

報告番号	乙第	4009号
------	----	-------

附・本館

名大4 m 鏡による へびつかい座暗黒星雲の観測

名古屋大学太陽地球環境研究所

野澤 悟徳

名古屋大学図書	
和	1118699

目次

1. はじめに

1-1 はじめに

1-2 星生成領域の観測

1-3 名古屋大学 4 m 電波望遠鏡

1-4 本研究の概要

2. バックエンドシステムの開発

2-1 開発の要旨

2-2 マイクロコンピュータを用いた電波分光計システム

2-3 新計算機システム

2-4 観測効率の改善

2-5 解析プログラムの移植・開発

2-6 まとめ

3. ヘビつかい座暗黒星雲の観測

3-1 ヘビつかい座暗黒星雲

3-2 観測

3-3 分子雲の詳細

3-4 分子流天体

3-5 $^{13}\text{C O}$ コア

3-6 議論-へびつかい座領域の星生成

4. 結論

謝辞

参考文献

表、および図

アペンディクス

A-1 分光計の周波数分解能

A-2 32B6でのGPIBボードの制御

A-3 マルチポジションスイッチ観測に於けるオフ点の積分時間の導出

A-4 観測プログラムの詳細

A-5 解析ソフトウェアの開発

B-1 CO分子輝線による物理量の算出

B-2 $^{13}\text{C O}$ コア、およびそのサイズの決定

B-3 へびつかい座分子雲コアの質量と推定

B-4 星間磁場

アペンディクスの表、および図

1 はじめに

1-1 はじめに

天文学の研究は、20世紀半ばまで可視域 ($\lambda \sim 0.3 \mu\text{m}$ から $0.7 \mu\text{m}$) のみで宇宙を観測し、写真乾板や光電管などを用いた測光や分光によって進められてきた。しかしエレクトロニクス、通信技術などの発達に伴い、1950年代以降いろいろな波長の光を用いる天文学が発達し、星間物質の研究も大きく進んできた。これらは、紫外域での早期型星の研究、赤外域での赤外線点源の研究、電波域での星間雲の研究などで代表される。赤外線は黒体放射のピーク波長で3 Kから3,000 Kの輻射に対応し、生まれたばかりの若い星(赤外線星やT Tauri型星)の検出に威力を発揮する。電波領域(ミリ波)は星生成の母胎となる分子雲の分布を調べることができる。

星生成の母胎となる分子雲の観測は、主に分子輝線を用いることによってなされる。星間空間に存在する分子で初めて(電波の領域で)検出された分子は、OHラジカル(水酸基; $\lambda = 18 \text{ cm}$)であり、1963年のことである(Weinreb et al. 1963)。その後受信器の発達に伴い、1968年に1個、1969年に2個、1970年に7個、1971年に9個、1972年に2個と次第に星間で観測される分子の数は増え、1987年までに68個になった。

1970年にWilson, Jefferts and Penziasによって発見された一酸化炭素(CO)の回転遷移 $J = 1 - 0$ の分子輝線は、分子雲の観測において最も強力なプローブの一つであると言えることができる。その理由は、 CO 分子は星間空間で水素、ヘリウムに次いで多く存在する分子の一つであり、電気双極子(permanent dipole moment)を持つため、低温($\sim 5 \text{ K}$)かつ低密度($\sim 300 \text{ 個}/\text{cm}^3$)でも充分励起され、強い輝線を示すからである。この分子輝線を用いて観測を行えば天空の分子雲の分布を把握することが可能である。これまでこの輝線を用いた掃天観測には、Sanders et al. (1984)、Burton and Gordon (1978)などがあるが、これらは銀河面をその観測対象としたのみにとどまった。全天を掃天観測した研究には、コロンビア大学の1.2 m鏡を用いた掃天観測(Cohen, Dame, and Thaddeus 1986)がある。この掃天観測は CO 輝線($J = 1 - 0$)によって初めて掃天した観測であり、非常に功績が大きいものである。しかしながら空間分解能($8' \sim 30'$)、速度分解能(0.65 km/s)と共に星生成を探る上では不十分であると言わざるをえない。このように CO 分子などの分子輝線による掃天観測で、十分な分解能を有する観測はこれまでなされていないと言えることができる。

1-2 星生成領域の観測

A) 分子雲

我々の銀河系の質量は、 $\sim 90\%$ が恒星によって、残りの $\sim 10\%$ が星間空間に存在する原子、分子ガスによって占められている。通常星間空間に存在する星間雲の密度は薄く、 $\sim 1 \text{ 個 cm}^{-3}$ 以下である。しかし銀河の渦状腕に沿って存在する水素ガスの分布は一樣ではなく、所々に密度の偏りが存在する。このような密度の偏りの中で、その密度 10^3 個 cm^{-3} 以上の領域が存在する。これらは星間雲と呼ばれている。星間雲内でその密度が高くなると、星間空間の紫外線が遮蔽されて2原子分子(H_2 、 CO 、 CS 分子など)が安定に存在することができるようになる。水素は通常星間空間では原子の形態で存在するが、星間雲の密度の高い領域では分子の形態で存在する。通常水素が分子で存在するような領域は、分子雲(molecular cloud)と呼ばれ、星生成の母胎であると考えられている。通常暗黒星雲は分子雲であると言える。観測される分子雲は、Bok globule($\sim 2 \text{ pc}$ 、 $\sim 10 \text{ M}_\odot$)から巨大分子雲(GMC; Giant Molecular Cloud; $\sim 100 \text{ pc}$ 、 $\sim 5 \times 10^5 \text{ M}_\odot$)までに渡っている(Blitz 1978, 1979)。

B) 星生成領域の観測

Snell, Loren, and Plambeck (1980) が L 1551 IRS 5 で発見した分子流天体は、その後の原始星の研究に大きな影響を与えた。この現象は生まれたばかりの恒星が、高速の物質を放出していると考えられるもので、それまで理論では予測されていなかった。また、林トラック上を力学的平衡を保ちながら準静的に収縮して主系列に向かっている T Tauri 型星とよばれる前主系列星(pre-main-sequence star)、高速度で運動しながら光っているハービック・ハロー天体などが分子雲の内部で発見されるなど、原始星の研究は大きく進んできた。

原始星は分子雲の深部に存在し、原始星が放出する光はまわりの塵(dust grain)に吸収され、赤外線波長帯で再放射される。しかしながら赤外域の大気の吸収は大きく、地上からの観測は非常に難しく、2ミクロン帯などわずかの波長域でしか有効な観測はできないと言える。特に黒体放射のピーク波長で数十Kに対応する遠赤外域($10 \mu\text{m} \sim 100 \mu\text{m}$)の観測は大気の吸収のため、その観測は困難を極める。しかし1983年に打ち上げられた赤外天文衛星(IRAS = Infrared astronomical satellite)によって、星生成領域の研究に新たな展望が開かれた。この衛星によって、ほぼ全天($\sim 96\%$)の領域についての遠赤外域($12 \mu\text{m}$ から $100 \mu\text{m}$; 各バンドの代表波長は、12, 25, 60, $100 \mu\text{m}$ である)のデータが取得された(IRAS Catalogs and Atlases, Explanatory Supplement, 1984)。これらの中には多数の原始星の候補及び誕生したばかりの若い星の候補が含まれており、原始星の研究を大きく進めるもとになった。

C) 分子輝線による星生成領域の観測

星生成領域を分子輝線で用いて研究したものの中では、Myers らの一連の仕事が特に注目に値する。彼らは P O S S (Palomar Observatory Sky Survey) print から光の減光の大きい領域をピックアップし、 ^{13}CO 、 C^{18}O (共に $J = 1 - 0$) 輝線によって観測を行った。そして高密度コア (dense core) を多数を検出し、コアの安定性を初めて論じた (Myers, Linke, and Benson 1983)。次にアンモニア (NH_3) 輝線によってこれらのコアを観測し、牡牛座 (Taurus) 領域に存在する高密度コアは収縮または不安定状態にあり、近い将来星が誕生することを示唆した (Myers and Benson 1983)。この様に P O S S print などにより減光の高い領域をピックアップして多くの暗黒星雲を観測する方法は、受信器雑音温度が高かった当時は、観測時間の節約のため有効な手法であった。Beichman et al. (1986) はアイラス点源を伴う分子雲コアに注目して観測を行い、分子流天体を数多く発見した。これらの研究により原始星の研究は大きく進んできたと言える。

しかしこれまでの研究は、P O S S print など光の減光の大きい領域、明るい赤外線点源が存在する領域など、なんらかの特徴のある領域のみを観測対象としており、観測した領域のサンプルとしては不十分と言わざるをえない。このような観測はある特定の天体についての物理現象の解明は可能であるが、星の形成、進化、および分子雲の進化などを解明することはできない。また観測している領域が、特定領域の一部に過ぎず、限定されているため、一領域の星生成の過程を考えることも不可能である。しかしサンプルを完全にするためには、天空の広大な領域に対して十分な分解能を有する観測を行う必要がある。このような観測には多大な時間が必要であるため、これまで報告された例はない。

D) 広域掃天観測

1985 年から星生成領域の広域掃天観測が名古屋大学 4 m 電波望遠鏡を用いて開始された。この観測は天空の広い領域を CO 、 ^{13}CO (共に回転遷移 $J = 1 - 0$) 分子輝線によって観測して、分子雲の分布を明らかにするとともに、分子雲コア、分子流天体を残らず検出することを目指しており、総観測点数は十万点を遙かに上回る。我々はこの膨大なデータを用いて、分子雲の形成から星生成の過程の解明を統計的行おうとしている (Fukui 1988)。この広域掃天観測を効率的に進めるためには、超低雑音受信器を含むフロントエンドシステムと、データの取得、解析効率の高いバックエンドシステムの装備は必要不可欠である。

1-3 名古屋大学4 m電波望遠鏡

A) 電波望遠鏡

名古屋大学4 m電波望遠鏡は、1982年名古屋大学東山構内に設置、完成した（Kawabata et al. 1985）。完成当初の受信器は雑音温度 $\sim 3,000$ Kの常温受信器であり、計算機としては、観測用にNOVA4/X（日本DG製、処理能力100 KWIPS^{*1} 弱）、解析用にNOVA3（処理能力100 KWIPS以下）が用いられていた。NOVA3は、理学部C館に設置された。分光データを取得・積分する積分器は日本通信機製のハードウェア積分器であった。当時の計算機システムの構成図を図1-1に、観測システムの構成図を図1-2に示す。

電波望遠鏡は、可視域の望遠鏡と同じように主鏡で電波を集めている。通常口径が大きければ集める電波も多く、より微弱な電波まで検出することができる。その空間分解能は主鏡の口径（ D ）と観測する波長（ λ ）によって、HPBW（Half Power Beam Width） $= \sim 1.2 \times \lambda / D$ で定義される。4 m鏡の空間分解能は、CO（ $J=1-0$ ）で、 $\sim 2.7''$ である。電波は、ホーンを通して受信器に入り、ミキサによって中間周波数に変換される。ミリ波帯での周波数は ~ 100 GHzであり、数段のミキサを通して数十MHzまで電波を変換する必要がある。4 m鏡では、3段階のミキサーを用いて中心周波数65 MHzまで周波数を変換している^{*2}。この電波を受信、周波数変換する部分は、フロントエンドシステムと呼ばれる。

数十MHzの周波数に変換された電波は、分光計によって分光される。その後、A/D変換され、積分器により取得、積分され、計算機にデータファイルとして取り込まれる。分光計から計算機までは、バックエンドシステムと呼ばれる。

B) システムの改良

ショットキバリアードミキサ受信器の開発後、さらなる低雑音受信器を目指して開発が進められてきた。その結果、超伝導素子（SIS; Superconductor Insulator Superconductor）を用いた雑音温度約250 K（DSB）の超低雑音受信器の開発が成功^{*3}し、その受信器は1988年の観測シーズンから4 m鏡に搭載された。この受信器を用いると、約1分の積分でrms（root mean square）雑音温度約0.5 K以下が達成される。これは従来より ~ 5 倍のスピードアップであると言える。

1988年度計算機システムには、観測用にECLIPS MV/7800XP（処理能力1,590 KWIPS、固定ディスク容量354 Mバイト；以下MV7800）、解析用にECLIPS MV/15000-8（処理能力2,880 KWIPS、固定ディスク容量1.2 Gバイト；以下MV15000）

が導入された。観測に於けるオーバーヘッドタイムを可能な限り短縮し、またマルチポジションスイッチ観測（後の章参照）を実現するためには、分光データ取得部の改良は不可欠である。

・¹ KWIPS(**k** Whetstone Instructions per Second)

計算機の処理能力を示す数値。この値が大きいほど、処理能力が高い。

・² 広帯域分光計を用いるときは、2段階までである。しかし広域掃天観測は高い速度分解が必要なため、広帯域分光計は用いていない。

・³ 1989年には、受信器雑音温度30 K (DSB) 以下の受信器の開発に成功した。この雑音温度は、世界一の水準である (Ogawa et al. 1990)。今回開発した電波分光計システムは、充分この受信器に対応でき、4 m 鏡において使用されている。

1-4 本研究の概要

私は分子雲、及びその星生成の研究として、へびつかい座領域の暗黒星雲群を名古屋大学4m電波望遠鏡を用いて観測した。へびつかい座領域には、銀経 $\approx 355^\circ$ から 10° 、銀緯 $\approx 15^\circ$ から 25° に渡って60個以上の暗黒星雲が存在している(Lynds 1962)。それらの距離は、 ~ 160 pcと考えることができ、牡牛座領域と共に太陽系近傍に位置する重要な暗黒星雲群の一つである。その西にはScorpius OB2 associationが存在しており、さらにそのメンバの一つと考えられている ζ Oph (スペクトル型O9.5)が領域内に存在している。これらのことより、このへびつかい座領域は、分子雲、およびその星生成の研究対象として、非常に重要な領域であると言える。

へびつかい座領域の広大な領域(東西 $\sim 15^\circ$ 、南北 $\sim 10^\circ$)を隈なく観測するためには、4m鏡の観測システムの改良は不可欠であった。私はデータ取得部の開発を含めた、新観測システムの構築を行った。この開発のポイントは次の2つである。1) データ取得部にインテリジェント機能を持たすことによって、分光データ取得に於けるオーバーヘッドタイムを可能な限り短縮する。このためデータ取得部に今まで用いられたことがないマイクロコンピュータを用いたシステムの開発を行った。2) オーバーヘッドタイムを可能な限り短縮した観測システムを構築すること。これを実現するため3つの計算機による観測システムを構築した。この観測システムは、各計算機の分散処理によって観測時に於けるオーバーヘッドタイムを大幅に短縮することができる。以下の章では、開発の要旨(2-1章)、マイクロコンピュータを用いた電波分光計システムの開発(2-2章)、新計算機システム(2-3章)について述べる。そしてこれらの開発の結果である現システムの観測効率について2-4章で述べる。また、大量の分光データを解析するために行ったデータ解析システムの改良・開発について2-5章で述べる。

この観測システムを用いてへびつかい座領域を ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線により観測した。この観測の主な目的は、次の3つである。1) へびつかい座領域(北部)の全域を観測して、星生成率などを求め、この領域の星生成を解明すること。これは、一領域すべてを網羅したものとして意義が大きく、また今後の星生成領域の研究の重要なサンプルになる。2) 分子雲コアを洩れなく検出して、それらの安定性を調べ、またそのコアと星生成の関係を調べる。これは、 ^{13}CO 輝線により得られた一領域の完全なコアのサンプルとしては、はじめてのものであることに意義が大きい。3) 一領域の完全なサンプルの分子雲コアの質量スペクトル指数を調べる。このことは、へびつかい座領域の星生成を解く重要な根拠となる上、今後の分子雲の進化、分裂の解明の重要な証拠となる。本文では、へびつかい座領域の概観(3-1章)、4m鏡による観測(3-2章)について述べ、個々の領域についてアイラス点源などの他波長の結果のデータとの比較を含めた分子雲の詳細について3-3章で述べる。さらに、この領域で新たに発見された分子流天体について3-4章で述べ、検出した ^{13}CO コア、およびその安定性について3-5章で述べる。最後にこれらの結果を素にして、3-6章ではこのへびつかい座領域の星生成についての議論を行う。

2. バックエンドシステムの開発

2-1 開発の要旨

前章で述べたように、星生成領域の広域掃天観測を効率的に行うためには、受信器の改良と共に、分光データ取得部の改良は不可欠であった。

通常用いられて来たハードウェア積分器には、以下に挙げる問題点がある。

- 1) メモリー容量が少ない。このためデータ転送を随時行わなければならない。
- 2) 演算機能が貧弱であり、分光データの一次処理を行うのは不可能である。
- 3) 積分時間の変更が難しく、柔軟性に乏しい。

広域掃天観測を完遂するためには、上記の問題点の解決は不可欠である。ハードウェア積分器を使用する限りでは、これら問題点の解決は非常に難しく、受信器のさらなる発展（マルチビーム化等）にも対応は不可能である。そこで私は、発展性、柔軟性、そして効率化を行う上で、マイクロコンピュータを用いることが大変有意義であると考えた。これには以下の利点がある。

- 1) メモリー容量が大きいため、10点以上の分光データの保存が可能である。
- 2) 分光データに対しての種々の演算が可能である。
- 3) 積分のパラメータなどに任意の値の設定が可能であり、また変更もソフトウェアで行うことができ、柔軟性に優れる。
- 4) 今後のマイクロコンピュータの発展に伴って、安価に性能向上が可能である。

私はこの開発に成功し、1点の積分時間20秒程度の観測まで充分効率的に行うことが可能なバックエンドシステムを構築した。このような短時間の積分を効率的に行う分光データシステムは、世界でも希にしか存在しないと言える。現在4m鏡では、S I S ミキサによる低雑音受信器も搭載され、上記のような短時間積分での観測が実現されている。

また一方で、広大な領域の観測を進めるためには、分光データの解析ソフトウェアの改良は不可欠である。この改良の主なポイントを以下に挙げる。

- 1) 一度に数千点の大量データの一括処理を可能にする。
- 2) 観測データの検索が効率的に行えるように、データのソーティング機能を充実させる。
- 3) 計算機的能力を充分考慮して、可能なかぎり解析のオーバーヘッドを少なくする。
- 4) 大規模2次元画像出力を可能にする。

今回のバックエンド系の改良の主なポイントは以上である。今回の開発により、4m鏡のバックエンドシステムは、一日当たり～1,000点の分光データを取得する観測を充分効率的に行えるシステムになったと言える。以下の章では、この開発についての詳細について述べる。

2-2 マイクロコンピュータを用いた電波分光計システム

観測におけるオーバーヘッドタイムを可能な限り軽減させるためには、分光計のデータ取得部以降の改良は不可欠であった。すなわち、インテリジェント機能を有する積分器を用いることが是非必要であった。しかし市販の積分器に、我々の要求に適したものは存在しなかった。一方、1980年代になってマイクロプロセッサの能力は飛躍的に向上し、一世代前のミニコンピュータを凌駕する性能を有するものが、安価に市販されるようになった。そこで私は、分光データの取得、積分にマイクロコンピュータを用いるシステムを考えた。マイクロコンピュータなら様々な開発、改良が可能であり、我々の要求したものを開発することができる。またデータの転送効率を上げるためにデータ格納計算機への転送回線には、GPIB (General Purpose Interface Bus) を用いた。転送回線に一般的なものを用いた主たる理由は、後々の計算機の交換、性能向上が容易に行えるようにするためである。

(1) 電波分光計

電波を分光する装置は電波分光計（以下、分光計）と呼ばれる。分光計には色々な種類が存在する。主な分光計は、相関型分光計、フィルターバンク型分光計、そして音響光学型分光計の3つである。相関型分光計は電波に少しずつ違う時間遅延を掛け、自己相関をとることにより、周波数成分をとりだすことによって分光している。フィルターバンク型分光計は、少しずつ周波数特性をずらした多数のフィルターによって分光を行うものである。音響光学型分光計は、トランスジューサ（圧電振動子）により電波を超音波の粗密波に変換し、それに白色平行光を入射することによって分光している。最近これら以外にも、いろいろな種類の分光計（例えば、SAW）が開発されてきている。

このように分光計は多種にわたって存在するが、我々は比較的容易に作製、保守ができ、かつ分子雲を観測するのに十分な帯域幅と周波数分解能を有する音響光学型分光計を採用した。分光計の構成図を図2-1 A、Bに示す。

4 m 鏡では、受信した電波を三段階のミキサーによって、中心周波数 65 MHz、帯域幅 ~ 44 MHz まで変換し、光偏向素子に入力している。電波は、光偏向素子においてトランスジューサにより機械的振動に変換され、超音波として光学材料を伝わり、一種の回折格子の役割を果たす。今回用いた光偏向素子は、松下電子部品株式会社製の素子であり、光学材料には二酸化テルル (TeO_2 ; 結晶方向は $[110]$) が用いられている。その結晶内での音波の速さは 0.625×10^5 cm/s で、分解点数は約 1,000 点である。分光計の光源には He-Ne レーザが用いられており、その波長、および出力パワーは、それぞれ $0.628 \mu\text{m}$ 、5 mW である。偏向素子に平行光が入射されると、この超音波によって平行光は回折される。この回折は異方ブラッグ回折であり、回折光の強度は超音

波の強度に比例し、回折角は電波の周波数によって決まる。この回折光をリニアイメージセンサーで受光することによって、分光がなされる。今回製作した分光計の受光素子には、素子数1024のフォトダイオードアレイ¹⁾を用いた。このフォトダイオードアレイの特徴は、ダイナミックレンジが広いこと、暗電流が小さいこと、駆動が簡単なことなどである。

今回製作した分光計の周波数分解能は、 $\sim 48 \text{ kHz}$ である。これはCO ($J=1-0$)で、 $\sim 0.13 \text{ km/s}$ の速度分解能である。分光計の諸パラメータを表2-2に示す。また分光計の周波数分解能の導出について、アペンディクスA-1に記述した。

(2) 分光データ処理装置

A) マイクロコンピュータ32B6

上記した様に、我々は分光データの取得、積分にマイクロコンピュータを用いることにした。マイクロコンピュータには、高性能のCPUを有し、ソフトウェア、ハードウェア両面で開発環境の良いものを選んだ。その結果、マイクロボード社製の32B6 (CPUはCPU68000)に決定した。周辺付属品は8インチのフロッピードライブ2機、6枚までのボードが収納できるラック、CRT (Cathode Ray Tube) 一機である。付属ボードとして、RAM (512 k バイト) ボード、GPIB ボード、フロッピードライブボードがある。マイクロコンピュータの内部バスには、マルチバス (IEEE-796) を、オペレーティングシステムには UNIX ライクなOSであるOS9を採用した。開発言語は、C言語、および68000アセンブリ言語である。この32B6の構成図を図2-2に示した。

B) データ取得部

分光計によって電波は、電気信号に変換されるが、この信号はアナログ信号である。したがって分光データを計算機で扱うためには、デジタル信号に変換しなければならない。よって、A/D変換が必要になる。

32B6では、CPUがA/Dボードからデータを読み込みメモリに格納するのに要する時間は、1データ当り40 μ 秒強である。一方リニアイメージセンサーから、100ミリ秒単位で1,024個のデータが転送されてくる。CPUはA/D変換した分光データを内部バスを通してボードから読み出し、メモリに格納する。データはある時間 (通常周波数スイッチは2秒、ポジションスイッチは15秒程度) ごとに積分される。したがってCPUは、ボードからデータを取り込み、そのデータと前回までの値 (メモリに取り込まれているため、メモリから呼び出す) とを加算して、メモリに格納する。ここでスループットが問題になるが、この作業は60ミリ秒以下で終了するため問題は発生しない。しか

し、32B6のメモリはDRAM (Dynamic Random Access Memory) であるため、CPUには数百ミリ秒に一回の割合でメモリリフレッシュによる割り込みが発生する。そのためA/D変換されたデータを直接メモリに格納しては、データ落ちが発生する。その対策として、A/D変換出力と内部バスとの間で、バッファメモリが必要になる。しかしバッファメモリを装備したA/D変換ボードは、当時市販されておらず、我々はA/Dボードを自作することにした。

C) A/D ボード

A/D ボードは、制御信号として、パルスジェネレータからスタートパルス (SOS : Start Of Scan) を、フォトダイオードドライバーからエンドパルス (EOS : End Of Scan)、トリガーパルスを受け取っている。A/D変換の速度は40 μ 秒、バッファメモリは容量1,024 kバイトのFIFO (First In First Out) メモリ、マルチバスとのインタフェース素子は8255 Aである。ところでFIFOメモリは2つ用いられており、これによって1フレームの分光データが記憶できる。

フォトダイオードアレイから出力された分光データは、フォトダイオードドライバを通り、バッファ回路に入り、3つに分岐される。この内2つはモニター用信号になり、それぞれ観測時のモニター、分光計調整時のモニターとして用いられる。A/Dボードに入ったアナログ信号は、S/H (Sample and Hold) に入り、アンプで増幅された後、A/D変換される。アンプはプログラマブルアンプであり、ソフトウェアによって増幅率が制御できる。A/D変換されたデータはFIFOメモリに記憶される。そして、CPUはマルチバスを通して、FIFOメモリからデータを読みだし、32B6のメモリに格納する。

D) データ転送 ～GPIBシステム

マイクロコンピュータとMV7800との交信回線には、GPIBを用いている。一般的に計算機は、GPIB上でそのコントローラとして稼働することになる。しかしGPIB系においては、1つのコントローラしか許されないため、計算機同士を接続する場合、コントローラ問題が出現する。

コントローラ機能の放棄が可能か不可能かは、GPIBボードとコンピュータの内部バスとのインタフェース素子の機種によって決まる。当時のミニコン用のGPIBボードはこの機能を有していない機種であり、32B6側は有していた。また私は、システム構成としてMV7800がコントローラになる方が良いと考え、32B6をスレーブモードで使用することにした。しかし32B6側では、これに適したドライバソフトはなかった。業者に委託しても要求に適したものが手に入る可能性は少なく、今後の改良も難しいため、私はこれらのソフトウェアを自作することにした。これにはC言語および68000用アセンブ

リ言語を用いた。

E) データ取得ソフトウェア

データを取得する部分のソフトウェアは、68000アセンブリ言語で記述されている。このソフトウェアでは最初にプログラムアンプの倍率を設定する。これはSOSの周期にリニアイメージセンサーの電荷量が比例するため、SOSの設定によって調整が必要になるためである。

A/Dボードは、マルチバス上の特定のアドレスに登録されている。マルチバスとのインタフェース素子8255Aは、3ポートのレジスタ（ポートA、B、C）を持ち、それぞれポートは、マルチバス上の特定のアドレスに対応し、各2バイトの容量を持つ。また、データ出力アドレスも登録されている。そしてデータ取得は、その番地を読むことによってなされ、またソフトウェアは8255Aの各ポートを読むことによって、A/Dボードの状態を検査している。今回のソフトウェアは、ポートCを読み書きして、FIFOメモリ、プログラマブルアンプなどを制御している。

A/D変換、データ取り込み部分の制御は、フリップフロップと3端子ANDゲイトによってなされている。フリップフロップは、スタートパルスとエンドパルスを入力信号としている。3端子ANDゲイトはフリップフロップの出力とトリガーパルス、および8255Aからの信号（ポートAのビット4）を入力信号にしている。この8255Aの信号は、ソフトウェアで制御している。

データ取得プログラムは、フリップフロップが真になるのを検査し、真になったら8255AのポートCのビット4を真にする。これによって、3端子ANDゲイトはフリップフロップの出力とトリガーパルスによって変化することになる。トリガーパルスは各データに同期をしているため、それに合わせてA/D変換を行うことができる。ただしタイミングの信頼性を高めるため、フリップフロップの出力が最初に真になった後、エンドパルス（EOS）で偽になり、次のスタートパルス（SOS）で真になったのを確認して、データ取得プログラムはデータ取り込みを開始する。各データは100ミリ秒毎に送られてくるため、この100ミリ秒を積分の単位としている。2秒の積分時間のときは、先の動作を20回繰り返す。また、アンテナ移動など積分中断後の1回目のデータは破棄している。これらデータ取得部の構成図を図2-3に示した。

F) データ転送ソフトウェア

データ取得計算機の32B6からMV7800へのデータ転送に用いているソフトウェアはC言語とアセンブリ言語で記述されている。A/D変換された分光データは、32B6のメモリ内に格納され、NOVA4/Xがアンテナ移動を行っているときに、分光データはMV7800へ転送される。

データ転送は、転送時間の短縮のためバイナリーモードで行っている。そのため転送プログラムは最初にMV7800の実数形式へのデータの型変換を行っている。これは32B6での実数の内部表現とMV7800での実数の内部表現が異なるためである。次に、GPIBボードのオフセットの11番地を読み、32B6がトーカに指名されたかどうかを調べ、もし指定されてない場合はトーカになるまで待つ。トーカに指定されるとオフセットの8番地の情報を読み、バスへの書き込みが可能かどうかを調べる。書き込みが可能になると、データを1バイトメモリから読み出して、バスに書き込み、データ参照アドレスをインクリメントし、次の書き込みが可能になるまで待つ。これを繰り返して、 $4,096 \times 2$ バイトのデータを転送する。データ転送プログラムは、すべてのデータを転送した後、終了信号のEOIをデータバスに書き込み、転送を終了する。

転送の方式は2通り存在する。1つは、ハンドシェークをCPUが直接行う方式（プログラム転送と呼ぶ）であり、もう1つはDMA（Direct Memory Access）コントローラがハンドシェークを制御する方式（DMA転送と呼ぶ）である。通常後者の方が高速転送を行える。現在、プログラム転送で ~ 5 kバイト/秒が、DMA転送で ~ 40 kバイト/秒がそれぞれ達成されている。しかしDMA転送は、微妙なタイミングのずれによってデータ転送落ちが発生し、信頼性が低かった。この原因としてマルチバス上へのノイズの混入等が考えられるが、解決はなされなかった。しかしプログラム転送でも十分な速度であるため、実観測ではプログラム転送を採用した。この速度は、分光データ1セットを1秒以下で転送することができ、十分な速度であると言える。また32B6とMV7800間の距離は ~ 10 mであり、GPIB系に於ける標準機器間距離を大幅に上回る。実験中特に問題は発生しなかったが、信頼性、安全性を考慮して実観測には光リンクが用いられている。

*1 使用した主な電子部品は、以下の通り。

リニアイメージセンサーは、浜松フォトニクス社製、S2304-1024Q。

A/D変換機は、Micro Networks 社製 ADC84。

FIFOメモリは、Integrated Device Technology 社製 IDT7202。

S/Hは、Micro Network 社製 MN7130。

プログラマブルアンプは、Micro Network 社製 MN2020。

*2 積分された分光データは、実数（4バイト）で表現されており、1,024個存在する。これから1フレームのデータ量は、 $4 \times 1,024 = 4,096$ バイトになる。

2-3 新計算機システム

1988年度に導入された新計算機は、観測用にMV7800、解析用にMV15000である。新旧の計算機の能力比較を表2-1に、新計算機システムの構成図を図2-4に示した。

A) 旧計算機システムの問題点

広域掃天観測を進めるために、システムの改良は緊急かつ重要な課題であった。まず観測プログラムの改良が行われ、1点当りのオーバーヘッドタイムは周波数スイッチ^{・1}観測において～20秒（最適時）に抑えられた。これにより1日～500点の輝線スペクトルが取得されるようになった。しかしこのデータ量は、計算機システムの処理能力を大幅に上回るものであった。

通常観測者は観測に平行して簡単な解析を行い、観測に必要な情報を随時取得する必要がある。この解析の主なものは、1) 取得したスペクトルにベースラインフィッティング^{・2}を行い、別のデータファイルに保存する、2) ベースラインフィッティングしたデータファイルを用いてマップファイル等を作成する、3) 二次元画像出力、多点プロファイル出力などを行うなどである。NOVA4/Xの固定ディスク容量は12.5Mバイトであり、システム及びアプリケーションプログラムを除いた空き容量はわずか2.5Mバイト程度であった。その上、各観測者の観測用ファイル、マップファイルなどがあるため、空き容量はさらに小さくなっていた。このため観測者は観測に並行して、頻繁にデータを固定ディスクから取り除かなければならなかった。当時この外部記憶装置はフロッピーディスク装置であり、転送効率は低かった。この解析、データ転送の作業によって、観測効率はさらに低下していた。また、NOVA3の固定ディスク容量は70Mバイト（1986年10月まで10Mバイト）であり、空き容量は～10Mバイトであった。明らかに計算機システムは、CPU（Center Processing Unit）の処理能力、データの保存能力、固定ディスク容量など全てについて能力不足であった。

B) 観測に於けるオーバーヘッド

観測においてオーバーヘッドになる主なものを以下に挙げる。

- 1) アンテナ移動
- 2) 積分器から計算機へのデータ転送
- 3) 温度較正およびファイル格納
- 4) 一次処理などによるCPUの負荷

1) によるオーバーヘッドタイムは、観測点の変更時に必ず存在するが、ソフトウェアによってほぼ限界まで低減しており、改良の余地は少ない。2) によるものは、積分器からの実転送時間を減らすことと、その転送回数を減らすことにより、低減できる。3) および4) によるものは、処理能力の高い計算機を用いることによって、低減される。

しかしここでの重要なポイントは、観測時において1) から3) までの処理は連続することである。また4) の分光データの一次処理は、観測に並行して随時行わなければならない。したがって、これらの個々によって生ずるオーバーヘッドタイムを短縮することは大事であるが、これだけでは目指すシステムにはならないと言える。

C) 分散処理

私は上記のことを解決するために、3つの計算機を用いることを考えた。これなら、各計算機に処理を分散させることによって、理想的にアンテナ移動のみにオーバーヘッドタイムを抑えることが可能である。システム構成図を図2-5に示した。

3つの計算機は、NOVA4/X、MV7800、および32B6である。処理分担は、NOVA4/Xがアンテナおよび周波数制御、MV7800が観測パラメータ設定、データファイルの取り込み、一次処理など、32B6がデータの取得、積分である。

D) 観測の進め方

このシステムの改良の主な点は、従来NOVA4/Xで行っていた観測パラメータの設定、データファイルへの格納、データ解析をMV7800で行うことと、前章で述べたデータの取得、積分にマイクロコンピュータを用いた点である。観測者は観測パラメータ設定を行った後、各計算機で観測プログラムを起ち上げる。そして、NOVA4/Xの観測プログラムがアンテナトラッキング、周波数制御を行い、32B6の観測プログラムがデータ積分を行う。この間MV7800の観測プログラムは待ち状態であり、観測者はCPU時間を解析のみに使用できる。そして設定したある積分時間が終了する毎に、NOVA4/Xの観測プログラムは次の観測ポジションへアンテナを移動させる。これに並行して、32B6の観測プログラムがMV7800へ分光データを転送する。そして、MV7800の観測プログラムはこれを受取り、データの温度較正を行い、ファイルへ格納する。これらの処理はアンテナ移動時間内に終了するため、オーバーヘッドタイムの大幅な短縮が実現した。観測の進め方についての流れ図を図2-6に示した。

E) 新データ解析計算機

データ解析用計算機は、NOVA3に替わりMV15000に置き換えられた。この計算機には、画像処理が可能な端末(CRT)10機、用紙サイズA3からA4まで出力可能なレーザ

プリンター、A2まで出力可能なX-Yプロッタ、磁気テープ密度1,600/6,250 b p i (bit per inch) ができるMT (Magnetic Tape) ステーション、高解像度を有する画像処理専用端末などが付加されている。CPUの能力の高さと、これらの付属機器により、従来とは比較にならない解析が可能になった。主なものを以下に述べる。

- 1) 全天のアイラス点源のパロマチャート用オーバーレイ出力が可能になったこと。
- 2) 高解像度の疑似カラー表示が可能になったこと。
- 3) 300点×300^{*}3点の2次元マップが可能になったこと。
- 4) 1度に数万点のデータ解析が可能になったこと。

アイラス点源のパロマチャート用オーバーレイ出力が可能になったのは、固定ディスクが大容量を有することによって、全天のアイラス点源の情報ファイルを格納することが可能になったこと、高性能のX-Yプロッタが導入されたことなどによる。へびつかい座領域についての高解像度の疑似カラー表示出力を、Plate 1, 2 に示した。Plate 1は¹³C O輝線の積分強度図であり、Plate 2はV_{LSR}速度図である。大規模2次元画像出力が可能になったのは、記憶容量が大きいことと、OS (Operating System) が仮想記憶を行えることによっている。このOSにおいては、1プログラム単位で512Mバイトのプログラムまで作成することができる。さらに、複数のユーザーが同時に使用できるため、解析能率だけでなく、解析用プログラムの開発、改良も容易に行えるようになった。データの保存には記憶密度6,250 b p iのMTが用いられ、MTには約140Mバイト(約2万点)の分光データを記憶できる。この新計算機の導入とこれらの開発によって、観測、解析の能率が飛躍的に向上されたと言えよう。

*¹ 周波数スイッチ 電波天文における最も基本的な観測法の一つ。ある時間間隔で周波数を切り替え、その差をとることにより、バックグラウンドをとりさりスペクトルを取得する。以下の章参照。

*² ベースラインフィッティング バックグラウンドを取り去った後、零点レベルを決定する操作のこと。

*³ 計算機的能力的には、より大きな出力が可能である。しかし、用途、スルーレイト、解像度などを考慮して、この値を採用している。

2-4 観測効率の改善

ここでは、ミリ波輝線の観測方式、観測プログラムの開発について述べる。そしてこのシステムの改善によってどこまで改善されたか、何秒の積分時間まで有効に行えるかについて述べる。

(1) ミリ波輝線の観測法

ミリ波帯での輝線の観測方法について述べるが、これらは単一開口望遠鏡についてである。ミリ波帯（特にC0）の観測法の主なものとして、ポジションスイッチ観測法（以下、ポジションスイッチ）と周波数スイッチ観測法（以下、周波数スイッチ）の2つを挙げることができる。ところで、観測すべき輝線は連続波、大気雑音など種々の雑音に埋もれている微弱な信号である。観測者は、この輝線を取得するために、これらの成分を取り除かなければならない。

ポジションスイッチは、電波天文学にとって最も基本的な観測法であると言えることができる。この方式はアンテナを目的の観測点（通常オン点と呼ぶ）と、輝線の検出されない点（通常オフ点と呼ばれる）とを交互にアンテナ移動して観測を進めるものである。そして、オン点の観測データからオフ点の観測データを差し引くことにより、バックグラウンド放射を除去する。通常4 m鏡では、アンテナの移動時間間隔は15秒から1分程度で行われている。このデータの出力例を図2-7に示す。

周波数スイッチは、アンテナ移動の代わりに周波数を切り替えて観測を行う方式である。これは、基準周波数（地球の自転、公転、天体の相対速度などを補正した周波数）と、それに対し10 MHz程度ずらした周波数とを、数秒ごとに切り替えて観測を進めるものである。周波数スイッチは、輝線の線幅が大きい（ $\sim 10 \text{ km/s}$ 以上）ときには用いることはできないが、ポジションスイッチに比べ $\sqrt{2}$ 倍以上効率的である点が重要である。積分は前者の周波数時に加算、後者の周波数時に減算として行われる。通常4 m鏡では、周波数切り替えが2秒毎、周波数間隔が13 MHzで行われている。このデータの出力例を図2-8に示す。

(2) 観測時に於ける温度較正

ミリ波帯の観測では、観測時に於ける温度較正には、チョッパーホイール法 (Penzias and Burrus 1973) が用いられている。この方式は、観測中適度の間隔で標準物体 (アプソバと呼ばれる) を観測して、それを 300 K として温度較正を行うものである。温度較正式を以下で示す。

オン点を観測したときの強度 T_{ON} 、オフ点を観測したときの強度 T_{OFF} とすると、これらは次式で示される。

$$\begin{aligned} T_{ON} &= T_{ob} \cdot \exp(-\tau) + T_{atm} \cdot (1 - \exp(-\tau)) \\ T_{OFF} &= T_{atm} \cdot (1 - \exp(-\tau)) \end{aligned}$$

ここで、

$$\begin{aligned} T_{ob} &\dots\dots \text{天体の強度} \\ T_{atm} &\dots\dots \text{大気温度} \\ \tau &\dots\dots \text{大気の光学的厚み} \end{aligned}$$

である。そして、標準天体の温度 $T_{ABS} (= 300 \text{ K})$ とし、これと T_{atm} が等しいと置くことより、アンテナ温度 T_A は、次式で与えられる。

$$T_A = 300 \cdot \frac{(T_{ON} - T_{OFF})}{(T_{ABS} - T_{OFF})}$$

計算機は、上記の計算 (温度較正と呼ぶ) を、分光計の受光素子のチャンネルすべてについて行い、その値をファイルに格納している。このファイルは生データファイルと呼ばれている。

(3) マルチポジションスイッチの開発

A) マルチポジションスイッチ

ポジションスイッチは、20秒程度の時間間隔で1度^{*2} 前後アンテナ移動を行うため、アンテナ移動によるオーバーヘッドタイムは大きい。それに対し周波数スイッチは、周波数を切り替えるため、切り替え時のオーバーヘッドタイムは小さい（～200ミリ秒/回）。しかし受信器、分光計の帯域制限によって、周波数の帯域幅は50MHz以下に制限されている。そのため、周波数スイッチは線幅の広い天体の観測には向いていないといえることができる。また、銀河中心など複数の速度成分が存在するような領域では信号の混在が発生するため、周波数スイッチを用いることはできない。

ポジションスイッチの効率化として、1つのオフ点を多数のオン点が共有する、マルチポジションスイッチ方式が考えられた。この方式は、オフ点を共有するためアンテナ移動に於けるオーバーヘッドタイムと、オフ点の積分時間の数割が短縮できる。しかしこの方式を行うには、(1)天候の変動が少なく、大気が安定であること、(2)1セットの観測の間、システムが安定であること、などが必要である。しかしこれらの条件が満たされたときにおいて、マルチポジションスイッチは非常に効率的な方式である。

B) 観測の進め方

今回の開発ではオン点の個数が最大9点まで可能なマルチポジションスイッチを開発した。観測の進め方を、オン点が1点から9点までの個々の場合について、図2-9に示した。この方式の特徴は、オン点が多い場合、オン点の途中でオフ点を挿入することである。オフ点の分割の回数は、1点から3点まで2回、4点から6点まで3回、7点から9点まで4回である。

C) オフ点の積分時間

マルチポジションスイッチにおいて、ある一定の時間内で最も効率の良い、オン点とオフ点の積分時間の関係は、次式になる（この導出をアペンディクスA-3に示した）。

$$t_{OFF} = \sqrt{N} \times t_{ON}$$

ここで、 t_{ON} と t_{OFF} はそれぞれ、オン点、オフ点の積分時間、 N はオン点の個数である。したがって N と t_{ON} によって、 t_{OFF} が変わる。

4 m 鏡では N と t_{ON} を観測者が指定すれば、自動的に t_{OFF} を計算し、観測が行われるようになっている。

D) マルチポジションスイッチの現状

ポジションスイッチ、周波数スイッチ、マルチポジションスイッチの観測効率の比較を N の関数として図 2-10 に示した。マルチポジションスイッチは、理想的には N が大きいほど観測効率が良くなり、 N が 6 以上になると周波数スイッチの効率を上回る。しかしながら、この計算にはアンテナ移動などのオーバーヘッドタイムが含まれていないため、簡単に比較はできない。それでもポジションスイッチと比較すれば、はるかに効率が改善されたことは明白である。 N が大きければより効率が良くなるが、大気を含めたシステムの安定性が問題になってくるため、実際上はあまり N を大きくすることはできない。しかし 1 セットの観測のトータル時間の長さが問題であるので、受信器の低雑音温度化が進めば、 N が 16 点以上のマルチポジションスイッチも十分可能となる。

先にも述べたが、1 シーズンのなかで大気が非常に安定する（水蒸気量が少ない、天候が安定している）ことは多くない。したがって、その少ない時間を有効に使えるマルチポジションスイッチは、有益な手法であると言える。

(4) 観測効率の改善

A) ポジションスイッチ

オン点を 1 点にし、その積分時間を 30 秒として、オン／オフを一回だけ観測する時の所用時間は、新観測システムで～80 秒、旧観測システムで～120 秒である。このようにシステム自体も改善されたと言える。またマルチポジションスイッチをオン点の個数を 9 点で使用し、新旧のシステムで 9 点観測するのに要する時間は（オン点の積分時間をともに 15 秒にした）、それぞれ約 250 秒、約 500 秒であり、新システムがはるかに効率的であると言える。

B) 周波数スイッチ

周波数スイッチについての観測効率の改善は、システムの改良のみによるものである。観測所用時間は、1 分の積分時間で観測を行ったとき、新システムで～72 秒、旧システムで～90 秒である。このようにシステムの改善が達成された。さらに新システムでは、

一点あたり数十秒の観測も可能で、一点10秒の観測でオーバーヘッドタイムは、約7秒（最適時）である。このシステムでは、一点20秒程度の積分時間の観測まで充分効率的に行える。

・¹ 温度較正式の係数は受信器の方式によって異なり、SSB（Single Side Band）時は300に、DSB（Double Side Band）時は600になる。

・² オン点とオフ点間の位置間隔は、4m鏡では計算機間の同期をとっているため、何度離してもシステム上は問題ない。しかし位置間隔を大きくすると、仰角の違いによって大気雑音が変化すること、サブディッシュの受信器に対する相対位置の変化によって異なる定在波が発生することなどにより、ベースラインが不安定になるため、實際上あまり大きく離すことはできない。

・³ これ以外に、周波数切り替え時におけるオーバーヘッドタイムが存在している。これは普遍的に存在する。しかし他のオーバーヘッドタイムのように、常に一定の時間が必要なものでない。これは、周波数の切り替え回数にほぼ比例するため、積分時間を小さくすれば小さくなる。新システムの最適な状態では、オーバーヘッドタイムとなる主なものはアンテナ移動と周波数切り替えである。

2-5 解析ソフトウェアの移植・開発

計算機システムの性能が大幅に向上したことによって、解析ソフトウェア全面にわたる移植、機能向上、および新開発を行った。開発の設計思想は、1) 観測者に使い易いものにすること、2) 計算機的能力を最大限に用いることなどである。

A) 旧計算機による解析ソフトウェア

NOVA3 はシングルユーザ用の計算機であり、観測者は二次元マップ等を画像処理専用端末に出力していた。NOVA3 のメモリ容量は64 k バイトであったため、プログラム開発者は、オーバーレイと呼ばれる一種の仮想記憶をユーザ主導で行い、100点×50点のマップ出力や、DRS (アペンディクスA-5 参照) など数百K バイトになるプログラムを開発してきた。解析ソフトウェアはFORTRAN5 で記述されており、画像処理用ソフトウェアにはテクトロハンドラが用いられていた。

B) 新計算機によるソフトウェア

新計算機においては、OS が仮想記憶を処理するため、ユーザは数M バイトにわたるプログラムを簡単に開発、使用できる。大きな配列を使用したプログラムが容易に開発できるようになり、観測点数千点を扱えるソフトウェアが開発できるようになった。

開発は、使用高級言語に FORTRAN77 を、画像処理用ソフトウェアにGKS (Graphic Kernel System) を用いて行った。このGKSの利点は、端末画面、レーザープリンタ、X-Yプロッタなど各種デバイスに対して、特に変更することなくプログラミングできることである。

C) 解析ソフトウェア

解析ソフトウェアは、大きく3つに分けられる。一つは、観測パラメータ設定用ソフトウェア、START、MAPR、MAPRLB、SEIZAなど。一つはスペクトル処理用ソフトウェア、DRS、CTMAP1、INDEX、CALCAL。そして、画像出力用ソフトウェア、CTMAP2、LISA、MPQLなどである。詳細については、アペンディクスA-5に記した。また解析の流れを図2-11に示した。

D) 新開発ソフトウェア

今回の開発で新しく開発したものについて述べる。これらは、解析および開発の効率化のためのファイル管理用のプログラム、SFP、CUDSP、DZFと、マルチポジションスイッチの観測データ解析用のMPQLである。

