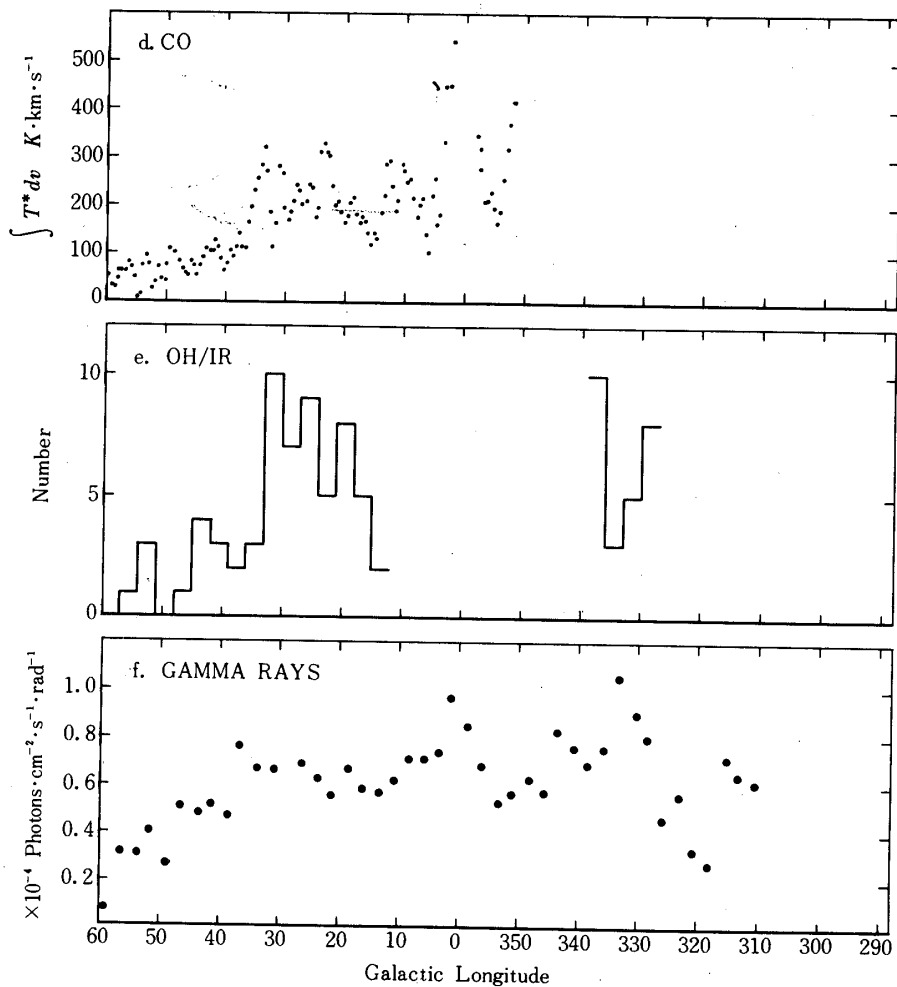
第8図 a に、 $2.4 \mu\text{m}$ での各スキャンにおける面輝度の最大値を銀経 l に対してプロットしたものを示す。データ点のばらつきは主にバックグラウンドレベルの不確定性によるものでリアルではない。第8図 b から f には、比較のためにいくつかの他波長領域での観測例を



第8図

示してある。第8図bは HII 領域からの 5 GHz と 1.4 GHz の thermal continuum emission (Mathewson et al., 1962; Lockman, 1979), 第8図cは 150 MHz の continuum で主に銀河磁場中の電子による synchrotron emission である (Price, 1974). 第8図dは分子雲の tracer である波長 2.6 mm の CO 分子からの line emission 強度 (Burton and Gordon, 1978), 第8図eは OH/IR sources と呼ばれる晩期型星の個数分布 (Bowers, 1978; Caswell and Haynes, 1975), 第8図fは energy ≥ 100 MeV の γ 線の強度分布である (Kniffen et al., 1977).

ここで各銀経分布の humps のみられる位置に着目して, これらを比較してみる. これらの銀経分布のうち, 特に $2.4 \mu\text{m}$ と相関が強いのは第8図bとcすなわち電波の continuum emission である. 1.4 GHz の図では discrete sourceの寄与は除かれていて比較的広がった低密度の HII 領域の分布を反映している. 1.4 GHz の分布は $2.4 \mu\text{m}$ と同じ銀経 50° 付近,



第8図

27° 付近, そして 330° から 340° にかけて peak を持つ. また, 7°~8° にも弱い feature がみられる. ただ $l \sim 350^\circ$ では $2.4 \mu\text{m}$ とは逆に dip になっているが, この図では除かれている discrete sources はこの方向に多く集まっている. 同じ図中の 5 GHz の emission は再結合線 H109 α 源として分解された HII 領域からのもので, これは $l \sim 350^\circ$ にはっきりした peak を持つ. 5 GHz の分布もまた $2.4 \mu\text{m}$ と良い相関を持つ. これらのことは HII 領域に付随する近赤外線源が存在することを示している. また, 150 MHz の分布も $2.4 \mu\text{m}$ と非常に良く似ており, nonthermal emission を出す電子源としての supernova remnants も同じ領域に多く存在していると思われる.

これに対して CO からの line 強度と γ 線強度の分布は, $|l| \leq 30^\circ$ で高いレベルを示すという大まかな傾向は一致するが, 個々の peak はずれている. OH/IR sources の分布は $2.4 \mu\text{m}$ と類似しているようにもみえるが, サンプル数が少ないためはっきりしたことは言えない.

電波領域の continuum emission の銀経分布にみられる features のいくつかは, 渦状腕の接線方向を表わしていると考えられてきた. Kerr は, これらの分布と 21 cm HI line 等の観測に基づいて major arm の接線方向を $l \sim 305^\circ$ (Crux arm), 327° (Norma arm), 38° (Scutum arm), 50° (Sagittarius arm) と結論した (Kerr, 1969; Kerr, 1970; Kerr and Kerr, 1970). また, 個々の HII 領域の分布も距離の決定精度が上がるにつれて渦状腕にそって分布していることがわかってきた (Georgelin and Georgelin, 1976; Lockman, 1979). Georgelin and Georgelin (1976) の提出した渦状腕パターンのモデルでは, major arm の接線方向は Kerr の結果とも良く一致する. 従って, $2.4 \mu\text{m}$ と電波の continuum の強い相関は近赤外線源もまた渦状腕に associate していることを示している. そして銀経 $304^\circ \sim 315^\circ$, $325^\circ \sim 335^\circ$, $27^\circ \sim 36^\circ$, $45^\circ \sim 55^\circ$ にみられる $2.4 \mu\text{m}$ の輝度の増加は major arms の接線方向として説明される.

その他の場所にみられる feature は渦状腕の接線方向ではないが, 渦状腕上の active な領域であると思われる. 例えば $l \sim 338^\circ$ の $2.4 \mu\text{m}$ の hump は非常にはっきりしているが, ここには HII 領域の他にも supernova remnants (Clark and Caswell, 1976; Ilovaisky and Lequeux, 1972) や第 8 図 e にみられるように OH/IR sources も集中している. 興味深いのはこの方向が 3 kpc arm の接線方向と一致していて, Bowers (1978) も $l \sim 338^\circ$ に集中した OH/IR sources は 3 kpc arm の構成員である可能性を示唆している. しかし, この領域の HII 領域はおおむね太陽から 3~6 kpc あるいは 12~15 kpc の範囲にあって, Georgelin and Georgelin (1976) のパターンモデルでは Norma arm か Crux arm の上に乗っている. また, Lockman (1979) も HII 領域の分布に 3 kpc arm の徴候は認めていない. 従って, $l \sim 338^\circ$ の feature は渦状腕上の星の生成が活発な領域と考えた方が良くであろう. また, $l \sim 350^\circ$, 7° , 17° にみられる $2.4 \mu\text{m}$ の humps には比較的太陽に近い H II complex が対応している. 例えば $l \sim 351^\circ$ には NGC 6334 があり $l \sim 7^\circ$ には W 28, W 29 等, $l \sim 17^\circ$ には M 16, M 17 等がある. これらは現在星が生成されつつある領域である.

以上のことをまとめると, 近赤外線の面輝度に寄与している星のある部分は渦状腕にそっ

て分布し、それらが生まれた場所から銀河回転や固有運動によって遠くはなれるだけの時間を持たない若い星であると思われる。

ii) Disk の近赤外線 の 3 次元的分布

ここでは disk における近赤外線源の分布を議論する。特に銀河面に垂直方向 (Z 方向) の分布は赤外線源の年齢を考える上で重要である。

観測で得られた面輝度は各赤外線源からの寄与を視線方向に積分したものであり、また、場所によって異なる星間吸収を受けている。従って、もとの分布にやき直すためには近赤外線源と星間吸収の両方の分布のモデルを考える必要がある。以前にも我々はこのようなモデルをつくった (Hayakawa et al., 1977: 以下モデル 1 と記す)。しかし、ここで述べている観測 1 と 2 の結果、このモデルを修正する必要がでてきた。3. でふれたように、星間塵が銀河面に集中していることから予想される dark lane が観測されなかったのである。モデル 1 では以前の観測の低い分解能のためにそれは分解されないだけであると考えられていた。そして近赤外線源の Z 方向の scale height は 100 pc にとられていた。観測 2 で 0.4° の分解能でも dark lane がみえなかったことはもっと小さな scale height を示唆している。