SFPは、ある特定のファイルを、自分より下位のディレクトリーすべてについて検索するプログラムである。これは、ユーザが多数のディレクトリーを有しているときに有効である。CUDSPは、ディレクトリーの容量を調べる^{・2}プログラムである。これは、自分より下位のディレクトリーすべてについて、その中に含まれるファイルの個数をチェックし、また容量を調べ、端末画面、プリンタに出力するものである。これにより、ファイル管理に有効な情報が得られる。DZFは、大きさが0バイトまたは、指定容量以下のファイルを除去するものである。さらに、DZFALLを上位のディレクトリーから使用すると、下位のすべてのディレクトリーに対して処理を行える。

MPQLは、マルチポジションスイッチ観測データのベースラインチェックに用いられる。ポジションスイッチ観測においてベースラインの安定性は、非常に重要である。しかしマルチポジションスイッチの場合、複数の観測点を1セットで観測するため、それらを同時に確認する必要がある。このMPQLは、最大9点まで生データの同時出力が行えるようになっている。マルチポジションスイッチの1セット単位でデータを扱うため、観測ファイル1点を指定すれば、そのセットに含まれるファイルをすべて自動的に参照し、画面に出力する。

・¹ MV15000、MV7800では AOS/V S (DG製) と呼ぶOSが用いられている。

・² AOS/V S上には、2通りのディレクトリーある。1つは、一般ユーザのディレクトリーのようにディスク容量制限付きのものである。もう1つは、容量制限がないものである。そして、前者については、正確な容量を調べられることは可能であるが、後者は不可能である。そのため後者のときは、内部のファイルの大きさを加算して、推定値を表示している。

2-6 まとめ

以上の各章で述べたきたように、私は広域掃天観測を速やかに完遂するために、名古屋大学4 m電波望遠鏡の新バックエンドシステムの構築を行った。これらの開発は、以下のようにまとめられる。

(1) 分光データの取得、積分にマイクロコンピュータを用いたデータ収集システムを開発した。これはハードウェア積分器に比べ柔軟性、将来性に優れ、将来の受信器の発展（マルチビーム化）に、充分対応できるものである。またオーバーヘッドタイムが大幅に短縮され、短時間積分による観測が効率的に行える様になった。

(2) 音響光学型分光計を新たに製作した。その受光素子は、ダイナミックレンジの大きさ、操作性の良さなどが従来のものと比較して優れている。また、分光計の速度分解能は、 $\sim 0.13 \text{ km/s}$ である。

(3) 新しい計算機システムによる、新観測システムを構築した。この開発によって、1点20秒程度の短時間積分による観測が充分効率的に行えるようになった。このような短時間積分による観測を効率良く行うシステムは世界にも希にしか存在しない。

(4) 4 m鏡においてマルチポジションスイッチ観測が可能になった。この方式は、分子流天体の観測、銀河中心方向など、線幅が広い天体や種々の速度成分が含まれている領域の観測に威力を発揮する。

(5) 新計算機導入に伴い、解析ソフトウェアの全面改良、新規開発を行った。これによって、解析能率が大幅に向上した。

3-1 ヘビつかい座暗黒星雲

A) 暗黒星雲

暗黒星雲は、可視域の観測では光をさえぎる暗黒な雲である。しかし電波の領域では、様々な分子輝線を放射する天体である。可視光は星間塵によって減光を受けるが、電波はその波長が長いため ($\lambda =$ 数 cm \sim 数 mm)、星間空間での減光をほとんど受けず、銀河系内を充分遠方まで見通すことができる。これまで Barnard (1927)、Khavtassi (1960) などによって、全天^{*1}の暗黒星雲のカatalogが多数報告されている。これらのCatalogの中で最も著名なものとして、Lynds が1962年に発表した Lynds Catalog (以下その番号の頭に L を付加し、その番号によって参照する) が挙げられる。彼は P O S S (Palomar Observatory Sky Survey) print と star count により全天^{*1}の暗黒星雲を調べ上げ、1,802個の暗黒星雲を含むCatalogを発表した。彼は不透明度 (opacity class) を6段階 (数字が大きいほど高い) に分けており、通常 opacity class 6 のものは、密度の高い分子雲に対応することが多い。この様な分子雲は星生成の母胎と考えることができる。

分子雲が収縮して星を生成する過程は複雑である。収縮の主たる力は自己重力であるが、分子ガスの内圧、星間磁場、回転運動、乱流運動などが収縮を妨げる。また一方で、O B型星からの強い星風、超新星爆発などの外圧は、星間雲を圧縮する働きをする。したがって星生成の解明は、分子雲の観測の他に、付近の輻射場 (O B型星の存在)、超新星の有無、星間磁場の方向およびその強度など様々な情報を調べなければならぬと言えることができる。

B) ヘビつかい座領域

ヘビつかい座暗黒星雲は距離 ~ 160 pc (Bertaud 1958, Whittet 1974) と非常に近く、牡牛座暗黒星雲と並んで星生成を探るには最も適している領域の一つであると言えることができる。

この領域は活発な星生成領域 ρ Oph コアの存在により著名である。また ρ Oph コアの ~ 20 度北方に、runaway star^{*2} の ζ Oph (スペクトル型 = O9.5; 年齢 $\sim 10^6$ 年) が存在している。この星は近傍の水素ガスを電離して、半径 ~ 10 pc に渡って H II 領域 (S 27^{*3}) を形成している。またヘビつかい座領域の西方には、Scorpius OB2 association (以下、Sco OB2) が存在し (Garrison 1967, Lesh 1968, Cappa de Nicolau and Pöppel 1986)、多数の B 型星が存在する。このアソシエーションに属する π Sco (B1, B2)、 δ Sco (B1)、 τ Sco (B0) も周りの水素原子を電離して、H II 領域 (S 1, S 7, S 9) を形成している。この様子を図 3-1 に示した (Sivan 1974)。これら Sco OB2 の星々の距離は ~ 170 pc (Bertaud 1958; Garrison 1967) であり、分子雲と同程度の距離に位置する

と考えることができる。このことは、へびつかい座領域に強い輻射場が存在することを示唆する。

Lynds カタログによると、へびつかい座方向には opacity class 4 以上の暗黒星雲が、60 個以上存在する。図 3-2 にこの領域の光のスケッチ (Herbst and Warner 1981) を示した。

C) ρ Oph 分子雲

ρ Oph 分子雲の領域は、星生成の研究の上で従来から多くの関心を集めてきた。Willking, Shwartz, and Blackwell (1989) によるとこの ρ Oph 分子雲コアでの星生成率^{*4}は、25%を超える。通常の分子雲の星生成率は数%程度 (Wilking and Lada 1987, and references therein) であり、例えば牡牛座分子雲の星生成率は $\sim 2\%$ (Jones and Herbig 1979, Baran 1975) であり、異常に高いとすることができる。これまでに多くの研究 (Loren and Wootten 1986, Elias 1978a, Montmerle et al. 1983 など) がなされており、電波、赤外、X線など様々な波長帯で研究が進められてきている。

D) へびつかい座領域のこれまでの観測

しかしながら、 ρ Oph 分子雲の北方に広がる暗黒星雲の観測例は少ない。コロンビア 1.2 m 鏡による CO 輝線を用いた広域マッピング観測には、著名な星生成領域である牡牛座分子雲 (Ungerechts and Thaddeus 1987)、オリオン座分子雲 (Maddalena et al. 1986) の観測は報告されているが、へびつかい座領域についてはなされていなかった^{*5}。

Wouterloot (1984) は OH 輝線を用いて ρ Oph 分子雲とその北に位置する L 1717 領域 (Khavtassi 569) の観測を行った。Lebrun and Huang (1984) は CO ($J=1-0$) 輝線を用いて Ophiuchus - Sagittarius 領域中 $b > 10^\circ$ について観測を行った。この観測には L 255 領域が含まれている。しかしこれらの観測は、空間分解能 (共に、 $\sim 30'$)、速度分解能 (それぞれ 0.45 km/s 、 0.65 km/s) と分子雲コアの典型的なサイズ $6' (= 0.3 \text{ pc at } d \sim 160 \text{ pc})$ 、線幅 ($\sim 1 \text{ km/s}$) と比較して不十分であると言わざるを得ない。また、多数の原始星の候補をカタログした IRAS の空間分解能は $\sim 2'$ であり、これら観測の空間分解能はこれに対し1桁近く大きく、アイラス点源カタログとの意味のある比較を行うことはできない。

また一方で、いろいろな分子輝線の観測のリストには、へびつかい座暗黒星雲も多数含まれている。それらは、Dieter (1973) の H_2CO ($\nu = 4,830 \text{ MHz}$) による観測 (L63, L204, L1717 など多数)、Guélin, Friberg, and Mezaoui (1982) の C_3N ($\nu = 19.8 \text{ GHz}$)、 C_4H ($\nu = 19.0 \text{ GHz}$) による観測 (L63)、Wootten et al. (1980) の C_2N ($\nu = 3,335.481 \text{ MHz}$) による観測 (L158, L260, L280)、Wootten, Loren, and Snell (1982) の DCO^+ ($\nu = 144.077 \text{ GHz}$) による観測 (L63) などである。しかし、分子雲を系統的にマッピングし

たものではなく、星生成の研究はなされていない。

星生成に関する研究で、 ρ Oph 分子雲に次いで最も観測が多いのは L 4 3 である。これらには、Elmegreen and Elmegreen(1979)、Herbst and Warner(1981)、Levreault (1985)らの研究がある。Levreault (1985)の観測により分子雲内に存在する若い星が C O 分子流天体を伴うことが発見され、その後多くの観測がなされた。しかし他の暗黒星雲に関しての分子輝線の研究は、わずかに高密度コアの観測 (Myers, Linke, and Benson 1983)、L 2 0 4 complex の観測 (McCutcheon et al. 1980, 1986)、L 6 3 の観測 (Snell 1981) しかなく、またこれらは十分なマッピングとは言えないものである。

このようにへびつかい座領域の暗黒星雲群は、星生成を研究する上で非常に重要な領域であるが、まだ十分な観測がなされていない領域であると言える。

・¹ 全天 北半球で観測できない領域は除く。 南天の暗黒星雲のカタログには、Feizinger and Stuwe (1984) がある。

・² runaway star 異常に大きな空間速度を持つ、スペクトル型 O または B の星。runaway star は近接連星系の一方の星で、超新星爆発がおこるときにできると考えられている。(Hopkins 1980)

・³ S 2 7 頭文字の S は、Sharpless (1959)を意味し、その後の番号がそのカタログでの番号である。以下、同じ。

・⁴ 星生成率の定義。

$$\text{星生成率} = \frac{M_{\bullet}}{M_{\bullet} + M_{\text{gas}}}$$

ただし、 M_{gas} は分子雲の質量、 M_{\bullet} は分子雲内で誕生した星の総質量である (Wilking and Lada 1983)。

・⁵ 我々が観測を計画した当時は、報告されてなかったが、最近 (1990年5月)、論文 (de Geus, Bronfman, and Thaddeus 1990) が発表された。しかし彼らの観測の空間分解能 (8.'7)、観測グリッド (15') は星生成の研究をするには、不十分であると言えることができる。

3-2 観測

観測は名古屋大学4メートル電波望遠鏡（以下、4 m鏡）を用いて、次の二期に分けて行った。4 m鏡の空間分解能は、CO ($\lambda \sim 2.6\text{mm}$) で $2.7''$ であり、このへびつかい座領域では、 0.13 pc の空間分解能になる。

A) 第一期の観測 ～掃天観測

第一期は1985年から1987年にかけて行い、広域掃天観測の一貫として行った。当時の受信器は15 K冷却ショットキバリアード型ミキサーを用いたものであり、雑音温度は約250 K (DSB) であった。分光計は音響光学型分光計であり、積分器はハードウェア積分器であった。この分光計の周波数帯域幅と周波数分解能はそれぞれ、45 MHz、37 kHzであった。このシステムによって、周波数スイッチ（周波数インターバル = 13 MHz）法によって ^{12}CO 、 ^{13}CO ($J=1-0$) の分子線スペクトルをそれぞれ約6,000点、約5,400点取得した。観測グリッドは、 ^{12}CO は主に $8''$ から $4''$ であり、 ^{13}CO では $8''$ から $2''$ である。観測領域は約88平方度 (^{12}CO) におよぶ。データの rms 雑音温度は絶対温度較正後でそれぞれ約4 K、約1.5 Kであった。この観測により、この領域の分子ガスの分布、速度などが初めて明らかになった。また高密度領域が粒状に分布していること、 $\rho 0\text{ph}$ 分子雲コアにこの領域の質量の ~ 7 割が集中していることなどが初めて明らかになった。 ^{12}CO 、 ^{13}CO についての積分強度図を、それぞれ図3-3、図3-4に、その観測点をそれぞれ図3-5、図3-6に示した。この期間における観測諸量を、表3-1にまとめた。

B) 第二期の観測 ～コアの詳細観測

第二期の観測は、1988年11月から1989年6月、および1989年12月に行った。第二期では、 $\rho 0\text{ph}$ 分子雲の北方に広がる分子雲に注目して観測を行い、観測グリッド $4''$ ないし $2''$ で、 ^{13}CO ($J=1-0$) 輝線で約7,500点を観測した。その積分強度図を図3-7に、観測点を図3-8に示した。また、検出された各コアの中心に関しては C^{18}O ($J=1-0$) 輝線の高S/N比のスペクトルを1989年12月に取得した。

フロントエンドシステムは、新開発の4 K冷却SISミキサーを用いた受信器によるものであり、その受信器雑音温度は大気込みで約250 K (SSB) と非常に低雑音である。バックエンドシステムは積分器にマイクロコンピュータを用いた、3つの計算機による新

開発の観測システムを用いた（2章参照）。第二期に取得したデータは、典型的なデータの rms 雑音温度が絶対温度較正後で $\sim 0.4\text{ K}$ (^{13}CO)、 $\sim 0.2\text{ K}$ (C^{18}O)であり、非常に S/N比の良いものである。また各 ^{13}CO コア（3-5章参照）の中心について、 ^{12}CO 、 C^{18}O ($J=1-0$) 輝線でも観測を行った。これらの観測は周波数スイッチ（周波数インターバル= 13 MHz ）で行った。併せて分子流天体のサーベイ観測を行い、マルチポジションスイッチ法で、 ^{12}CO スペクトルを約200点観測した。観測諸量を表3-2にまとめた。

^{13}CO の積分強度値 $1.8\text{ K}\cdot\text{km/s}$ レベル（ $3\sim 4\sigma$ ）によって、この領域は23個の領域に分けられる。本研究においてこれらの小領域を分子雲と呼び、銀経の小さい順にA-Wと名前を付けてある。

C) 観測データ

第一期の観測によって、この領域の分子雲の分布、速度がはじめて明らかになったが、データの質は充分とは言えなかった。第二期の観測ではシステムの改良に伴い、S/N比の良いデータが短時間で取得できるようになった。ただし既に研究の進んでいる $\rho\text{ 0ph}$ 分子雲本体は、観測領域から除いた。

第二期の観測データは、S/N比が高く、観測グリッドはビーム幅に比べて十分密であり、分子雲コアの形状、その内部運動などを扱うのに、十分なものである。以下の議論は、基本的には第二期の観測データを基にした。ただし、3-4章の CO ガス分子流天体は、 $\rho\text{ 0ph}$ 分子雲中のものを含めており、3-6章の星生成領域のストリーマーについての議論は、第一期の観測データを基にしている。

図3-9Aから図3-9Wに各分子雲の積分強度図を、第二期の観測データを用いて示した。図3-10に Lynds の暗黒星雲 (opacity class 5,6) の分布を、そのカタログの中心座標を用いて、最低コンタアレベルで描いた積分強度図上に示した。

3-3 分子雲の詳細

(1) 概要

へびつかい座領域の星生成の兆候は、次の5個にまとめられる。1) 分子雲 A、B 付近で反射星雲、および YSO (Young Stellar Objects) と思われるアイラス点源などが複数個存在していること、2) 分子雲 L (L 43) で若い2つの星 (1つは分子流を伴い、1つは T Tauri 型星である) が存在すること、3) 分子雲 Q で CO 分子流を伴うアイラス点源が存在すること、4) 分子雲 R 付近で、若い星と思われるアイラス点源が3個 (1つは、T Tauri 型星) 存在すること、そして5) 分子雲 U で、若い星であると思われるアイラス点源が存在していることである。

A) 星生成の兆候

私は、分子雲 (または、コア) における星生成の様子を、アイラス点源カタログなどの他波長のデータとの比較で調べた。分子雲 (または、コア) 内のアイラス点源の有無、その検出波長、POSS print (red print) 上での可視光の確認、その近傍の光学天体 (B, A 型星、反射星雲、H II 領域など) の有無などを調べた。アイラス点源の光学同定は、次のようにして行った。アイラス点源を POSS print と重ね合わせることでできるトランスペアレンシィにプロットし、それを POSS print の red print と重ね合わせる。トランスペアレンシィ上でアイラス点源を、その座標位置を中心とした半径 $1'$ の円で示し、その円の中心に光が確認されるかを調べた。

B) アイラス点源の評価

アイラス点源カタログに登録されている点源のすべてが YSO または恒星ではない。その中には系外銀河、シラスが多数含まれている。シラスは、星間空間に存在する輻射場によって温められたダスト、水素原子、水素分子などが赤外域で輻射を放出しているものと考えられており、星ではない。

本研究に於て、アイラス点源を YSO と考える判断基準は、以下の次の3つの条件を満たすことである。1) 点源が3波長以上で検出されていること。2) 検出された波長帯での correlation coefficient が D 以上であること。3) 次の3つの条件の内一つを満たすこと。(a) 点源が分子雲の積分強度図上で $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ のコンタア内に位置すること、(b) 点源が他のカタログなどで星として登録されていること、(c) 点源がコアの

近傍（～1 pc以内）に位置すること。

アイラス点源カタログに記載されている correlation coefficient は、点源からのずれを示す係数である。これは、理想的な点源からのスペクトルと観測データとのフィッティングのずれの大きさによって A (100%)、B (99%)、C (98%)、... と評価されている。この係数は周囲の環境（黄道光、近傍の明るい星の存在など）に影響を受けるが、本研究では D 以上を点源と考えることにした。

C) アイラス点源

へびつかい座領域の分子雲に付随するアイラス点源で若い星と考えることのできるものは 11 個であり、これらを表 3-3 にまとめた。これらの判定基準は上記したが、1 つ例外が存在する。それは、IRAS16174-2001 であり、その 60, 100 μ m 帯に於ける correlation coefficient はそれぞれ G、E である。しかし周囲の状況を考慮すると黄道光、散光星雲などの影響によって correlation coefficient が悪化されたと考えることができ、ここでは星と考えた。

表 3-3 のコラム 1 にその名前、コラム 2, 3, 4, 5 にそれぞれ 12, 25, 60, 100 μ m 帯での強度を示した。単位は、ジャンスキー (10^{-26} W m $^{-2}$) である。コラム 6 にその概算光度 (Myers et al. 1987 の方法によって見積った) を示した。これらで最も明るいものは～4 L $_*$ であり、ほとんどが 1～2 L $_*$ である。これからこの領域のアイラス点源は、～1 M $_*$ 以下の低質量星であると言える。コラム 7 に correlation coefficient を示した。コラム 8 に POSS print 上での光学同定の結果であり、“yes” と記したものがその位置に光が確認された。コラム 9, 10 に、点源が付随するコアの名前と、コアの中心からの距離を示した。コラム 11 にコメントを記し、点源が CO 分子流を伴っていたり、T Tauri 型星などのときに記した。

D) SAO カタログ星

同じように、分子雲に付随する SAO カタログ星を表 3-4 に示した。コラム 1 にその名前（カタログでの番号）を示し、コラム 2, 3 に銀経、銀緯、コラム 4, 5 に赤経、赤緯（1950 年分点）の星の座標を示した。コラム 6 に星のスペクトル型を、コラム 7 に星が付随している分子雲の名前を、コラム 8 にコメントを示した。

(2) 分子雲の詳細

この領域の分子雲は、視線速度 (V_{LSR} の意味、以下同じ) と空間分布によって4つのグループに分けられる。1つは、 $l = 355^\circ$ to 0° 、 $b = 17^\circ$ to 21° の分子雲 A, B, C, D、1つは、 $l = 358^\circ$ to 2° 、 $b = 20^\circ$ to 21° の分子雲 E, H, J, N, L、1つは、 $l = 358^\circ$ to 5° 、 $b = 15^\circ$ to 18° の分子雲 G, F, I, K, O, M, Q、そして $l = 3^\circ$ to 11° 、 $b = 17^\circ$ to 22° の分子雲 P, R, S, T, U, V, Wである。以下に、各分子雲の詳細を述べる。なおアイラス点源を記述するときは、その名前の頭に 'IRAS' を付け、カッコの中にその概算光度 (Myers et al. 1987 の方式から求めた)、検出波長を示した。さらにアイラス点源の光学同定を行い、光で確認されたものは '光' と記述した。恒星はSAOカタログを用いて調べた。参照するときは、その名前の頭に 'SAO' を付け、カッコ内にスペクトル型を記した。また文中で密度または個数密度と記した場合は、特に断わらない限り、水素分子平均個数密度の意味である。

文中ではこれら以外の反射星雲、T Tauri 型星などのカタログを引用している。主なものは、DGカタログ (Dorschner and Gürtler 1964)、vdBカタログ (van den Bergh 1966)、ASカタログ (Merrill and Burwell 1950)、CEDカタログ (Cederblad 1946)、SSカタログ (Struve and Straka 1962) などであり、それらの頭文字とその番号を用いて引用した。

コアの分布を図3-11に、恒星またはYSOと考えられるアイラス点源の分布を図3-12に、本文で記述したSAOカタログ星の分布を図3-13に示した。

1) L1757領域 $l = 355^\circ$ to 0° 、 $b = 17^\circ$ to 21°

この領域の分子雲は視線速度 2 ~ 4 km/s にかけて分布している。また分子雲 A, Cは ^{12}CO ガスではひとまとめの領域 (図3-3参照) である。この領域は西でSco OB2に接している。

この領域は星生成の兆候によって、大きく2つに分けられる。北西付近のコア1, 2, 3, 4, 5では、星生成の兆候が多数確認される。しかし、コア6, 7, 8, 9, 10, 11, 12では、コアの質量の大きいものが多いが、星生成の兆候は見られない。またコア1, 2, 3, 5, 7, 9, 10, 12は、フィラメント状分子雲上にほぼ等間隔で分布している。

A) 分子雲 A

この分子雲には、2つのコアが存在し（コア1, 2）、その視線速度は 1.2 km/s 異なっている。コア1の西 $10'$ （ $\sim 0.5 \text{ pc}$ ）以内に恒星が3つ（SAO 159858(B9), SAO 159860(B9), SAO 159864(A)）存在し、またIRAS 16174-2001 ($1.4L_{\odot}$; 12, 25, 60, $100 \mu\text{m}$) がコアの近傍（ $\sim 0.3 \text{ pc}$ ）に存在する。またこれらの早期型星には、反射星雲 vdB66N101, 102, 103, (= DG134, 135; = CED129A, 129B, 129C) が付随している。さらに、北西約 3° には T Tauri 型星 AS205 が存在する。これらのことからこの分子雲 A は、へびつかい座領域の中で最も星生成が活発な領域の一つであると言える。IRAS16174-2001 はコア中心から $\sim 0.3 \text{ pc}$ に位置していることから、このコアで最近誕生した若い星と考えられる。

コア2はコンパクト（ $r = \sim 0.2 \text{ pc}$ ）で、中心集中度が高く、その分子ガスは球状の分布をしている。アイラス点源、光学天体は存在せず、星生成の兆候はない。

分子雲Aはこの領域で最も活発な星生成領域の一つであると言える。コア1の質量は $\sim 70 M_{\odot}$ 、コアで誕生したと思われる星の総質量は $\sim 10 M_{\odot}$ と見積られることから、コアの星生成率は $\sim 13\%$ となる。この値は高い値であると言えることができ、外部からなんらかの圧縮作用が働いたと考えられる。これらの星が分子雲の西に集中して分布をしていることから、その外部からの作用は、Sco OB2 に起因する可以考虑することができる。

この分子雲Aは、暗黒星雲 L 1 7 1 9 (opacity class 5) に対応する。

B) 分子雲 B

この分子雲の中心には、コア4が存在する。そしてコアの中心から $\sim 0.2 \text{ pc}$ に、IRAS 16191-1936 ($1.5L_{\odot}$; 12, 25, $60 \mu\text{m}$; 光) が存在する。この点源はコアのごく近傍に位置し、3波長帯で検出されていることから、このコアで生まれた若い星と考えられる。

分子雲Bは、暗黒星雲 L 1 7 5 2 (opacity class 4) に対応する。

C) 分子雲 C

へびつかい座領域の分子雲のサイズは、小さいもの（分子雲J, N）で $\sim 1 \text{ pc}$ であり、大きなもので $\sim 12 \text{ pc}$ に渡っており、分子雲Cがへびつかい座領域中最大のサイズを持つ。密度の高い領域がフィラメント状に分布し、その中にコア3, 5, 7, 9, 10, 12が $1 \sim 2 \text{ pc}$ の間隔で存在する。星と考えられるアイラス点源はコア3近傍に2つ存在するのみで、星生成がまだ起こっていない分子雲であると言える。

コア3近傍に IRAS 16221-2007 ($0.8L_{\odot}$; 12, 25, $60 \mu\text{m}$; 光) が存在する。この分子

雲の中では、この点源のみが3波長帯で検出されている。この点源は光でも見えることから若い星と考えられる。また、コア3の北方1 pcにIRAS 16211-1955 (1 L₀; 12.25 μ m; SAO 159892(K0))が、¹²CO積分強度図でコンタレベル5 K \cdot km/s以内に存在している。

コア6は、サイズ(~ 0.6 pc)、質量($\sim 10^2 M_{\odot}$)とも、このへびつかい座領域中最大級に属するものである。しかしながら、1波長のみで検出されているアイラス点源が存在するだけであり、星生成の兆候は見られない。

コア7, 9, 10には、アイラス点源、光学天体は存在せず、星生成は起こっていないと思われる。

コア8は、コアが並ぶほぼ直線状の分布からはずれ、突き出た格好になっている。2波長以上で検出されているアイラス点源は存在せず、星生成の兆候は見られない。しかし北東約1°(約3 pc)には χ Oph (B3P; SAO 159918)が存在し、この星がこの形状に影響を与えた可能性が考えられる。

コア12は、中心付近にIRAS 16334-1850 (60,100 μ m)が存在するが、2波長帯でしか検出されておらず、光でもみえないことから恒星とは考えられない。またこのコアの近傍の分子雲は、密度の高い領域が細長く分布し、中心集中度も低く、特異な形状をしている。

分子雲Cは暗黒星雲L 1757 (opacity class 6)に対応する。

D) 分子雲 D

分子雲D(コア11)には、アイラス点源は存在せず、また光学天体も存在しない。この分子雲に対応するLyndsの暗黒星雲は存在しない。Bohlin, Savage, and Drake (1978)の関係式を用いて、水素分子柱密度から A_v を見積ると、 ~ 2 等級となる。

2) L 43 領域 $l = 358^\circ$ to 2° , $b = 20^\circ$ to 21°

この領域の¹²COガスは、コア23-18、コア20-18-13の方向にT字型の形状で分布している(図3-3)。視線速度は0 km/s \pm 0.5 km/sである。分子雲Kの約1°北方は、 χ Ophの経路にあたっている。

A) 分子雲 L

この分子雲はこの領域の中で最も星生成が盛んな分子雲の一つである。この分子雲には生まれたばかりの若い星が2つ存在する。1つは、IRAS 16316-1540 (3.5 L₀; 12.25, 60

, 100 μ m; 光) であり、CO 分子流を伴っている。他の 1 つは、IRAS16312-1542 (1.1L_o; 12, 25, 60 μ m; 光) であり、T Tauri 型星である (Herbst and Warner 1981)。Lynds カタログでは L 43 (opacity class 6) と登録されている。このへびつかい座領域中ではきわだって注目されており、数々の研究がなされている。それらは、Elmegreen, and Elmegreen (1979) による CO、¹³CO 輝線の観測、分子雲内に存在する RN090, 91 についての H α 輝線の観測 (Herbst and Warner 1981)、IRAS 16316-1540 の分子流天体の観測 (Levreault 1985, Myers and Goodman 1988, Mathieu et al. 1988, Schwartz, Gee, and Huang 1988) などである。また、反射星雲 DG144, 145 (= SS59, 60) もコア 23 の南方へ 0.5 pc に存在する。形状はフィラメント状 ($a/b \sim 4$) であり、CO 分子流ガスの分布の方向と垂直である。

B) 分子雲 E、H、J、N

これらの分子雲内には 1 つずつコア (13, 18, 20, 25) が存在するが、これらのコアの密度は低く (3 つは、 $\sim 2 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$)、質量も小さい ($\sim 6 M_{\odot}$)。2 波長以上で検出されているアイラス点源は存在せず、星生成の兆候は見られない。分子雲 H には、SAO 159929 (F5)、SAO 159944 (F5) の 2 つの恒星が付随している。

分子雲 E、H、J、N はそれぞれ暗黒星雲 L 1781 (opacity class 3)、L 1 (opacity class 3)、L 27 (opacity class 1)、L 83 (opacity class 5) に対応する。

3) L 63 領域 $l = 358^{\circ}$ to 5° , $b = 15^{\circ}$ to 18°

この領域の分子雲は視線速度 4.5 km/s \sim 6.5 km/s に渡って分布している。サイズの小さな ($\sim 2 \text{ pc}$) 分子雲が多く、Lynds カタログによると opacity class 6 のものが 5 個存在している。その中の一つである L 63 (コア 24) は、その密度 $1.4 \times 10^4 \text{ cm}^{-3}$ と、へびつかい座領域のコアの中で最も高い密度が見積られた。他のコアの密度は $\sim 4 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ 以下であり、へびつかい座領域のコアにおいて中間密度の部類に属する。全般に星生成は活発でないが、コア 34 には IRAS 16544-1604 (1.9L_o; 25, 60, 100 μ m) が存在し、この点源には CO 分子流が付随している。

A) 分子雲 F、G

分子雲 F には、中心集中度の低いコア 14 が存在する。コアの付近には YSO と思われる IRAS 点源は存在しない。分子雲 F は暗黒星雲 L 1782 (opacity class 6) に対

応する。

分子雲 G には、コア 15, 16, 17 の 3 つのコアが存在する。コア 15 には、中心から $\sim 0.3 \text{ pc}$ 以内に 4 つのアイラス点源が存在するが、4 つとも 2 波長帯以下でしか検出されていない。コア 16 には、1 波長帯のみで検出されている IRAS 点源が存在するのみで、星生成の兆候はない。コア 17 には、アイラス点源、光学天体は共に存在しない。分子雲 G は、暗黒星雲 L 1796 (opacity class 3) に対応する。

B) 分子雲 I, K, M, O

分子雲 I (コア 19) には、1 波長帯検出のみのアイラス点源が 1 つ存在するだけで、星生成の兆候は見られない。暗黒星雲 L 8 (opacity class 4) に対応する。またフィラメント方向に、 $\sim 1.6 \text{ km/s/pc}$ の速度勾配がみられる。

分子雲 K には、コア 21, 22 の 2 つのコアが存在し、その密度は共に $\sim 4 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ である。アイラス点源、光学天体は存在せず、星生成の兆候は見られない。暗黒星雲 L 31 (opacity class 6) に対応する。

分子雲 M の ^{13}CO ガスは銀緯の低い方に偏って集中し (コア 24)、銀緯方向 $\sim 1.5 \text{ pc}$ に渡って速度勾配 ($\sim 0.5 \text{ km/s/pc}$) がみられる。へびつかい座領域中最も密度の高いコアであるが、星生成の兆候は見られない。暗黒星雲 L 63 (opacity class 6) に対応する。

分子雲 O (コア 26) は集中度の低い分子雲であり、星生成の兆候は見られない。ただし、フィラメント方向 $\sim 1.3 \text{ pc}$ にわたり速度勾配 ($\sim 0.8 \text{ km/s/pc}$) が存在する。暗黒星雲 L 62 (opacity class 1) に対応する。

C) 分子雲 Q

分子雲 Q には、5 つのコア (27, 29, 33, 34, 35) が存在する。コア 27, 29 は、それぞれ暗黒星雲 L 122, L 129 (共に、opacity class 6) に対応する。この 2 つのコアに付随するアイラス点源で星と考えられるものはないが、コアから $\sim 0.5 \text{ pc}$ 以内の分子雲のへりに 1 つずつ恒星 (それぞれ、SA0160171 (K0)、SA0160154 (M0)) が存在している。

コア 34 には、CO 分子流を伴う IRAS 16544-1604 ($1.9 L_{\odot}$; $25, 60, 100 \mu\text{m}$) が存在する。コアのサイズは小さく ($< 0.14 \text{ pc}$)、 2.7 のビーム幅では十分分解されていない。より高分解能の観測が必要である。このコアは、ガス塊が大きな分子雲の塊から銀河面へ向かって落ちこんでるような、特異な形状をしている。

コア33には、2つのアイラス点源が付随している。1つは、IRAS 16534-1557 ($0.3 L_{\odot}$; $12.25, 60 \mu m$) でありコアの中心付近に存在している。もう1つはIRAS 16538-1551 ($1.1 L_{\odot}$; $12.25 \mu m$) であり、SAOカタログではSAO 160175と登録され、K0の恒星である。コアの中心よりはずれているが、高密度領域に存在している。この内前者は、このコアないし、この分子雲で生まれた若い星であると考えられる。コア35は、中心集中度は高いが、星生成の兆候は見られない。

また、分子雲の東西方向に速度勾配が存在している。東のコア33付近で銀経方向 $\sim 0.9 pc$ にわたり、 $\sim 1.5 km/s$ の大きな速度勾配が存在する。またコア27には、北東から南西にかけて $\sim 0.4 pc$ で $\sim 0.4 km/s$ の速度勾配が存在している。

コア33, 34, 35の領域は、暗黒星雲L146 (opacity class 5) に対応する。

4) L204領域 $l=3^{\circ}$ to 11° , $b=17^{\circ}$ to 22°

この領域には、opacity class 6の暗黒星雲が5つ存在する。暗黒星雲L255の北西約 3.6 度 ($\sim 10 pc$ at $d=160 pc$) には、O9.5型星である ζOph が存在する。McCutchen et al. (1986)は、L204複合雲の形状が、磁場によって支配されていることを示唆している。

A) 分子雲 P

この分子雲は東西 $\sim 5 pc$ にわたってフィラメント状に分布し、分子雲内にコア28, 30, 31, 32, 36, 39の6つのコアが存在する。コア31付近で double peak の分子輝線が見られる。視線速度は、コア28, 31, 36, 39が $\sim 4 km/s$ であり、コア30, 32が $\sim 7 km/s$ である。

コア28には、2波長以下でのみ検出のアイラス点源しか存在しない。またそれらはシラスと考えられ、若い星の候補は存在しない。コアのピーク積分強度の半値内にSAO 160116 (A3)が存在している。

コア31, 36, 39には、星と考えられるアイラス点源はなく、星生成の兆候はない。コア31では $\sim 2.6 pc$ に渡り、 $\sim 2.3 km/s$ の速度勾配が存在する。コア30, 32の視線速度は $\sim 7 km/s$ であり、コア30付近とは不連続である。コア30, 32の視線速度は、分子雲Q近傍の速度に属する。これらのコアにはアイラス点源は存在せず、星生成の兆候は見られない。分子雲の東のへりにSAO 160157 (G5)が存在している。

この分子雲は暗黒星雲L137 (opacity class 4)、L141 (opacity class 5)

に対応する。

B) 分子雲 R

この分子雲には、コア37、38が存在し、それぞれ暗黒星雲L158、162（共に、opacity class 6）に対応する。コア38には、その中心から ~ 0.5 pc以内に3つのアイラス点源が存在している。それらは、IRAS 16455-1405 ($0.2L_{\odot}$; 12, 25, $60\mu\text{m}$; 光)、IRAS 16459-1411 ($0.5L_{\odot}$; 12, 25, $100\mu\text{m}$; 光)、そしてIRAS 16464-1416 ($1.4L_{\odot}$; 12, 25, 60, 100; 光)である。IRAS 16464-1416は、 ^{13}CO の積分強度図上で $1.8\text{ K}\cdot\text{km/s}$ のコンタアの外にあるが、T Tauri型星 (AS209; T He3-1258) である。これらの若い星と考えられる3つの点源の存在から、このコアでの星生成は活発であると言える。コア37に関しては星生成の兆候は見られない。また、分子雲の北の縁に SA0160095 (A) が存在する。

C) 分子雲 S

この分子雲には、へびつかい座領域中最大級のコアであるコア42が存在し、それ以外に2つコア(40、41)が存在している。この分子雲は暗黒星雲L204 (opacity class 6) に対応し、McCuscheon et al. (1986) は、なんらかの外圧によって生じたと思われる速度場の検出を報告している。

YSOと思われるアイラス点源は存在せず、光学天体もないことから星生成は活発でないと言える。

D) 分子雲 T

この分子雲はくの字型の形状をしており、分子雲内に2つのコア(43, 44)が存在する。コア43, 44には、星と考えられるアイラス点源は存在しない。これらのコアには、星生成の兆候はない。

この分子雲Tは、暗黒星雲L234 (opacity class 3) に対応する。

E) 分子雲 U

この分子雲には3つのコア(45, 46, 47)が存在する。コア45のサイズは小さく (< 0.14 pc)、今回の観測では空間分解能が不足であると言える。コアから北東 ~ 0.2 pcに1波長帯のみで検出されている IRAS 16459-1010 ($60\mu\text{m}$) が存在しているが、シラスと考えられる。

コア46には、2波長帯で検出されているアイラス点源が2個存在するのみで、若い星の候補は存在しない。コアの縁に SA0 141375 (F0) が存在する。また、暗黒星雲 L 2 5 5 (opacity class 6) に対応している。

コア47には、IRAS 16442-0930 ($0.8L_{\odot}$; 12, 25, 60, 100; 光) が存在している。この点源はこのコアで誕生した若い星と思われる。このコアは暗黒星雲 L 2 6 0 (opacity class 6) に対応する。

F) 分子雲V

この分子雲には、2つのコア(48、49)が存在し、 A_v を見積るとそれぞれ3等級、4等級である。しかしLyndsカタログには、これらコアに対応する暗黒星雲は登録されていない。アイラス点源は2個(1つは1波長、1つは2波長で検出)存在するのみで、星生成の兆候はない。コア48付近には、フィラメント方向 ~ 0.9 pcにわたり、 ~ 1.1 km/s の速度勾配が存在している。

G) 分子雲W

この分子雲は東西に ~ 3.5 pcにわたりフィラメント状に分布し、フィラメントの軸方向に ~ 0.48 km/s / pc の速度勾配が存在する。この分子雲には、2つのコア(50, 51)が存在するが、1波長帯のみで検出のアイラス点源が1つ存在するのみで、光学天体もないことから星生成は起こっていないと言える。

分子雲Wは 暗黒星雲 L 2 8 0 (opacity class 4) に対応する。

3-4 分子流天体

ここでは今回の観測で発見した分子流天体について述べる。新しく発見したものは3つであり、それらは IRAS16544-1604、IRAS16293-2422 (ρ Oph East)、IRAS16288-2450 (ρ Oph South) である。

(1) IRAS16544-1604

この点源はコア 34 に存在し、輝度 $\sim 1.6 L_{\odot}$ と暗い天体である。これよりこの点源は $\sim 1 M_{\odot}$ 以下の低質量星であると考えることができる。中心の ^{12}CO のスペクトルを図 3-14 に示した。CO wing の零レベルまでの線幅は、 $\sim 6 \text{ km/s}$ である。この分子流の CO wing の強度は弱く、広がりを十分な S/N 比で抑えるには多大な時間が必要なため、今回の観測では、その存在を確認するにとどまった。

(2) IRAS16293-2422 (ρ Oph East)

この点源は ρ Oph 分子雲コアの東のコンデンセーションに位置し、輝度 $\sim 40 L_{\odot}$ と ρ Oph コアの除くと最も明るい点源である。この点源に付随する分子流天体は、3重構造という他に例を見ない特異な構造をしている。詳細は、Mizuno, Fukui, Iwata, Nozawa, and Takano 1990 に述べてある。

(3) IRAS16288-2450 (ρ Oph South)

この点源は ρ Oph 分子雲コアの東のコンデンセーションの南に存在し、輝度は $\sim 8 L_{\odot}$ である。 ρ Oph 分子雲を含めたへびつかい座暗黒星雲全域で、 ρ Oph コアを除くと、 ρ Oph East について2番目に明るい点源である。CO wing の零レベルの線幅は、 $\sim 8 \text{ km/s}$ である。中心のスペクトルを図 3-15 に、CO wing ガスの分布図を図 3-16 に示した。この分子流天体は、アイラス点源を中心として北西-南東に分子ガスが広がっており、北西方向にブルーシフト、南東方向にレッドシフト成分が存在する双極型である。レッドシフト成分の強度はブルーシフト成分の強度の ~ 5 倍強い。北西方向の広がりが $\sim 0.2 \text{ pc}$ であり、南東方向の広がりは $\sim 1 \text{ pc}$ である。レッドシフト成分の運動 (速度 $\sim 4 \text{ km/s}$; サイズ $\sim 1 \text{ pc}$) から力学的寿命を導くと、 $\sim 3 \times 10^5$ 年となる。

3-5 $^{13}\text{C O}$ コア

へびつかい座領域の分子雲は clumpy に分布している。 $^{13}\text{C O}$ ($J = 1 - 0$) の積分強度 $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ ($\sim 4\sigma$) レベルで区切ると 23 個の領域に分けることができる。本研究ではこれらを分子雲と呼んでいる。分子雲の詳細については、3-3 章で詳しく述べた。本研究では分子雲の積分強度図上で、周囲と比較して有為に強度の強い部分をコアとした。1 つの分子雲が複数のコアを含むこともある。本研究ではこのコアを、 $^{13}\text{C O}$ コアと呼んでいる。コアの同定の主たる条件は、積分強度値がピーク値の近傍で、その半値以下に下がることである。ピークをコアの中心とし、半値までの広がりサイズとし、球対象を仮定してサイズの半分を半径とした。コアとして 51 個同定した。コアの同定の詳細は、アペンディクス B-2 に記した。

A) コアの物理量

我々は、コアの質量を以下に述べる方法で見積った。コアの中心を光学的に厚い分子である $^{12}\text{C O}$ ($J = 1 - 0$) 輝線によって観測し、 $^{12}\text{C O}$ の励起温度を決定する。本研究では、この励起温度が $^{13}\text{C O}$ 、 C^{18}O のそれと等しいと仮定して、コアの励起温度として採用した。次にコア中心の $^{13}\text{C O}$ 輝線にガウスフィットを行って、温度、線幅（半値幅）を決める。これらと励起温度を用いて、 τ ($^{13}\text{C O}$)、 $^{13}\text{C O}$ の柱密度を見積った。ただし、コアは局所熱力学平衡 (LTE; Local Thermodynamic Equilibrium) にあるとした。 $^{13}\text{C O}$ 柱密度から変換した水素分子柱密度とコアのサイズから、質量を見積った。また水素分子柱密度から、Bohlin, Savage, and Drake (1978) の関係式 ($A_v = N(\text{H}_2) / (0.94 \times 10^{21}) \text{ cm}^{-2}$) を用いて光学減光 (A_v) を見積った。水素分子個数密度は、コアに球対称を仮定することによって求めた。これら導出の詳細は、アペンディクス B-1 に述べてある。コアの半径、励起温度、 τ ($^{13}\text{C O}$)、 $^{13}\text{C O}$ の線幅、水素分子柱密度、減光 (A_v)、質量、水素分子平均個数密度のヒストグラムを図 3-17 から図 3-24 に示した。

コアの物理量を表 3-5 にまとめた。コラム 1 が通し番号であり、銀経が小さい順から付けた。コラム 2 が名前で、コアの銀経、銀緯の座標から付けた。コラム 3 は、 $^{12}\text{C O}$ ($J = 1 - 0$) の温度である。コラム 4, 5, 6 は $^{13}\text{C O}$ ($J = 1 - 0$) の、コラム 7, 8, 9 は C^{18}O ($J = 1 - 0$) の諸観測量である。それぞれコラム 4, 7 が温度、コラム 5, 8 が視線速度、コラム 6, 9 が線幅である。これらはコア中心のスペクトルにガウスフィットを行って導出した。コラム 10 が半径、コラム 11 が励起温度、コラム 12 が $^{13}\text{C O}$ 輝線の光学的厚み、コラム 13 が $^{13}\text{C O}$ の柱密度である。コラム 14, 15 が C^{18}O の光学的

厚み、柱密度である。空欄は検出されなかった（検出限界以下）ものである。コラム16が水素分子柱密度、コラム17が A_v 、コラム18が質量、コラム19が水素分子平均個数密度である。ただし $\tau(^{13}\text{CO})$ が1を超えるものについては、 C^{18}O の観測データを用いて水素分子柱密度などを求めている。

B) FUV (far ultraviolet) 輻射量の概算値

私は、コアの中心位置での紫外線強度の概算値を、Sco OB2 に存在する12個のOB型星から見積った。積分範囲は、6.0 eVから13.6 eVである。用いたOB型星は、 π Sco (B1, B2)、 δ Sco (B0.5)、 β Sco (B0.5)、 ω Sco (B1)、 ν Sco (B2)、 σ Sco (B1)、 ρ Oph (B2)、 χ Oph (B1.5)、22 Sco (B2)、 ξ Oph (O9.5)、1 Sco (B1.5)、 τ Sco (B0) であり、 π Scoは連星として扱っている。また、カッコ内にスペクトル型を示した。星のスペクトル型は Bohlin, Savage, and Drake (1978)より、星の位置は, Cappa de Nicolau and Pöppel (1986) ^{*1} より、星の温度、半径は Thompson (1984) ^{*2} より引用した。簡単化のため視線距離はすべて等しいとし、水平距離のみから計算した。この計算の詳細は、アペンディクスB-3に述べてある。

各コアについての計算結果を表3-6に示す。コラム1は、コアの名前、コラム2は輻射強度、コラム3, 4はそれぞれ銀河標準値、 ρ Oph 分子雲基準値を単位にした輻射強度である。 ρ Oph 分子雲の基準値は, Frerking, Langer, and Wilson (1982) で用いられた恒星11個（全12個）について上記の方式により計算した輻射量の平均値 ^{*3} である。

この計算から、へびつかい座領域には銀河標準値の10倍程度、 ρ Oph領域の3割弱の輻射場が存在することが分かった。

C) 水素分子柱密度への変換

観測から求まる柱密度は ^{13}CO 柱密度であり、質量を見積るためには、これを水素分子柱密度に変換する必要がある。へびつかい座領域では、通常星間空間より強い輻射場が存在し、その輻射場は ^{13}CO 分子の存在量を変化させる。このため従来良く使用されてきた、Dickman (1978) の変換式を用いることはできない。私は、上記した Sco OB2 からの紫外線強度の概算値と、Frerking, Langer, and Wilson (1982)の関係式、van Dishoeck and Black (1988)の理論計算などを参考にして、以下の変換式を導出した。

$$N(\text{H}_2) = (N(^{13}\text{CO}) / a + b) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$$

ただし、 $3 < A_v < 14$ の領域についてである。ここで a は H_2 に対する ^{13}CO の存在比を示す係数であり、Frerking, Langer, and Wilson (1982) の値より $a = 2.7 \times 10^{15}$ とした。 b は紫外線によって解離された ^{13}CO の補正值で、紫外線強度の概算値から $b = 0.5$ とした。

へびつかい座領域暗黒星雲の広い領域の詳細な観測は、本研究が初めてであり、今までなされていない。この領域に存在する暗黒星雲に対して、減光測定はほとんどなされていない。また紫外線強度のプロープとなる C^+ などの観測もなされていない。そして、 ^{13}CO と比較して安定な $C^{18}O$ 分子によるマッピングは、領域の広大さ、その輻射強度の弱さから、現状では不可能である。