ここではまず、最近の分子雲の観測結果に基づいて星間吸収のモデルを修正する。モデル 1 では、color excess $E(B-V)$ は水素原子の column density $N(\text{HI})$ と CO 分子の column density $N(\text{CO})$ を使って

$$E(B-V) = \alpha N(\text{HI}) + \beta N(\text{CO}) \quad (1)$$

と書けると仮定された (α と β は定数)。ここでは (1) 式はそのまま使い、 α と β の値を新しく決め直す。

Jenkins and Savage (1974) によると、 $E(B-V)$ と水素の column density $N(\text{H}_{\text{total}}) = N(\text{HI}) + 2N(\text{H}_2)$ は

$$N(\text{H}_{\text{total}}) = 7.5 \times 10^{21} \cdot E(B-V) \text{ atoms} \cdot \text{cm}^{-2} \quad (2)$$

で関係づけられる。関係式 (2) は $A_V \approx 1.3 \text{ mag}$ 程度までの領域の観測から求められたものであるが、最近 Dickman (1978) は分子雲の観測から、もっと大きな A_V を持つ分子雲中でも式 (2) が成立していることを見出した。従って式 (2) は、銀河 disk 内の全領域に適用することができる。従って (1) 式の α に対しては

$$\alpha = 1.33 \times 10^{-22} \text{ mag} \cdot \text{cm}^2 \quad (3)$$

が得られる。また、 $N(\text{CO})/N(\text{H}_2) = 6 \times 10^{-5}$ (Gordon and Burton, 1976) を使うと β に対して

$$\beta = 4.4 \times 10^{-22} \text{ mag} \cdot \text{cm}^2 \quad (4)$$

となる。しかし、 β についてはさらに修正が必要である。というのは CO 分子の分布は非常に clumpy であるので、1 つの分子雲の広がりよりも大きな視野で観測した場合には、1 つ 1 つの分子雲がいくら opaque であっても分子雲間のすきまから向こうがみえるために実効

的な吸収は小さくなってしまふ。いま、観測される天体までの視線上に m 個の分子雲がある確率として Poisson 分布をとり、1つの分子雲の optical depth を τ_0 とすると実効的な optical depth τ_{eff} は

$$\tau_{\text{eff}} = \langle m \rangle \cdot (1 - e^{-\tau_0}) = \langle m \rangle \cdot \tau_0 \cdot \epsilon \quad (5)$$

$$\epsilon = (1 - e^{-\tau_0}) / \tau_0 \quad (6)$$

となる ($\langle m \rangle$ は m の平均値)。 (4) 式の β と $N(\text{CO})$ の積として求まるものは (5) 式の右辺の $\langle m \rangle \cdot \tau_0$ に対応する。

1つの分子雲に対する optical depth τ_0 は1つの分子雲に対する A_V から計算できる。Burton and Gordon (1978) より

$$N(\text{CO}) = 3.43 \times 10^{14} [^{13}\text{CO}] \int T_A(^{12}\text{CO}) dv \quad (7)$$