今回の質量の見積りは正確とはいえず、条件によって ± 1 桁変化しうることが考えられる。しかし以下に挙げる理由により、私はこの質量の見積りの誤差を、ファクタ \times or $/ \sim 3$ 以内で信頼できると考えている。その主な理由は、1) 領域の近い ρ 0ph 分子雲の観測があり、 C の diplesion 等によって決まる ^{13}CO の H_2 に対する存在比を示す係数が求まっていること、2) 分子雲の距離の誤差は、視線速度の分布から、 $\sim 20\%$ に収まっていると思われること、3) Sco OB2 による輻射場の強度の概算値を見積ることができること、などである。なお上変換式の導出の詳細については、アペンディクス B-3 に述べてある。

D) コアに付随する光学天体

表 3-7 にコアの座標とコアに付随している光学天体名をまとめた。コラム 1 はコアの番号、コラム 2 はコアの存在する分子雲の名前である。分子雲の名前は銀経の小さい順に、アルファベット順に A、B、C、... と付けた。コラム 3, 4 は銀経、銀緯の、コラム 5, 6 は赤経、赤緯 (1950 年分点) の座標である。そして、コラム 7, 8, 9, 10 にコアに付随している天体名を示した。コラム 7 が Lynds カタログの暗黒星雲、コラム 8 が反射星雲、コラム 9 が SAO カタログ星、コラム 10 がアイラス点源である。また SAO カタログ星についてはカッコの中に、そのスペクトル型を付加した。

E) コア

コアの質量は $\sim 2 M_\odot$ から $\sim 2 \times 10^2 M_\odot$ までに分布し、平均質量は $\sim 30 M_\odot$ で、 $10^2 M_\odot$ を超えるものは 3 個のみである。半径は $\sim 0.1 pc$ から $\sim 0.6 pc$ まで分布しており、平均半径は $\sim 0.3 pc$ である。水素分子個数密度は、 $\sim 2 \times 10^3$ 個 cm^{-3} から $\sim 1.4 \times 10^4$ 個 cm^{-3} までの間に分布して、平均値は $\sim 4 \times 10^3$ 個 cm^{-3} であ

る。A_vは2等級から13等級で、平均は5等級である。

48個のコアは、Lynds カタログの暗黒星雲と対応がつく。しかし対応がつかないコアが3個（コア11, 48, 49）存在する。これらのA_vの値は、2～4等級である。反射星雲を伴っているのは、コア1とコア23であり、共に星生成が起こっていると考えられるコアである。

星生成がそのコア、またはその近傍で発生したと思われるコアは、コア1, 3, 4, 23, 34, 38, 47の7個である。この内T Tauri 型星は3個存在している。そしてコアに付随するIRAS点源の概算光度が1～2L_oであることから、その質量は～1M_o以下と考えることができる。これからこのへびつかい座領域は低質量星生成領域と言える。ただしコア1近傍のみは例外であり、2個のB9型星と1つのA型星が生まれている。

F) コアの安定性

ここでは、コアの安定性をビリアル定理から検討する。まずコアの温度として、輝線の線幅に対応するドップラー温度T_Dを導入する。これは次式により求まる。

$$T_D = m \Delta v^2 / (8 \ln 2 \times k)$$

ここで、mは分子の質量、Δvは輝線の線幅（半値）、kはボルツマン定数である。この温度を用いたビリアル平衡の式は次式になる（cf. [11-24] in Spitzer 1978）。

$$4\pi R^3 P_{EXT} = 2 M k T_D / \mu - 3 G M^2 / 5 R$$

ここでRはコアの半径、P_{EXT}は外圧、Mはコアの質量、μは平均分子質量、Gは重力定数である。ここでは簡単化のため磁場、回転を無視した。この場合の外圧は、コアを包む分子雲からのもので、通常理想気体の法則

$$P_{EXT} = n_{core} k T_D / 2$$

で近似することができる（cf. Spitzer 1978）。ここでコアのエンベロープの密度は、ピークの半値でコアのサイズを決定したことから、コアの密度n_{core}の半値に等しいとし、温度はコアの内外で等しいとした。

ビリアル平衡の式より、外圧の最大値P_{max}、それに対応する半径R_{min}が求まる。コ

アが安定に存在するためには、次の2つの条件を満たさなければならない。

- 1) 外圧 P_{EXT} が P_{max} を超えない。
- 2) コアのサイズ R が R_{min} より大きいこと。

各コアについて、 P_{max} 、 R_{min} 、 P_{EXT} を計算し、図3-25、26にそれぞれ、 $P_{\text{max}}/P_{\text{EXT}}$ 、 R/R_{min} を示した。前者の比は1桁以上、後者の比も5以上（コア42のみ3）それぞれ大きくなっており、コアに安定解が存在することが示唆される。

したがって、今回検出した51個の分子雲コアは、コアの外圧、内圧、重力がつりあい状態にあり、ビリアル平衡にあると言える。

表3-8にこれらの数値をまとめた。

・¹ $\rho = 0.1 \text{ ph}$ 、22 Sco については、Bohlin, Savage, and Drake (1978) の値を用いた。

・² スペクトル型 B1.5については、 $T_{\text{eff}} = 21,500 \text{ K}$ 、 $\log R = 11.48$ とした。

・³ 全12個の内1つは、著しく値が大きい（約一桁）ため除外した。

3-6 議論

以上の各章で今回の観測により分かった分子雲の分布、形状、 $^{13}\text{C O}$ コア、分子流天体、光学天体などについて述べてきた。ここでは、へびつかい座領域の星生成率、IMFなどについて議論する。

(1) 星生成率

分子雲に含まれる水素ガスがすべて、星になるわけではない。分子雲を形成している分子ガスのうち、そのごく一部が星になるだけである。形成された星の質量と分子雲の質量の比が、星生成率である。通常の分子雲でのその値は～数%と考えられる (Wilking and Lada 1987)。例えば同じ様な中小質量星生成領域である牡牛座の分子雲の星生成率は、～2%である (Jones and Herbig 1979, Baran 1975)。

A) へびつかい座分子雲と Sco OB2 の年齢

へびつかい座領域には 3つの T Tauri 型星が存在している。この星がこの分子雲で誕生したと考えると、分子雲の寿命は最低でも 10^6 年 (Stahler 1983) になるだろう。Herbst and Warner (1981) は L 43 に存在する T Tauri 型星の年齢を～ 10^6 年と見積っている。また一方で分子雲群の広がりや速度分散から crossing time が計算でき、サイズ～20 pc、速度分布～6 km/s とすると、～ 3×10^6 年になる。

近傍に存在する Sco OB2 の年齢もはっきりと分かってはいない。これまで多数の研究があり、それぞれ異なった年齢を報告している。主なものとしては、Blaauw (1964) は色強度図 (colour-magnitude diagram) から～ 10^7 年、Stothers and Frogel (1972) は B 型星の主系列への到達、進化した超巨星の平均輝度から～ 1.3×10^7 年、Giannuzzi (1983) の計算では～ 5.6×10^6 年、Blaauw (1978) は膨張年齢 (expansion age) から～ 5×10^6 年などを求めている。また Oph の運動年齢 (kinematic age) は～ 1.1×10^6 年と見積られている (Herbst and Warner 1981)。

すなわち、へびつかい座領域の分子雲の年齢と Sco OB2 の星々の年齢は同程度であると考えられる。このことは Sco OB2 に起因する強い星間輻射の影響が、これらの分子雲の星生成に影響を与えることを示唆すると考えることができる。

B) 分子雲の質量と星生成率

^{13}CO の積分強度から分子雲の質量を求めた。ただし分子雲の質量を求めるときは、先に求めたコアでの換算式は使用できない。そこでまず、Dickman (1978) の変換式、Frerking, Langer, and Wilson (1982) の変換式からそれぞれ分子雲の質量を求めた。このとき分子雲の励起温度はコアのそれと等しいとし、計算に加える領域は積分強度強度が $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ を上回る領域に制限した。また各観測点近傍での密度は一樣として求めた。この様にして求めた分子雲の総質量は、それぞれ $\sim 3.3 \times 10^3 M_{\odot}$ 、 $\sim 4.4 \times 10^3 M_{\odot}$ になる。

ところでFrerking, Langer, and Wilson (1982) の関係式を用いたときは、紫外線による ^{13}CO の光解離の見積りが大きすぎるため、総質量は大きく見積られると考えることができる。一方、Dickman (1978) の関係式を用いたときは、紫外線の影響が含まれていないことによって総質量は小さく見積られると考えることができる。すなわちそれぞれの総質量は、上限値、下限値を与えていると考えることができる。したがって分子雲の総質量として、2つの計算式によって見積られた質量の中間値を採用した。

したがって、分子雲の総質量は $\sim 4 \times 10^3 M_{\odot}$ になる。一方、これらの分子雲で誕生した恒星をアイラス点源と T Tauri 型星とすると、星生成率は $\sim 0.3\%$ となる。ただしここで、これらの若い星の質量を1つの恒星について $1 M_{\odot}$ と過程した。なぜなら、これらの若い星の概算光度はほとんどが $2 L_{\odot}$ 以下であるので、その質量は $1 M_{\odot}$ 以下と考えることが可能であるからである。また分子雲A近傍の早期型星を含めると、 $\sim 0.5\%$ となる。ただし、これらの早期型星の総質量を $\sim 10 M_{\odot}$ とした。この星生成率は通常の分子雲と比較して低い値であるといえる。

表3-9に2通りの方式で求めた各分子雲の質量を示した。コラム1が分子雲の名前、コラム2が励起温度である。励起温度は、分子雲に存在するコアの励起温度と等しいとした。また複数個存在する場合は、それらの平均値を採用した。コラム3が観測点数である。ただし、積分強度が $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 以下のものは数に入れてない。コラム4が、積分強度 $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 以上の領域が占める面積である。コラム5、6がFrerking, Langer, and Wilson (1982) を用いたときの、コラム7、8が Dickman (1978) を用いたときの、それぞれ分子雲の平均水素分子柱密度と質量である。

C) 何が星生成を制御しているか?

3-5章の検討によって ^{13}CO コアのほとんどがピリアル平衡にあることが明らかになった。これは収縮できる条件を備えていることを意味する。一方で、星生成率は $\sim 0.3\%$ (分子雲Aを除く) であり、他と比較して低い値である。この星生成率は何によって決っ

ているのだろうか。

私はこれに対して一つの可能性を考えた。コアが収縮するとき比較的早期に磁場が散逸する (ambipolar diffusion) 必要があるが、分子雲内部にイオンが多く存在すると、この散逸の速度は遅くなる。このへびつかい座領域の特徴は、強い紫外線輻射場の存在である。また分子雲コアの深部でも、 A_v は最大で ~ 10 等級である。このことは、紫外線は充分分子雲の深部まで入り込み分子、原子を電離することが可能であるということ意味する。星間ガスの電離度は、紫外線の輻射量に比例し、星間雲から磁場が散逸する時間は、電離度に比例する。すなわち電離度が高く、 A_v が小さい分子雲コアでは磁場の散逸の時間が通常のものより長くなるのである。電離度の高いコアの収縮は通常分子雲コアと比べ多くの時間が必要になる (Nakano 1990 private communication)。このへびつかい座領域の分子雲はまさにこれであり、高い電離により磁場の散逸がおくれ、そのために星生成が妨げられているといえるのではないだろうか。

(2) 分子雲と磁場

分子雲は、その内部に存在するイオンを通して、磁場の影響を受ける。磁場は分子雲に凍結していると考えることができ、分子雲の進化、コアの収縮などに影響を与える。特に OB アソシエーションの近傍では、強い輻射場が存在し、近傍に存在する原子、分子がイオン化、または光解離される。コア内部でイオンが増加すると、磁場により、コアの収縮は妨げられる。銀河空間の磁場は数 μG であるが、コアの収縮に伴い、その内部で磁場の強度は上昇している (Troland and Heiles 1986)。

A) 磁場とフィラメントの方向

牡牛座分子雲、 ρ Oph 分子雲、へびつかい座領域に存在する L 204 複合雲などについて、それら分子雲近傍に位置する多数の恒星の偏光が測定され、磁場の方向が報告されている。磁場の方向は、牡牛座分子雲、L 204 複合雲では、フィラメントの軸に対し垂直であるが (Moneti et al. 1984, MuCutcheon et al. 1986)、 ρ Oph 分子雲では平行 (Vrba 1977) である。

磁場の向きに対し垂直方向の運動は、ローレンツ力により妨げられる。磁場の向きに垂直な角運動量成分は散逸し、平行成分の角運動量が残る。初期において均一に星間物質が存在し、外部の影響がなければ、磁場の方向に平行に収縮が進むため、フィラメンタリーの形状が形成されと考えられる。この時、フィラメントの軸と磁場は垂直であり、このような例として L 204 複合雲が挙げられる。また一方で、衝撃波の伝播方向と磁場の

向きが平行のとき、フィラメントが形成されることが期待できる。この例として、 ρ 0ph 分子雲が挙げられる。

B) 磁場の方向と速度場

へびつかい座領域の分子雲について、詳細な磁場の測定はほとんどなされていない。しかし Axon and Ellis (1976) の観測データから、大局的な磁場の方向を読み取ることができる。それによると、分子雲 L (L 4 3)、分子雲 R (L 1 5 8)、分子雲 S (L 2 0 4) のフィラメントの軸の方向は、磁場に対しほぼ垂直である。それに対し、分子雲 C (L 1 7 5 7) のフィラメントの軸の方向は磁場と平行である。分子雲 C ではフィラメント方向に速度勾配が存在する。分子雲 L では、その速度はほぼ一様であり、 0.2 km/s 以上の速度の変化は存在しない。分子雲 R では、フィラメントの軸と平行に、速度場が存在している。この様に、速度場の方向、フィラメントの方向、および磁場の方向は、任意であった。

C) L 2 0 4 複合雲

L 2 0 4 複合雲 (分子雲 S) は、このへびつかい座分子雲において、唯一偏光の詳細観測 (McCubcheon et al. 1986) がなされた分子雲である。この分子雲は、大局的な磁場の方向とフィラメントの向きは垂直である。しかしながら、磁場の詳細測定の結果によると、フィラメントのへりでは垂直になっているが、その芯では平行になっている。そしてフィラメントに平行な速度場が存在する。この様子を、図 3-27 A、B、C に示した。A が速度位置図であり、B に積分強度図上に取りだした観測点を直線で示した。C は磁場の向きと偏光の大きさを示した。

D) ρ 0 p h ストリーマー

ρ 0ph 分子雲には、2本のフィラメント状の分子ガスが見られる。これらは従来、”ストリーマー”と呼ばれていた。このフィラメントの向きと磁場の方向は平行である (Vrba, Strom, and Strom 1976)。北側のストリーマーについて、第一期の観測データを基に速度構造を調べたところ、フィラメントの南北でスピン運動と解釈できる速度構造が検出された。この様子を図 3-28 に示した。2つの速度成分 ($-0.7 \rightarrow -0.4 \text{ km/s}$, $0.4 \rightarrow 0.7 \text{ km/s}$) のガスが南北に交差して、南西 (ρ 0ph コア) から北東へと伸びている。この機構の解釈は、次のようにできる。ストリーマーの根本に当たる ρ 0ph コアで分子雲が回転し、磁場を捻る。この捻れ効果により、フィラメントに凍結している磁場が捻られ、螺旋状な磁場分布が形成される。これによって、アルフェン波 (

Alfven wave) が発生し、コアの角運動量が散逸される。この磁場の捻れによる角運動量の減少により、コアの収縮が進み、星が生成される。 $\rho = 0$ ph分子雲の異常な星生成能率は、この作用によって促進されている可能性を考えることができる (Uchida, Mizuno, Nozawa, and Fukui 1990)。

この様に星間磁場は、分子雲の形状、収縮、分子流天体、角運動量放出など多くの現象に関与している。しかし星間磁場の測定は難しいため、これまでになされている領域は少ない。このへびつかい座分子雲に対しての測定はほとんどないと言え、今後の測定が望まれる。

(3) IMF (initial mass function)

A) IMF

IMFは通常、 $N(M) = a \cdot M^{-s}$ と書くことができる。ここで、 a は任意の定数、 M は質量、 s は質量スペクトル指数（以下、質量指数）である。これまでに恒星、暗黒星雲、彗星などについてIMFが調べられている。この主な理由としては、銀河系における星生成の時間変化、星生成の過程、“隠れた質量” (missing mass) などの説明が挙げられる。

分子雲のIMFは次ぎに挙げる2つの主な理由によって重要である。1つは分子雲の分裂 (fragmentation) のモデルの検証になること。もう1つは質量指数の値が大きければ、低質量の恒星や、惑星など (substellar object) が多くなることである。そして、このような低質量の塊は、“missing mass” の候補になる (Rieke, Ashok, Boyle 1989)。

B) これまでの研究

これまで求められた s の値の主なものについて表3-10にまとめた。 s の値は、恒星について $s \sim 2.4$ (Bhattacharjee and Williams 1980)、彗星について、 $s \sim 1.8$ (Dohnanyi 1969)、 $s \sim 1.6$ (Hughes and Dariels 1980) が求められている。また星間雲についてのモデル計算では、 $s \sim 1.5$ (Field and Saslaw 1965, Penston et al. 1969)、 $s \sim 1.9$ (Handbury, Simons, and Williams 1977) などがある。

Bhatt, Rowse, and Williams (1984)は、Lynds カタログを用いて、暗黒星雲の減光量、およびその広がりから質量を見積って、質量指数を求めた。その値は、牡牛座で $s \sim 1.5$ 、オリオン座、 $\rho = 0$ ph分子雲で $s \sim 1.0$ である。Casoli, Combes, and Gerin (1984)は、

銀河第2象限 (second galactic quadrant) を $^{13}\text{C O}$ ($J = 1 - 0$) によって観測し、ペルセウス腕 (Perseus arm)、オリオン腕 (Orion arm) 内の分子雲について、共に $s \sim 1.5$ という値を求めている。しかし彼らの観測は、観測点、空間分解能共に不十分であると言わざるをえない。ただしこの観測は、質量の幅がペルセウス腕で $4 \times 10^2 \text{ M}_\odot$ から $2 \times 10^5 \text{ M}_\odot$ 、オリオン腕で 10 M_\odot から $5 \times 10^3 \text{ M}_\odot$ と、共に3～4桁に及ぶ点が重要である。Loren (1989b) は、 $\rho \text{ Oph}$ 分子雲を $^{13}\text{C O}$ ($J = 1 - 0$) で観測し、89個の塊 (clump) を検出し、それらを用いて質量指数を求めた。その値は $s \sim 1.1$ と1に近く、分子雲が比較的大きな塊に分裂することを意味する。しかしながら $\rho \text{ Oph}$ 分子雲は、密度の高いガスがフィラメント状に伸びており、本研究でも観測を行っているが、分子ガスの塊を区別するのは困難であった。また $^{13}\text{C O}$ 輝線では飽和する部分が多いため、正しい質量の推定は不可能であると思われる。

この様にこれまで、恒星、彗星、分子雲などについて質量指数が求められており、その値は1から2の間に分布し、2を超えるものは少ない。

C) ヘビつかい座分子雲コアの質量スペクル指数

ヘビつかい座分子雲の $^{13}\text{C O}$ コアについての質量スペクトラム図を図3-29に示した。質量指数の値は、 $s \sim 1.7$ と見積られた。ところで質量が小さいもの、ビーム幅に比べて広がり狭いものは検出され難い。検出限界をはっきりと示すのは難しいことであるが、だいたいの値として、柱密度 $\sim 3 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ 、サイズ $\sim 0.3 \text{ pc}$ 程度が一つの目安だと思われる。これから質量も見積ると、 $\sim 5 \text{ M}_\odot$ になる。よってここでは、 10 M_\odot を検出限界と考え、これより低い値は質量指数を求めるフィッティングに含めないことにした。

D) 検討

この値は、従来の暗黒星雲に関する研究値の中で、大きな値であると言える。本研究の観測は一領域の分子雲すべてを観測しており、サンプリングは完全であると言える。また観測データのS/N比は高く、充分信頼しうる値である。一方分子雲の距離の見積りは、これら分子雲の視線速度から考えて、信頼に足る値であると考えられる。これまでの研究で、分子雲の観測から質量指数を求めた研究の主な値は、Casoli, Combes, and Gerin (1984) のペルセウス腕 (Perseus arm)、オリオン腕 (Orion arm) の分子雲について、 $s \sim 1.5$ 、Loren (1989b) の $\rho \text{ Oph}$ 分子雲について、 $s \sim 1.1$ である。しかしこれらは先述した問題点があり、信頼性は高くない。また今回の我々の観測は、ビ

ームサイズ以下の小さいものは分からないが、これは s を大きくする方向に働く。 $^{13}\text{C}\text{O}$ の柱密度から水素分子の柱密度への変換の誤差があるが、それでも 1.5 より小さくなることはない。したがってこの分子雲コアの質量指数は 1.5 から 2 の間と考えられ、小さい方向への傾きの急であると言える。

ところで、この質量指数は一領域の分子雲をすべて網羅した完全なサンプルから導出したものであることに意義が大きい。残念ながら、この質量指数と比較しうる観測例は報告されていないと言わざるを得ない。今後の 4 m 鏡による系統的な掃天観測によって、他の分子雲群の質量指数が求められることが期待できる。

(4) 最後に

へびつかい座領域の分子の fractionation と photodissociation 過程は複雑であると考えられる。この様に分子が光解離される領域は、PDR (Photodissociation Regions) と呼ばれる。このような PDR の研究には、オリオン座の分子雲に対してのものがある。しかし、オリオン座分子雲は GMC (Giant Molecular Cloud) であり、へびつかい座領域の分子雲とは、密度、質量などが大きく異なる。

へびつかい座の分子雲コアは A_v が小さく、紫外線はコアの深部まで入り込むと考えることができる。これによって、コアの深部においても紫外線による分子の電離が宇宙線によるものを上回るであろう。したがって、この領域を解明するためには、 C 、 C^+ などの観測が必要である。しかしこれらの観測は、サブミリ波帯（たとえば C は 492 GHz）であるので地上からの観測は難しい。今後のサブミリ波、赤外の観測の発展に期待がかかる。ミリ波帯では C^{18}O のマッピング、光学と赤外では A_v の詳細観測が必要である。 C^{18}O 分子は比較的安定な分子であるので、 A_v の観測と併せて行えば信頼性の高い質量の推定が可能であると言える。しかしこの C^{18}O 分子の存在量は $^{13}\text{C}\text{O}$ 分子の 2 割以下であるので、超高感度受信器を有しない限り、このような広い領域の観測は不可能であると言わざるを得ない。そして、各分子雲についての磁場の観測も是非必要である。これは、コアの星生成、フィラメントの形成などの大変重要な問題の解明につながるからである。

このようにへびつかい座暗黒星雲群は、オリオン座、牡牛座とも異なり星生成、分子雲の形成を探る上で重要な領域の一つであると言える。今後の種々の波長帯での観測が是非必要である。

4. 結論

本研究の結果は、以下にまとめられる。

(1) 私は、分光データの取得・積分にマイクロコンピュータを用いた電波分光計システムの開発に成功した。この開発により、4 m 鏡に於て柔軟性に富むバックエンドシステムが構築でき、分光データの取得から解析まで効率的に行える観測システムが実現された。このような観測システムは初めて実現されたものであり、広域掃天観測用の分光計システムに新しい展望を開いた。

(2) 今回の開発によって、マルチポジションスイッチ観測が4 m 鏡で初めて可能になった。これにより、分子流天体などの線幅の大きい天体の観測が2倍以上高速化された。

(3) 私は、この観測システムを用いて広大に広がる(~ 20 pc)へびつかい座領域(北部)の全域について $^{13}\text{C O}$ 輝線の高S/N比の分光データを取得した。総観測点数は、約7,500点におよび、分子雲の総質量は、 $\sim 4 \times 10^3 M_{\odot}$ と見積った。

(4) この領域に於ての均一なサンプルである $^{13}\text{C O}$ コアが51個検出された。このような均一の観測によって検出されたコアのサンプルは他にほとんど存在せず、今後の分子雲の進化などの重要な証拠となる。

(5) へびつかい座領域の分子雲及び高密度領域の分布が初めて明らかになった。その形状はフィラメント状であり、視線速度は0 km/s \sim 7 km/sに渡る。また密度の高い領域が粒状に分布している。この粒状の空間分布は、近傍に位置するScorpius OB2 associationに起因する強い星間輻射場が、へびつかい座領域の存在することを示唆する。

謝 辞

本論文を執筆するに当たって、河鱈 公昭教授、福井 康雄助教授の両氏には、多大なる御指導と助言をいただきました。本研究の重要な部分を占めるシステムの開発、および観測などには多くの方々のご協力をいただきました。特に小川 英夫先生、水野 亮博士、高橋 宣景君、手嶋 芳徳君、蓑島 義昭君には多大なる協力をいただきました。また執筆中に、山本 智博士、楊 戟氏、立松 健一博士には、議論などに多くの寄与をいただきました。ここに感謝の意を表します。

また、太陽地球環境研究所 松浦延夫教授には、多大なる御配慮をいただきました。ここに、感謝の意を表します。

(6) 我々は、 $\rho = 0$ ph 分子雲のフィラメント状分子雲において、スピン運動と解釈できる速度場を検出した。これは $\rho = 0$ ph コアにおいて、磁力線が捻られることによって生じたと考えられる。この機構は、星生成領域における角運動量放出における重要なプロセスとなる。

(7) 検出した 51 個の $^{13}\text{C O}$ コアの安定性をビリアル定理を用いて検討した結果、ほとんどすべてのコアがビリアル平衡にあることが判明した。これらコアに何等かの強い外圧が働けば、コアが収縮して星生成が起こると考えられる。

(8) ヘビつかい座領域の分子雲（分子雲 A を除く）の星生成率が $\sim 0.3\%$ と見積られた。この値は銀河系内に存在する他の分子雲と比較すると非常に低い値であると言える。これの一つの解釈として、強い星間輻射場によって生じる電離度の上昇により、星生成が抑圧されていることが考えられる。また一方で、分子雲 A のみが異常に高い星生成率（ $\sim 10\%$ ）を示している。その星々が分子雲の西の縁に集中していることと合わせて、この領域は、Sco OB2 からの星風などによる圧縮を受けたと考えることができる。

(9) 検出した $^{13}\text{C O}$ コアについて質量スペクトル指数を ~ 1.7 と見積った。この値は、一領域の分子雲コアを完全にサンプルして導出したことに意義が大きいと言える。

参考文献

- Axon, D. F., and Ellis, R. S. 1976, *M. N. R. A. S.*, 177, 499
- Bachiller, R. 1985, Tese D'Etat, Universite Grenoble I
- Bachiller, R., and Cernicharo, J. 1986, *Astron. Astrophys.*, 166, 283
- Bally, J., and Langer, W.D. 1982, *Astrophys. J.*, 255, 143
- Bally, J., and Langer, W.D. 1982, *Astrophys. J.*, 261, 747
- Baran, G. 1975, Quoted in Cohen, M., and Kuhl, L. V. 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, 41, 743
- Barnard, E. E. 1927, A Photographic Atlas of Selected Regions of the Milky Way (Carnegie Inst. Washington, Chicago, IL).
- Bash, F. N., Green, E., and Peters III, W. L. 1977, *Astrophys. J.*, 217, 464
- Beichman, C. A., and Harris, S. 1981, *Astrophys. J.*, 245, 589
- Beichman, C. A., Myers, P. C., Emerson, J. P., Harris, S., Mathieu, R., Benson, P. J., and Jennings, R. E. 1986, *Astrophys. J.*, 307, 337
- Bertaud, F. C. 1958, *Astrophys. J.*, 128, 533
- Bhatt, H. C., Rowse, D. P., and Williams, I. P. 1984, *M. N. R. A. S.*, 209, 69
- Bhattancharjee, S. K., and Williams, I. P. 1980, *Astron. Astrophys.*, 91, 85
- Blaauw, A. 1964, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 2, 213
- Blaauw, A. 1978, "Problems of Physics and Evolution of the Universe", Academy of Sciences of Armenian, SSR, Yerevan
- Blitz, L. 1978, Ph. D. dissertation. Columbia University, published as Nasa Tech. Memo. 79708.
- Blitz, L. 1979, in "Giant Molecular Clouds in the Galaxy", ed. P. M. Solomon and Edmunds (Oxford: Pergamon Press)
- Blitz, L., and Shu, F. H. 1980, *Astrophys. J.*, 238, 148
- Bloemen, J. B. G. M., Strong, A. W., Blitz, L., Cohen, R.S., Dame, T. M., Grabelsky, D. A., Hermsen, W., Lebrun, F., Mayer-Hasselwander, H. A., and Thaddeus, P. 1986, *Astron. Astrophys.*, 154, 25
- Bohlin, R. C., Savage, B. D., and Drake, J. F. 1978, *Astrophys. J.*, 224, 132
- Burton, W. B., and Gordon, M. A. 1978, *Astron. Astrophys.*, 63, 7
- Cappa de Nicolau, C. E., and Poppel, W. G. L. 1986, *Astron. Astrophys.*, 164, 274
- Casoli, F., Combes, F., and Gerin, M. 1984, *Astron. Astrophys.*, 133, 99
- Cederblad, S. 1946, *Lund Medd.*, 2, No. 119
- Cernicharo, J., and Bachiller, R. 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 58, 327

- Chu, Y. H., and Watson, W. D. 1983, *Astrophys. J.*, 267, 151
- Cohen, R. S., Cong, H., Dame, T. M., and Thaddeus, P. 1980, *Astrophys. J.*, 239, L53
- Cohen, R. S., Dame, T. M., and Thaddeus, P. 1986, *Astrophys. J. Suppl.*, 60, 695
- Davis, L., and Greenstein, J. L., 1951, *Astrophys. J.*, 114, 206
- de Geus, E. J., Bronfman, L., and Thaddeus, P. 1990, *Astron. Astrophys.*, 231, 137
- Dickman, R. L. 1978, *Astrophys. J. Suppl.*, 37, 407
- Dieter, N. H. 1973, *Astrophys. J.*, 183, 449
- Dohnanyi, J. S. 1969, *J. Geophys. Res.*, 74, 2531
- Dorschner, V. J., and Gurtler, J. J. 1964, *Astro. Nachr.*, 287, 257
- Duvert, G., Cernicharo, J., and Baudry, A. 1986, *Astron. Astrophys.*, 164, 349
- Elias, J. H. 1978a, *Astrophys. J.*, 224, 453
- Elias, J. H. 1978b, *Astrophys. J.*, 224, 857
- Elmegreen, B. G. 1979, *Astrophys. J.*, 231, 372
- Elmegreen, B. G., and Lada, C. J. 1977, *Astrophys. J.*, 214, 725
- Elmegreen, D. M., and Elmegreen, B. G. 1979, *Astron. J.*, 84, 615
- Feizinger, H. V., and Stuwe, J. A. 1984, *Astron. Astrophys. Suppl.*, 58, 365
- Field, G. B., and Saslaw, W. C. 1965, *Astrophys. J.*, 142, 583
- Flannery, B. P., Roberge, W., and Rybicki, G. B. 1980, *Astrophys. J.*, 236, 598
- Frerking, M. A., Langer, W. D., and Wilson, R. W. 1982, *Astropys. J.*, 262, 590
- Fukui, Y. 1988, *Vistas in Astronomy*, 31, pp. 217
- Fukui, Y., Sugitani, K., Takaba, H., Iwata, T., Mizuno, A., Ogawa, H.,
and Kawabata 1986, *Astrophys. J.*, 311, L85
- Garrison, R. F. 1967, *Astrophys. J.*, 147, 1003
- Giannuzzi 1983, *Astron. Astrophys.*, 125, 302
- Glassgold, A. E., Huggins, P. J., and Langer, W. D., 1985, *Astrophys. J.*, 290, 615
- Guelin, M., Friberg, P., and Mezaoui, A. 1982, *Astron. Astrophys.*, 109, 23
- Habing, H. J. 1968, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 19, 421
- Handbury, M. J., Simons, S., and Williams, I. P. 1977, *Astron. Astrophys.*, 61, 443
- Herbst, W., and Warner, J. W. 1981, *Astron. J.*, 86, 885
- Hopkins, J., 1980, "Glossary of Astronomy and Astrophysics"
- Hughes, D. W., and Daniels, P. A. 1980, *M. N. R. A. S.*, 191, 511
- Ichikawa, T., and Nishida, M. 1989, *Astron. J.*, 97, 1074
- IRAS Catalogs and Atlases, Explanatory Supplement, 1984, ed Beichman, C. A.,
Neugebauer, G., Habing, H. J., Clegg, P. E., and Chester, T. E.
(Washington D. C.: US Government Printing Office)
- Jenkins, E. B., and Savage, B. D. 1974, *Astrophys. J.*, 187, 243

- Jones, B. F., and Herbig, G. H. 1979, *Astron. J.*, **84**, 1872
- Kawabata, K., Ogawa, H., Fukui, Y., Takano, T., Fujimoto, Y., Kawabe, R., Sugitani, K., and Takaba, H. 1985, *Astron. Astrophys.*, **151**, 1
- Kutner, M. L., and Ulich, B. L. 1981, *Astrophys. J.*, **250**, 341
- Larson, R. B. 1981, *M. N. R. A. S.*, **194**, 809
- Langer, W. D., Graedel, T. E., Frerking, M. A., and Armentrout, P. B. 1984, *Astrophys. J.*, **277**, 581
- Lebrun, F., and Huang, Y. L. 1984, *Astrophys. J.*, **281**, 634
- Lesh, J. R. 1968, *Astrophys. J. Suppl.*, **16**, 371
- Levreault, R.M. 1985, Ph. D. thesis, the University of Texas, Austin
- Loren, R. B. 1976, *Astrophys. J.*, **209**, 466
- Loren, R. B. 1989a, *Astrophys. J.*, **338**, 902
- Loren, R. B. 1989b, *Astrophys. J.*, **338**, 925
- Loren, R. B., and Wootten, A. 1986, *Astrophys. J.*, **306**, 142
- Lynds, B. T. 1962, *Astrophys. J. Suppl.*, **7**, 1
- Maddalena, R. J., Morris, M., Moscowitz, J., and Thaddeus, P. 1986, *Astrophys. J.*, **303**, 375
- Mathewson, D. S., and Ford, V. L. 1970, *Mem. R. astron. Soc.*, **74**, 139
- Mathieu, R. D., Benson, P. H., Fuller, G. A., Myers, P. C., and Schild, R. E. 1988, *Astrophys. J.*, **330**, 385
- McCutcheon, W. H., Dickman, R. L., Shuter, W. L. H., and Roger, R. S. 1980, *Astrophys. J.*, **237**, 9
- McCutcheon, W. H., Vrba, F. J., Dickman, R. L., and Clemens, D. P. 1986, *Astrophys. J.*, **309**, 619
- Meeks, M. L. 1976, *Astrophysics (part C)*, **12**, Academic press
- Merrill, P. W., and Burwell, C. G. 1950, *Astrophys. J.*, **112**, 72
- Montmerle, T., Koch-Miramond, L., Falgarone, E., and Grindlay, J. E., 1983, *Astrophys. J.*, **269**, 182
- Mundy, L. G., Wilking, B. A., and Myers, S. T. 1986, *Astrophys. J.*, **311**, L75
- Myers, P. C. 1975, *Astrophys. J.*, **198**, 331
- Myers, P. C. 1980, *Astrophys. J.*, **242**, 1013
- Myers, P. C. 1983, *Astrophys. J.*, **270**, 105
- Myers, P. C., and Benson, P. J. 1983, *Astrophys. J.*, **266**, 309
- Myers, P. C., Fuller, G. A., Mathieu, R. D., Beichman, C. A., Benson, P. J., Schild, R. E., and Emerson, J. P. 1987, *Astrophys. J.*, **319**, 340
- Myers, P. C., and Goodman, A. A. 1988, *Astrophys. J.*, **329**, 392

- Myers, P. C., Heyer, M., Snell, R. L., and Goldsmith, P. F. 1988, *Astrophys. J.*, **324**, 907
- Myers, P. C., Ho, P. T. P., Schneps, M. H., Chin, G., Pankonin, V. and Winnberg, A. 1978, *Astrophys. J.*, **220**, 864
- Myers, P. C., Linke, R. A., and Benson, P. J. 1983, *Astrophys. J.*, **264**, 517
- Myers, P. C., Snow, T. P., Federman, S. R., and Breger, M. 1985, *Astrophys. J.*, **288**, 148
- Nakano, T., and Umebayashi, T. 1986, *M. N. R. A. S.*, **218**, 663
- Nakano, T., and Tadamaru, E. 1972, *Astrophys. J.*, **173**, 87
- Norman, C., and Silk, J. 1980, *Astrophys. J.*, **238**, 158
- 小川英夫・福井康夫 1985, 天文月報, **78**, 152
- Ogawa, H., Mizuno, A., Hoko, H., Ishikawa, H., and Fukui, Y. 1990, *International J. of Infrared and Milimeter Waves*, **11**, in press
- Penston, M. V., Munday, A., Stickland, D. J., and Penston, M. J. 1969, *M. N. R. A. S.*, **142**, 355
- Penzias, A. A., and Burrus, C. A. 1973, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **11**, 51
- Rieke, G. H., Ashok, N. M., and Boyle, B. P. 1989, *Astrophys. J.*, **339**, L71
- Sancisi, R. 1974, In *Galactic Radio Astronomy*, edited by F. J. Kerr and S. C. Simonson, III (Reidel, Dordrecht), p115
- Sanders, D. B., Clemens, D. P., Scoville, N. Z., and Solomon, P. M. 1986, *Astrophys. J. Suppl.*, **60**, 1
- Sanders, D. B., Solomon, P. M., and Scoville, N. Z. 1984, *Astrophys. J.*, **276**, 182
- 佐藤文孝、杉本大一郎編集、"宇宙と物理"、1983、培風館
- Sato, S., Nagata, T., Nakajima, T., Nishida, M., Tanaka, M., and Yamashita, T. 1985, *Astrophys. J.*, **291**, 708
- Schwartz, P. R., Gee, G., and Huang, Y.-L. 1988, *Astrophys. J.*, **327**, 350
- Sharpless, S. 1959, *Astrophys. J. Suppl.*, **4**, 257
- Sivan, J. P. 1974, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **16**, 163
- Snell, R. L. 1981, *Astrophys. J. Suppl.*, **45**, 121
- Snell, R. L., Loren, R. B., and Plambeck, R. L. 1980, *Astrophys. J.*, **239**, L17
- Spitzer, Jr., Lyman 1978, *Physical Processes in the Interstellar Medium*, A Wiley-interscience Publication
- Stahler, S. W. 1983, *Astrophys. J.*, **274**, 822
- Stothers, R., and Frogel, J. A. 1972, *Astrophys. J.*, **175**, 431
- Struve, O., and Straka, W. C. 1962, *Notes on diffuse galactic nebulae. Publ. Astron. Soc. Pac.*, **74**, 474

- Thompson, R. I. 1984, *Astrophys. J.*, **283**, 165
- Tielens, A. G. G. M., and Hollenbach, D. 1985a, *Astrophys. J.*, **291**, 722
- Tielens, A. G. G. M., and Hollenbach, D. 1985b, *Astrophys. J.*, **291**, 747
- Troland, T. H., and Heiles, C. 1986, *Astrophys. J.*, **301**, 339
- Uchida, Y., and Shibata, K. 1985, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **37**, 515
- Uchida, Y., Kaifu, N., Shibata, K., Hayashi, S. S., Hasegawa, T., and Hamatake, H. 1987, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **39**, 907
- Uchida, Y., Mizuno, A., Nozawa, S., and Fukui, Y. 1990, *Publ. Astron. Soc. Japan*, **42**, 69
- Ulich, B. L., and Haas, R. W. 1976, *Astrophys. J. Suppl.*, **30**, 247
- Ungerechts, H., and Thaddeus, P. 1987, *Astrophys. J. Suppl.*, **63**, 645
- van den Bergh, S. 1966, *Astron. J.*, **71**, 990
- van Dishoeck, E. F., and Black, J. H. 1986, *Astrophys. J.*, **307**, 332
- van Dishoeck, E. F., and Black, J. H. 1986, *Astrophys. J. Suppl.*, **62**, 109
- van Dishoeck, E. F., and Black, J. H. 1988, *Astrophys. J.*, **334**, 771
- Vrba, F. J. 1977, *Astron. J.*, **82**, 198
- Vrba, F. J., Coyne, G. V., and Tapia, S. A. 1981, *Astrophys. J.*, **243**, 489
- Vrba, F. J., Strom, S. E., and Strom, K. M. 1976, *Astron. J.*, **81**, 958
- Watson, W. D., Anicich, V. G., and Huntress, W. T. 1976, *Astrophys. J.*, **205**, L165
- Weaver, H., and Williams, D. R. W. 1973, *Astron. Astrophys. Suppl.*, **8**, 1
- Weinreb, S., Barrett, A. H., Meeks, M. L., and Henly, J. C. 1963, *Nature*, **900**, 829
- Whittet, D. C. 1974, *M. N. R. A. S.*, **168**, 371
- Wilking, B. A., and Lada, C. J. 1983, *Astrophys. J.*, **274**, 698
- Wilking, B. A., and Lada, C. J. 1987, *Protostar and Planets II*, ed Shu, p. 297
- Wilking, B. A., Shwartz, R. D., and Blackwell, J. H. 1989, *Astrophys. J.*, **340**, 823
- Wilson, R. W., Jefferts, K. B., and Penzias, A. A. 1970, *Astrophys. J.*, **161**, L43
- Wootten, A., Bozyan, E. P., Garrett, D. B., Loren, R. B., and Snell, R. L. 1980, *Astrophys. J.*, **239**, 844
- Wootten, A., and Loren, R. B. 1987, *Astrophys. J.*, **317**, 220
- Wootten, A., Loren, R., and Snell, R. L. 1982, *Astrophys. J.*, **255**, 160
- Zuckerman, B. 1974, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, **12**, 279

表 2 - 1 計算機的能力比較

計算機	主メモリ (バイト)	処理速度 (KWIPS)	固定ディスク (Mバイト)	使用高級言語
NOVA3	64K	<100	120.5	F5 ^{・1}
NOVA4/X	96K	100	12.5	F4、F5
MV7800XP	14M	1590	345	F77、C
MV15000	16M	2880	2048 ^{・2}	F77、C

・1 F = FORTRAN

・2 1989年9月まで1184Mバイト

表 2-2 分光計のパラメーター

<p>He-Neレーザ</p> <p>偏光方向</p> <p>波長</p> <p>出力パワー</p>	<p>水平直線</p> <p>0.6328 μm</p> <p>5 mW</p>
顕微鏡対物レンズ	× 40
ピンホール口径	10 μm
<p>コリメータレンズ1</p> <p>口径</p> <p>焦点距離</p>	<p>50 mm</p> <p>200 mm</p>
音響光学ディフレクター	
<p>超音波速度</p> <p>中心周波数</p> <p>周波数帯域幅</p> <p>開口幅</p>	<p>650 m/s</p> <p>60 MHz</p> <p>44 MHz</p> <p>16 mm</p>
<p>コリメータレンズ2</p> <p>口径</p> <p>焦点距離</p>	<p>50 mm</p> <p>500 mm</p>
<p>フォトダイオードアレイ</p> <p>素子開口幅</p> <p>素子数</p>	<p>25.6 mm</p> <p>1024</p>

表 3 - 1 第一期に於ける観測諸量

観測ライン	周波数 (MH z)	観測モード	観測グリッド (')	観測点数	雑音温度 (K)	観測領域 (平方度)
^{12}CO (J = 1 - 0)	115271.204	周波数スイッチ	4 ~ 16	6,000	2.0	84
^{13}CO (J = 1 - 0)	110201.370	周波数スイッチ	2 ~ 8	5,400	1.2	45

表 3-2 第二期に於ける観測諸量

観測ライン	周波数 (MHz)	観測モード	観測グリッド (')	観測点数	雑音温度 (K)	観測領域 (平方度)
^{12}CO (J=1-0)	115271.204	周波数スイッチ	コア中心のみ	60	0.5	—
^{13}CO (J=1-0)	110201.370	周波数スイッチ	2、4	7,500	0.5	25
C^{18}O (J=1-0)	109782.200	周波数スイッチ	コア中心のみ	60	<0.2	—
^{12}CO (J=1-0)	115271.204	マルチポジション スイッチ	2	200	0.2	—

表 3 - 3 分子雲に付随するアイラス点源のリスト。

No.	flux(Jy)				luminosity (L_{\odot})	correlation coefficient	optical counterpart	core		comment
	12 μ m	25 μ m	60 μ m	100 μ m				No.	dist.(pc)	
16174-2001	1.9	0.59	8.7	24.0	1.2	ACGE	no	1	0.3	
16191-1936	2.4	5.9	11.3	<16.8	1.4	AAA	yes	4	0.3	
16221-2007	4.0	3.6	1.0	<7.2	1.3	AAD	yes	3	0.4	
16312-1542	2.9	4.5	3.6	<64.0	1.1	AAAD	yes	23	0.3	T tauri type*
16316-1540	1.5	6.0	35.3	64.4	3.5	AAAA	yes	23	1.1	CO flow**
16442-0930	0.6	3.3	7.8	7.5	0.9	AAAA	yes	47	<0.1	
16455-1405	0.6	0.9	1.2	<13.3	0.2	BABI	yes	38	0.6	
16459-1411	1.4	1.9	<2.3	6.5	0.5	AAAB	yes	38	0.5	AS209****
16464-1416	3.1	4.9	4.0	15.4	1.3	AAAF	yes	38	0.7	
16534-1557	0.4	1.4	1.9	<12.2	0.3	BAA	yes	33	0.2	
16544-1604	<0.3	1.5	19.5	33.7	1.6	AAA	no	34	<0.1	CO flow***

* Herbst and Warner 1981

** Levreaut 1985

*** newly detected

**** Merrill 1950

表 3 - 4 分子雲近傍に位置する恒星を示した。

name	l (°)	b (°)	α (1950) (h m s)	δ (1950) (° ')	spectral type	cloud name	comment
159858	355.50	20.89	16 17 8	-19 55.5	B9	A	
159860	355.44	20.88	16 17 9	-19 56.2	B9	A	
159864	355.51	20.77	16 17 34	-19 56.9	A	A	
159892	356.17	20.18	16 21 10	-19 55.3	K0	C	= IRAS 16221-1955
159929	0.00	21.87	16 25 25	-16 6.1	F5	H	
159944	0.25	21.66	16 26 42	-16 2.8	F5	H	
160171	3.76	16.22	16 53 8	-16 43.7	K0	Q	
160116	3.76	18.16	16 46 36	-15 34.9	A3	P	
160154	3.82	16.83	16 51 12	-16 19.7	M0	Q	
160175	4.59	16.59	16 53 49	-15 51.9	K5	Q	= IRAS 16538-1551
160095	5.03	19.66	16 44 33	-13 43.8	A	R	
160157	5.44	17.81	16 51 41	-14 30.1	G5	P	
141375	8.67	21.59	16 46 13	-9 50.1	F0	U	