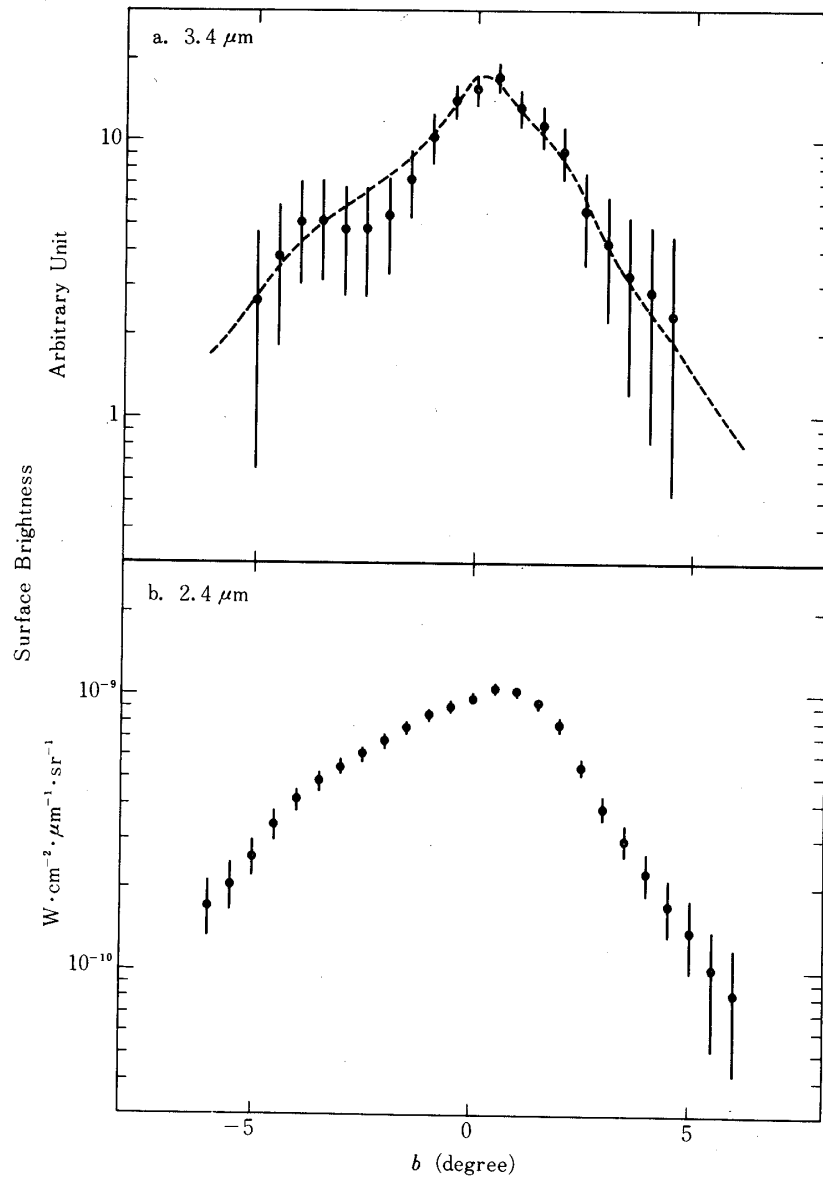
ただし、 $T_A(^{12}\text{CO})$ は ^{12}CO の antenna temperature, v は速度である。 $T_A(^{12}\text{CO})$ を 14, 分子雲中の速度分散を $2.5 \text{ km} \cdot \text{sec}^{-1}$ とし、 $[^{12}\text{C}]/[^{13}\text{C}] = 40$ を使うと (7) 式より $N(\text{CO}) = 4.8 \times 10^{17} \text{ cm}^{-2}$ となる。 (4) 式の β と $A_V/E(\text{B}-\text{V}) = 3$ を使って1つの分子雲に対して $A_V = 6.4 \text{ mag}$ が得られる。Extinction の波長依存性として van de Hulst (1957) の No. 15 を使うと $2.4 \mu\text{m}$ では $\tau_0 = 0.47$ となり、 (5) 式の ϵ は $\epsilon = 0.8$ となる。従って (1) 式において β のかわりに

$$\epsilon\beta = 3.5 \times 10^{-18} \quad (8)$$

を使えばよい。

上で求めた α と $\epsilon\beta$ の値はモデル1の α , β に比べて30%程度小さくなっている。実際に星間吸収を計算するために必要な $N(\text{HI})$ と $N(\text{CO})$ の値はモデル1の場合と同様に、Gordon and Burton (1976)により与えられた密度分布から計算される。このようにして得られる星間吸収のモデルは $2.4 \mu\text{m}$ と $3.4 \mu\text{m}$ の観測結果を使ってチェックできる。第9図aとbはそれぞれ $3.4 \mu\text{m}$ と $2.4 \mu\text{m}$ での bulge の profile を銀緯 b に対してプロットしたものである。このデータは $l = -1^\circ$ で銀河面を切るようなスキャン径路にそって得られたもので、 $l = -9^\circ$ での b 分布を disk成分の寄与とみなして差し引いてある。2つの図を比較すると、 $3.4 \mu\text{m}$ での profile の方が $2.4 \mu\text{m}$ のそれよりも $b = 0^\circ$ のまわりでとがった形をしている。bulge の形が2つの波長でそれほどかわらないとすれば、これは手前の disk に分布した dust による extinction のためであるとみなせる。第9図aの破線の曲線は第9図bの $2.4 \mu\text{m}$ での profile から星間吸収のモデルを使って予想した $3.4 \mu\text{m}$ の profile である。これは観測値とよく合っている。

また第6図に示したカラー $[2.4 \mu\text{m}] - [3.4 \mu\text{m}]$ の l 分布は disk だけが寄与している外側の方が銀河中心付近よりも 0.2 mag 赤いことを示していた。上で述べたモデルは、銀河中心までの吸収量は $A_V \approx 20 \text{ mag}$ であり、 $l = 20^\circ$ では太陽から 10 kpc の区間で $A_V \approx 25 \text{ mag}$ となる。差は 5.3 mag でこれは $[2.4 \mu\text{m}] - [3.4 \mu\text{m}]$ の差に直すと 0.16 mag となっ