表 3-5 ^{13}CO コアの物理諸量を示した。

No.	Name	^{12}CO	^{13}CO			C^{18}O			Radius (pc)	T_{ex} (K)	$\tau(^{13}\text{CO})$	$N(^{13}\text{CO})$ (cm^{-2})	$\tau(\text{C}^{18}\text{O})$	$N(\text{C}^{18}\text{O})$ (cm^{-2})	$N(\text{H}_2)$ (cm^{-2})	A_v	Mass (M_{\odot})	$n(\text{H}_2)$ (10^3 cm^{-3})
		T_R^* (K)	T_R^* (K)	v_{LSR} (km s^{-1})	Δv (km s^{-1})	T_R^* (K)	v_{LSR} (km s^{-1})	Δv (km s^{-1})										
1	355.6+20.7	19.9	9.8	3.1	0.8	0.8	3.2	0.4	0.42	23.4	0.7	1.5E+16	0.04	4.6E+14	6.1E+21	7	52	2.3
2	355.9+20.4	12.6	8.4	1.9	0.7	0.7	2.0	0.5	0.16	16.0	1.1	1.1E+16	0.06	3.9E+14	5.2E+21	6	6	5.2
3	356.0+19.8	13.2	3.5	0.9	1.8				0.28	16.6	0.3	8.1E+15			3.5E+21	4	13	2.0
4	356.2+20.8	18.3	7.8	3.3	0.9	2.1	3.4	0.5	0.27	21.8	0.6	1.2E+16	0.1	1.5E+15	4.9E+21	5	17	2.9
5	356.4+19.9	10.6	2.9	1.1	1.0				0.29	14.0	0.3	3.4E+15			1.8E+21	2	7	1.0
6	356.4+19.0	13.8	7.0	1.1	1.3	1.2	1.3	1.3	0.59	17.2	0.7	1.4E+16	0.09	1.9E+15	5.7E+21	6	95	1.6
7	357.1+19.6	12.7	4.0	1.8	1.3				0.09	16.1	0.4	6.8E+15			3.0E+21	3	1	5.4
8	357.3+20.0	12.1	8.0	2.5	0.8	0.6	2.7	0.7	0.23	15.5	1.1	1.1E+16	0.05	4.6E+14	5.6E+21	6	14	3.9
9	357.7+19.0	16.7	9.1	1.5	0.9	0.5	1.6	0.7	0.51	20.2	0.8	1.5E+16	0.03	4.5E+14	6.1E+21	7	76	1.9
10	358.2+19.0	15.9	3.3	1.8	1.7				0.48	19.4	0.2	7.7E+15			3.4E+21	4	38	1.1
11	358.5+17.6	10.9	3.3	2.2	1.0				0.26	14.3	0.4	4.0E+15			2.0E+21	2	6	1.2
12	359.0+18.7	12.8	4.6	1.4	1.6	0.6	1.5	1.0	0.25	16.2	0.4	1.0E+16	0.05	6.8E+14	4.2E+21	5	13	2.7
13	359.1+21.5	14.5	3.7	0.1	1.4				0.17	17.9	0.3	7.0E+15			3.1E+21	3	4	2.9
14	359.3+17.2	12.8	5.2	5.2	0.6				0.37	16.2	0.5	4.4E+15			2.1E+21	2	14	0.9
15	359.6+17.6	13.7	6.2	5.4	0.9				0.22	17.1	0.6	8.4E+15			3.6E+21	4	8	2.6
16	359.7+17.9	12.7	6.2	5.6	0.6	1.8	5.3	0.4	0.27	16.1	0.7	5.6E+15	0.2	8.5E+14	2.6E+21	3	9	1.5
17	359.9+18.0	11.0	5.9	5.7	0.5				0.26	14.4	0.8	4.3E+15			2.1E+21	2	7	1.3
18	0.1+21.9	11.5	4.7	0.3	0.7				0.21	14.9	0.5	4.4E+15			2.1E+21	2	4	1.6
19	0.3+16.6	10.1	5.8	4.6	0.8				0.17	13.5	0.8	6.8E+15			3.0E+21	3	4	2.8
20	0.5+22.4	12.1	2.2	0.3	1.4				0.20	15.5	0.2	3.6E+15			1.8E+21	2	3	1.5
21	0.9+16.1	15.8	6.6	4.9	0.8				0.22	19.3	0.5	8.3E+15			3.6E+21	4	8	2.6
22	1.0+16.0	15.4	6.0	4.7	0.9	0.9	4.8	1.0	0.20	18.8	0.5	8.2E+15	0.06	1.1E+15	3.5E+21	4	7	2.8
23	1.3+20.9	11.2	10.1	0.3	1.1	1.2	0.6	0.9	0.21	14.6	2.3	2.9E+16	0.1	1.2E+15	9.8E+21	10	21	7.5
24	1.8+16.6	9.7	6.0	5.8	1.0	2.3	5.9	0.6	0.21	13.1	1.0	9.1E+15	0.3	1.5E+15	1.2E+22	13	25	9.2
25	2.2+21.9	6.6	3.9	-0.3	0.7	0.7	-0.3	0.5	0.25	9.9	0.9	3.6E+15	0.1	3.2E+14	1.8E+21	2	5	1.2
26	2.2+17.6	13.1	5.0	5.7	0.9	0.7	6.0	0.4	0.20	16.5	0.5	6.3E+15	0.06	3.2E+14	2.8E+21	3	5	2.3
27	3.6+16.5	12.7	6.6	6.5	0.8	1.0	6.6	0.6	0.42	16.1	0.7	8.1E+15	0.08	6.9E+14	3.5E+21	4	30	1.3
28	3.7+18.4	15.4	10.1	4.4	1.0	1.1	4.6	0.6	0.30	18.8	1.1	2.0E+16	0.07	8.3E+14	7.8E+21	8	34	4.2
29	4.0+16.7	16.9	6.9	5.8	0.6	0.6	5.9	0.5	0.39	20.4	0.5	6.7E+15	0.04	3.9E+14	3.0E+21	3	22	1.2
30	4.2+18.3	15.3	7.6	7.0	0.7				0.26	18.7	0.7	8.8E+15			3.8E+21	4	12	2.4

表 3-5 つづき

No.	Name	¹² CO	¹³ CO			C ¹⁸ O			Radius (pc)	T _{ex} (K)	$\tau(^{13}\text{CO})$	N(¹³ CO) (cm ⁻²)	$\tau(\text{C}^{18}\text{O})$	N(C ¹⁸ O) (cm ⁻²)	N(H ₂) (cm ⁻²)	A _v	Mass (M _☉)	n(H ₂) (10 ³ cm ⁻³)
		T _R * (K)	T _R * (K)	ν_{LSR} (km s ⁻¹)	$\Delta\nu$ (km s ⁻¹)	T _R * (K)	ν_{LSR} (km s ⁻¹)	$\Delta\nu$ (km s ⁻¹)										
31	4.2+18.1	17.9	8.8	3.9	1.3	1.3	3.8	1.0	0.42	21.4	0.7	2.1E+16	0.08	1.8E+15	8.3E+21	9	70	3.2
32	4.4+18.5	10.5	4.3	6.7	0.8				0.19	13.9	0.5	4.4E+15			2.1E+21	2	4	1.8
33	4.5+16.7	16.0	5.6	5.1	1.2	1.1	5.7	0.5	0.32	19.5	0.4	1.0E+16	0.07	7.0E+14	4.2E+21	5	21	2.1
34	4.5+16.4	11.1	4.5	5.2	0.9	0.7	5.2	0.6	0.14	14.5	0.5	5.3E+15	0.07	4.5E+14	2.5E+21	3	2	2.9
35	4.5+17.2	19.7	6.9	5.5	0.7				0.22	23.2	0.4	8.3E+15			3.6E+21	4	8	2.6
36	4.9+18.0	12.8	6.1	3.7	0.9	1.1	3.8	0.5	0.42	16.2	0.6	8.2E+15	0.09	6.3E+14	3.5E+21	4	30	1.3
37	4.9+19.6	14.3	8.1	4.0	1.0	0.8	4.1	0.9	0.30	17.7	0.8	1.4E+16	0.06	8.6E+14	5.7E+21	6	25	3.1
38	5.0+19.1	14.5	7.2	3.8	1.0	0.6	3.9	0.7	0.30	17.9	0.7	1.2E+16	0.04	5.0E+14	4.9E+21	5	21	2.6
39	5.4+17.9	13.0	5.5	3.5	0.7	0.7	3.6	0.6	0.23	16.4	0.5	5.5E+15	0.06	4.8E+14	2.5E+21	3	6	1.8
40	5.8+19.9	20.5	6.7	3.1	1.1	1.1	3.1	1.0	0.37	24.0	0.4	1.3E+16	0.06	1.6E+15	5.3E+21	6	35	2.3
41	6.1+20.3	11.6	9.1	3.9	1.0	1.6	4.2	0.7	0.21	15.0	1.5	1.9E+16	0.1	1.3E+15	1.0E+22	11	21	7.7
42	6.5+20.6	10.8	7.7	4.1	1.1	1.5	4.1	0.8	0.55	14.2	1.2	1.5E+16	0.1	1.3E+15	1.1E+22	12	159	3.2
43	7.6+21.1	15.9	11.9	2.8	0.8	1.1	3.1	0.9	0.19	19.4	1.4	2.1E+16	0.07	9.8E+14	8.7E+21	9	15	7.4
44	7.8+21.1	10.1	4.1	3.2	1.4	0.9	3.2	0.5	0.24	13.5	0.5	7.3E+15	0.09	4.7E+14	3.2E+21	3	9	2.2
45	8.3+21.4	13.7	4.8	3.4	1.1				0.14	17.1	0.4	7.4E+15			3.2E+21	3	3	3.7
46	8.5+21.9	11.9	7.2	3.8	0.7	1.3	3.9	0.6	0.33	15.3	0.9	8.2E+15	0.1	8.8E+14	3.5E+21	4	18	1.7
47	8.7+22.2	13.3	7.8	3.5	0.7	2.0	3.6	0.5	0.35	16.7	0.9	9.2E+15	0.2	1.2E+15	3.9E+21	4	23	1.8
48	9.6+21.4	10.1	5.5	2.8	1.0	0.4	2.7	0.9	0.30	13.5	0.8	7.9E+15	0.04	3.7E+15	3.4E+21	4	15	1.8
49	9.8+21.5	8.1	5.3	3.3	0.7	0.9	3.0	0.5	0.15	11.5	1.1	5.5E+15	0.1	4.4E+14	5.5E+21	6	6	5.9
50	9.9+19.6	13.3	3.3	2.8	1.5				0.46	16.7	0.3	6.4E+15			2.9E+21	3	29	1.0
51	10.8+19.6	9.4	5.1	1.7	0.7				0.22	12.8	0.8	5.0E+15			2.4E+21	3	6	1.8
mean value		13.3	6.2	3.4	0.97	1.1	3.6	0.68	0.28	16.7	0.68	9.5E+15	0.09	9.5E+14	4.4E+21	5	21	2.8
standard deviation		3.0	2.1	1.9	0.30	0.5	1.6	0.22	0.11	3.0	0.40	5.3E+16	0.05	6.8E+14	2.5E+21	3	27	1.9

* corrected radius

comments

1. The observation of the ¹²CO and ¹³CO was done in 1988 season.
2. The observation of the C¹⁸O was done in 1989 season.

表 3 - 6 $^{13}\text{C O}$ コアの遠紫外線 (F U V) 強度を示した。

core No.	Flux ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)	ratio (/ G0)	ratio (/ ρ Oph)
1	0.020	13	0.37
2	0.019	12	0.35
3	0.018	11	0.33
4	0.020	13	0.37
5	0.018	11	0.33
6	0.017	11	0.31
7	0.020	12	0.36
8	0.030	19	0.54
9	0.015	9.6	0.29
10	0.015	9.4	0.27
11	0.010	6.1	0.18
12	0.011	7.0	0.20
13	0.017	11	0.32
14	0.0084	5.3	0.15
15	0.0085	5.3	0.15
16	0.0087	5.5	0.16
17	0.0087	5.4	0.16
18	0.012	7.3	0.21
19	0.0071	4.4	0.13
20	0.011	6.9	0.20
21	0.0064	4.0	0.12
22	0.0062	3.9	0.11
23	0.011	6.7	0.19
24	0.0063	4.0	0.12
25	0.013	8.0	0.23
26	0.071	4.4	0.13
27	0.0058	3.6	0.11
28	0.0081	5.1	0.15
29	0.0060	3.8	0.11
30	0.0081	5.1	0.15

表 3 - 6 つづき

core No.	Flux (erg cm ⁻² s ⁻¹)	ratio (/ G0)	ratio (/ ρ Oph)
31	0.0078	4.9	0.14
32	0.0086	5.4	0.16
33	0.0059	3.7	0.11
34	0.0056	3.5	0.10
35	0.0065	4.1	0.12
36	0.0077	4.8	0.14
37	0.012	7.8	0.23
38	0.011	6.7	0.20
39	0.0075	4.7	0.14
40	0.015	9.3	0.27
41	0.016	9.9	0.29
42	0.022	14	0.40
43	0.025	16	0.46
44	0.023	14	0.42
45	0.022	14	0.41
46	0.024	15	0.44
47	0.025	16	0.46
48	0.012	7.6	0.22
49	0.012	7.5	0.22
50	0.0075	4.7	0.14
51	0.0061	3.8	0.11
mean value	0.13	8.0	0.23
deviation	0.064		

$$G0 = 0.0016 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

$$\rho \text{ Oph value} = 0.055 \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

表 3 - 7 $^{13}\text{C O}$ コアに付随する天体を示した。

core	cloud	l ($^{\circ}$)	b ($^{\circ}$)	$\alpha(1950)$ (h m s)	$\delta(1950)$ ($^{\circ}$ ')	associated objects			
						dark clouds	refraction nebulae	SAO	IRAS point sources
1	A	355.57	20.70	16 17 56	-20 0.5	L1717, L1719	CED129A, B, C LBN1115	159858(B9) 159860(B9) 159864(A)	16174-2001
2	A	355.90	20.37	16 19 53	-19 59.5	L1719			
3	C	356.03	19.83	16 21 56	-20 14.9	L1752		159892(K0)	=16221-1955 16221-2007 16191-1936
4	B	356.20	20.77	16 19 23	-19 31.1	L1752			
5	C	356.37	19.70	16 23 53	-20 13.6	L1752			
6	C	356.43	19.30	16 24 43	-20 18.6	L1752			
7	C	357.10	19.57	16 25 35	-19 39.5	L1752			
8	C	357.30	19.97	16 24 48	-19 15.4	L1752			
9	C	357.70	18.97	16 29 5	-19 36.5	L1752, L1757			
10	C	358.17	19.03	16 30 3	-19 13.6	L1757			
11	D	358.50	17.57	16 35 44	-19 54.5				
12	C	359.03	18.67	16 33 27	-18 49.4	L1752			
13	E	359.07	21.50	16 24 19	-17 0.3	L1781			
14	F	359.27	17.17	16 39 0	-19 35.2	L1782			
15	G	359.60	17.57	16 38 30	-19 5.4	L1782			
16	G	359.73	17.90	16 37 44	-18 47.0	L1796			
17	G	359.93	18.03	16 37 47	-18 33.0	L1796			
18	H	0.07	21.90	16 25 29	-19 2.0	L1, L27		159929 (F5) 159944 (F5)	
19	I	0.27	16.57	16 43 30	-19 12.2	L8			

表 3 - 7 つづき

core	cloud	l (°)	b (°)	α (1950) (h m s)	δ (1950) (° ')	associated objects			
						dark clouds	refraction nebulae	SAO	IRAS point sources
20	J	0.53	22.37	16 25 7	-15 24.2	L27			
21	K	0.93	16.13	16 46 36	-18 57.6	L31			
22	K	1.00	15.97	16 47 20	-19 0.6	L31			
23	L	1.33	20.93	16 31 41	-15 43.1	L43	DG144(SS59) DG145(SS60) RNO90,91		16316-1540 16312-1542
24	M	1.83	16.63	16 47 8	-17 58.2	L62, L63			
25	N	2.17	21.87	16 30 38	-14 31.9	L83			
26	O	2.23	17.63	16 44 45	-17 3.6	L62			
27	Q	3.63	16.47	16 52 0	-16 41.0	L122		160171 (K0)	
28	P	3.73	18.37	16 45 51	-15 28.8	L137		160116 (A3)	
29	Q	4.03	16.70	16 52 9	-16 14.1	L129		160154 (M0)	
30	P	4.17	18.27	16 47 12	-15 12.5	L137, L141			
31	P	4.23	18.07	16 48 2	-15 16.6	L137			
32	P	4.43	18.47	16 47 9	-14 53.2	L137			
33	Q	4.47	16.67	16 53 16	-15 55.1	L146		160175(K5)	=16538-1551 16534-1557 16544-1604
34	Q	4.50	16.37	16 54 22	-16 4.1	L146			
35	Q	4.50	17.17	16 51 40	-15 36.0	L146			
36	P	4.93	17.97	16 49 59	-14 47.8	L137			
37	R	4.90	19.60	16 46 19	-14 2.1	L158		160095 (A)	
38	R	5.03	19.13	16 44 27	-13 51.7	L1162			16464-1416* 16455-1405 16459-1411
39	P	5.43	17.87	16 51 28	-14 28.1	L137		160157 (G5)	
40	S	5.82	19.87	16 46 7	-12 37.4	L204			

表 3 - 7 つづき

core	cloud	l (°)	b (°)	α (1950) (h m s)	δ (1950) (° ')	associated objects			
						dark clouds	refraction nebulae	SAO	IRAS point sources
41	S	6.08	20.27	16 45 39	-13 0.4	L204			
42	S	6.48	20.60	16 44 52	-12 1.2	L204			
43	T	7.57	21.13	16 45 20	-10 56.2	L234			
44	T	7.80	21.10	16 45 58	-10 46.5	L234			
45	U	8.27	21.40	16 45 59	-10 15.0	L255			
46	U	8.53	21.87	16 45 0	-9 46.7	L255		141375 (F0)	
47	U	8.67	22.17	16 44 17	-9 30.5	L260			16442-0930
48	V	9.70	21.37	16 44 10	-9 10.2				
49	V	9.83	21.50	16 49 0	-8 59.5				
50	W	9.93	19.63	16 55 29	-9 57.7	L278, L280			
51	W	10.80	19.57	16 57 33	-9 19.2	L299			

* AS209

表 3 - 8 ^{13}C O コアの外圧等の計算値を示した。

core name	P _{max} (dyn / cm ²)	P _{ext} (dyn / cm ²)	R (pc)	R _{min} (pc)	P _{max} / P _{ext}	R / R _{min}
1	2.0E-9	1.0E-10	0.42	0.10	2E+1	4
2	4.0E-8	2.0E-10	0.16	0.017	3E+2	9
3	2.0E-5	4.0E-10	0.28	0.0050	5E+4	54
4	5.0E-8	2.0E-10	0.27	0.03	3E+2	10
5	6.0E-7	7.0E-11	0.29	0.009	9E+3	31
6	3.0E-8	1.7E-10	0.59	0.07	2E+5	8
7	1.2E-4	6.0E-10	0.09	0.001	2E+5	82
8	2.6E-8	1.7E-10	0.23	0.03	2E+2	8
9	2.3E-9	1.0E-10	0.51	0.12	2E+1	4
10	1.6E-6	2.0E-10	0.48	0.017	7E+3	29
11	7.5E-7	8.0E-11	0.26	0.008	9E+3	31
12	8.0E-6	5.0E-10	0.25	0.0066	2E+4	38
13	2.5E-5	3.8E-10	0.17	0.0029	7E+4	60
14	2.6E-9	2.2E-11	0.37	0.05	1E+2	7
15	1.8E-7	1.4E-10	0.22	0.014	1E+3	16
16	6.1E-9	3.7E-11	0.27	0.034	2E+2	8
17	2.4E-9	2.2E-11	0.26	0.037	1E+2	7
18	9.8E-8	5.4E-11	0.21	0.011	2E+3	18
19	2.8E-7	1.2E-10	0.17	0.0087	2E+3	19
20	3.6E-5	1.9E-10	0.20	0.0024	2E+5	84
21	7.1E-8	1.1E-10	0.22	0.017	6E+2	13
22	2.6E-7	1.5E-10	0.20	0.011	2E+3	17
23	1.6E-7	5.9E-10	0.21	0.022	3E+2	9
24	4.7E-8	6.2E-10	0.21	0.033	8E+2	6
25	5.5E-8	3.9E-11	0.25	0.015	1E+3	16
26	4.1E-7	1.2E-10	0.20	0.009	3E+3	22
27	5.7E-9	5.6E-11	0.42	0.06	1E+2	7
28	2.7E-8	2.8E-10	0.30	0.04	1E+2	7
29	1.0E-9	3.0E-11	0.39	0.08	4E+2	5
30	1.2E-8	7.6E-11	0.26	0.03	2E+2	8
31	5.2E-8	3.6E-10	0.42	0.054	1E+2	8
32	4.1E-7	7.6E-11	0.19	0.0073	5E+3	26
33	3.1E-7	2.0E-10	0.32	0.019	2E+3	17
34	2.9E-6	1.5E-10	0.14	0.0035	2E+4	41
35	2.4E-8	8.6E-11	0.22	0.023	3E+2	10
36	1.5E-8	7.5E-11	0.42	0.048	2E+2	9
37	5.3E-8	2.0E-10	0.30	0.032	3E+2	10
38	6.8E-8	1.8E-10	0.30	0.028	4E+2	11
39	4.3E-8	5.8E-11	0.23	0.017	7E+2	13
40	5.4E-8	1.9E-10	0.37	0.04	3E+2	10
41	6.3E-8	5.3E-10	0.21	0.029	1E+2	7
42	2.7E-9	2.5E-10	0.55	0.017	1E+1	3
43	2.3E-8	3.1E-10	0.19	0.031	8E+1	6
44	6.2E-6	2.9E-10	0.24	0.0057	2E+4	42
45	8.2E-6	3.0E-10	0.14	0.0031	3E+5	45
46	5.2E-9	5.6E-11	0.33	0.050	1E+2	7
47	3.4E-9	5.8E-11	0.35	0.061	6E+1	6
48	1.4E-7	1.2E-10	0.30	0.020	1E+3	15
49	5.5E-8	1.9E-10	0.15	0.015	3E+2	10
50	9.3E-7	1.5E-10	0.46	0.017	6E+3	27
51	5.5E-8	5.6E-11	0.22	0.015	1E+3	14

表 3-9 2つの変換式から求めた各分子雲の質量を示した。

cloud name	Tex (K)	observed points	area (pc ²)	Frerking		Dickman	
				N(H ₂) (10 ²¹ cm ⁻²)	mass (10 ² M _⊙)	N(H ₂) (10 ²¹ cm ⁻²)	mass (10 ² M _⊙)
A	23.4	56	1.9	3.8	1.7	3.3	1.5
B	21.8	28	1.0	2.8	0.61	1.9	0.40
C	16.6	465	16.1	3.2	12	2.5	8.9
D	14.3	14	0.5	3.1	0.34	2.4	0.26
E	17.9	21	0.7	3.4	0.56	2.8	0.45
F	16.2	39	1.4	3.1	0.94	2.3	0.69
G	15.9	63	2.2	3.2	1.6	2.4	1.2
H	14.9	27	0.9	3.1	0.66	2.4	0.50
I	13.5	5	0.2	3.5	0.14	2.9	0.11
J	15.5	6	0.2	2.8	0.13	1.9	0.09
K	19.1	65	0.6	3.2	0.41	2.5	0.31
L	14.6	121	1.1	3.2	0.76	2.5	0.58
M	13.1	22	0.8	3.0	0.52	2.2	0.38
N	9.9	6	0.2	3.3	0.16	2.6	0.12
O	16.5	16	0.6	3.0	0.38	2.2	0.28
P	17.6	673	5.8	3.4	4.5	2.8	3.7
Q	18.7	430	8.9	2.5	6.1	3.9	4.5
R	17.8	64	2.2	3.6	1.8	3.1	1.5
S	17.7	184	6.4	3.5	5.0	2.9	4.1
T	16.5	122	4.2	3.1	0.75	2.4	0.56
U	16.4	360	3.1	3.1	2.2	2.3	1.6
V	12.5	179	1.6	2.8	0.99	1.9	0.66
W	14.8	343	3.0	2.8	1.9	1.9	1.3
total		3309	63.6		44		34

表 3-10 これまでのマスペクトラムの値

天体種類	値	コメント	参考文献
暗黒星雲 ρ Oph オリオン座 牡牛座	1. 0 1. 0 1. 5	Lynds カタログより	Bhatt, Rowse, and Williams 1984
恒星	2. 4	モデル	Bhattacharjee and Williams 1980
彗星	1. 6	サンプル 509 個	Hughes and Daniels 1980
アステロイドベルト	1. 8	モデル	Dohnanyi 1969
渦状腕 ペルセウス腕 オリオン腕	1. 5 1. 5	$^{13}\text{C O}$	Casoli, Comhos, and Gerin 1984
恒星	1. 7	$0.1 M_{\odot} < M < 1 M_{\odot}$	D'Antona and Mazzitelli 1986
ρ Oph 分子雲	1. 1	$^{13}\text{C O}$	Loren 1989
へびつかい座コア	1. 7	$^{13}\text{C O}$	本研究