第9図 $l = -1$ での bulge の Profile

丸印が観測値，a-aの破線は $2.4\mu\text{m}$ での観測値と星間吸収のモデルから予想される $3.4\mu\text{m}$ での profile

て観測結果を説明できる。

次に、この星間吸収のモデルを使って近赤外線での体積輻射率の分布を考える。モデル1と同様に赤外線源の分布は銀河中心に関して軸対称とし、なめらかな回転楕円体の成分と、渦状腕にある赤外線源を表わすための ring 状の成分とから成るとする。モデル計算は $l > 0^\circ$ での観測値を再現するようにすることとし、またここでの興味のある中心は disk 内の特に渦状

腕の赤外線源の分布をさぐることにあるので、渦状腕の存在しない銀河中心から 4 kpc 以内の領域は問題にしないことにする。

上で述べた2つの成分に対する関数形はモデル1と同じものを仮定し、観測された $2.4 \mu\text{m}$ の面輝度分布を再現するようにパラメータを決め直す。

結果は Spheroid 成分に対しては

$$\begin{aligned} B_s(r, z) &= 1.6 \times 10^{26} \exp(-a/2.05) \quad W \cdot \text{pc}^{-3} \cdot \mu\text{m}^{-1} \\ a^2 &= r^2 + z^2 / (1 - e^2) \quad \text{kpc}^2 \\ \sqrt{1 - e^2} &= 0.038 \quad (r \geq 4 \text{ kpc}) \end{aligned} \quad (9)$$

と表わされる。ただし、 r は銀河面上での銀河中心からの距離 (kpc)、 z は銀河面からの高さ (kpc) である。

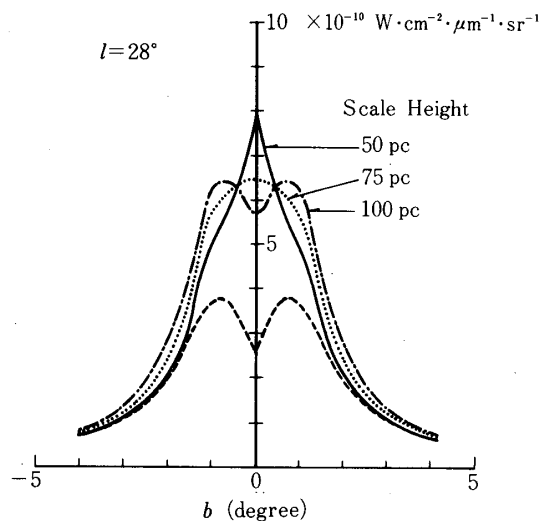
ring 成分は Scutum arm に対応するものと Sagittarius arm に対応するものの2つがあつて

$$\begin{aligned} B_k &= B_k(r_k) \exp\{-3.0(r - r_k)\} \exp(-z/0.05) \quad (k = 1, 2) \\ B_1(r_1 = 4.6) &= 1.6 \times 10^{26} \quad W \cdot \text{pc}^{-3} \cdot \mu\text{m}^{-1} \quad (r \geq r_1) \\ B_2(r_2 = 7.2) &= 1.6 \times 10^{25} \quad W \cdot \text{pc}^{-3} \cdot \mu\text{m}^{-1} \quad (r \geq r_1) \\ B_k &= 0 \quad (r < r_k) \end{aligned} \quad (10)$$