図 1 - 1 旧計算機システム構成図。

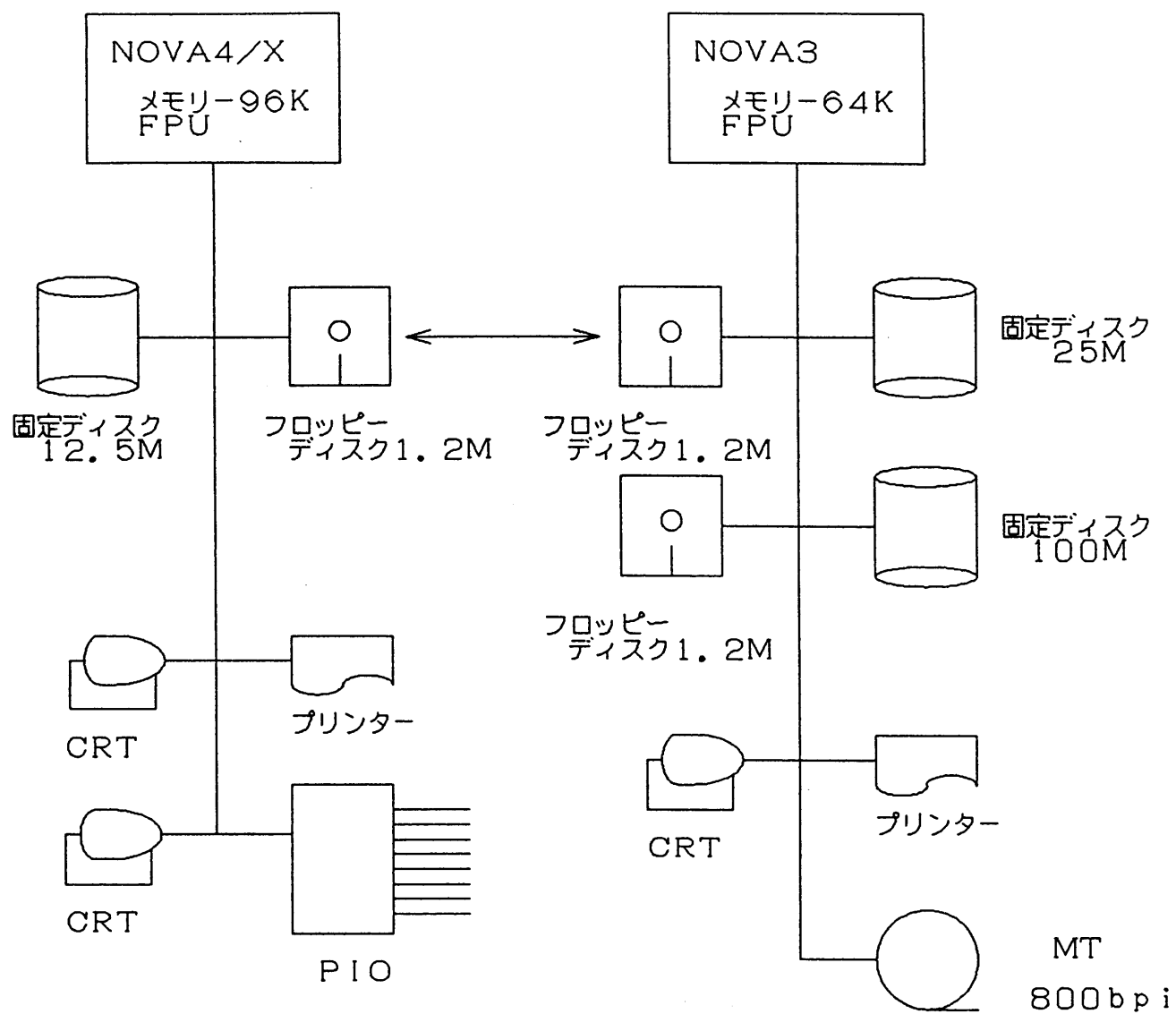


図 1 - 2 旧観測システム構成図。

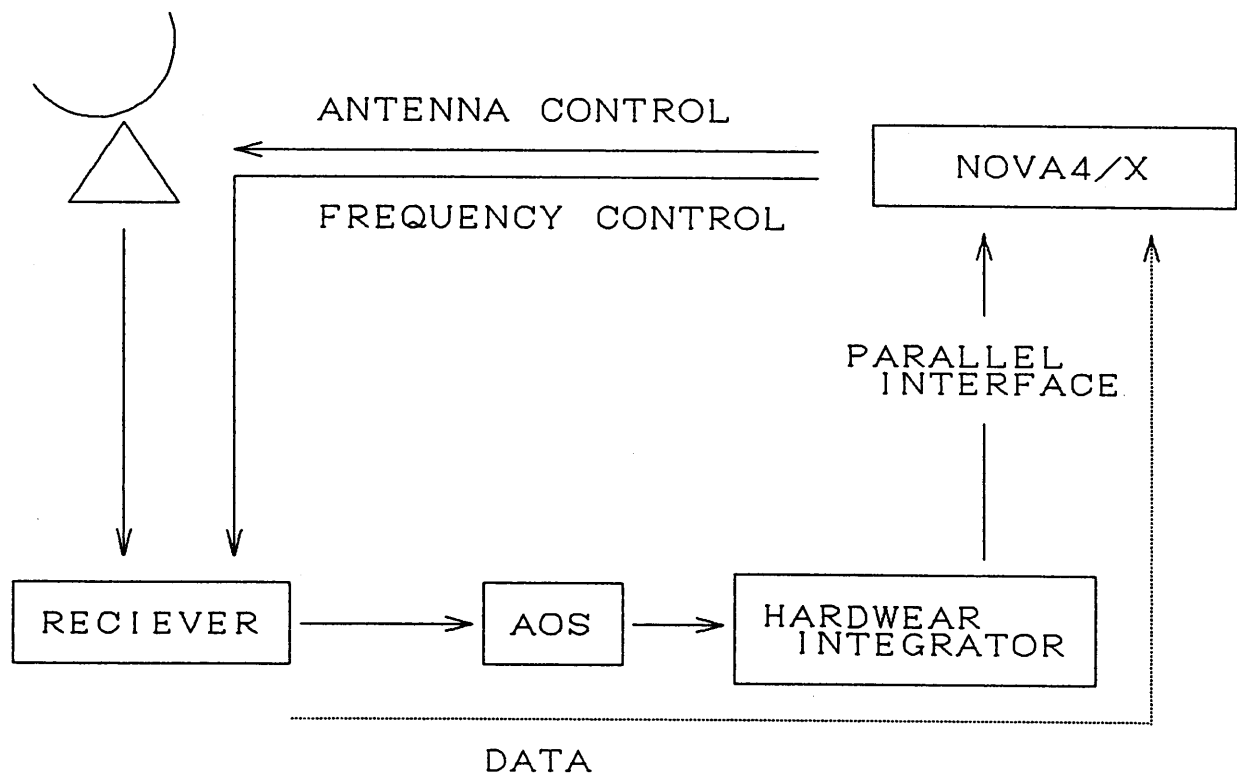


図 2 - 1 A 分光計の構成図を示した。

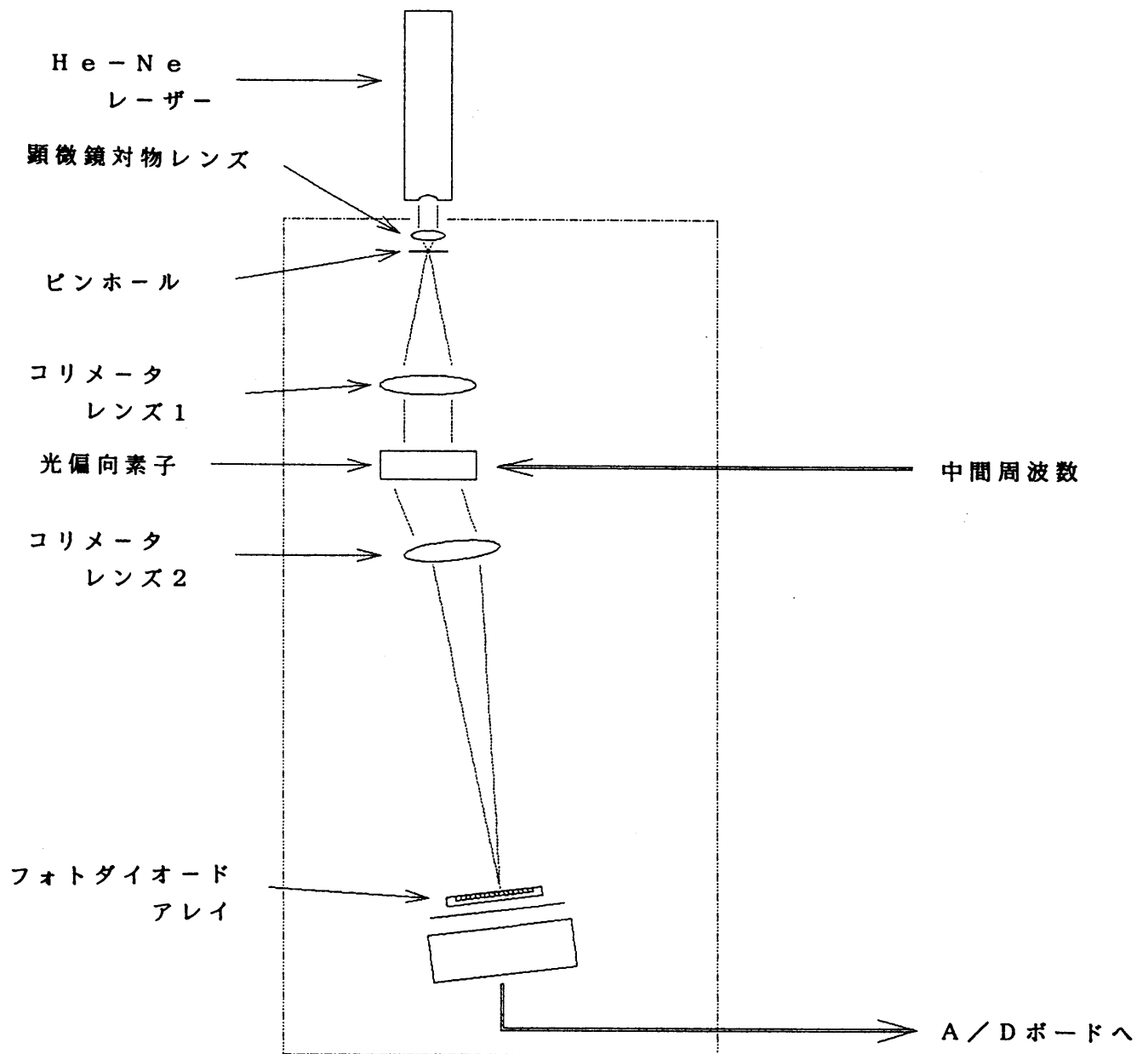


図 2 - 1 B 分光計のサイズを示した。

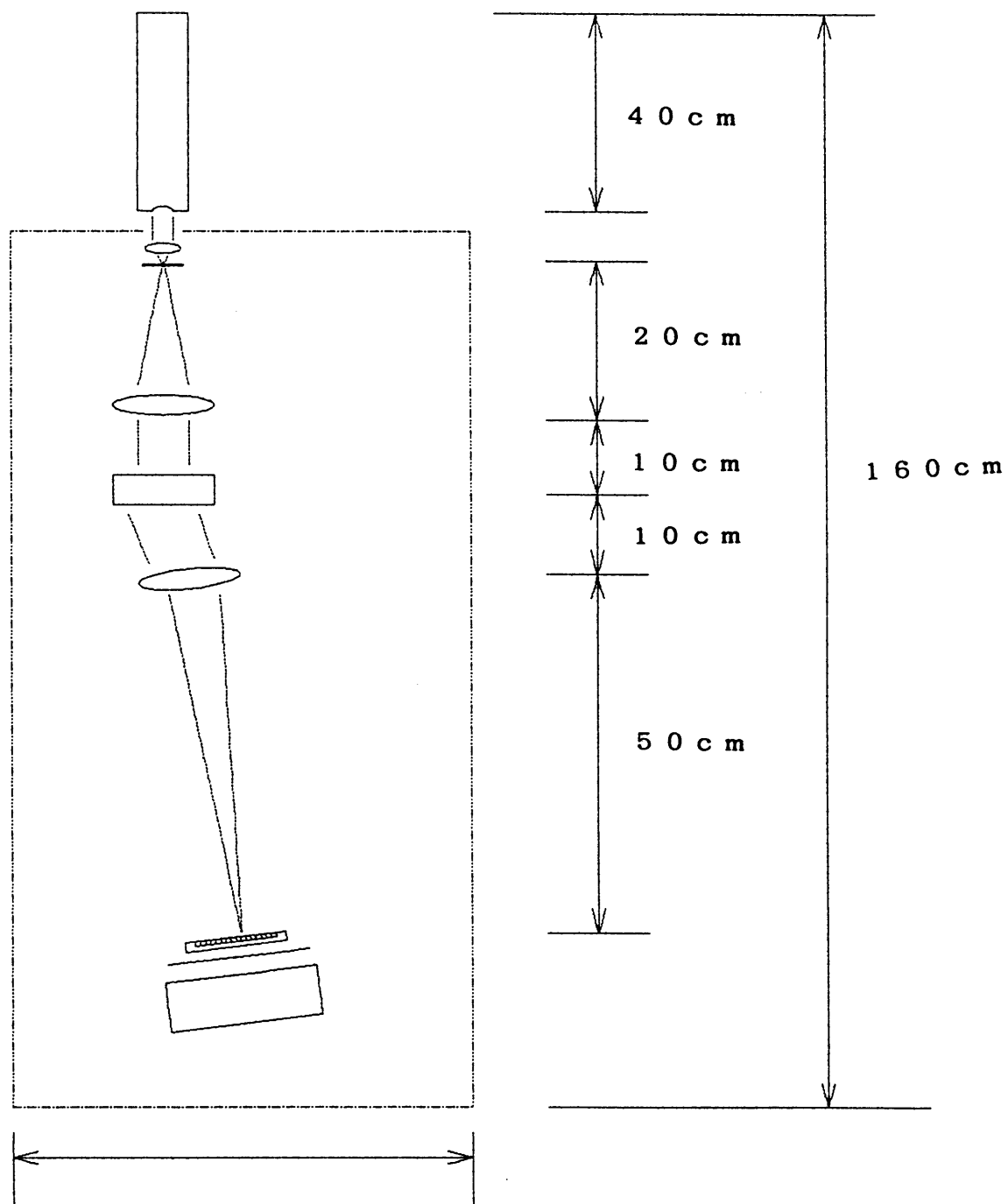


図 2 - 2 3 2 B 6 構 成 図。

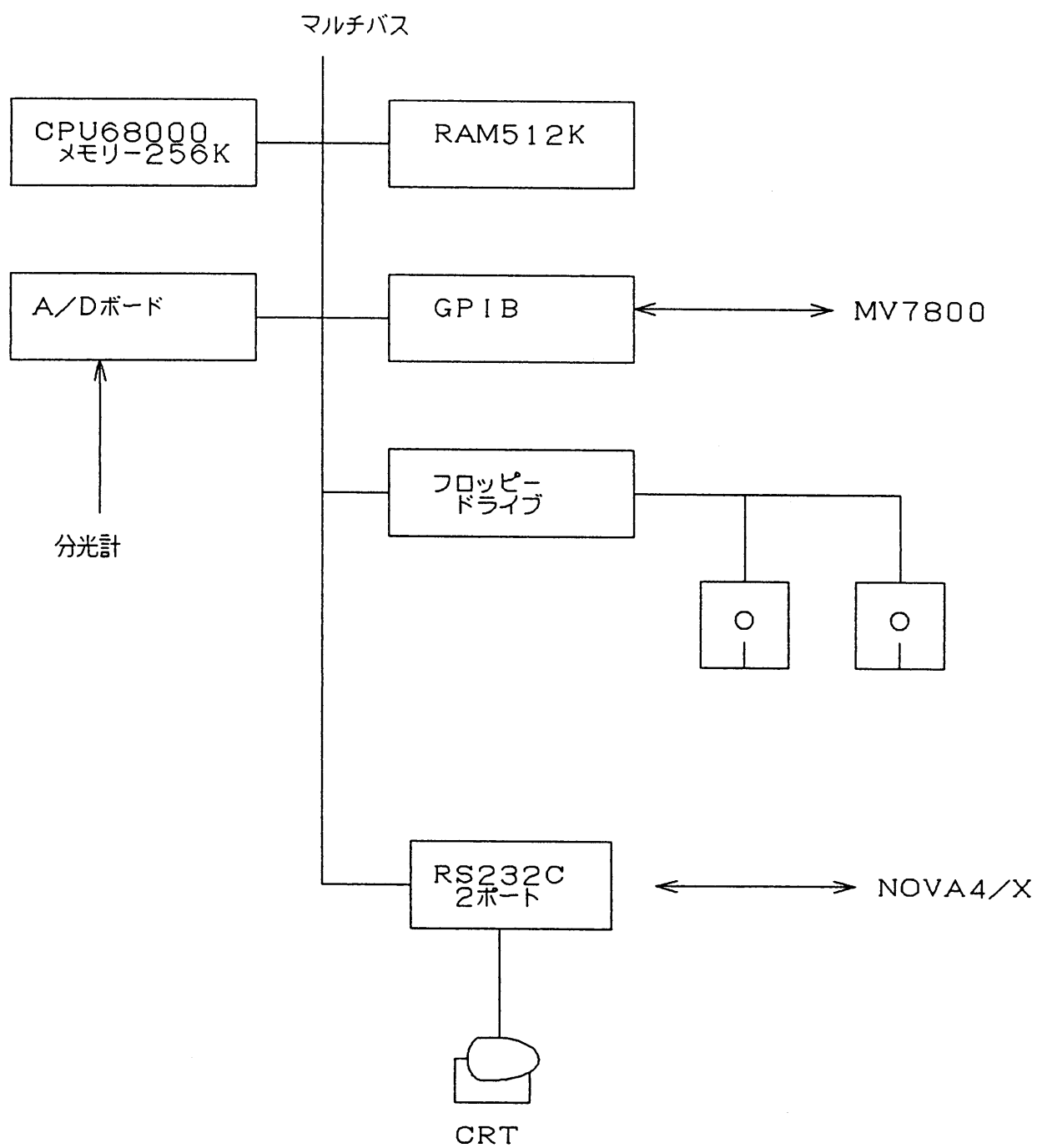


図 2 - 3 データ取得部構成図。

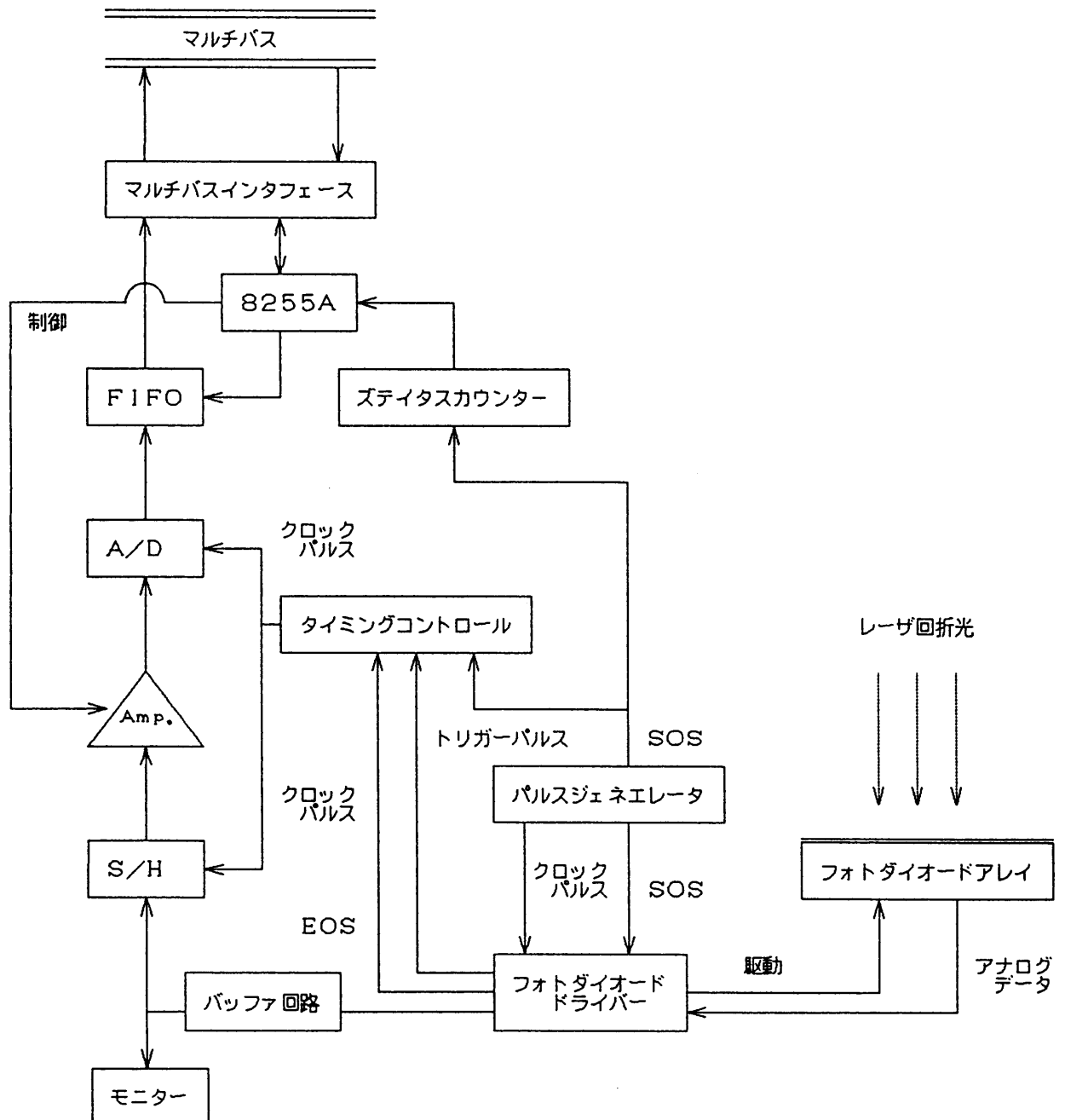


図 2 - 4 新計算機システム構成図。

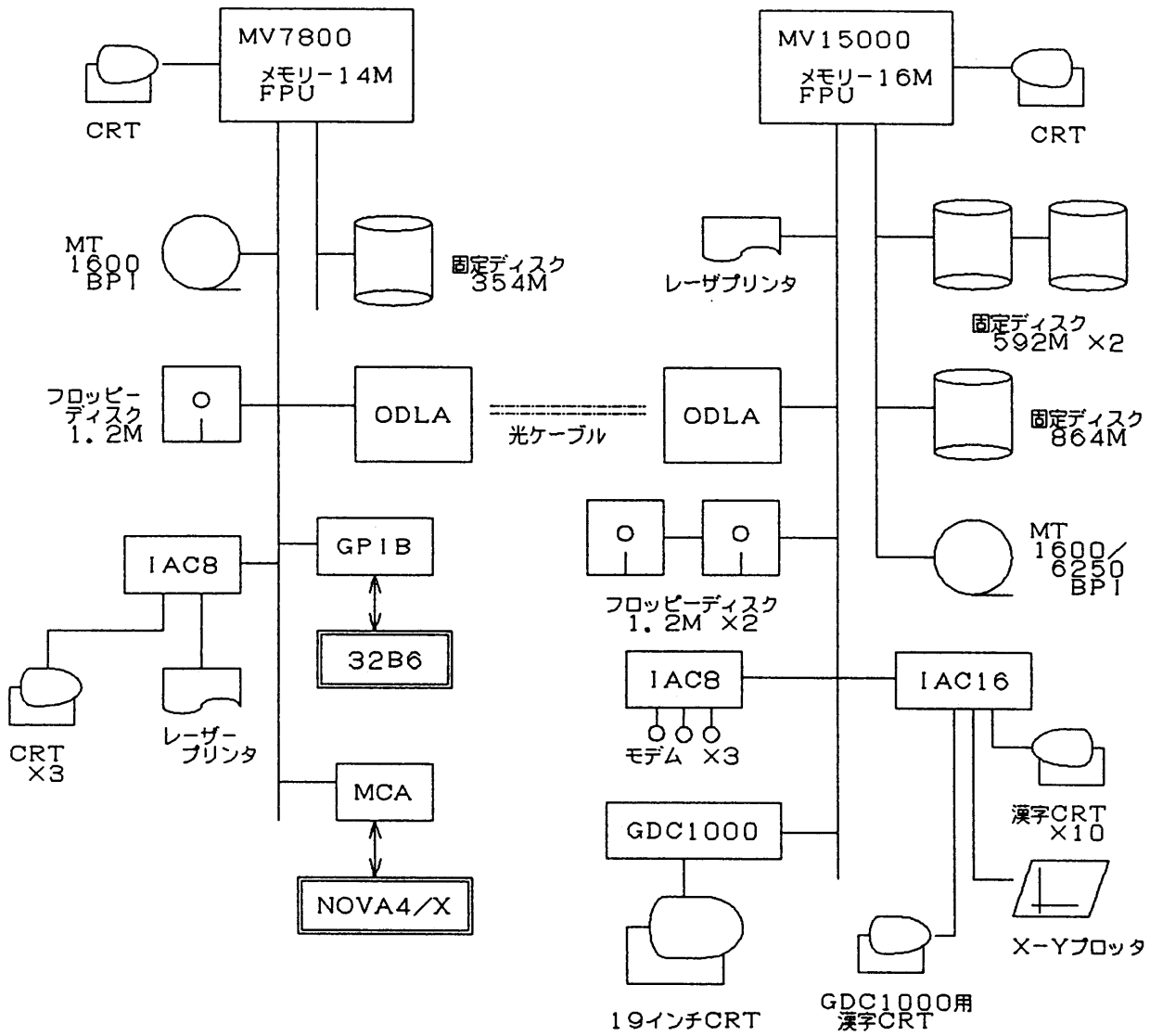


図 2 - 5 新観測システム構成図。

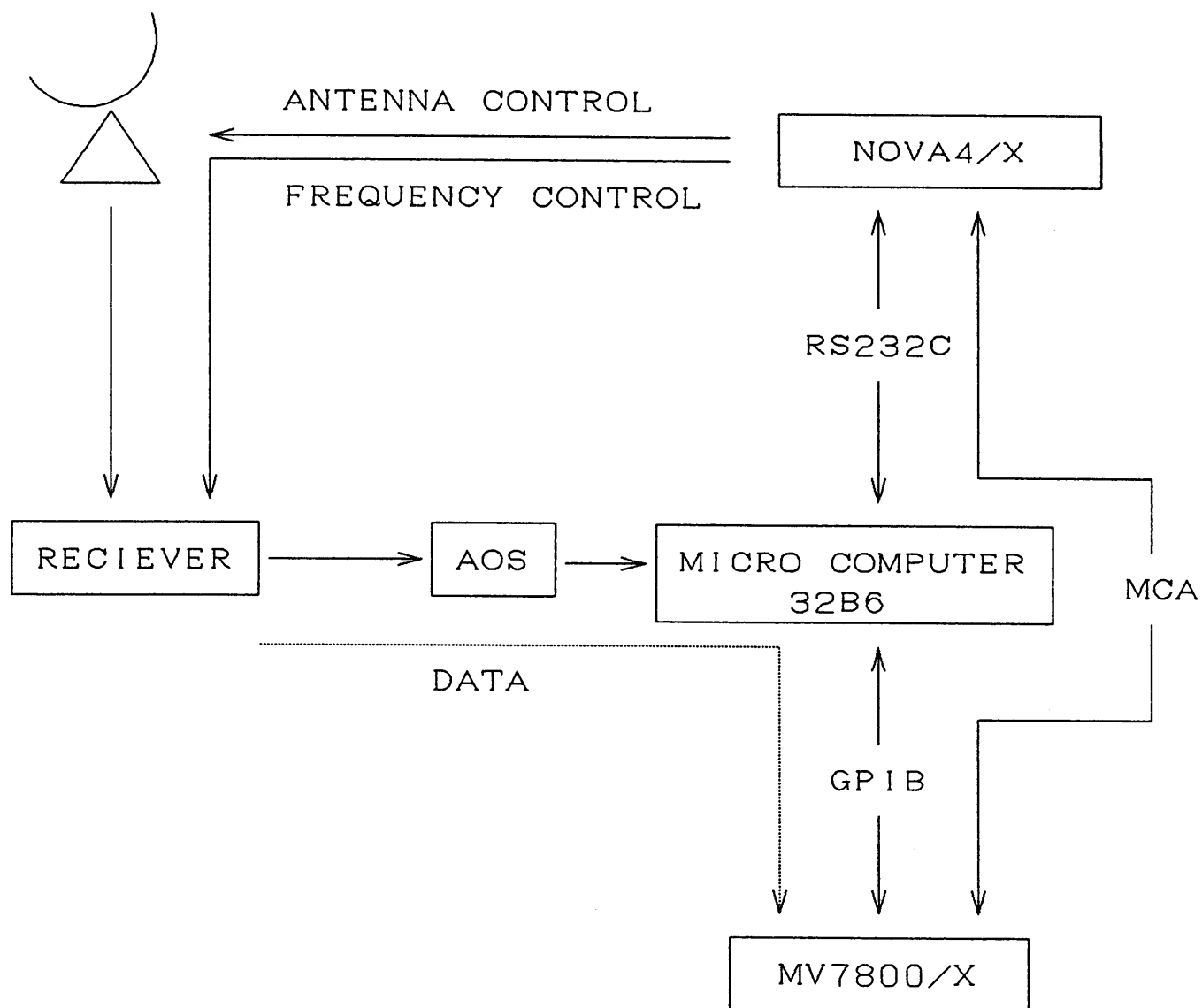
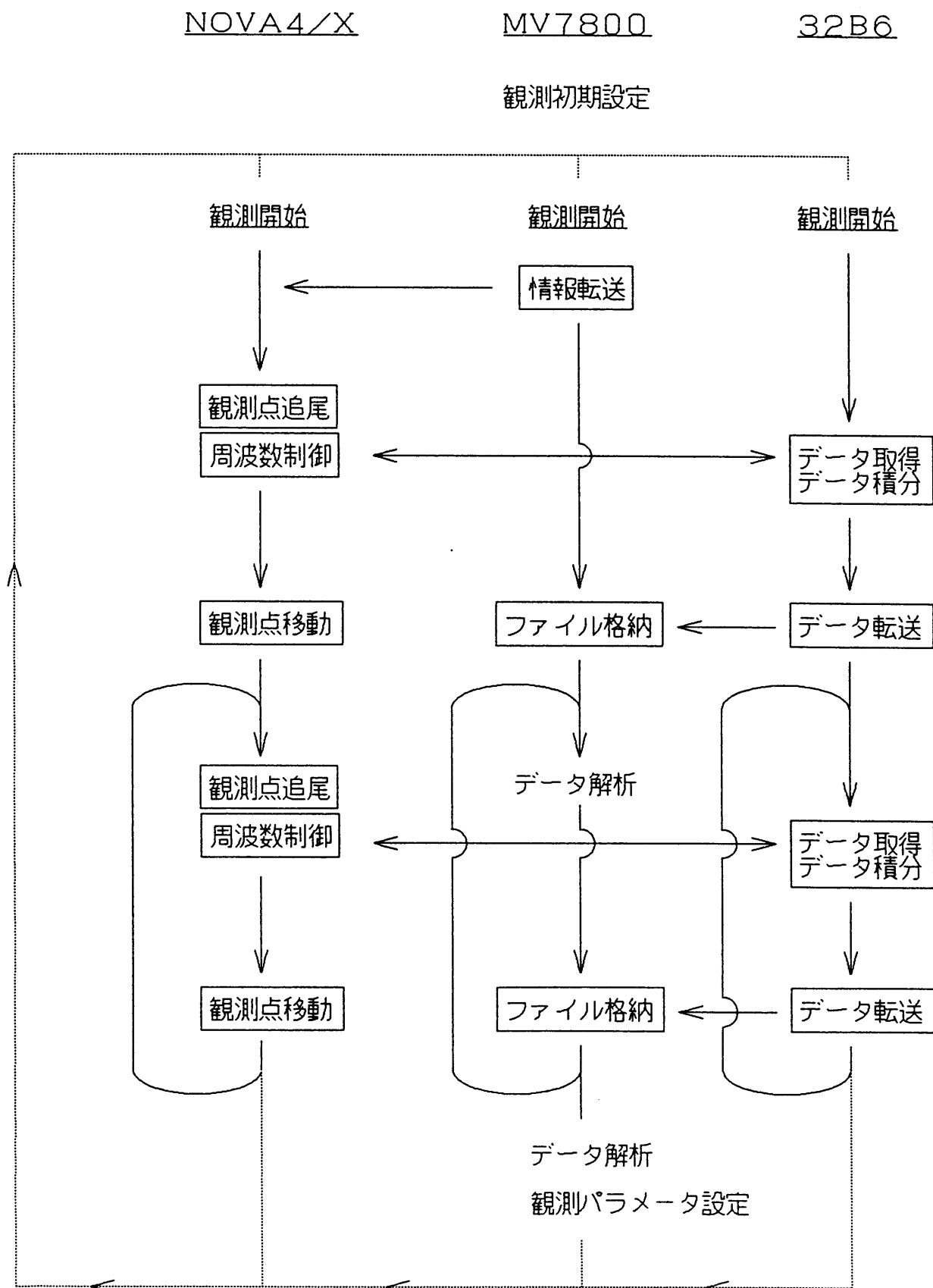


図 2-6 新システムによる観測流れ図。



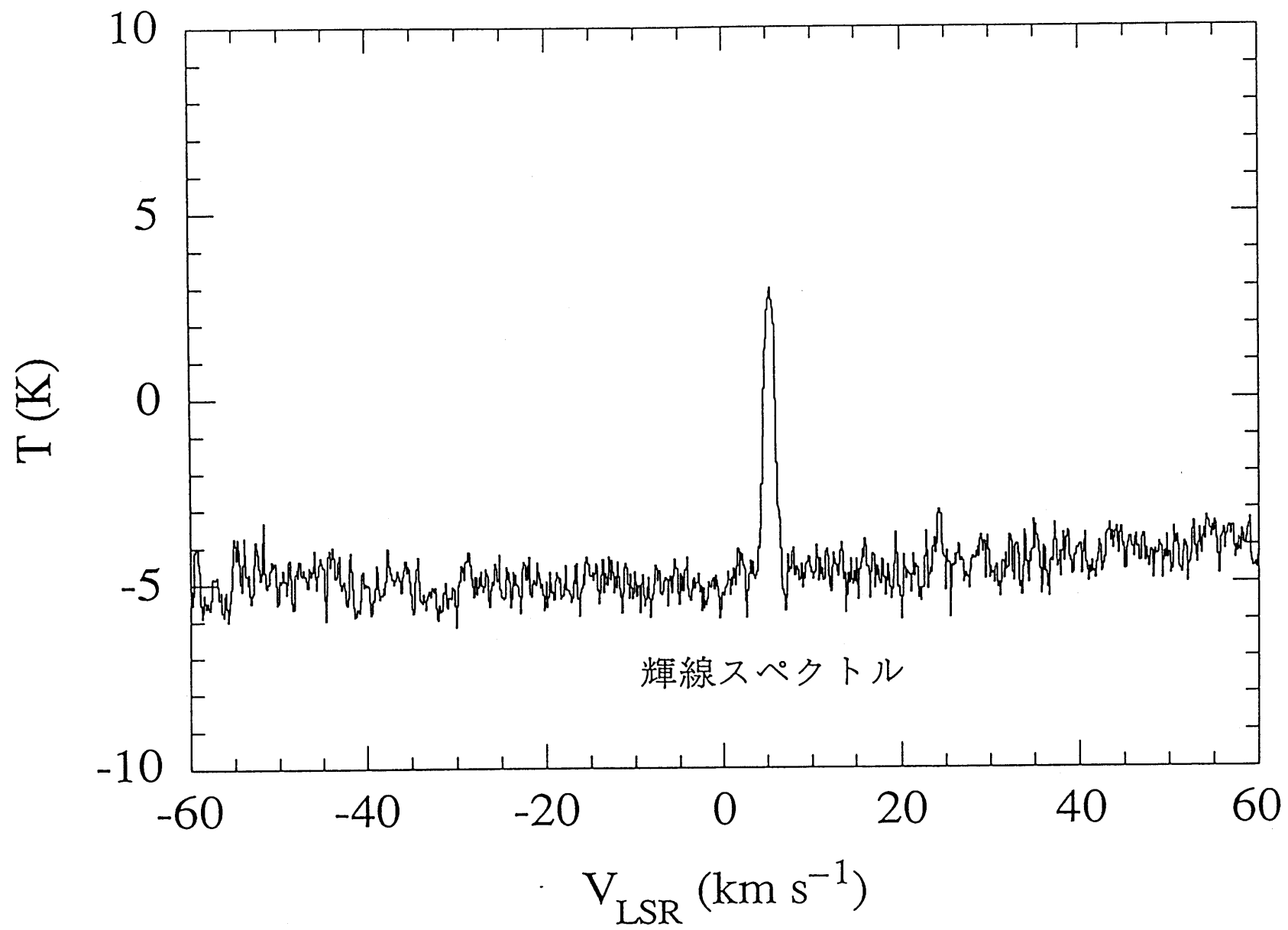


図 2 - 7 ポジションスイッチに於ける生データの出力例。 積分時間は 2 分。

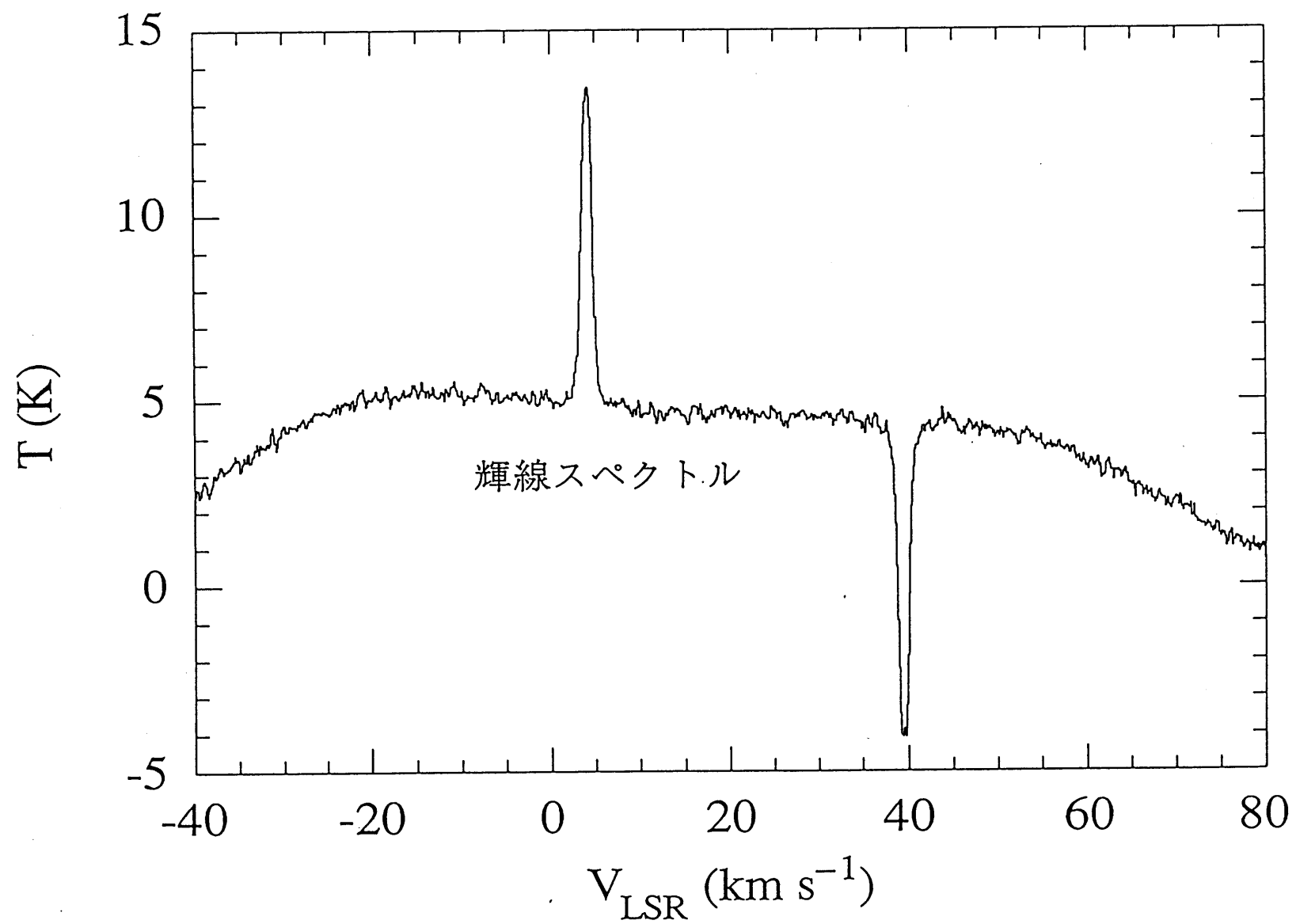
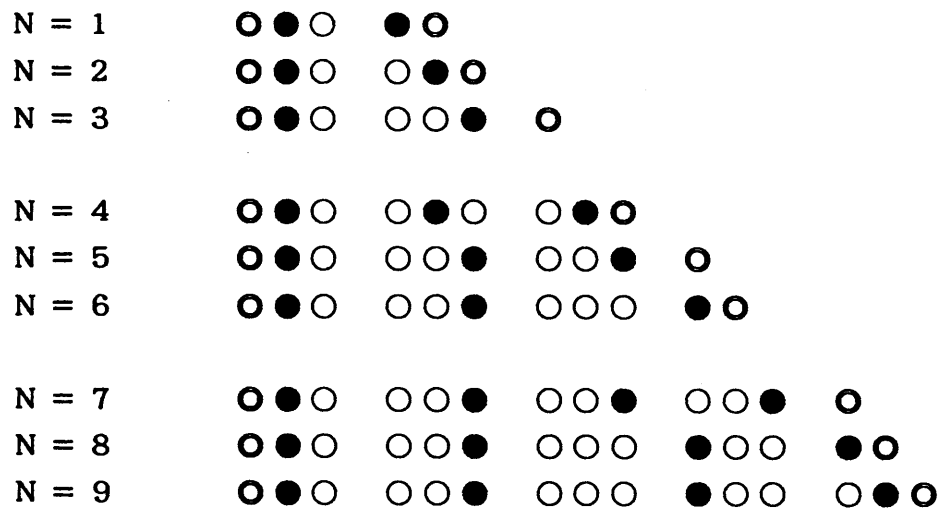


図 2 - 8 周波数スイッチに於ける生データの出力例。 積分時間は 6 分。

図 2 - 9 マルチポジションスイッチにおける観測の進み方



- は ON 点
 ● は OFF 点
 ○ は アブソーバー

図 2 - 1 0 周波数スイッチ、ポジションスイッチ、マルチポジションスイッチ観測の効率比較。縦軸が効率を示し、値が小さいほど効率的である。横軸は、マルチポジションスイッチに於けるオン点の数である (Meeks 1976)。

ただし、この計算にはアンテナ移動によるオーバーヘッドタイムが含まれていない。実際はマルチポジションスイッチ、ポジションスイッチは、アンテナ移動によるオーバーヘッドタイムがあるため、これより効率は悪化する。

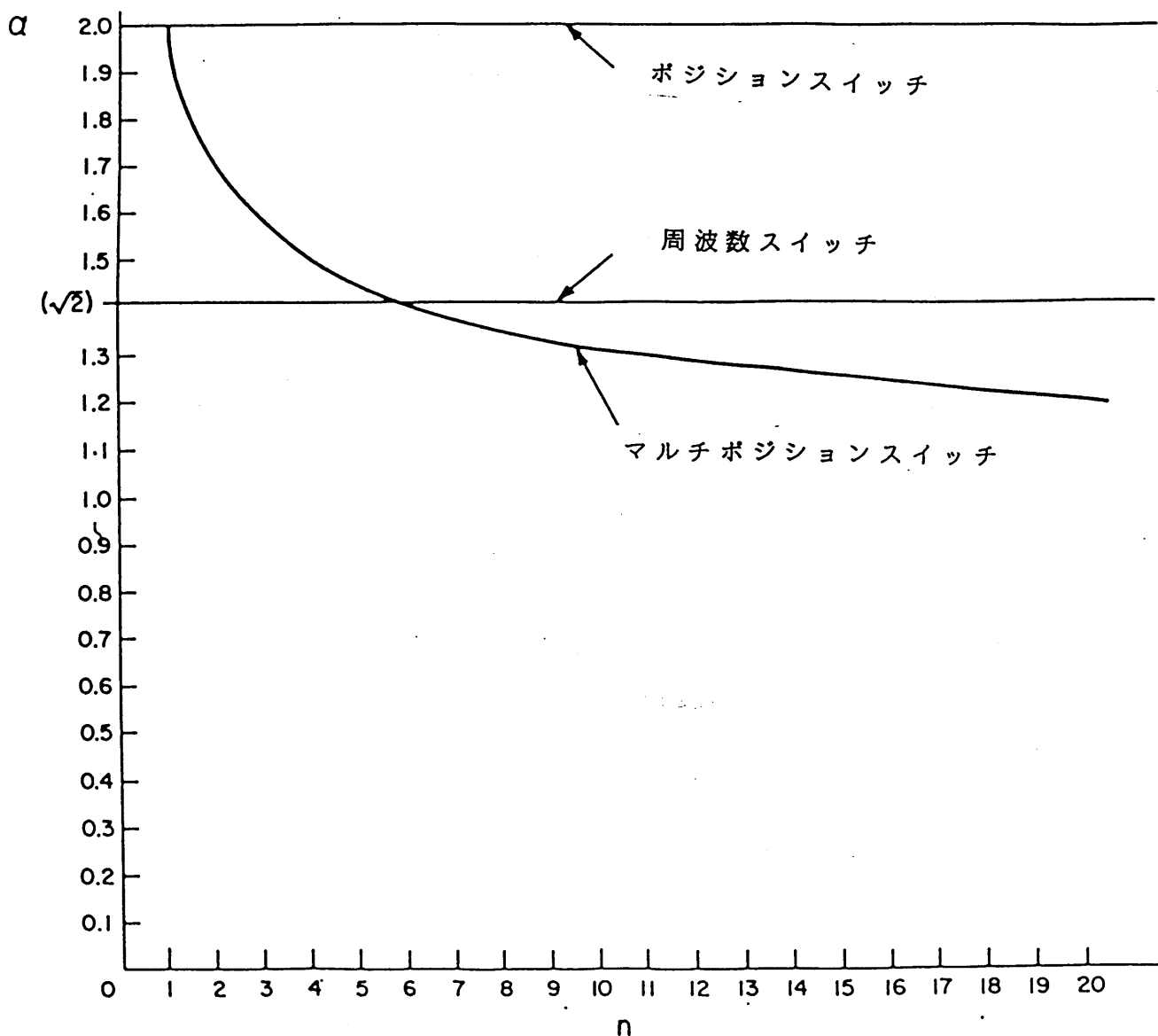


図 2 - 1 1 解析流れ図.

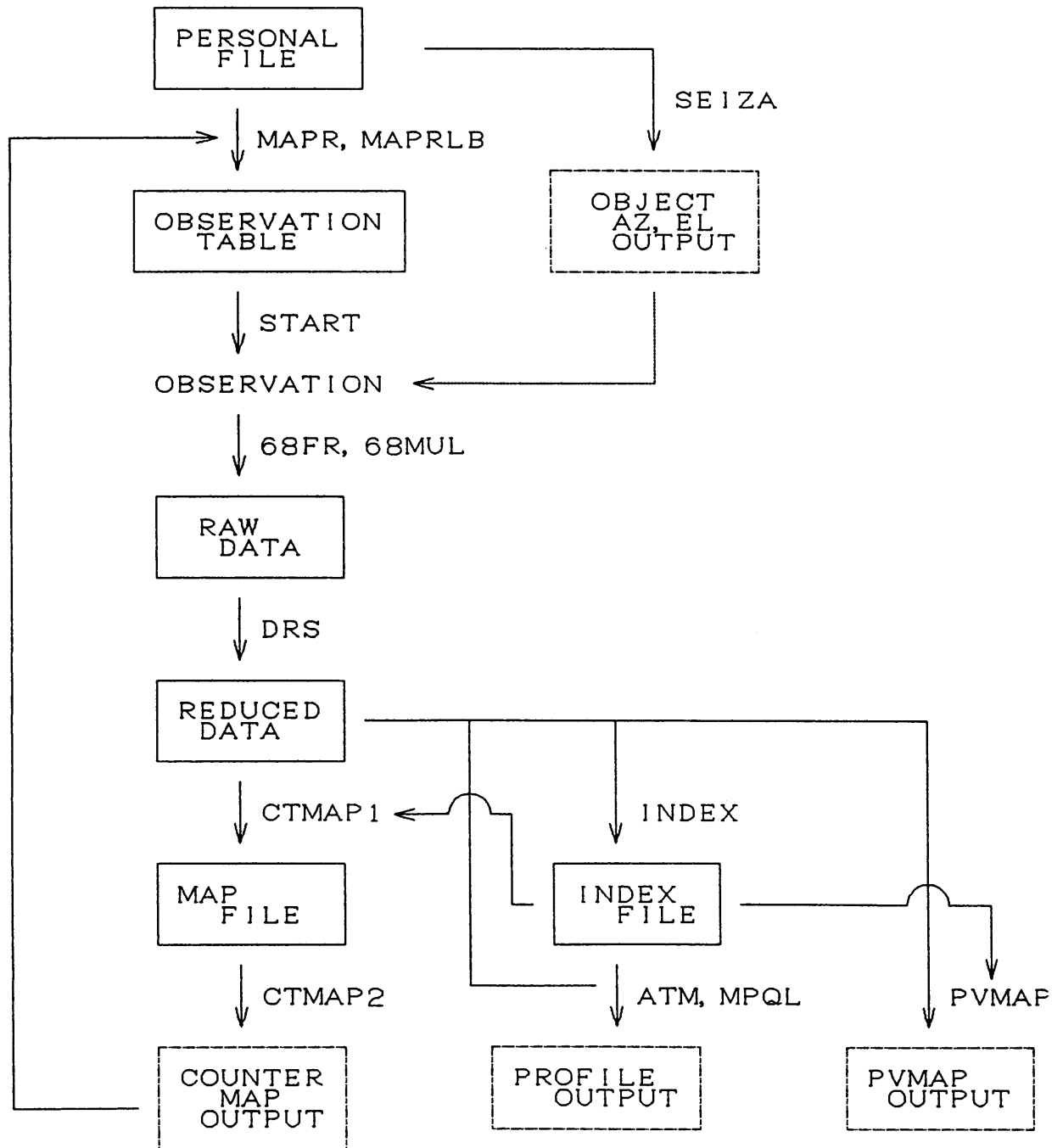


図3-1 ヘビつかい座領域のH α 強度分布図。
 最低コンタレベル、ステップ は、それぞれ
 3 , 2 (単位は任意 ; Cappa de Nicolau
 and Pöppel 1986) 。

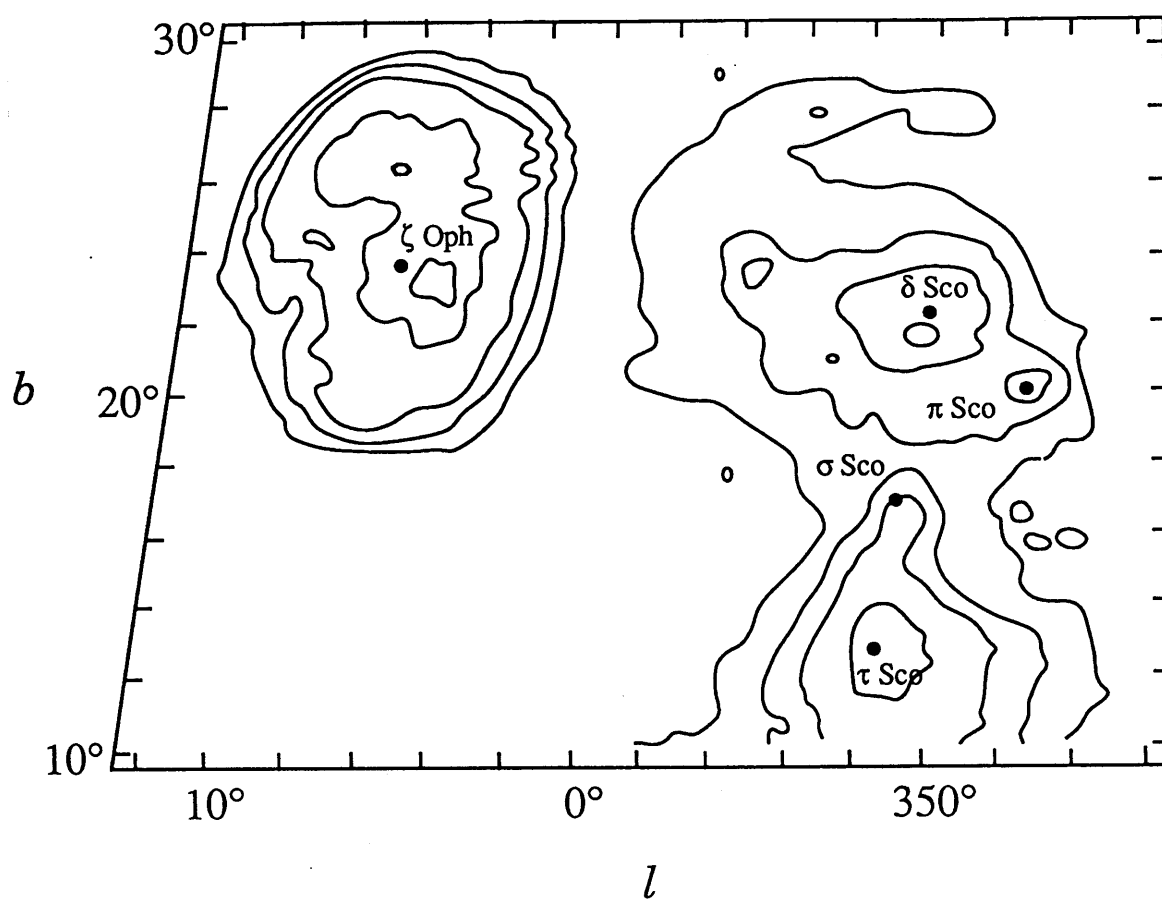


図 3-2 ヘビつかい座領域の光のスケッチ (Herbst and Warner 1981)。

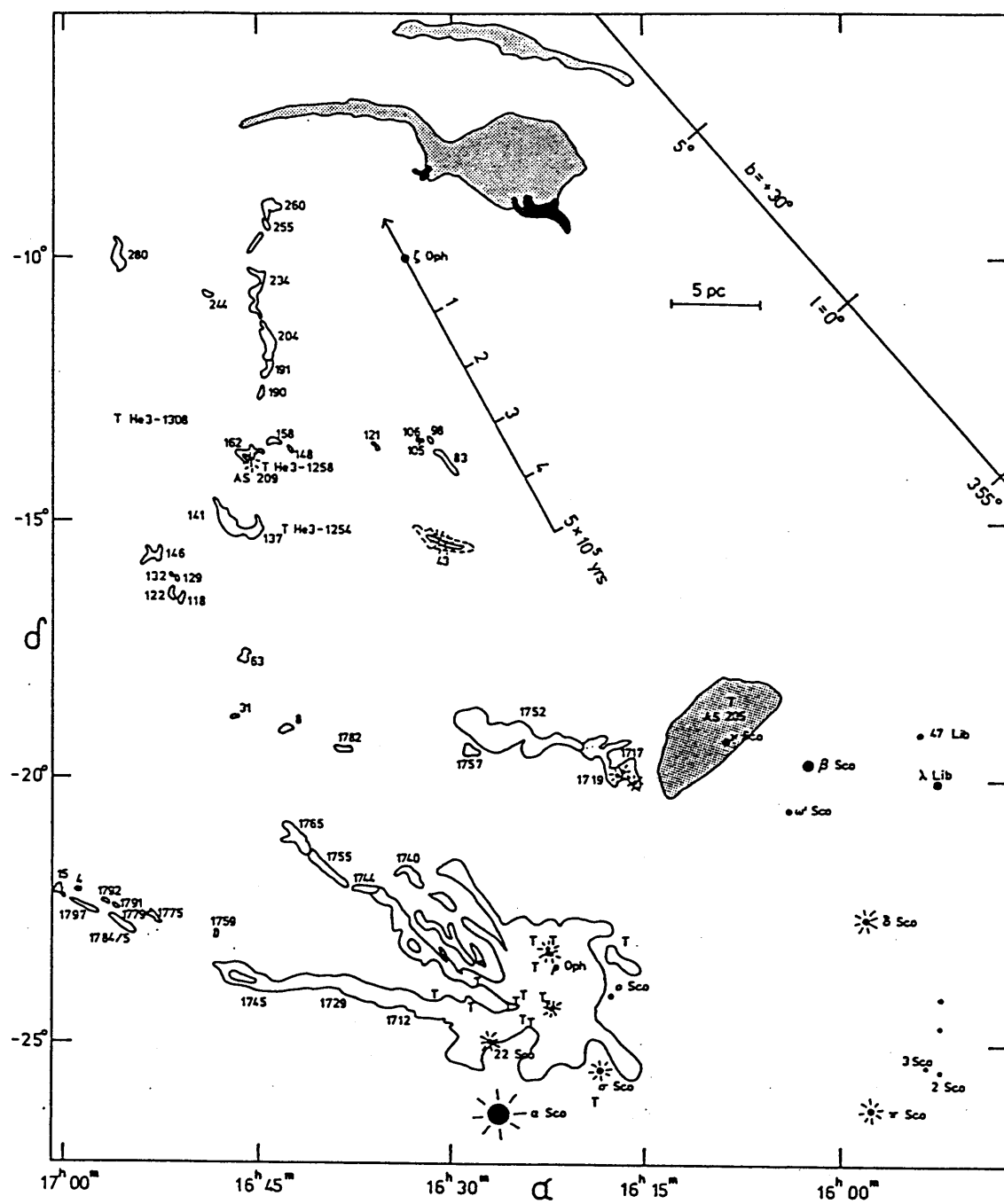


図 3 - 3 第一期観測による、へびつかい座領域の CO (J = 1 - 0) 積分強度分布図。 最低コンタレベル、ステップは、それぞれ 10, 10 K · km/s。

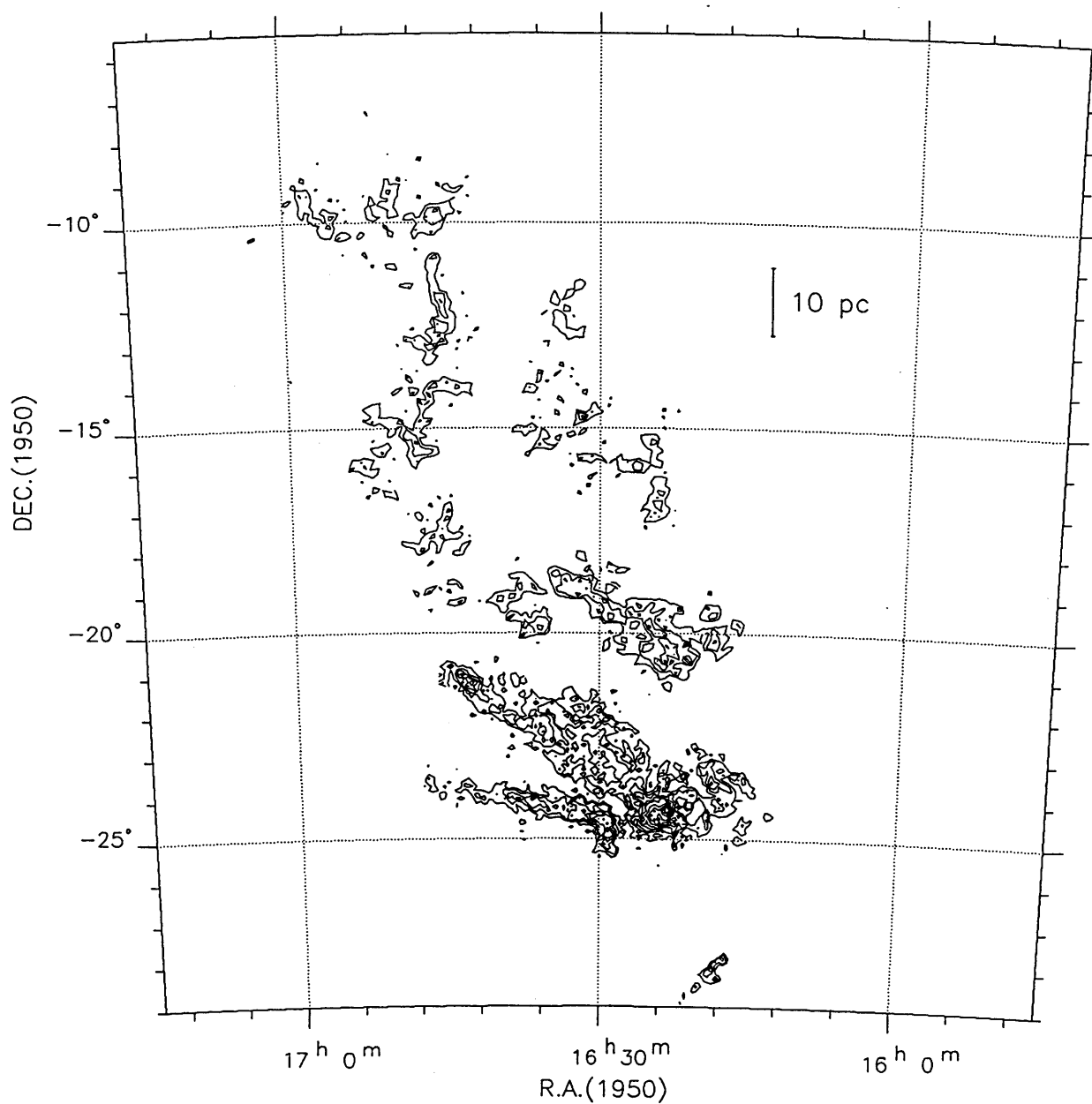


図 3 - 4 第一期観測による、へびつかい座領域の ^{13}CO ($J=1-0$) 積分強度分布図。最低コンタレベル、ステップは、それぞれ 2, 2 $\text{K} \cdot \text{km/s}$ 。

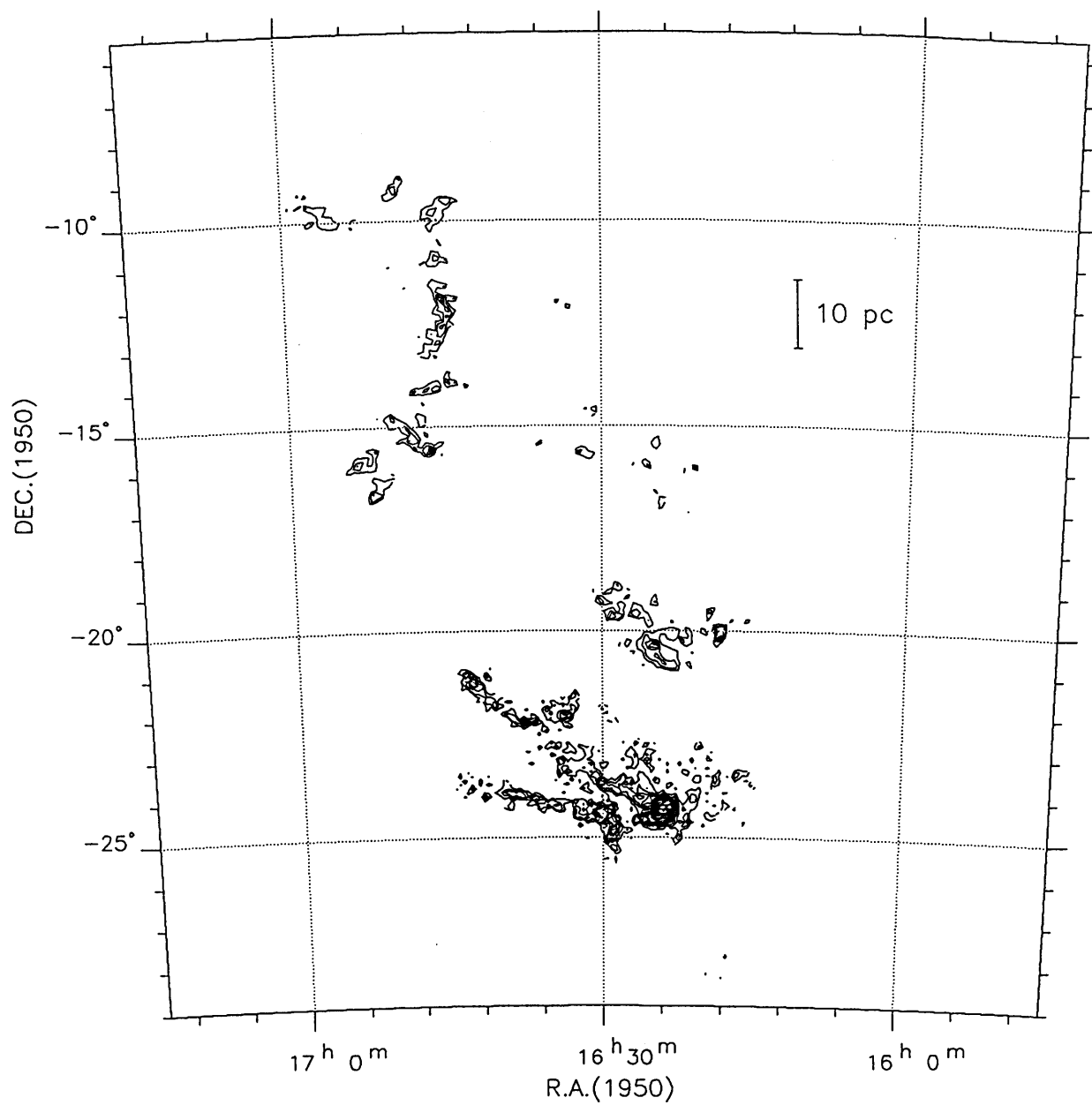


図 3 - 5 第一期観測に於ける C O (J = 1 - 0) による観測点を黒点で示した。

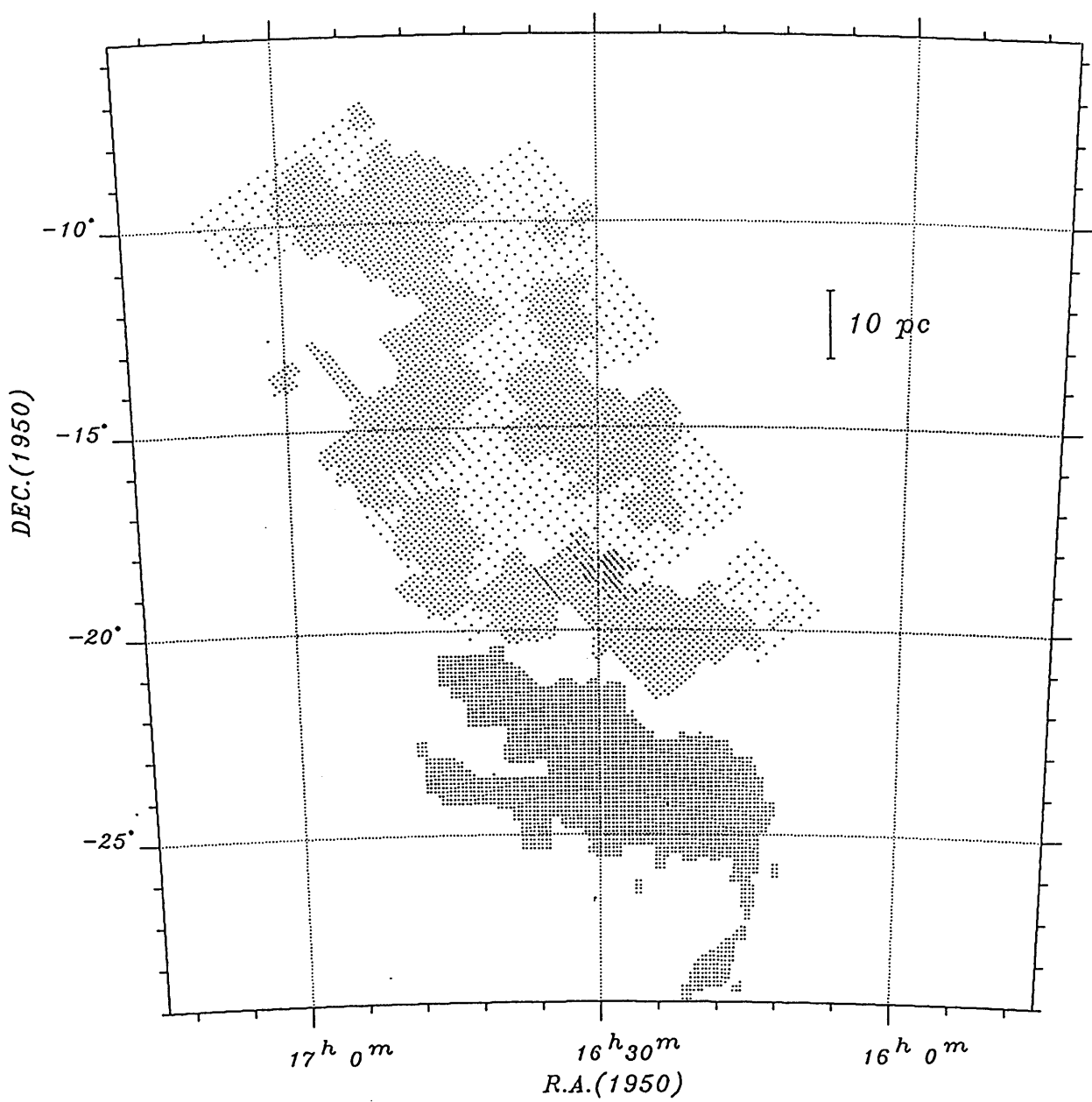
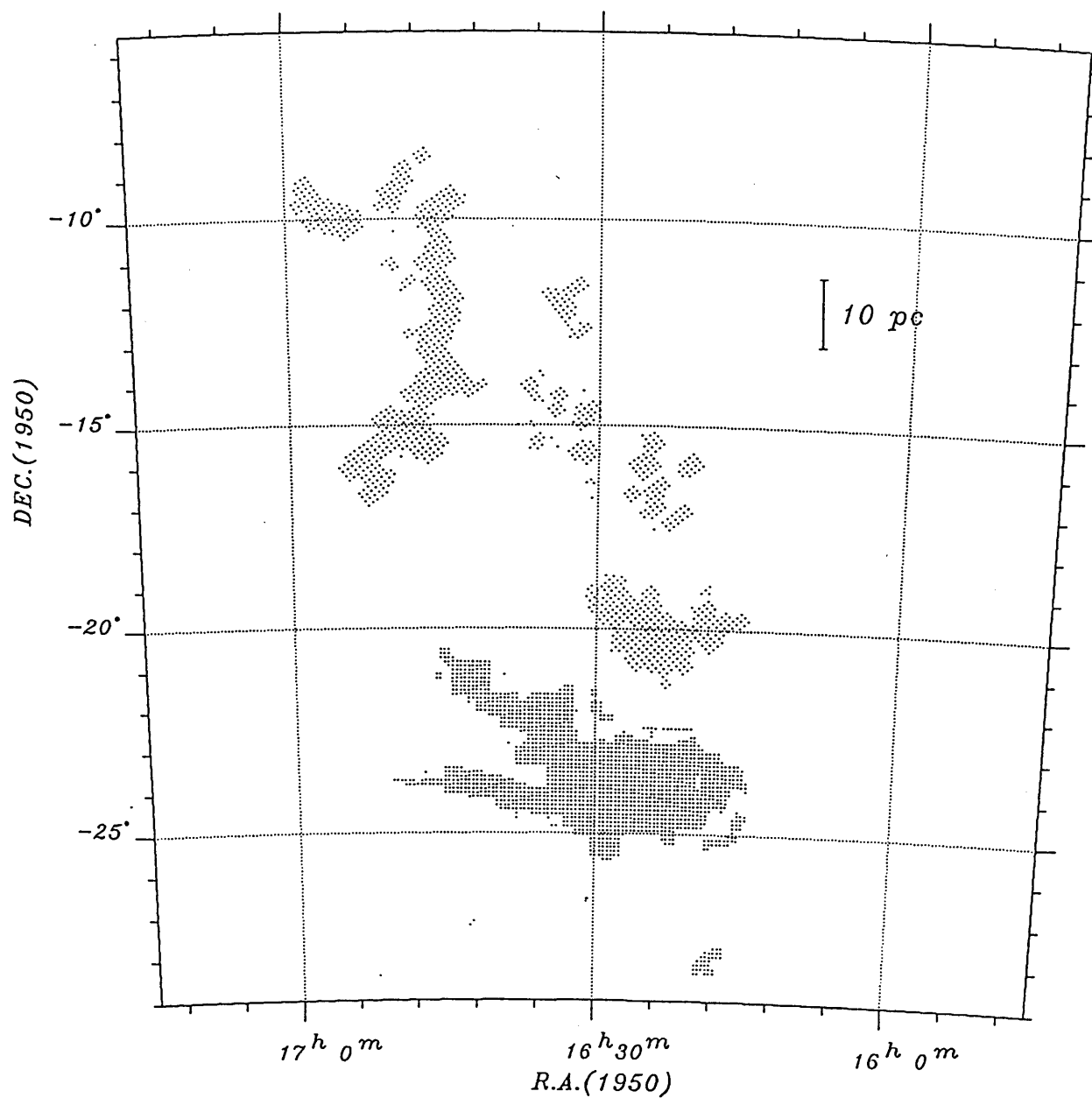


図 3 - 6 第二期観測に於ける ^{13}CO ($J = 1 - 0$) による観測点を黒点で示した。



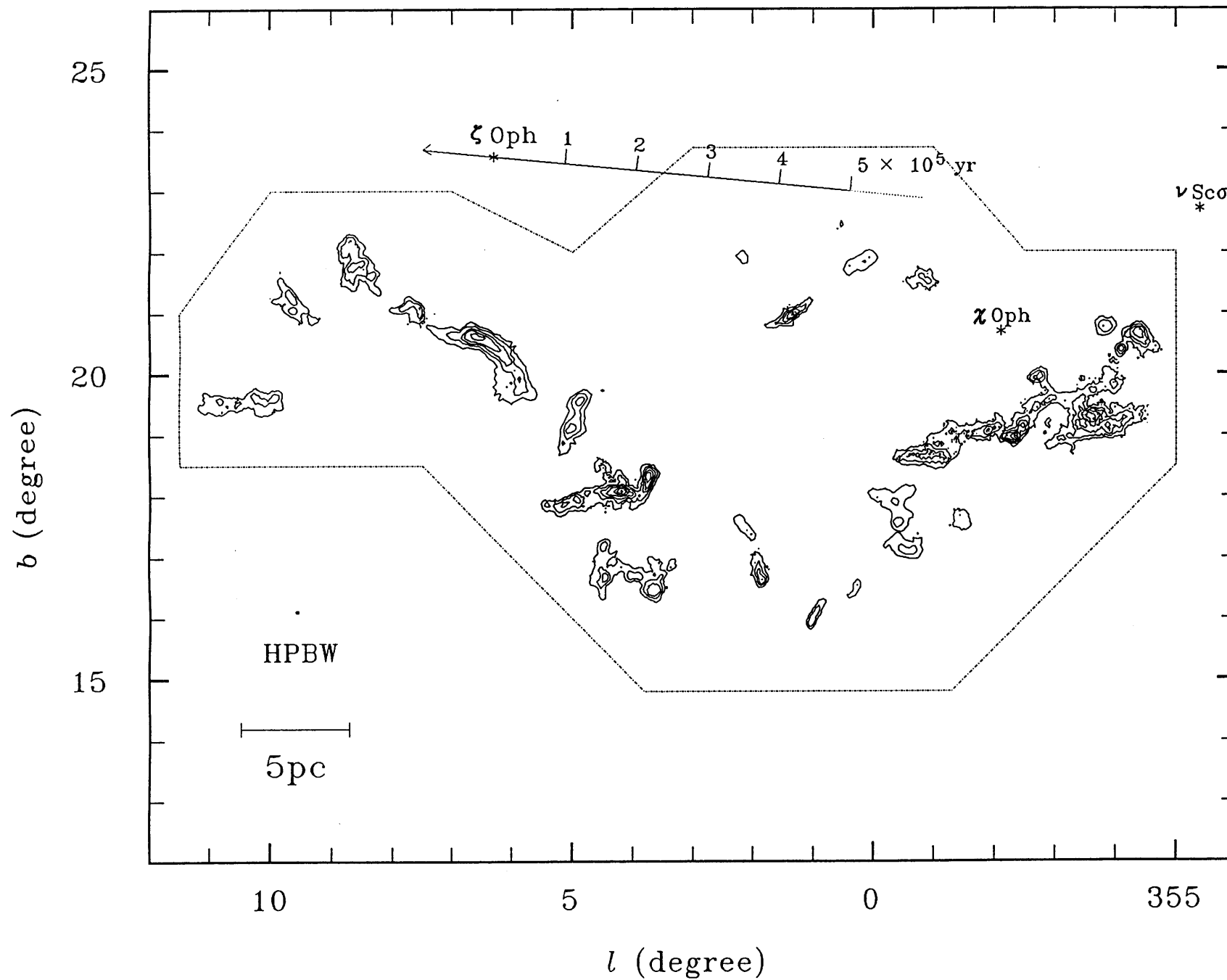


図 3-7

第二期観測による、へびつかい座領域の ^{13}CO ($J=1-0$) 積分強度分布図。最低コンタレベル、ステップは、それぞれ 1.8、1.8 $\text{K} \cdot \text{km/s}$ 。

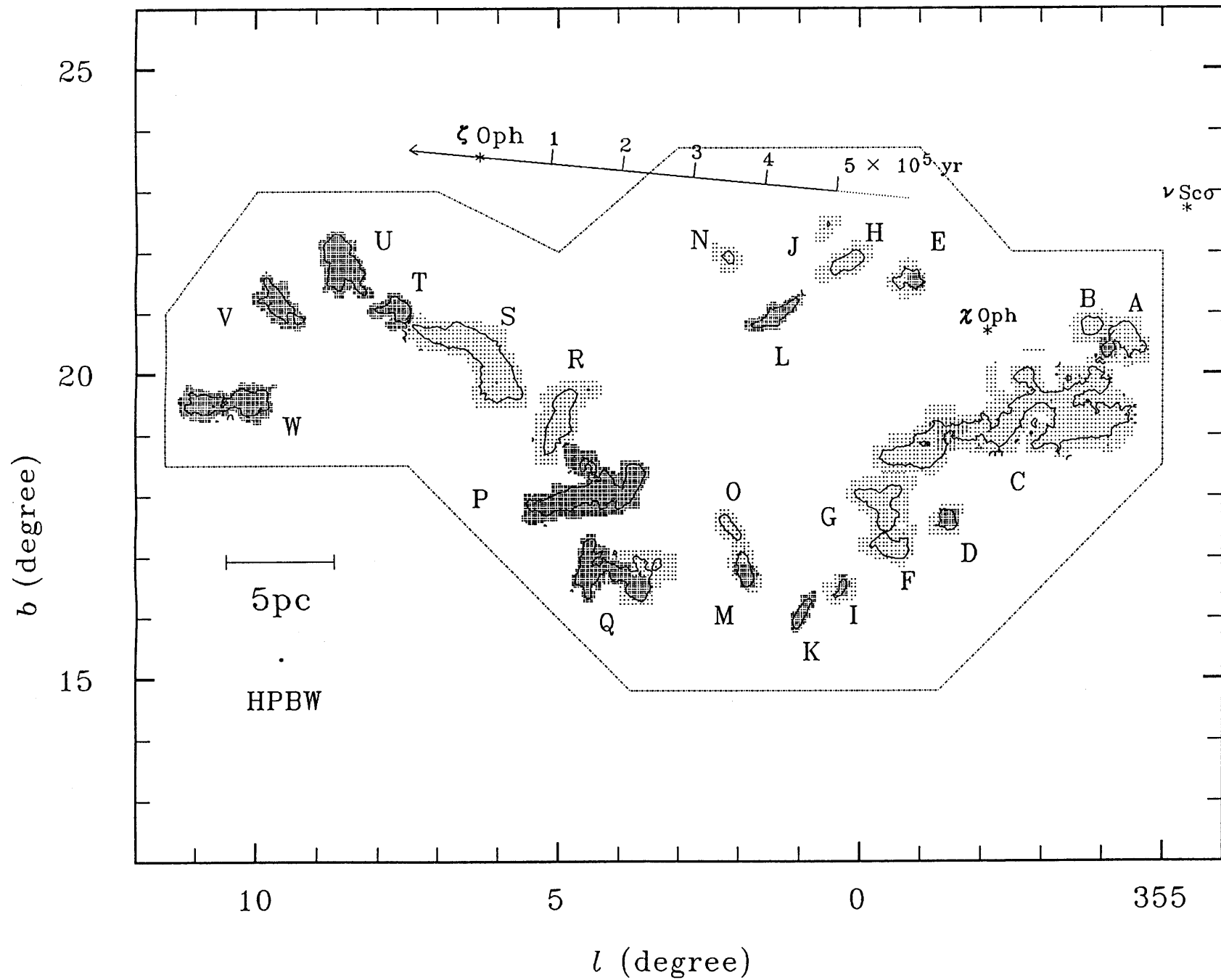


図3-8

第二期観測の観測点を最低コン
タレベル ($1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$) と共
に、黒点で示した。 点が密にな
っているところは、 $2'$ グリッド
の観測である。 また、分子雲を
銀経の小さい順に、A-Wとした。

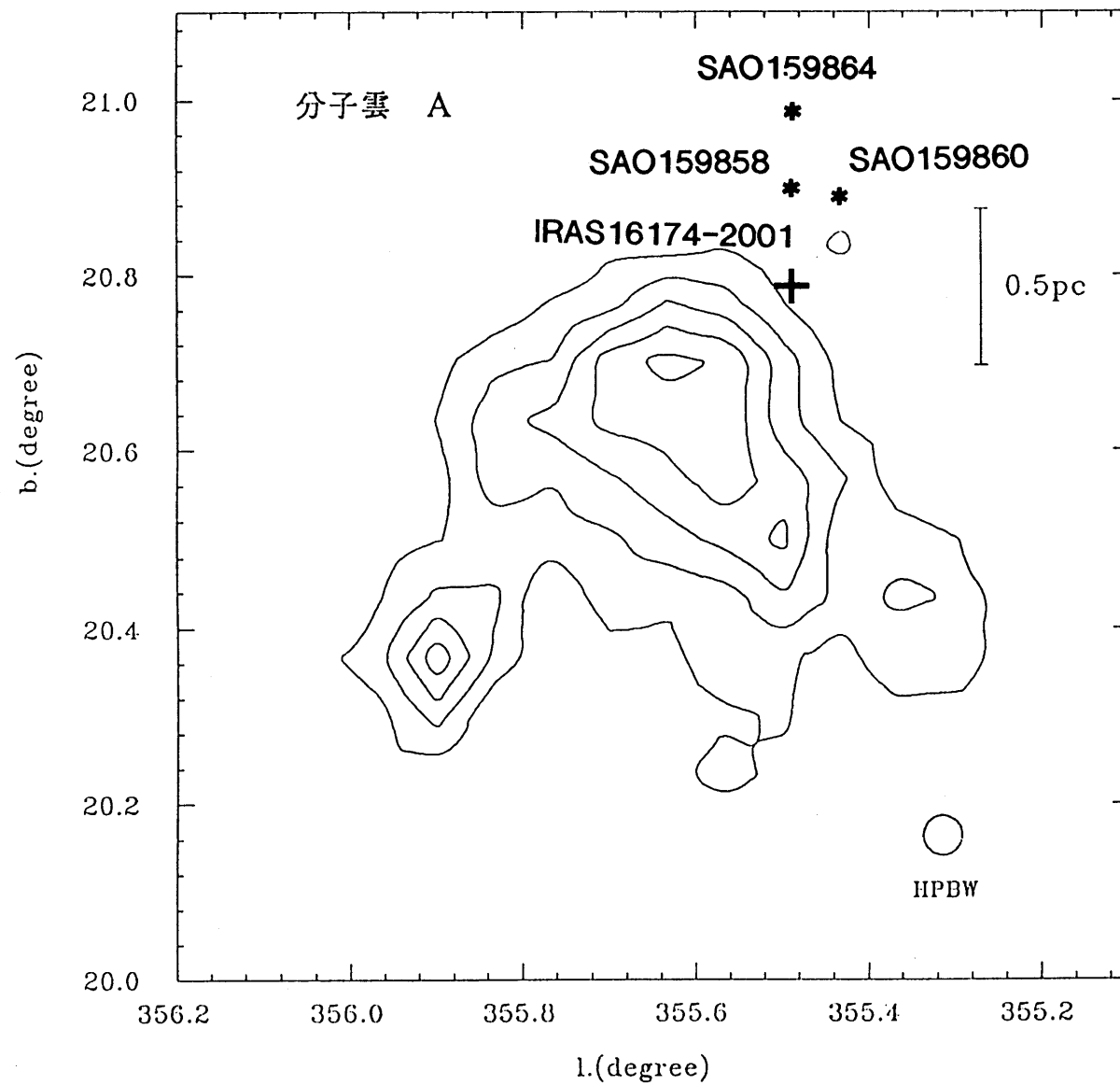


図3-9A 分子雲Aの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

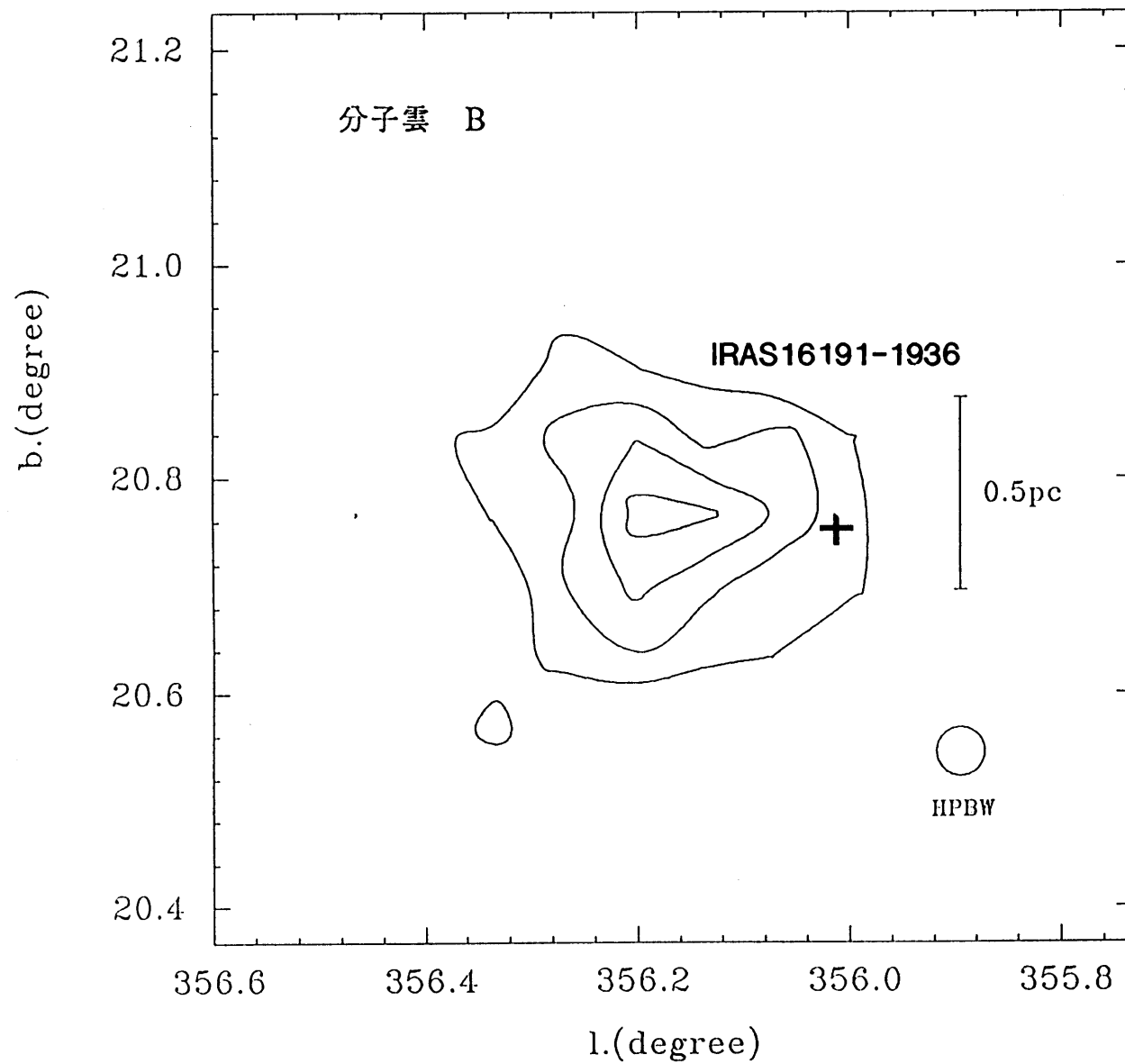


図3-9B 分子雲Bの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

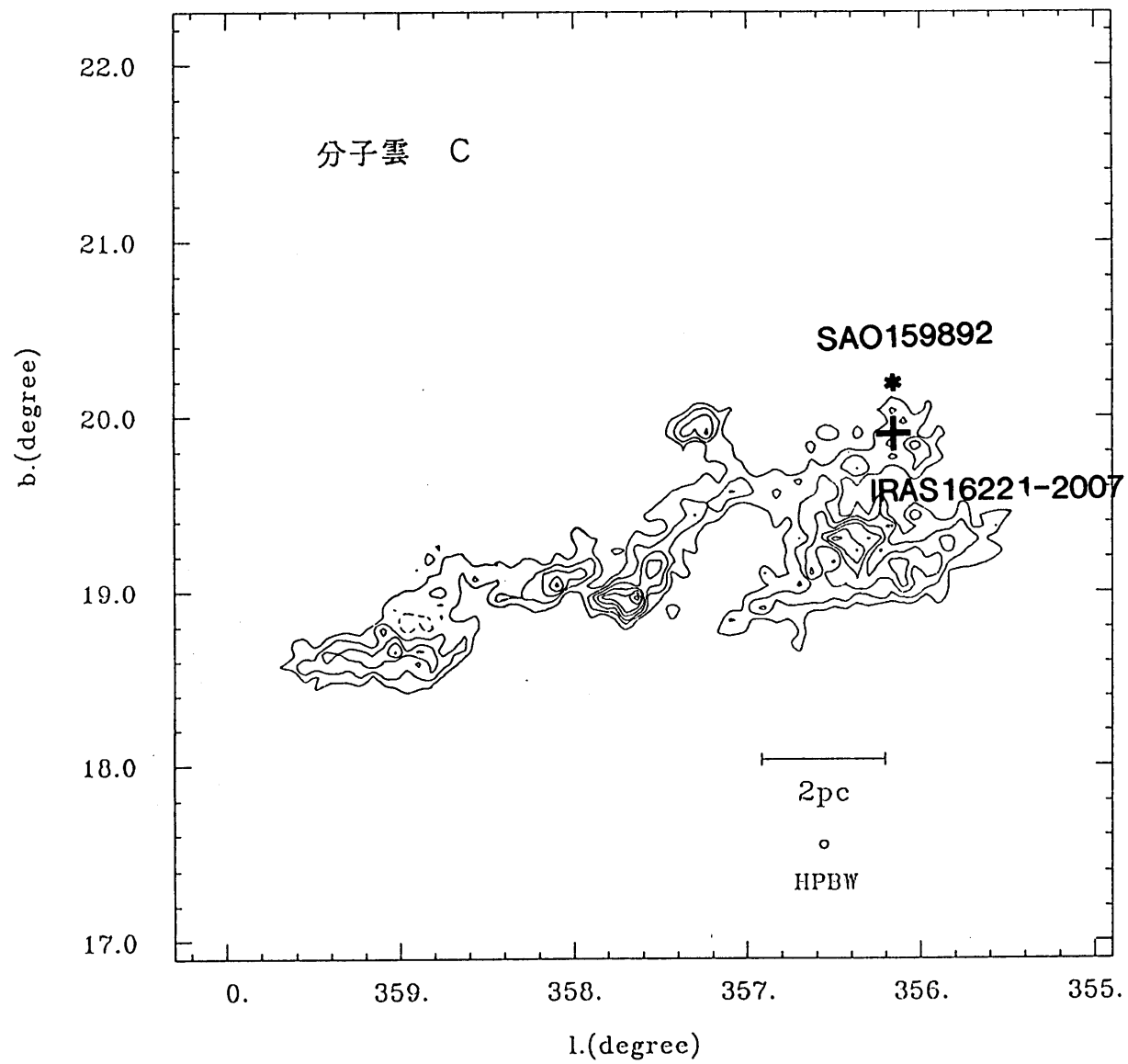


図3-9C 分子雲Cの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K · km/s、
1.8 K · km/s。

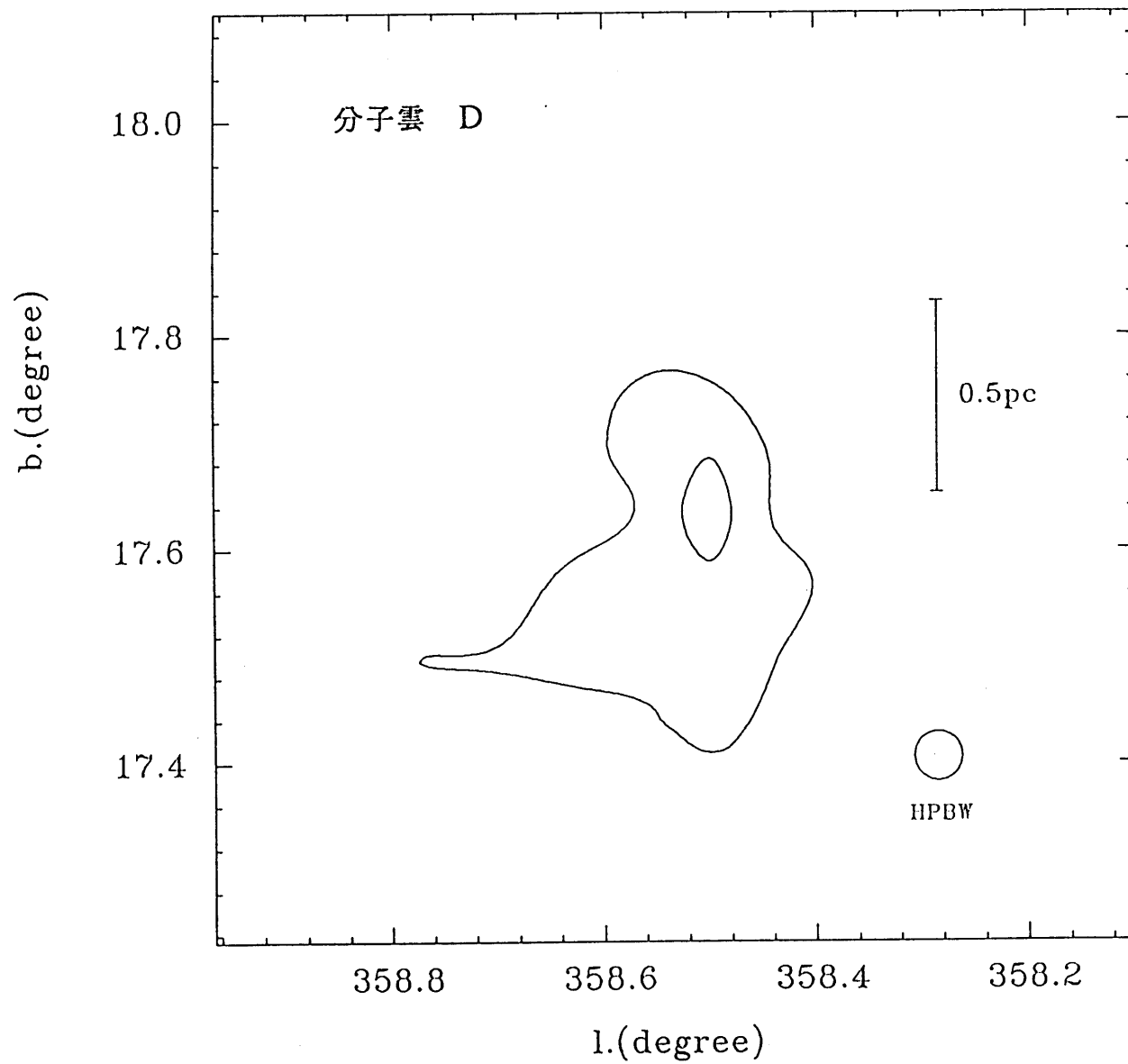


図3-9D 分子雲Dの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 、
 $1.0 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 。

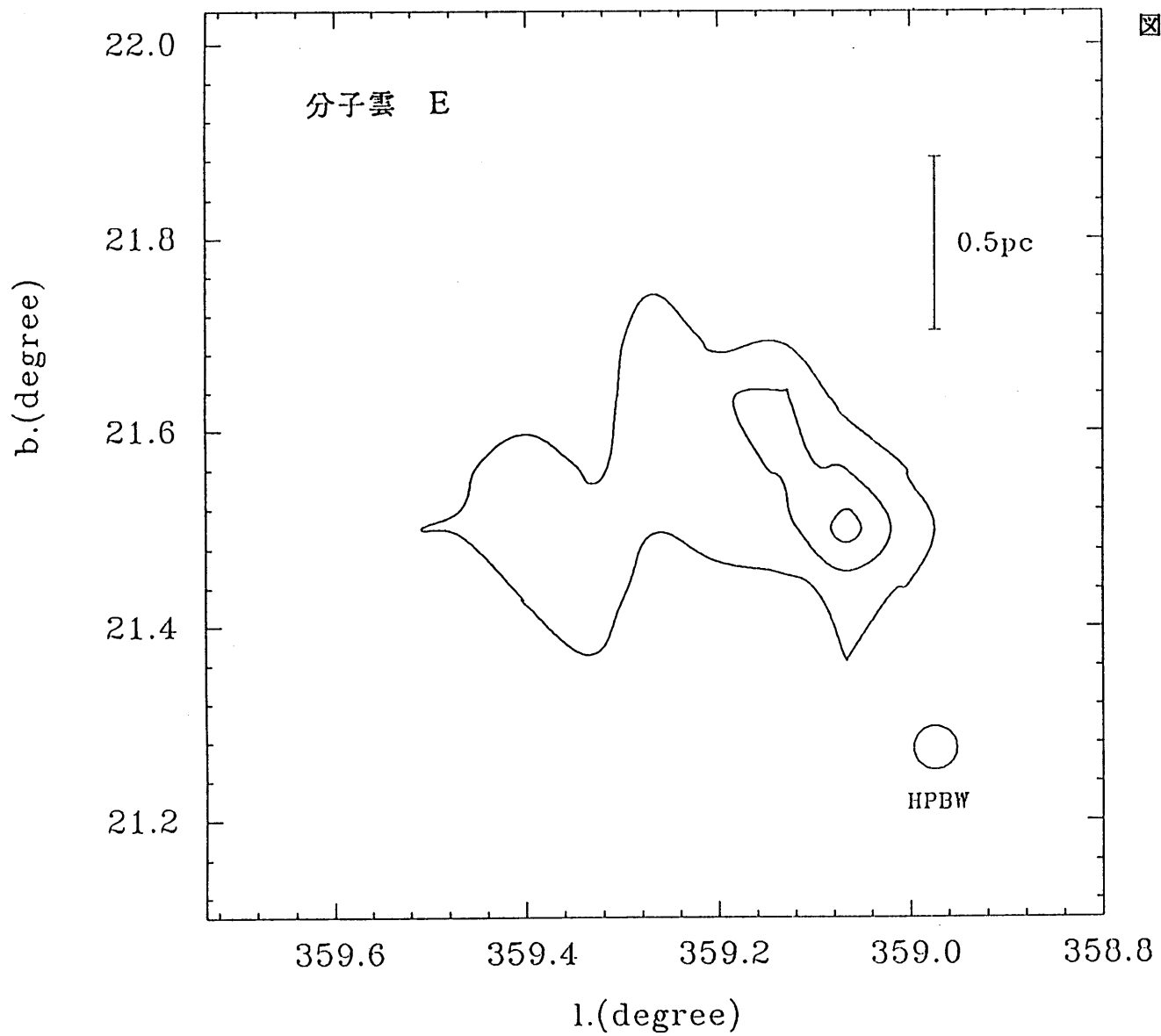


図3-9E 分子雲Eの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K · km/s、
1.0 K · km/s。

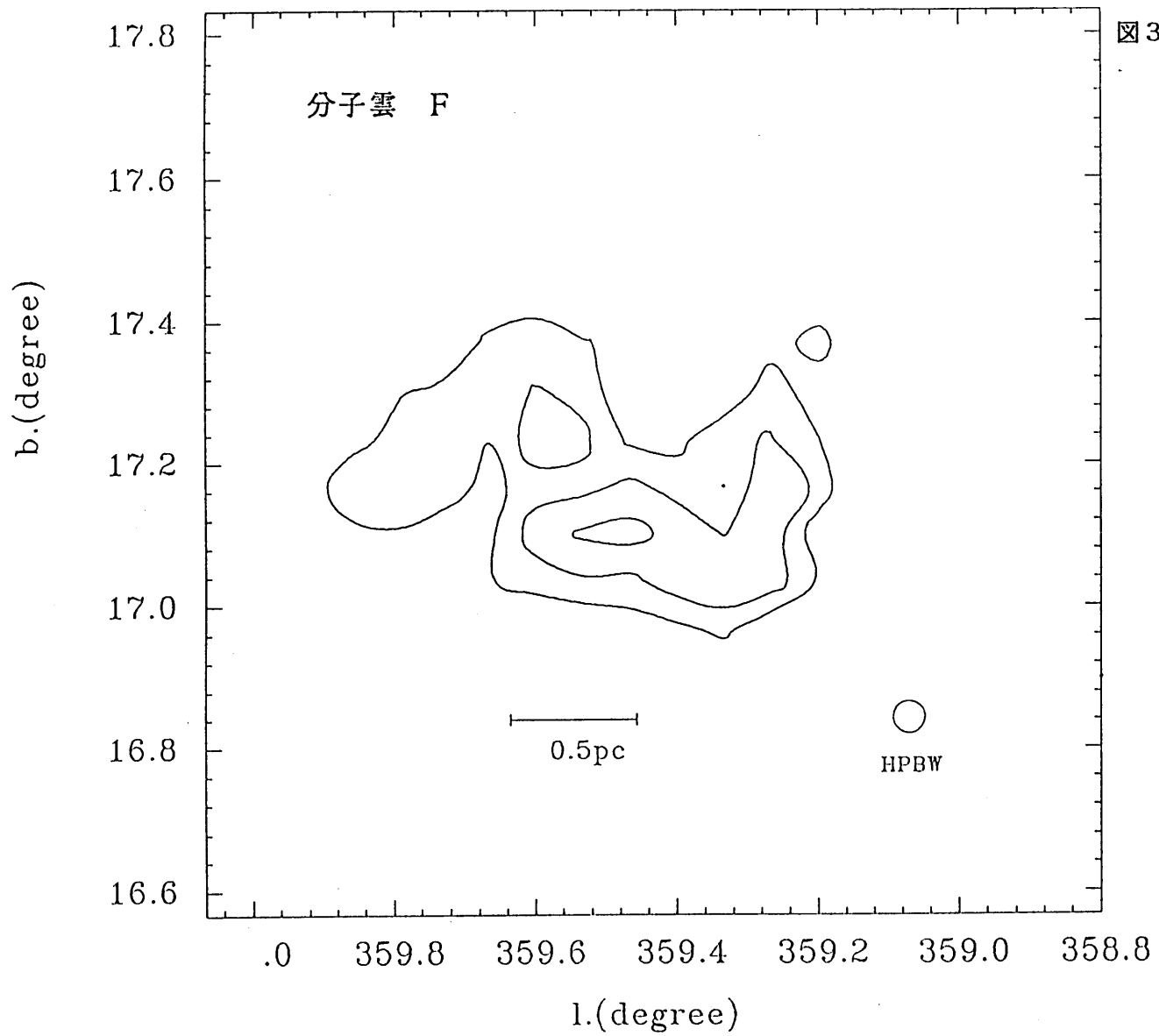


図3-9F 分子雲Fの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K · km/s、
1.8 K · km/s。

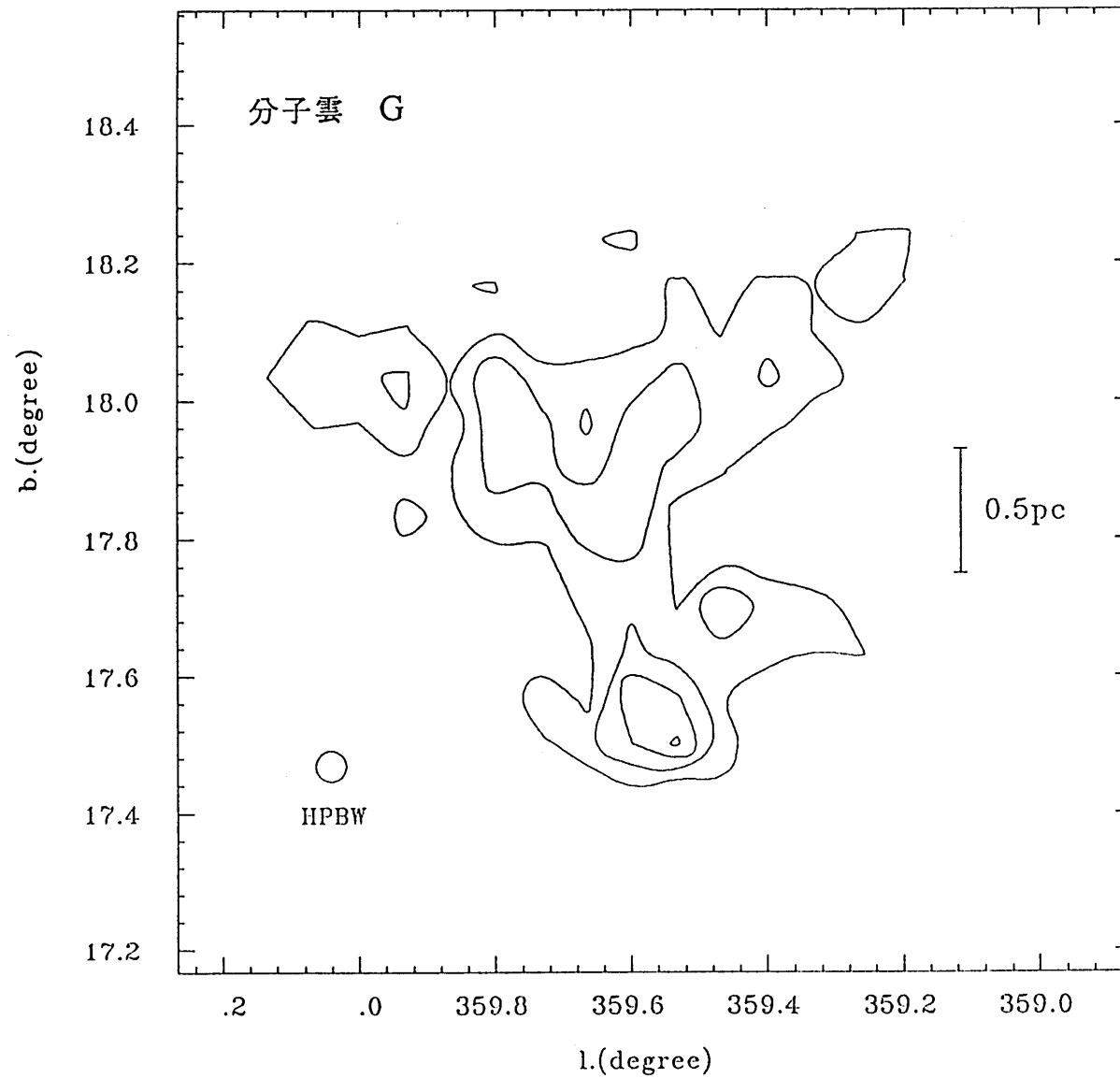


図3-9G 分子雲Gの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

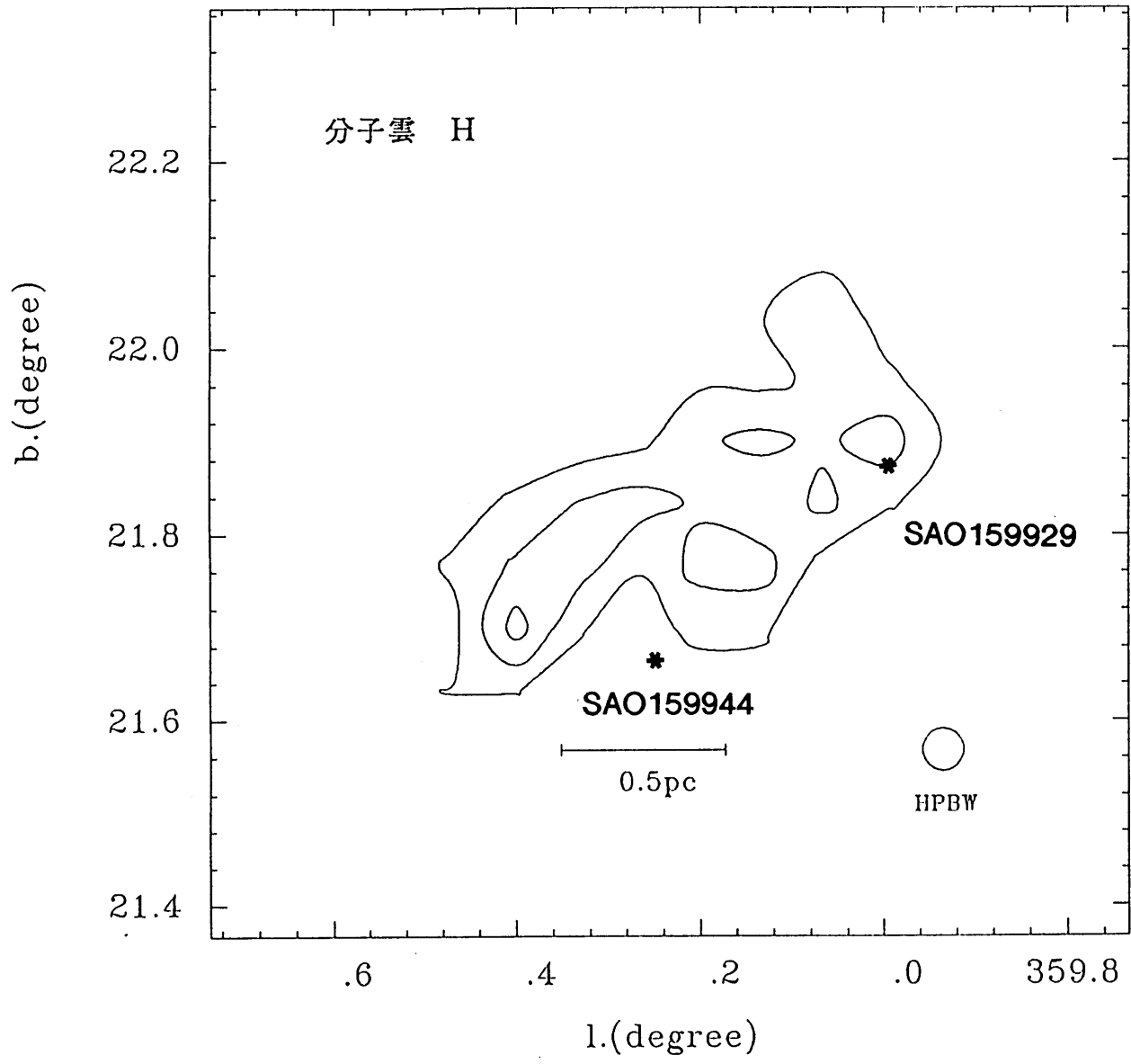


図3-9H 分子雲Hの積分強度図。 最低コンタ
 レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
 1.8 K・km/s。

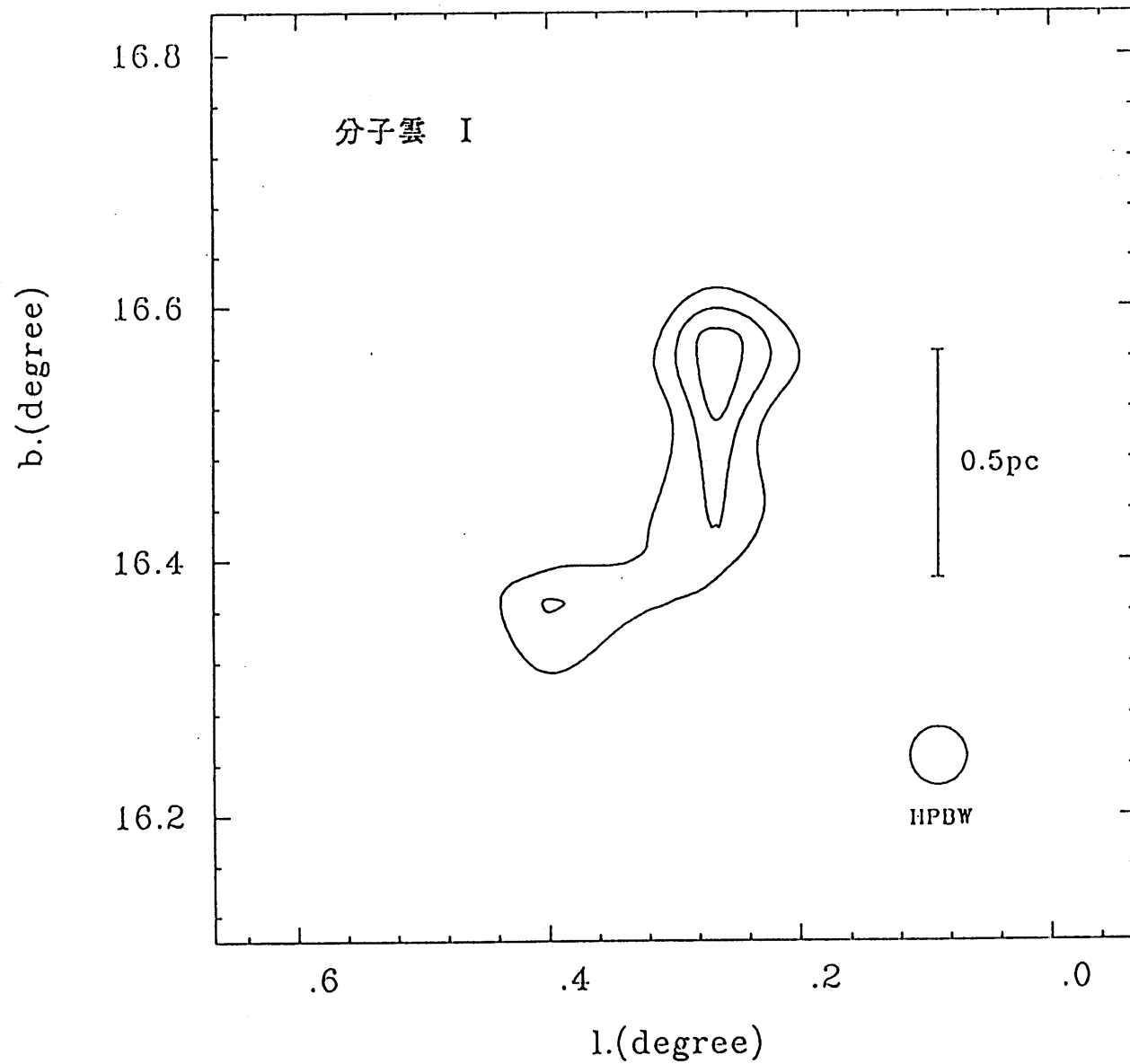


図3-9 I 分子雲Iの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 、
 $1.0 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 。

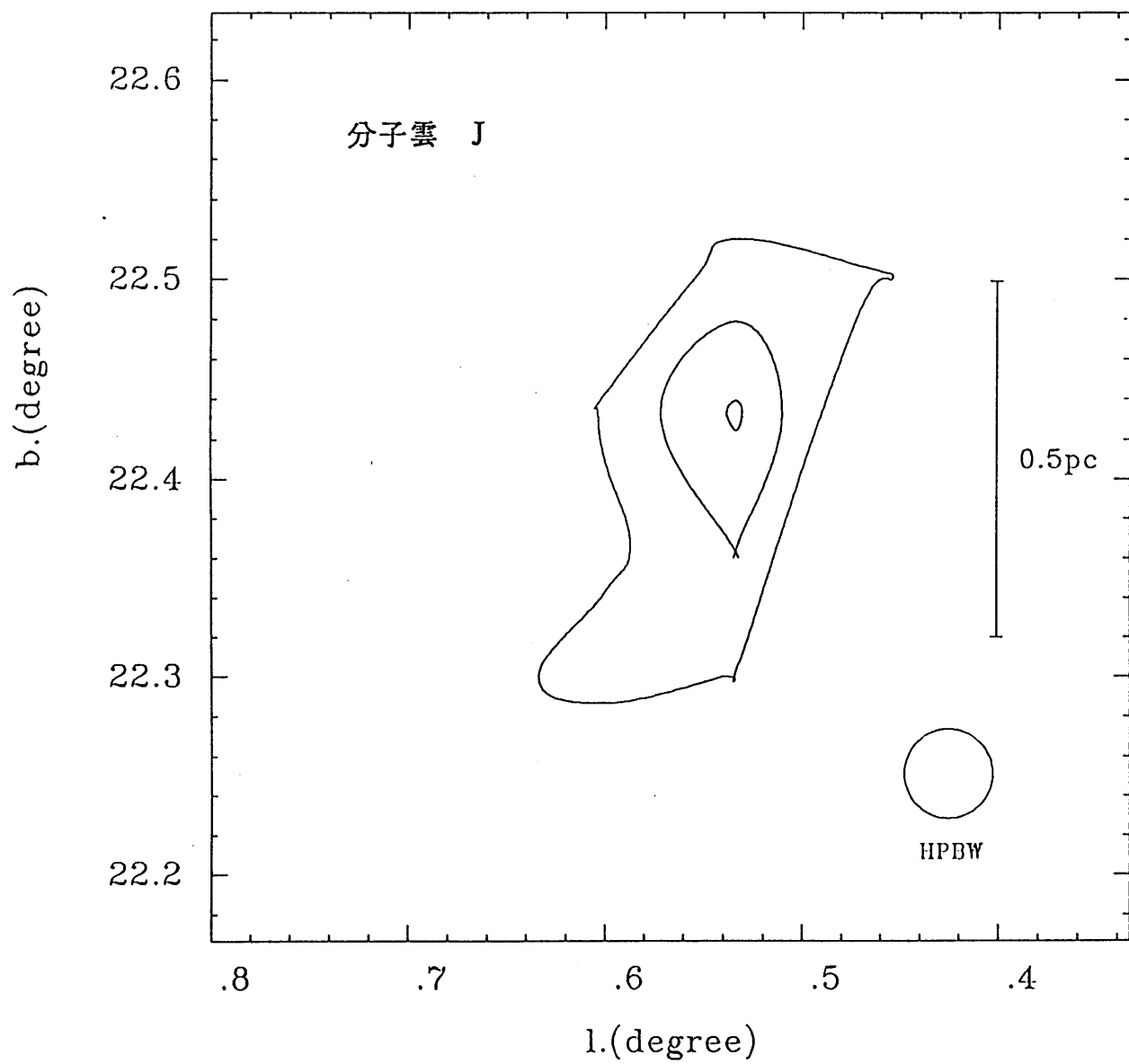


図3-9J 分子雲Jの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.0 K・km/s。

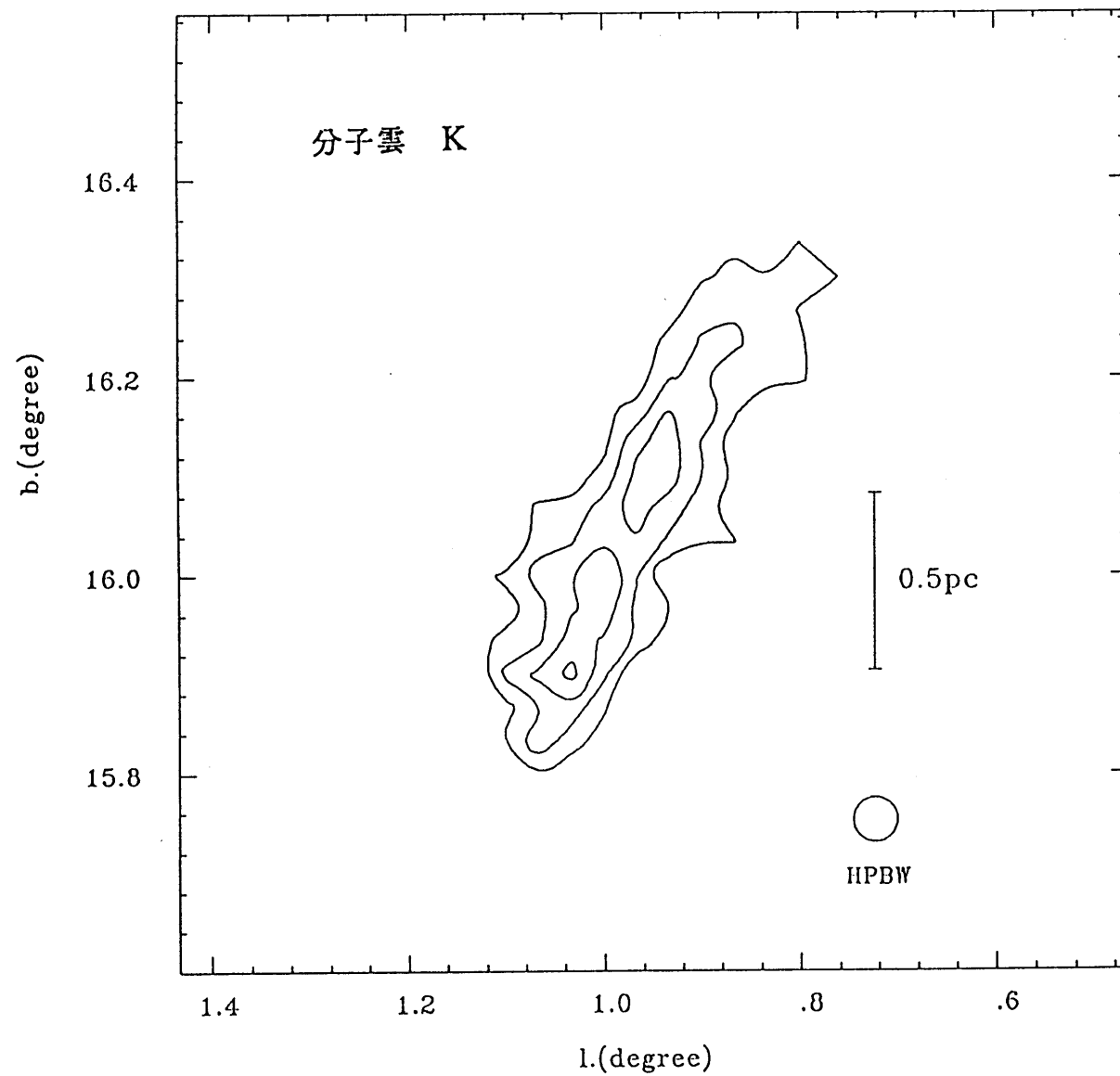


図3-9K 分子雲Kの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 、
 $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 。