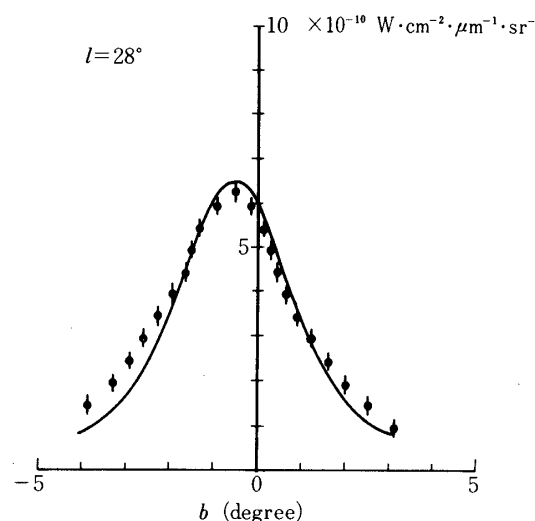
と表わされる。

Spheroid 成分のパラメータは、主に面輝度の l 分布の平均的な傾きと b 分布におけるそれを合わせることで決まっている。一方、ring 成分は l 分布での $l \sim 50^\circ$ と 30° の humps の形と b 分布の $b = 0^\circ$ 付近の profile を再現するように決められている。注目される ring 成分の z 方向の scale height については 50 pc, 75 pc, 100 pc の3つの場合を検討した。第10図は、それぞれの場合について計算された面輝度の b 分布である。この図では、ring 成分の寄与の大きい $l = 28^\circ$ とその寄与の小さい $l = 36^\circ$ の2カ所での計算値を示した。予想されたように、scale height 100 pc では $b = 0^\circ$ に dip がでるのをさげられない。最も観測に良く合わせられるのは scale height が 50 pc の場合であった。第11図では、ring 成分 scale height 50 pc の場合の b 分布を 1.7 の視野でなましたものと観測値が比較されている。ただし、モデルは 3. で述べたような $2.4 \mu\text{m}$ ridge の銀河赤道面からのずれを考慮していないので、この図では観測に合わせるために b で 0.5° マイナス側にずらしてある。この図でわかるように、このモデルは観測値を良く再現する。従って、(10) 式では scale height 50 pc が採用されている。

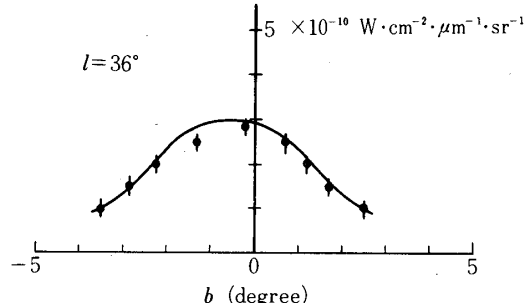
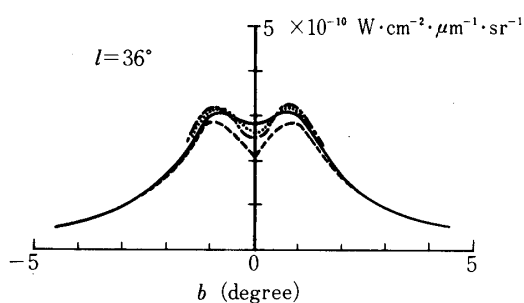
Scale height 50 pc を銀河の他の構成員のものと比べてみると、HII 領域 (z 方向の分散 $\sigma_z \sim 30$ pc) よりは大きい CO ($\sigma_z \sim 50$ pc) や supernova remnants (scale height ~ 60 pc) と同程度、OH/IR sources ($\sigma_z \sim 110$ pc) とか HI ガス ($\sigma_z \sim 120$ pc) に比べると約半分である。この小さな scale height は、渦状腕にある赤外線源が extreme population



第10図



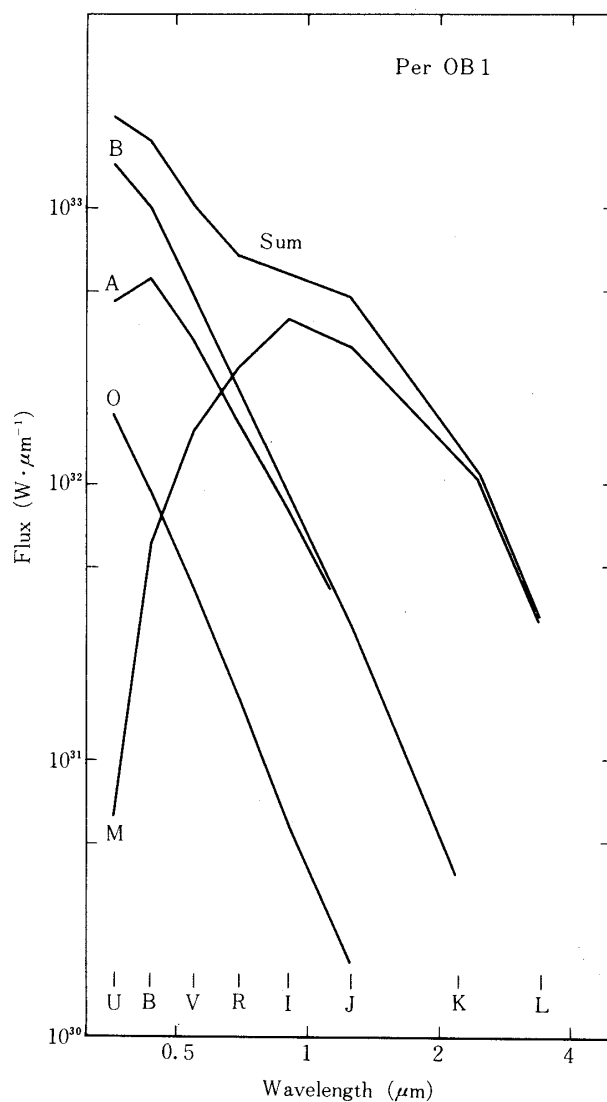
第11図



I に属する天体であることを示している。extreme population I に対して普通用いられる速度分散 7 km/sec を使うと、 50 pc の厚みはこれらの赤外線源に対して $\sim 10^7$ 年の年齢を与える。

iii) M型超巨星

前節で与えられた渦状腕の近赤外線源の年齢 $\sim 10^7$ 年からみて、それらは超巨星であろうと思われる。Perceus arm にある若い散開星団 h and γ Per には、O、B 型星とともに M 型の超巨星が数多く観測されている。(Sandage, 1956: Wildey, 1963: Vogt, 1970: Humphreys, 1970 a, b, 1978). また、この星団の年齢は約 10^7 年であることが知られている。この星団中の OB association Per OB1 に含まれる巨星、超巨星に関する Humphreys (1978) のデータから、Per OB1 全体としての composite spectrum を計算したものを第12図に示す。各スペクトル型の星の color は Johnson (1966) による。M 型の星は有効温度が $2500 \text{ K} \sim 3500 \text{ K}$ でありその輻射の大部分を近赤外領域に出す。第12図からわかるように波長 $2.4 \mu\text{m}$ の光のうち 95% までが M 型の星からの寄与である。このような若い星団が渦状腕中で生まれているとすれば、近赤外線観測されたのはそれらの中の M 型超巨星であろう。



第12図 Per OB1の composite spectrum

それでは, h and χ Per が代表的な渦状腕における星団であると仮定して, 我々の銀河を外から見たときの明るさを計算してみる. (10) 式を使うと Scutum arm において, 銀河中心から 4.6~5.6 kpc の間での平均的な体積輻射率は $5.1 \times 10^{25} \text{ W} \cdot \text{pc}^{-3} \cdot \mu\text{m}^{-1}$ となる. これに赤外線源の分布の厚み 100 pc をかけると Scutum arm を銀河面に垂直に見たときの $2.4 \mu\text{m}$ の輻射の面密度は $5.1 \times 10^{27} \text{ W} \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1}$ となる. 渦状腕での color は Per OB1 と同じであるとして第11図を使って Blue での等級に直すと $21 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$ となる. 他の銀河系の渦状腕は例えば M 51 では $20 \sim 22 \text{ mag} \cdot \text{arcsec}^{-2}$, M 101, M 31 では $22 \sim 23 \text{ mag}$

• arcsec⁻² 程度であり、上で求めた我々の銀河系の値はこれらと近い値である。従って、Per OB1 にみられるような割合で M 型の超巨星が存在するという仮定は、そうまちがってはいないと思われる。2.4 μm の輻射の面密度 $5.1 \times 10^{27} \text{ W} \cdot \text{pc}^{-2} \cdot \mu\text{m}^{-1}$ は、例えば M2 I ($M_K \sim -11 \text{ mag}$) の星の数密度に直すと $5 \times 10^{-4} \text{ pc}^{-2}$ となる。Per OB1 での O, B, A 型と M 型の星の数の比 4 を使うと、Scutum arm での早期型星の数密度は $2 \times 10^{-3} \text{ pc}^{-2}$ となる。Mezger (1978) は、OB 型星が出す Lyman continuum photon の数を estimate している。それによると、Scutum arm の領域では $2 \times 10^{45} \text{ photons} \cdot \text{pc}^{-2}$ となっている。この値は巨大 HII 領域をつくるような大質量の星、例えば 06 程度の星の密度にすると $4 \times 10^{-5} \text{ pc}^{-2}$ に対応している。この値は、上で 2.4 μm の輻射率から出した早期型星の個数分布に比べてずっと小さい。しかし、Lyman continuum photon の輻射率は星のスペクトル型に強く依存するので、B0.5 I の星に対しては同じ Mezger の Lyman continuum photon 密度は $1.2 \times 10^{-3} \text{ pc}^{-2}$ に対応する。これは我々の estimate した値と近い。実際に Per OB1 の早期型星はほとんどが B 型であるから、Per OB1 と同じような割合で早期型星と晩期型星が Scutum arm に存在するという仮定は Lyman continuum photon の議論からしても矛盾はない。

5. 結 論

これまでの議論で disk 中の近赤外線源に関して得られた結論を以下にまとめておく。

(1) 2.4 μm の観測で得られた disk の面輝度分布はいくつかのピークを持つが、それらは major arm の接線方向または arm 上の active な領域に対応する。このことは、disk の赤外線源のあるものは渦状腕に付随していることを示す。

(2) 2.4 μm の面輝度の ridge は銀河の赤道面から systematic なずれを示す。それは $10^\circ < l < 40^\circ$ で $b = -0.5$, $330^\circ < l < 340^\circ$ で $b = +0.5$, $-70^\circ < l < 50^\circ$ 内のその他の領域ではほぼ $b = 0^\circ$ にある。