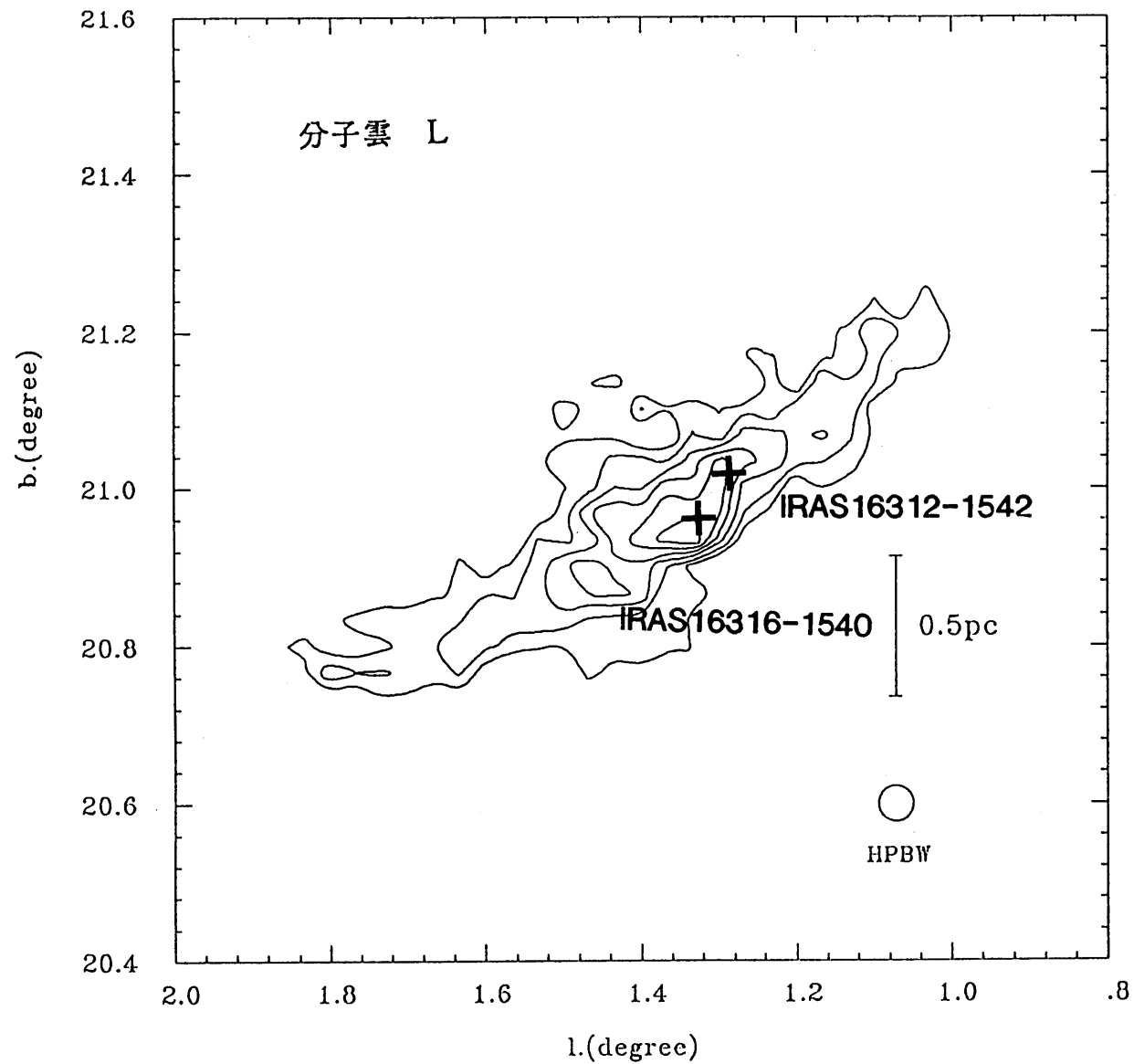


図3-9L 分子雲Lの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

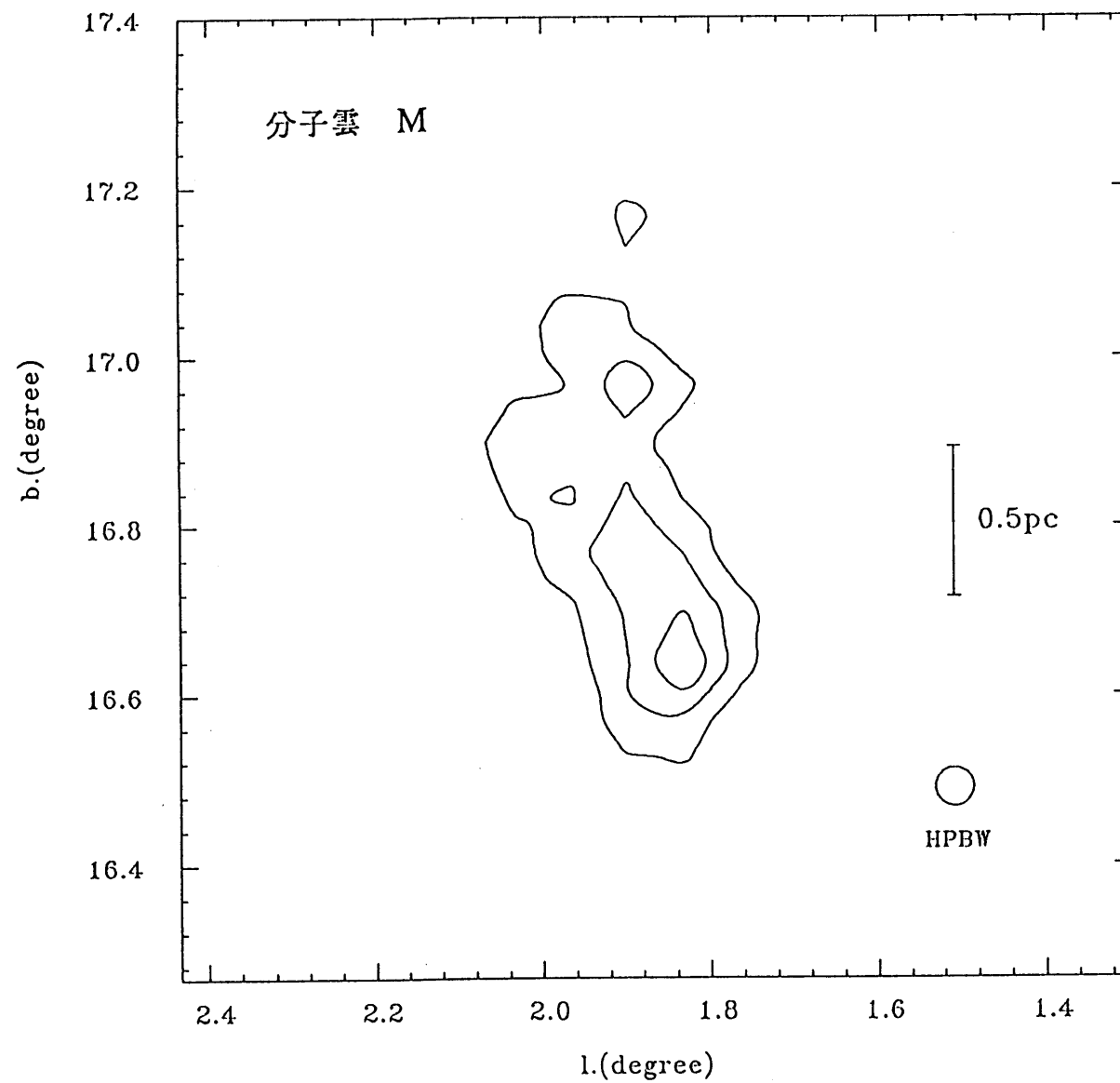


図3-9M 分子雲Mの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ
1.8 K · km/s、1.8 K · km/s。

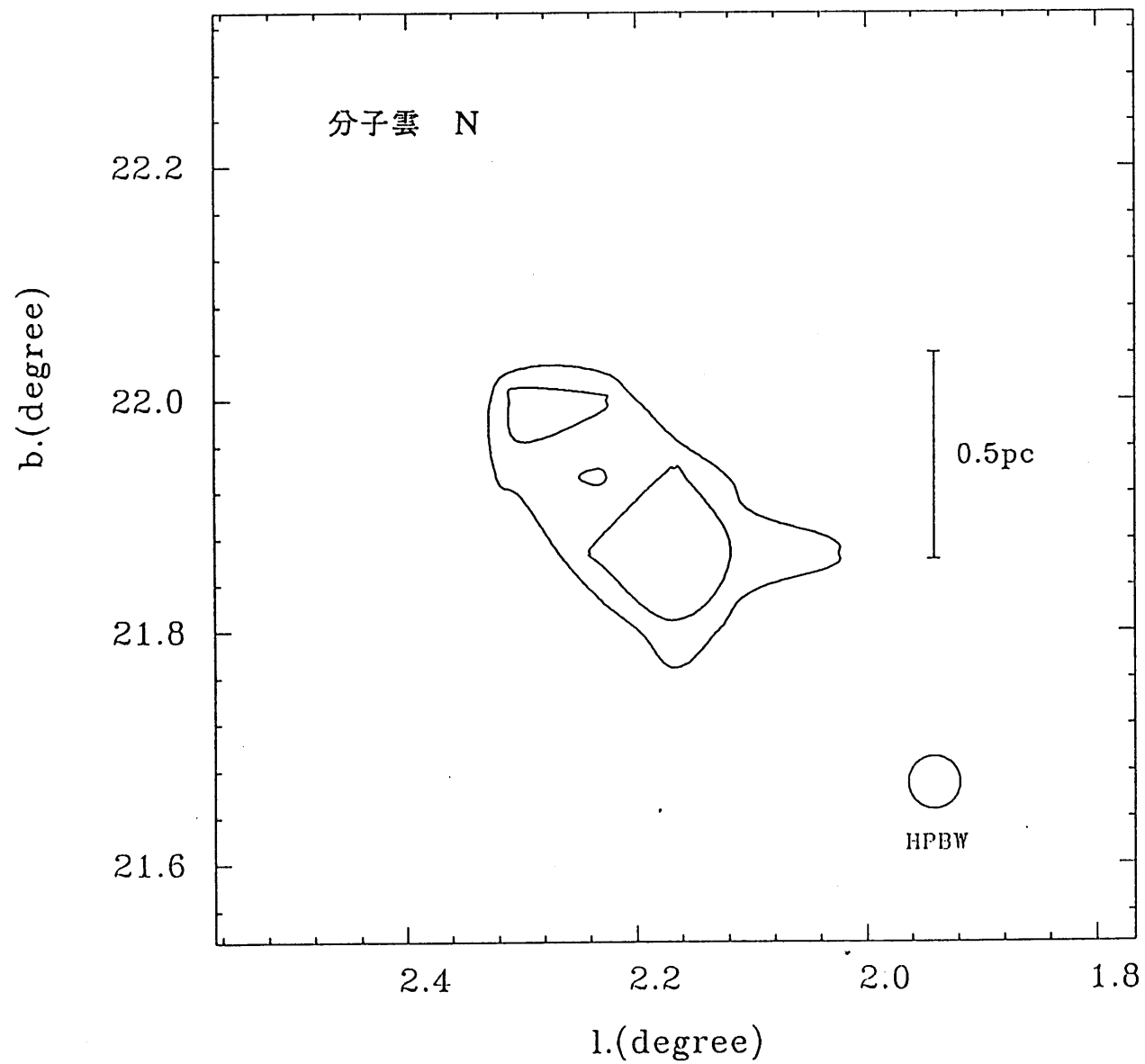


図3-9N 分子雲Nの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ $1.8 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 、
 $1.0 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 。