(3) Hayakawa et al. (1977) による 2.4 μm 体積輻射率の分布のモデルが新しい観測に基づいて修正された。それによると、Scutum arm 接線方向では面輝度の半分以上が渦状腕に付随する赤外線源の寄与であり、それらの z 方向の scale height は 50 pc である。

(4) 渦状腕にある近赤外線源は extreme population I に属し年齢は 10^7 年である。それらは若い星団中の M 型超巨星であると考えられる。

1980年5月19日

参 考 文 献

- Bowers, P.F.; 1978, *Astron. Astrophys.* **64**, 307.
 Burton, W.B. and Gordon; M.A., 1976 *Astrophys. J. Letters* **207**, L189.
 Burton, W.B. and Liszt, H.S.; 1978 *Astrophys. J.* **225**, 815.
 Caswell, J.L. and Haynes, R.F.; 1975 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **173**, 649.
 Clark, D.H. and Caswell, J.L.; 1976 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **174**, 267.
 de Vaucouleurs, G.; 1974 *Proc. I.A.U. Symp.* No. 58, p. 335.

- Dickman, R.L.; 1978 *Astrophys. J. Supple.* **37**, 407.
- Georgelin, Y.M. and Georgelin, Y.P.; 1976 *Astron. Astrophys.* **49**, 57.
- Gordon, M.A. and Burton, W.B.; 1976 *Astrophys. J.* **208**, 346.
- Hayakawa, S., Ito, K., Matsumoto, T. and Uyama, K.; 1977 *Astron. Astrophys.* **58**, 325.
- Hayakawa, S., Ito, K., Matsumoto, T., Murakami, H. and Uyama, K.; 1978, *Publ. Astron. Soc. Japan* **30**, 369.
- Hofman, W., Lemke, D. and Thum, C.; 1977 *Astron. Astrophys.* **57**, 111.
- Humphreys, R.M., 1970a, *Astrophys. J.* **160**, 1149.
- Humphreys, R.M.; 1970b *Astrophys. J.* **75**, 602.
- Humphreys, R.M.; 1978 *Astrophys. J. Supple.* **38**, 309.
- Ilovaisky, S.A. and Lequeux, J.; 1972 *Astron. Astrophys.* **18**, 169.
- Ito, K., Matsumoto, T. and Uyama, K.; 1976 *Publ. Astron. Soc. Japan* **28**, 427.
- Jenkins, E.B. and Savage, B.D.; 1974 *Astrophys. J.* **187**, 243.
- Johanson, L.E.B., Andersson, C., Goss, W.M. and Winnberg, A.; 1977 *Astron. Astrophys.* **54**, 323.
- Johnson, H.L.; 1966 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **4**, 193.
- Kerr, F.J.; 1969 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **7**, 39.
- Kerr, F.J.; 1970 *Proc. I.A.U. Sympo. No. 38*, p. 95.
- Kerr, F.J. and Kerr, M.; 1970 *Astrophys. J. Letters*, **6**, 175.
- Kniffen, D.A., Fichtel, C.E. and Thompson, D.J.; 1977 *Astrophys. J.* **215**, 765.
- Lockman, F.J.; 1977, *Astronom. J.* **82**, 408.
- Lockman, F.J.; 1979, *Astrophys. J.* **232**, 761.
- Mathewson, D.S., Healey, J.R. and Rome, J.M.; 1962, *Australian J. Phys.* **15**, 369.
- Mezger, P.G.; 1978 *Astron. Astrophys.* **70**, 565.
- Neugebauer, G and Leighton, R.B.; 1969 *Two-Micron Sky Survey, A Preliminary Catalog, NASA SP-3047* (National Aeronautics and Space Administration, Washington D.C.).
- Oda, N., Maihara, T., Sugiyama, T. and Okuda, H.; 1977 *Astron. Astrophys.* **72**, 309.
- Okuda, H., Maihara, T., Oda, N. and Sugiyama, T.; 1977 *Nature* **265**, 515
- Price, R.M.; 1974, *Astron Astrophys.* **33**, 33.
- Sandage, A.; 1957 *Astrophys. J.* **125**, 422.
- Schmidt, M.; 1965, in *Galactic Structure*, ed. A. Blaauw and M. Schmidt (University of Chicago Press), p. 513.
- Vogt, N.; 1971 *Astron, Astrophys.* **11**, 359.
- van de Hulst, H.C.; 1957 *Light scattering by Small Particles* (Wiley, Chapman and Hall).
- Willey, R.L.; 1964 *Astrophys, J. Supple*, **8**, 439.