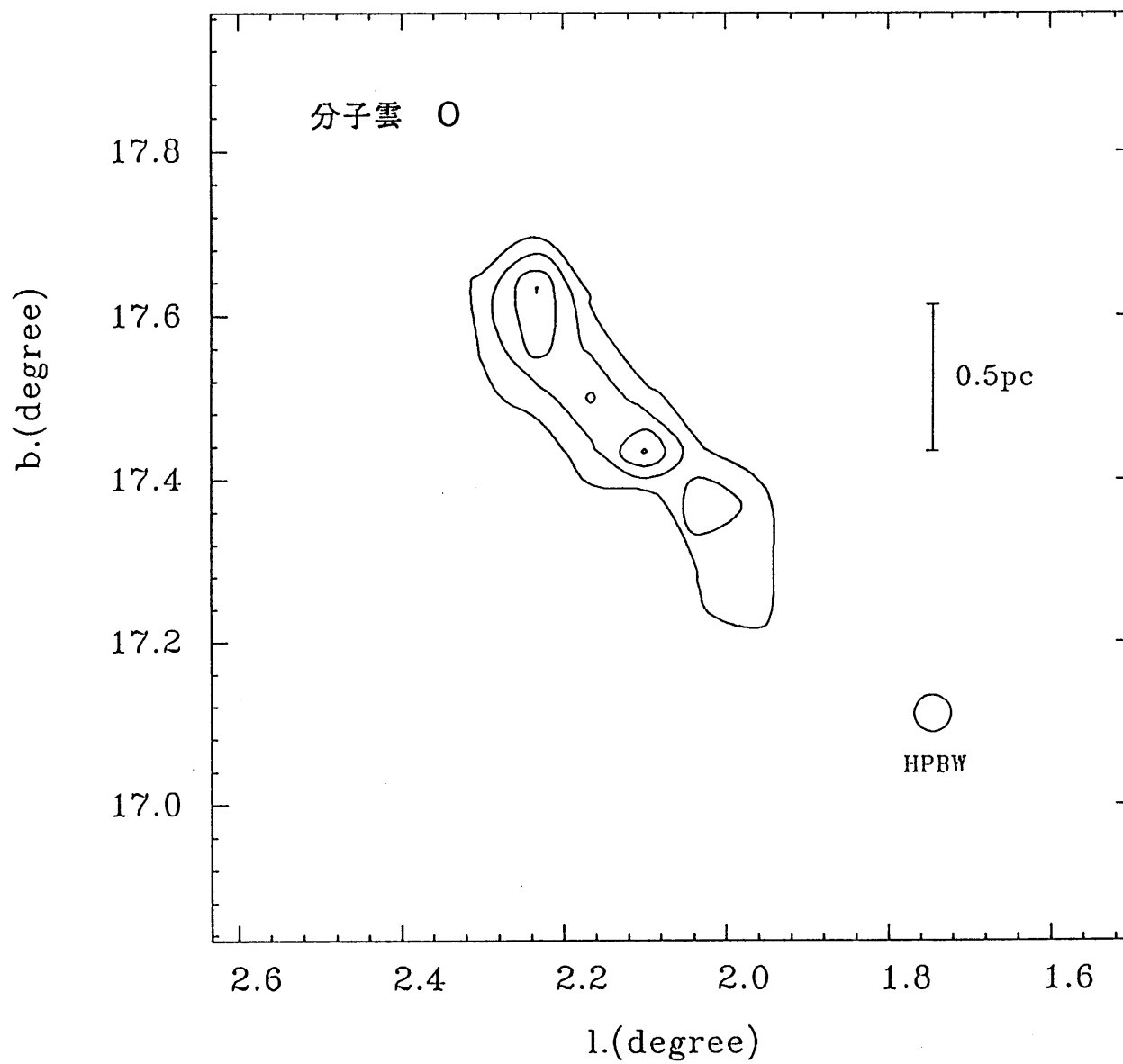


図3-90 分子雲0の積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.0 K・km/s。

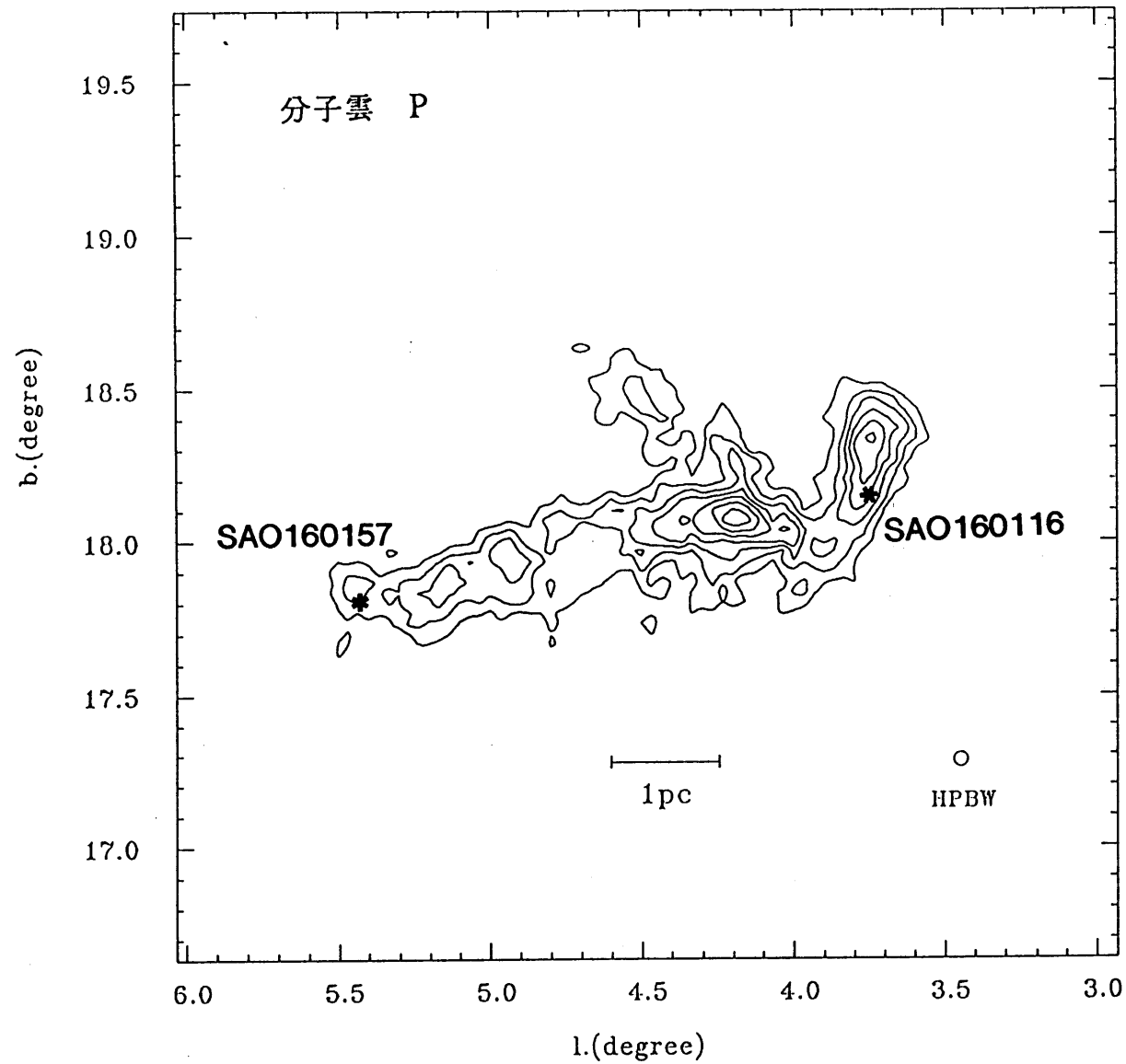


図3-9P 分子雲Pの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

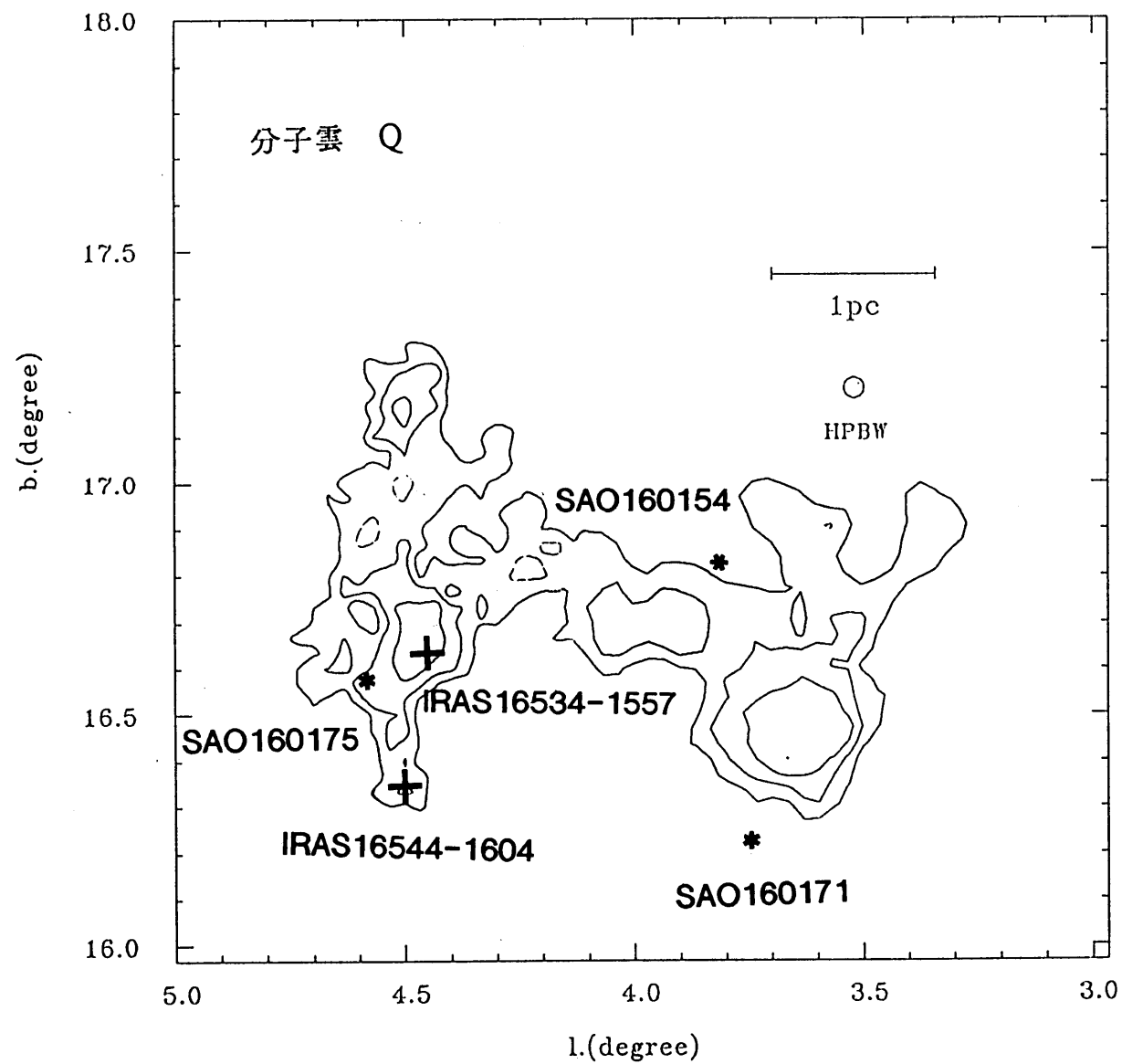


図3-9Q 分子雲Qの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

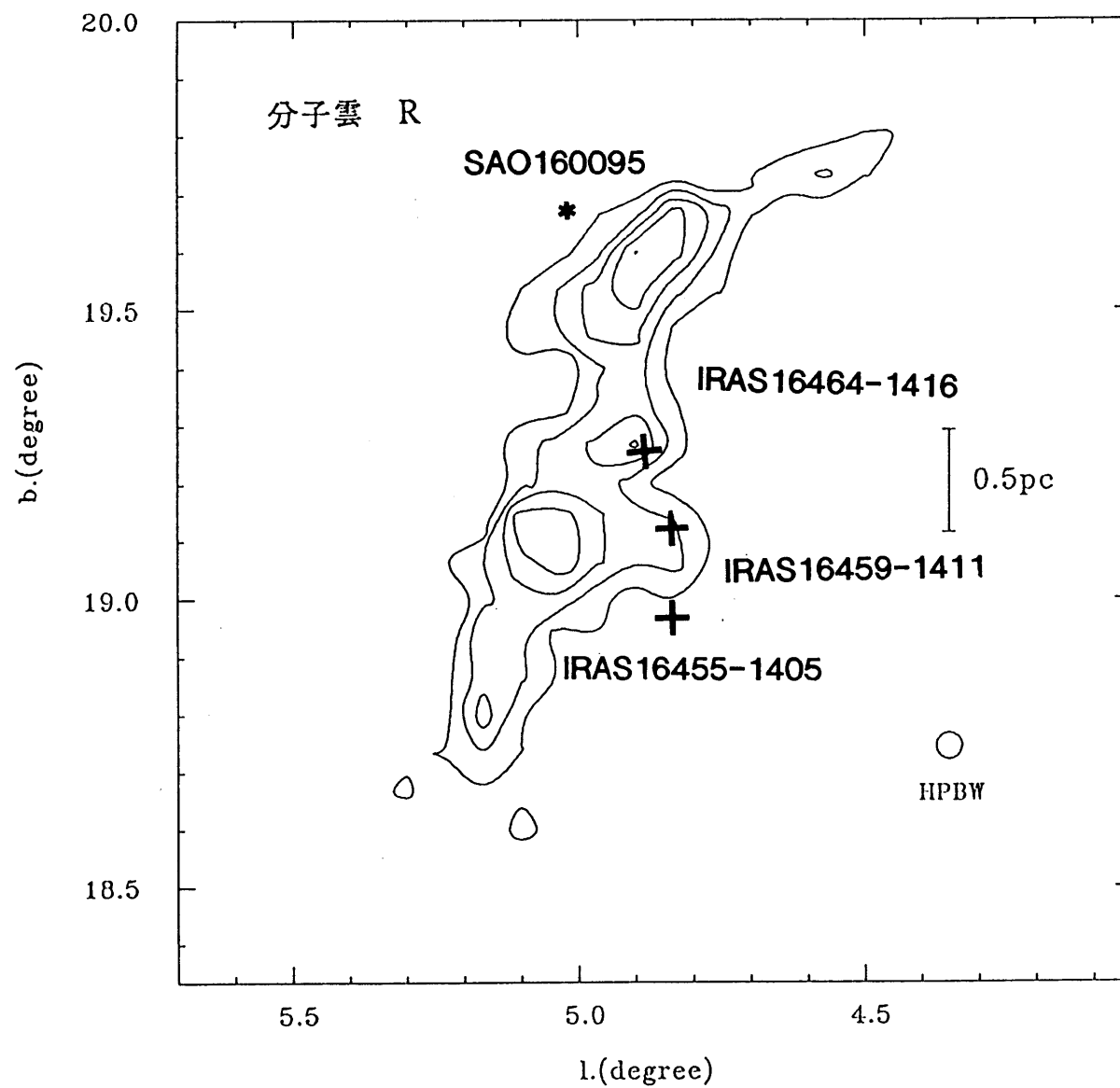


図3-9 R 分子雲Rの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

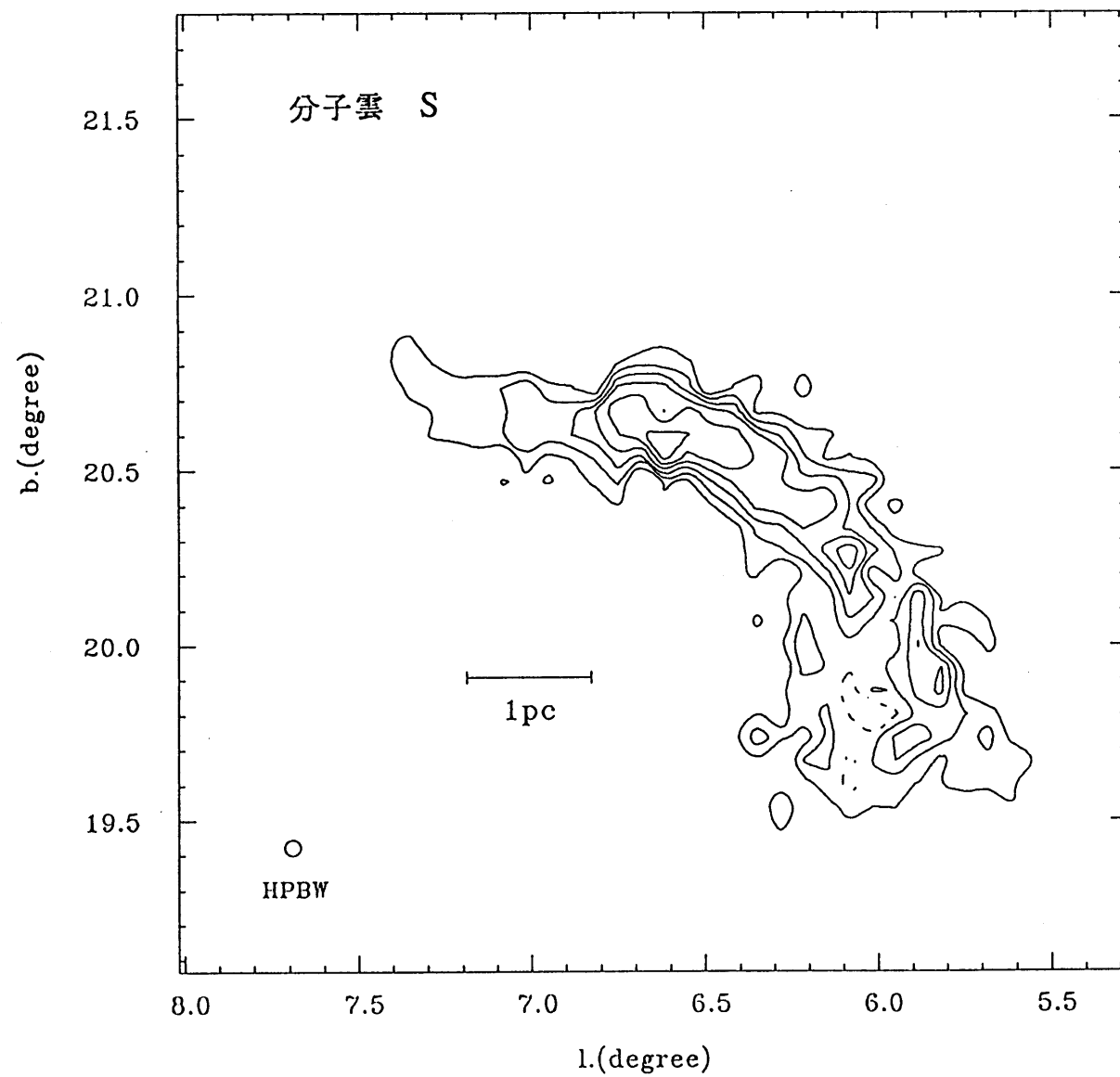


図3-9S 分子雲Sの積分強度図。 最低コンタア
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

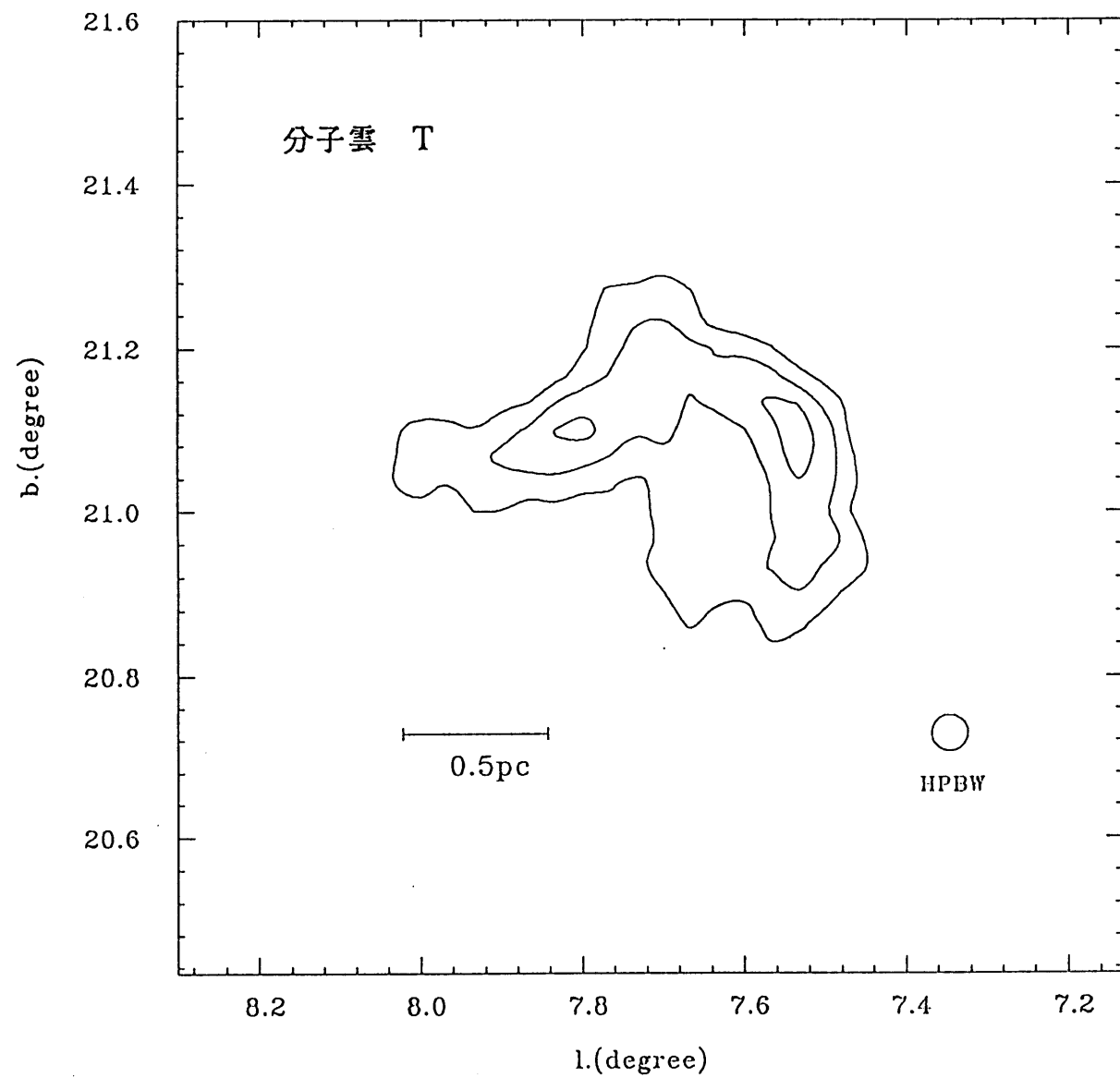


図3-9T 分子雲Tの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

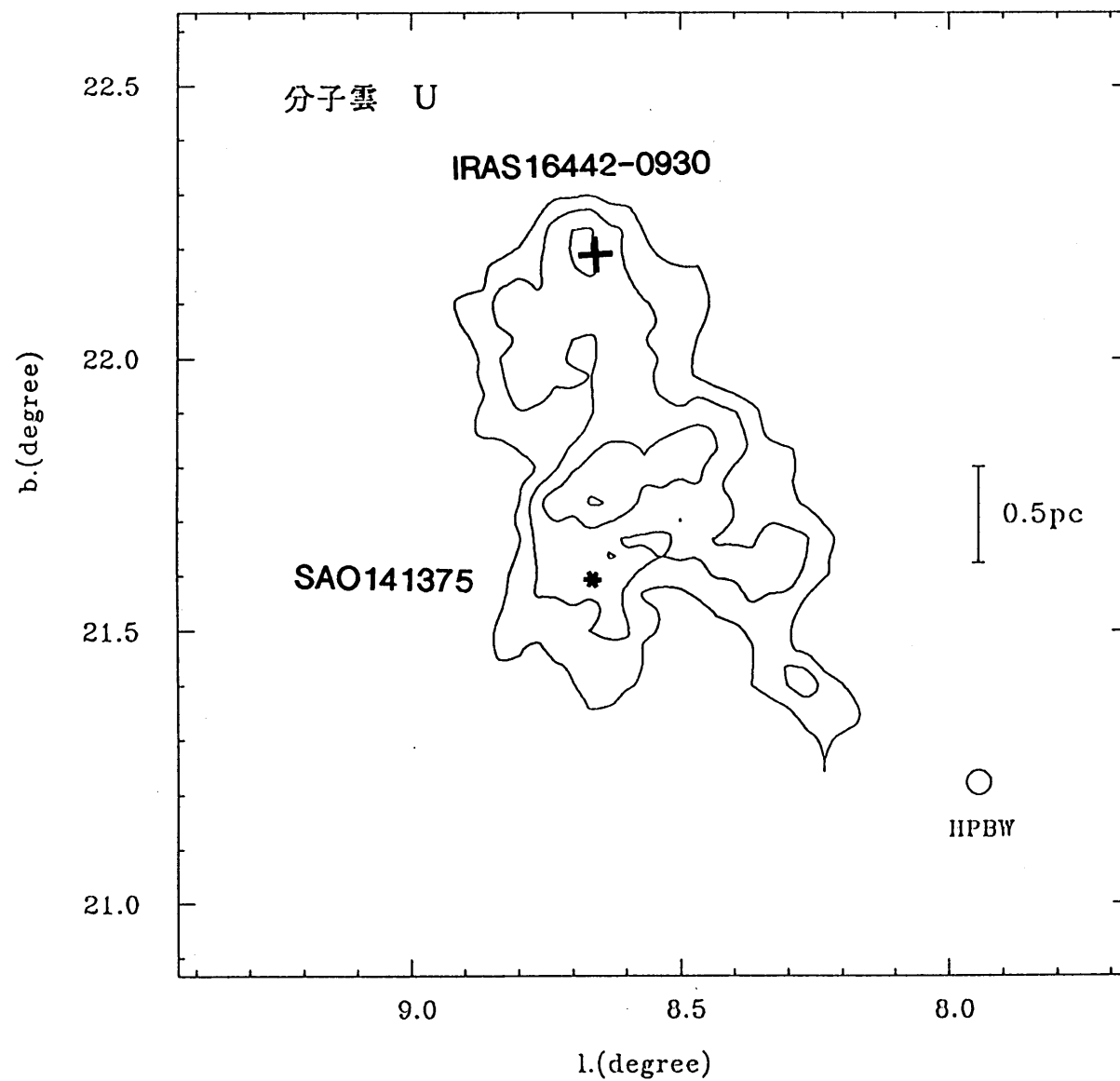


図3-9 U 分子雲Uの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

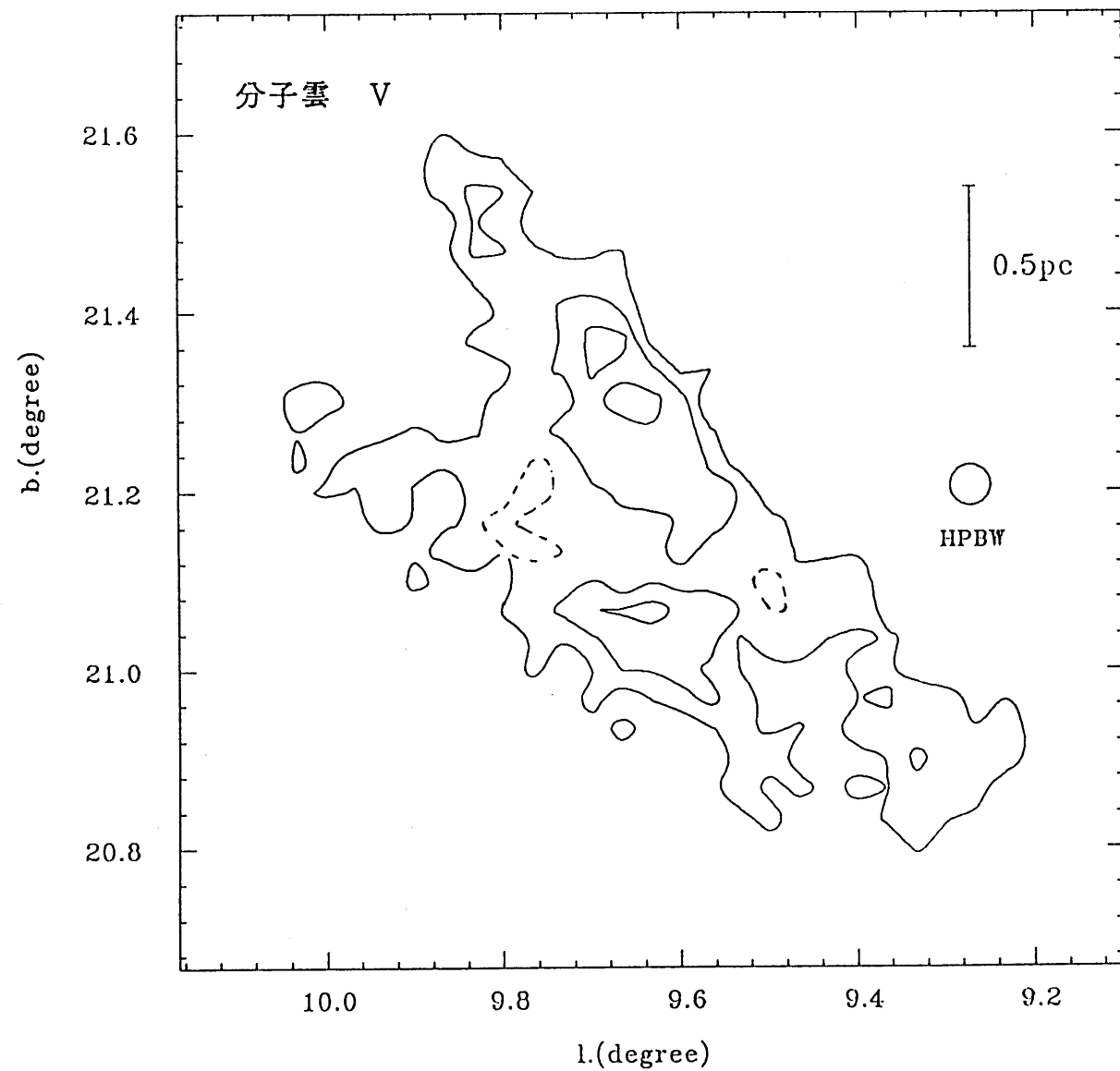


図3-9V 分子雲Vの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

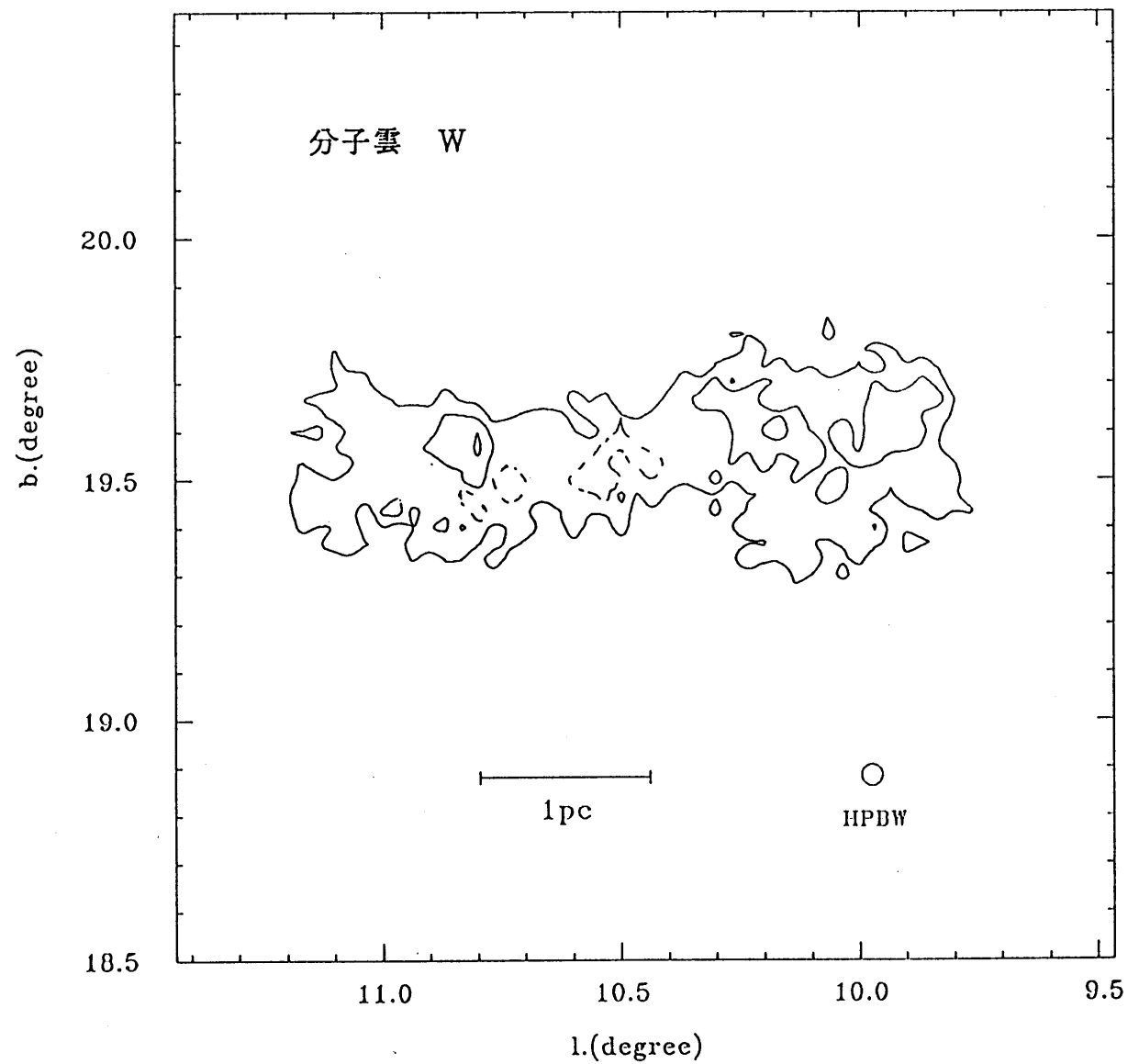


図3-9W 分子雲Wの積分強度図。 最低コンタ
レベル、ステップはそれぞれ1.8 K・km/s、
1.8 K・km/s。

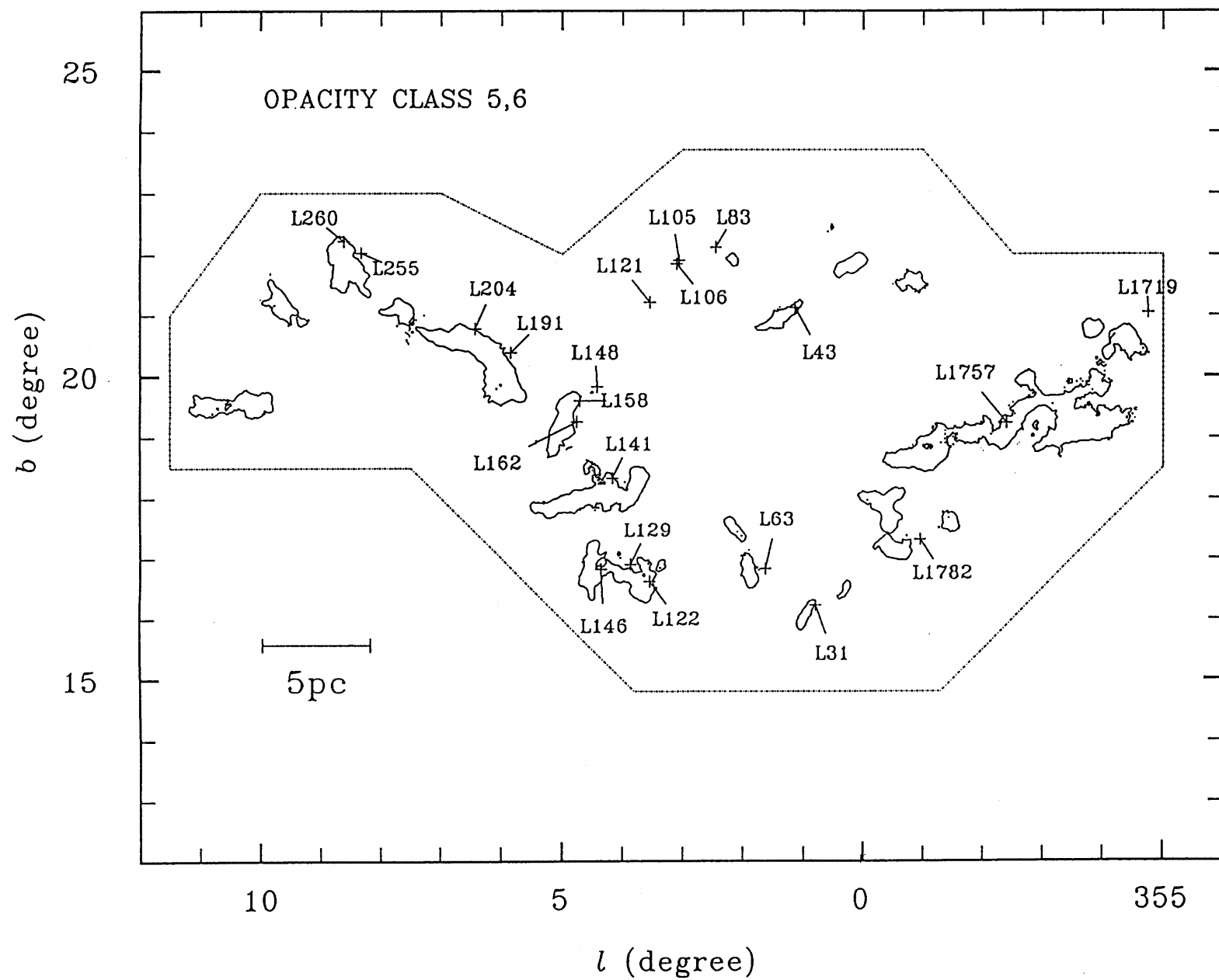


図3-10

Lynds カタログの 暗黒星雲
(Opacity class 5, 6) を示した。

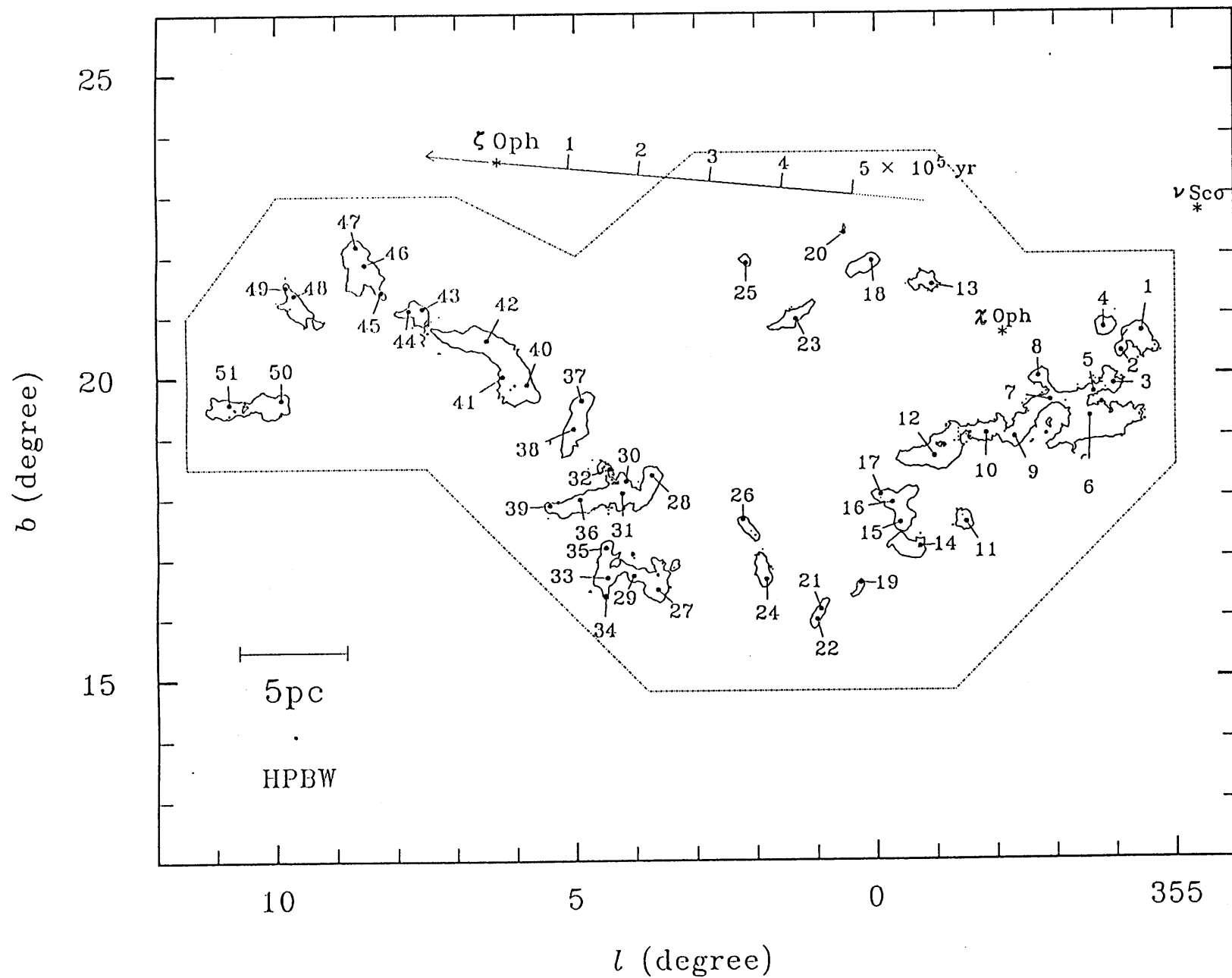


図3-11

へびつかい座領域の ^{13}CO コアの分布図。中心位置を黒点で示した。銀経が小さい順に番号を付けてある。

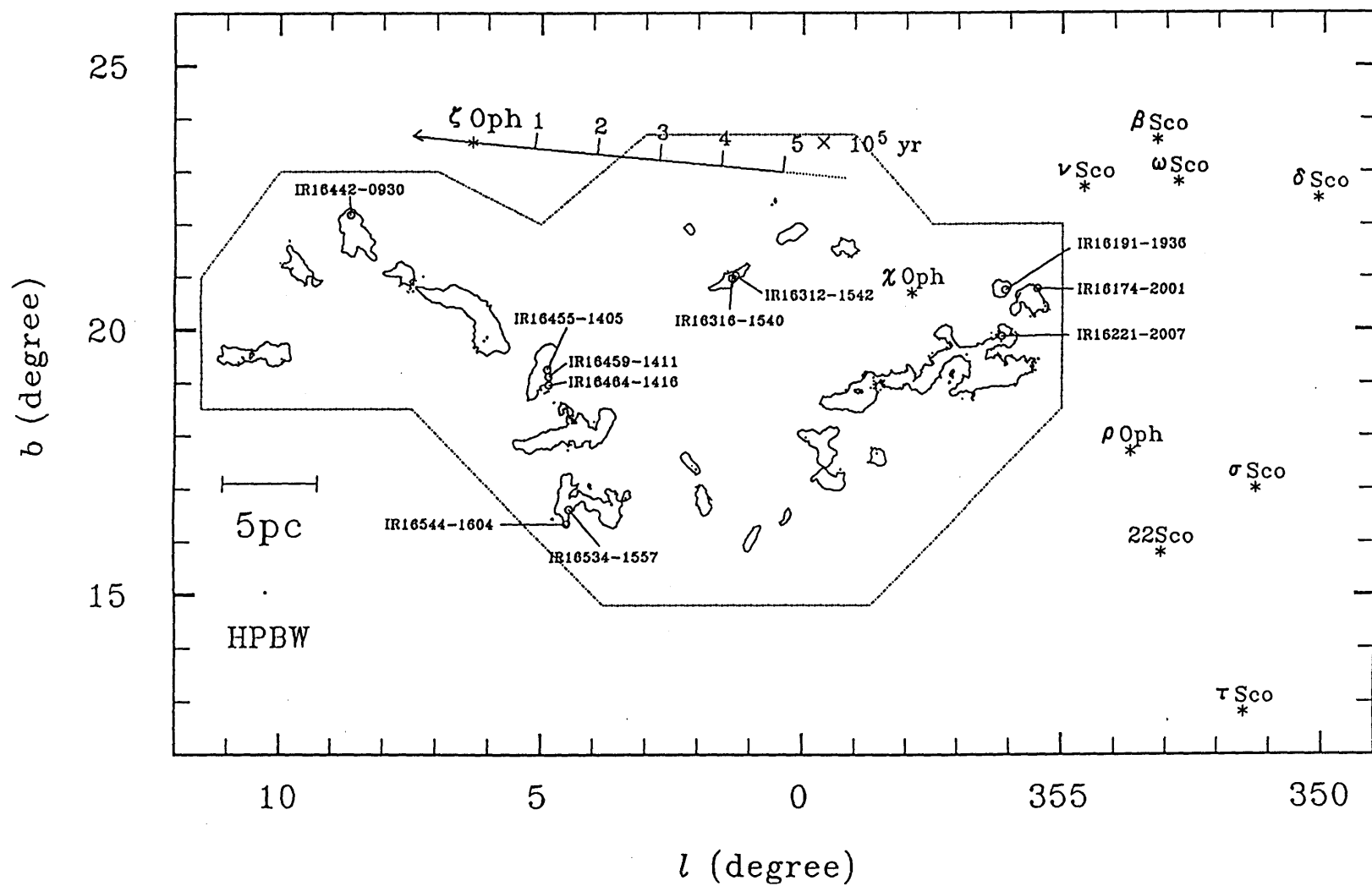


図 3-12

本文で参照したアイラス点源
の分布図。

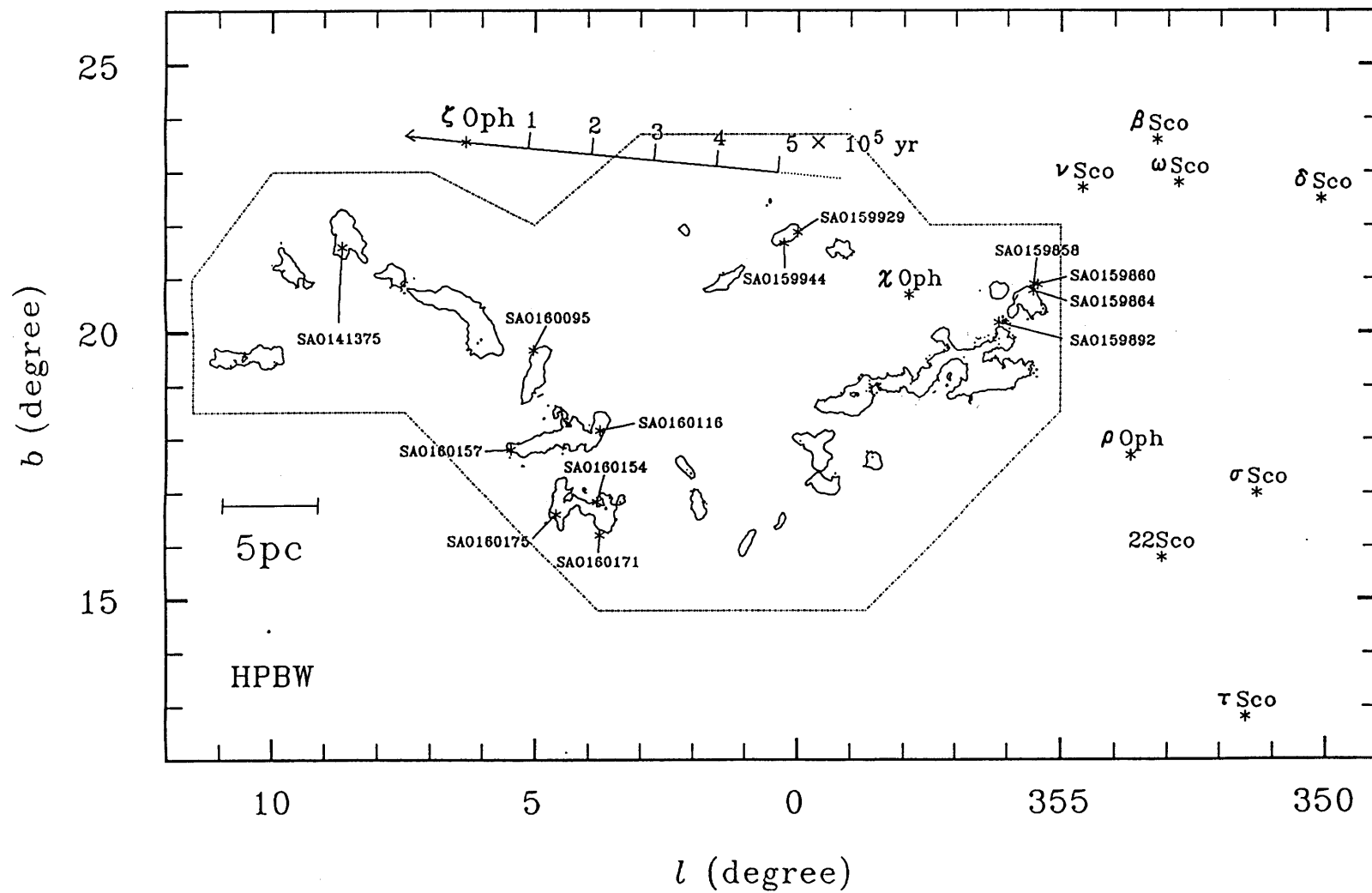


図3-13

分子雲近傍に位置するSAO
カタログ星を示した。

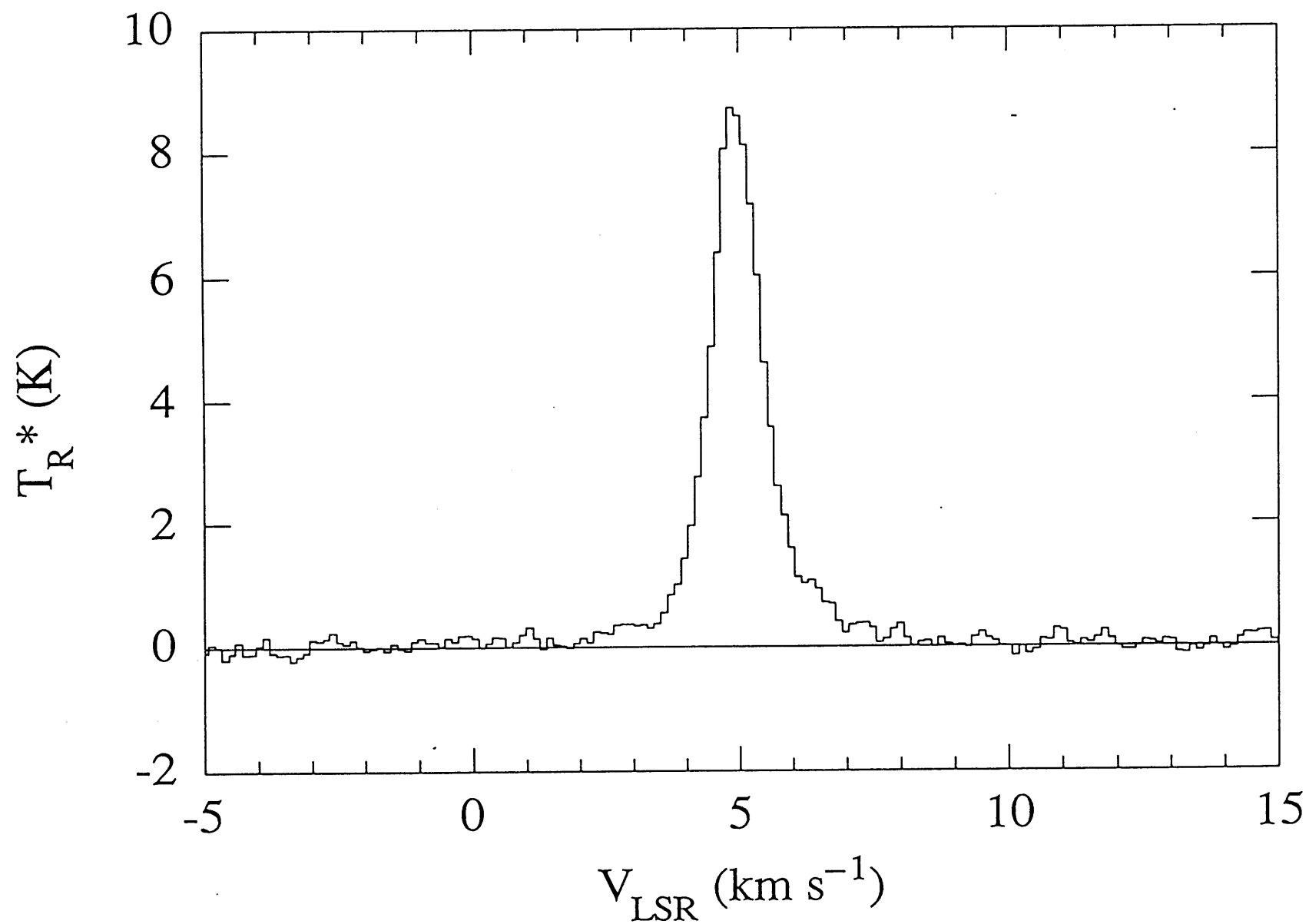


図3-14 IRAS16544-1604の輝線スペクトルを示した。全速度幅
～6 km/s であり、積分時間は～58分である。座標は、 $l = 4.503^\circ$ 、
 $b = 16.342^\circ$ である。

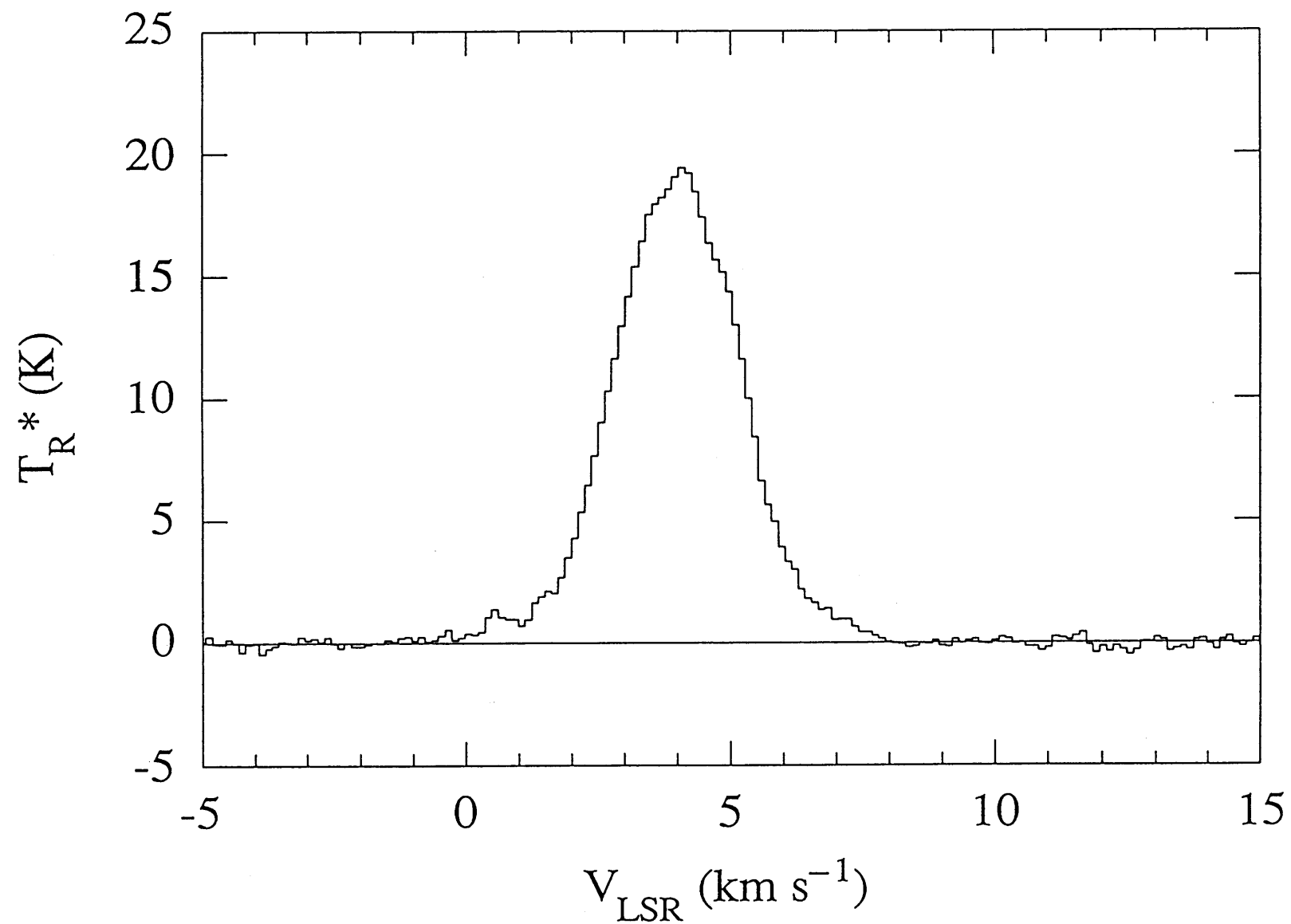


図 3 - 1 5 ρ Oph South の輝線スペクトルを示した。 全速度幅 $\sim 8 \text{ km/s}$ であり、
積分時間は ~ 21 分である。 座標は、 $l = 353.501^\circ$ 、 $b = 15.614^\circ$ である。

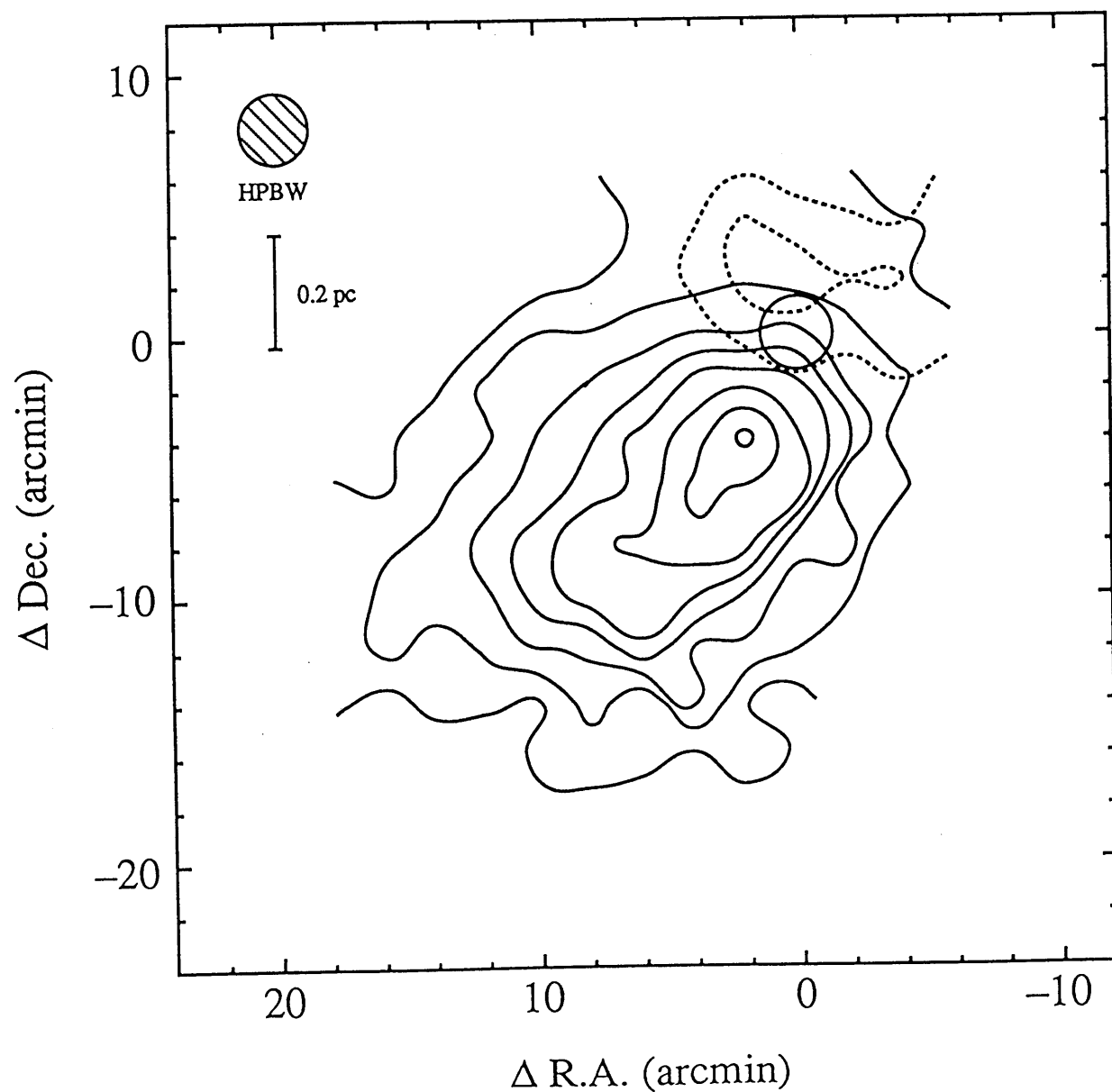


図 3 - 1 6 ρ 0ph South の分子流ガスの分布図を示した。ブルー成分 (-2 km/s \rightarrow 2 km/s) を点線で、レッド成分 (6 km/s \rightarrow 10 km/s) を固定線で示した。アイラス点源を中心として、北西にブルー成分、南東にレッド成分が見られる。中心座標は、 $l = 353.501^\circ$ 、 $b = 15.614^\circ$ 、最低コンタアレベル、ステップはそれぞれ、 $1.5 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ 、 $1.0 \text{ K} \cdot \text{km/s}$ である。

図 3-17 $^{13}\text{C O}$ コアの半径のヒストグラム

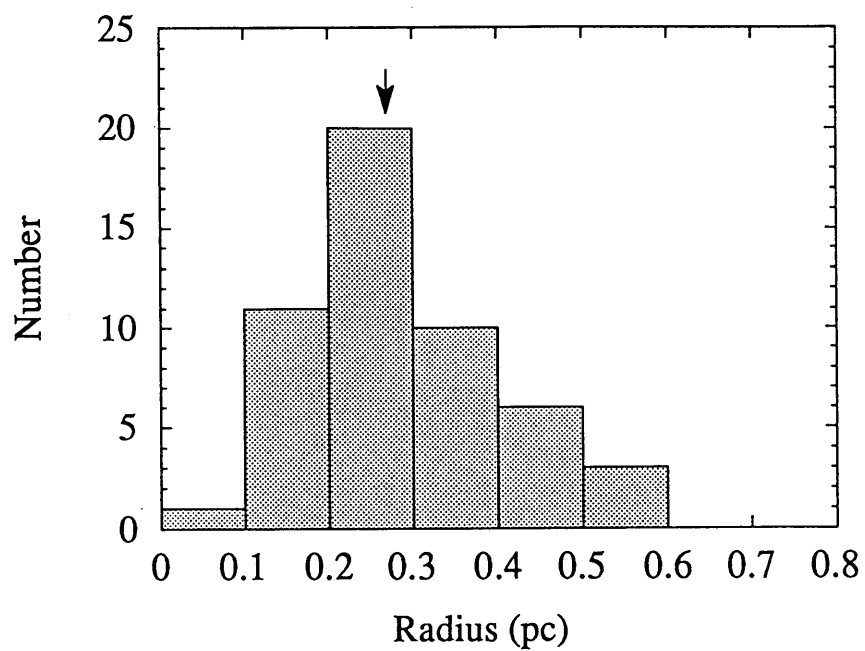


図 3-18 $^{13}\text{C O}$ コアの励起温度のヒストグラム

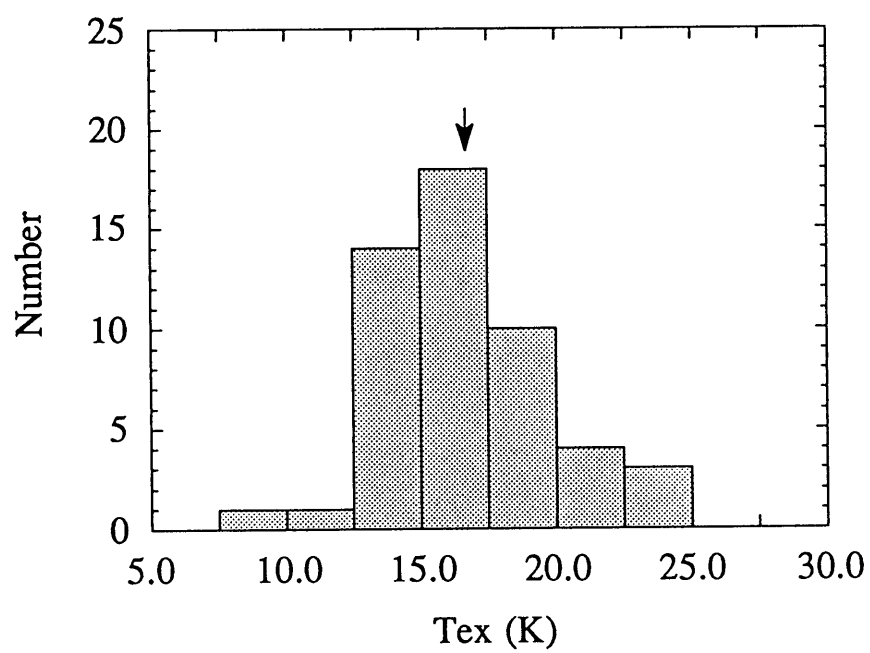


図 3-19 ^{13}CO コアの $\tau(^{13}\text{CO})$ のヒストグラム

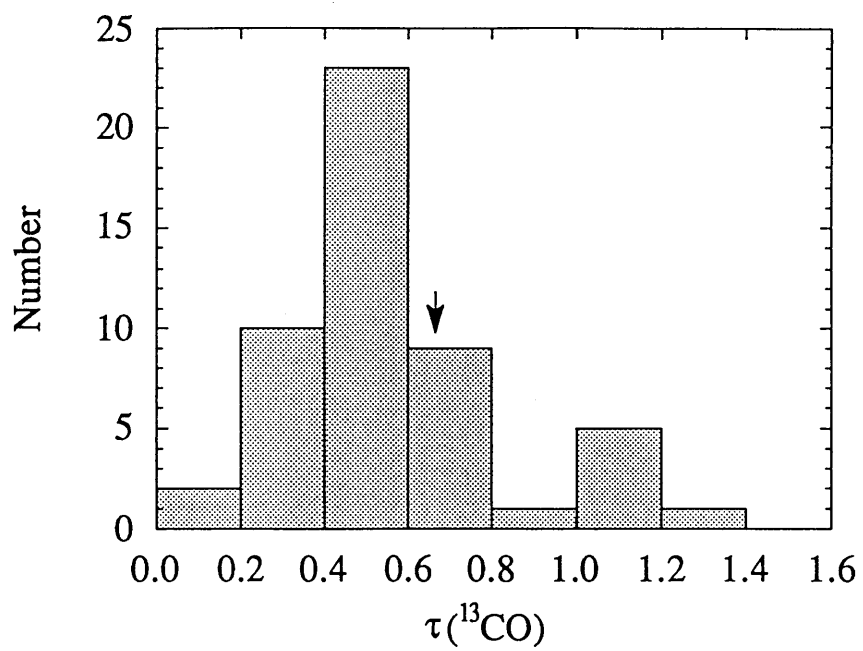


図 3-20 ^{13}CO コアの ^{13}CO 輝線の線幅のヒストグラム

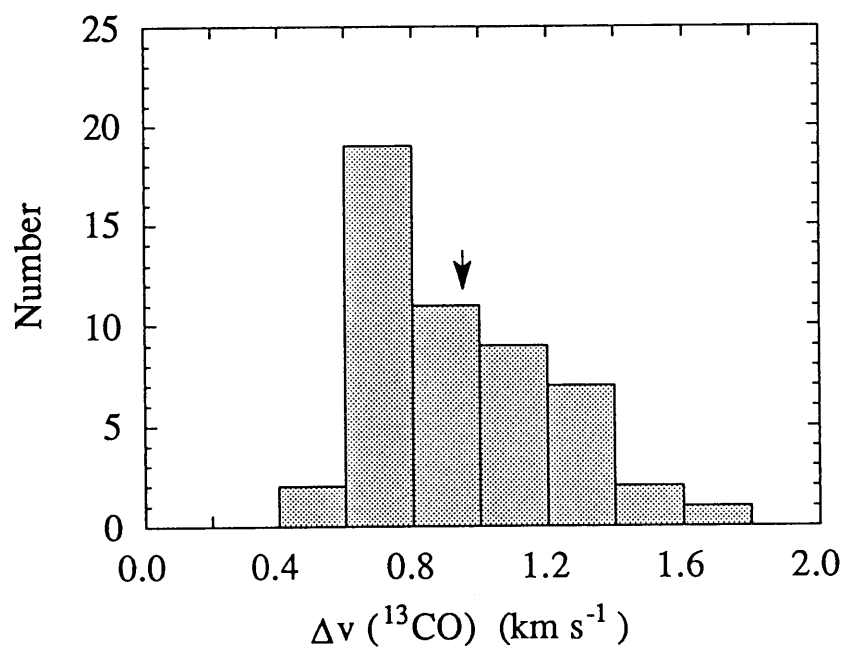


図 3-2 1 ^{13}C O コアの水素分子柱密度のヒストグラム

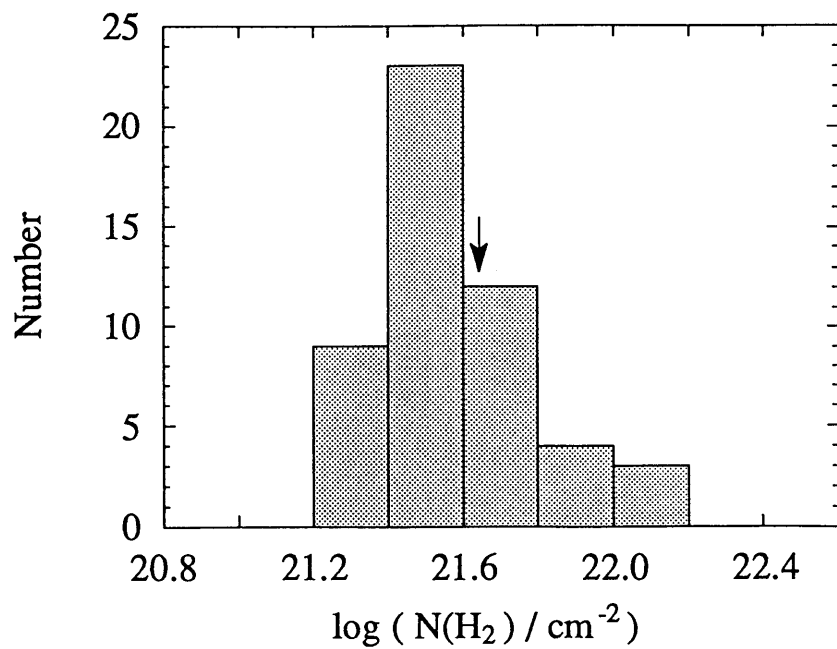


図 3-2 2 ^{13}C O コアの光学減光 (A_v) のヒストグラム

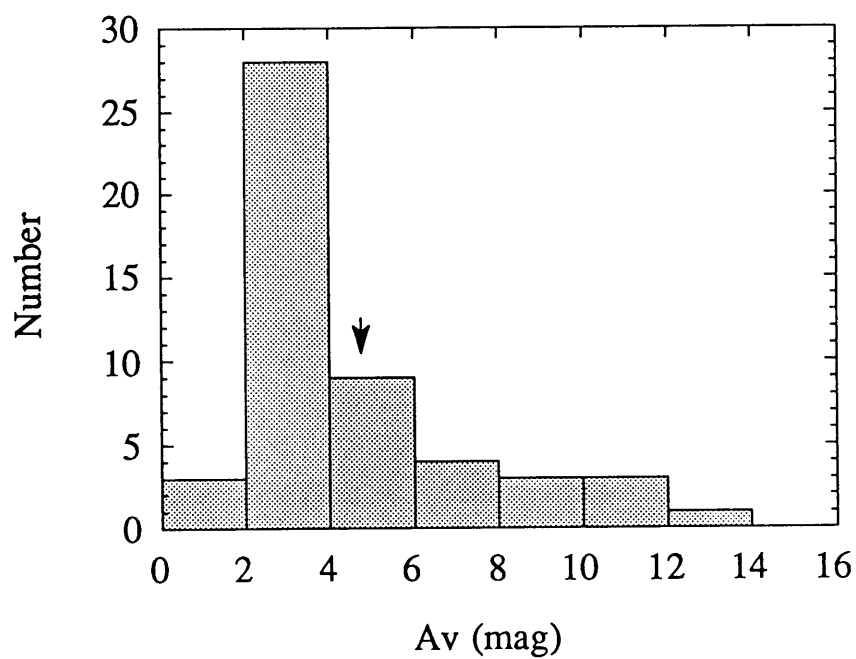


図 3-23 ^{13}CO コアの質量のヒストグラム

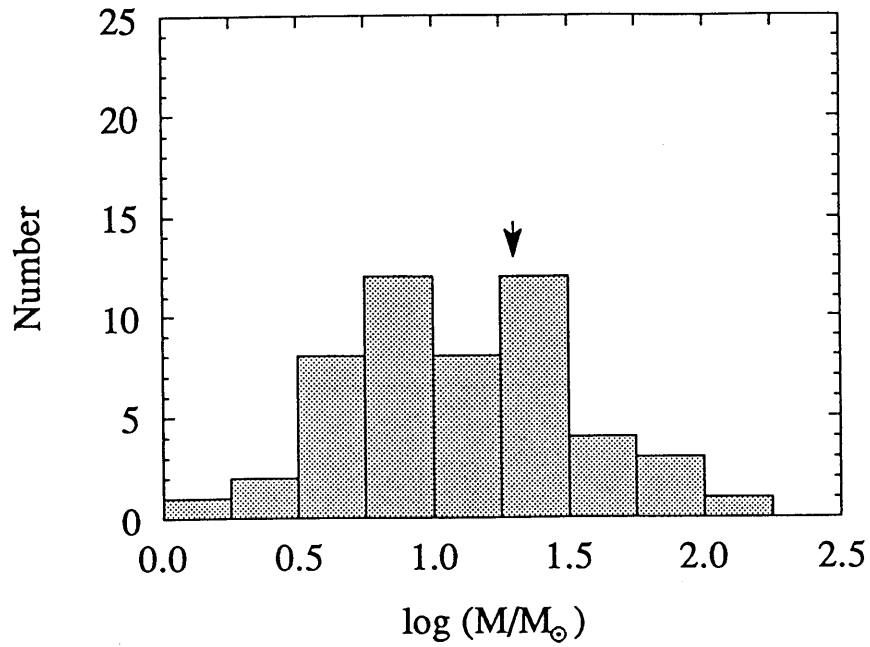


図 3-24 ^{13}CO コアの水素分子個数密度のヒストグラム

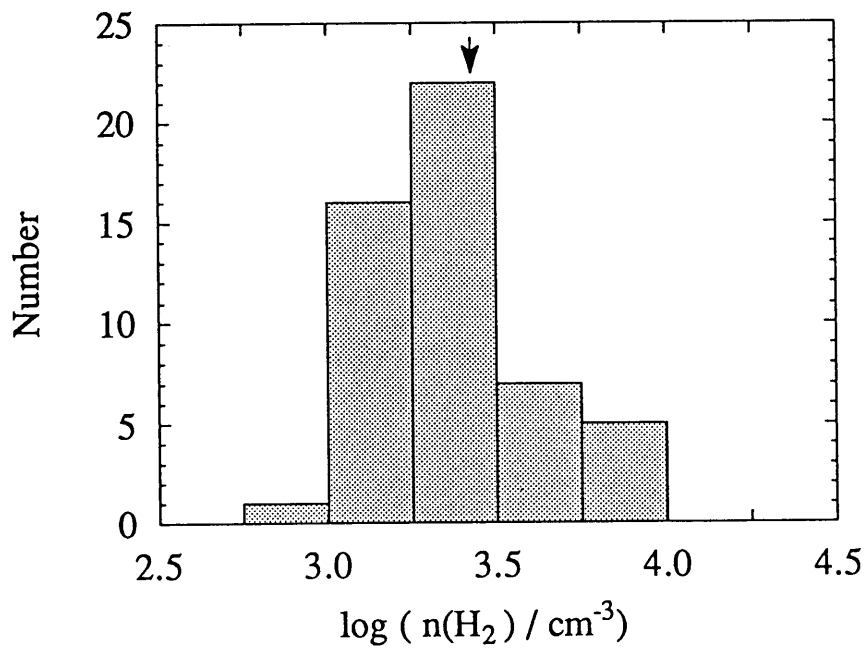


図 3-25

^{13}CO コアの $P_{\text{max}}/P_{\text{EXT}}$ のヒストグラム。

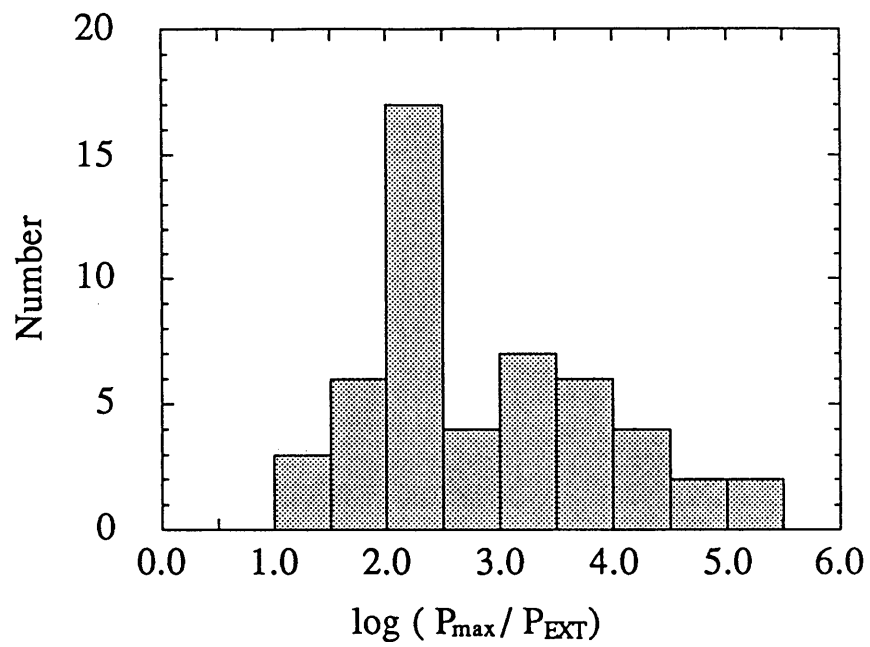


図 3-26

^{13}C Oコアの R/R_{\min} のヒストグラム。

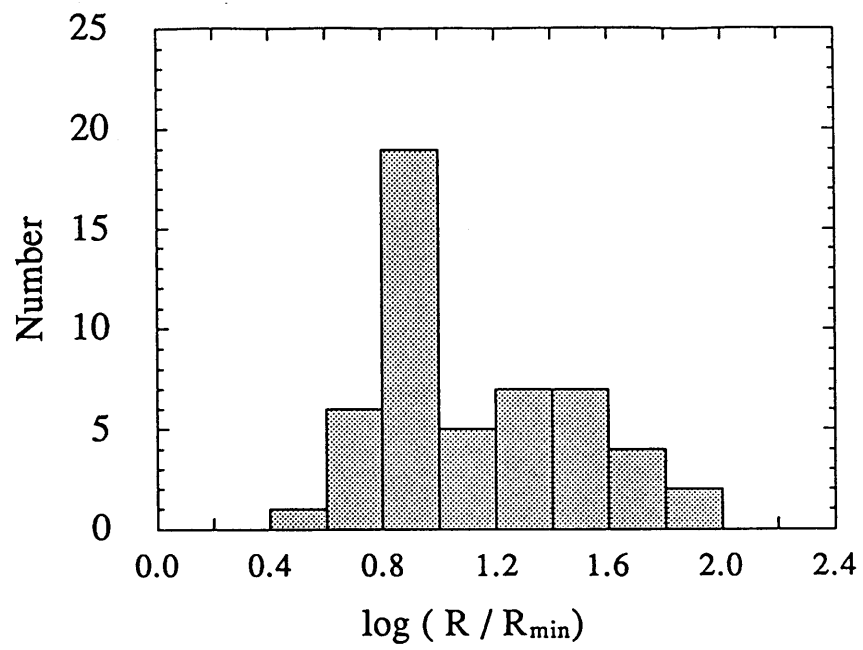


図 3 - 2 7 A

L 2 0 4 (分子雲 S) の位置速度図

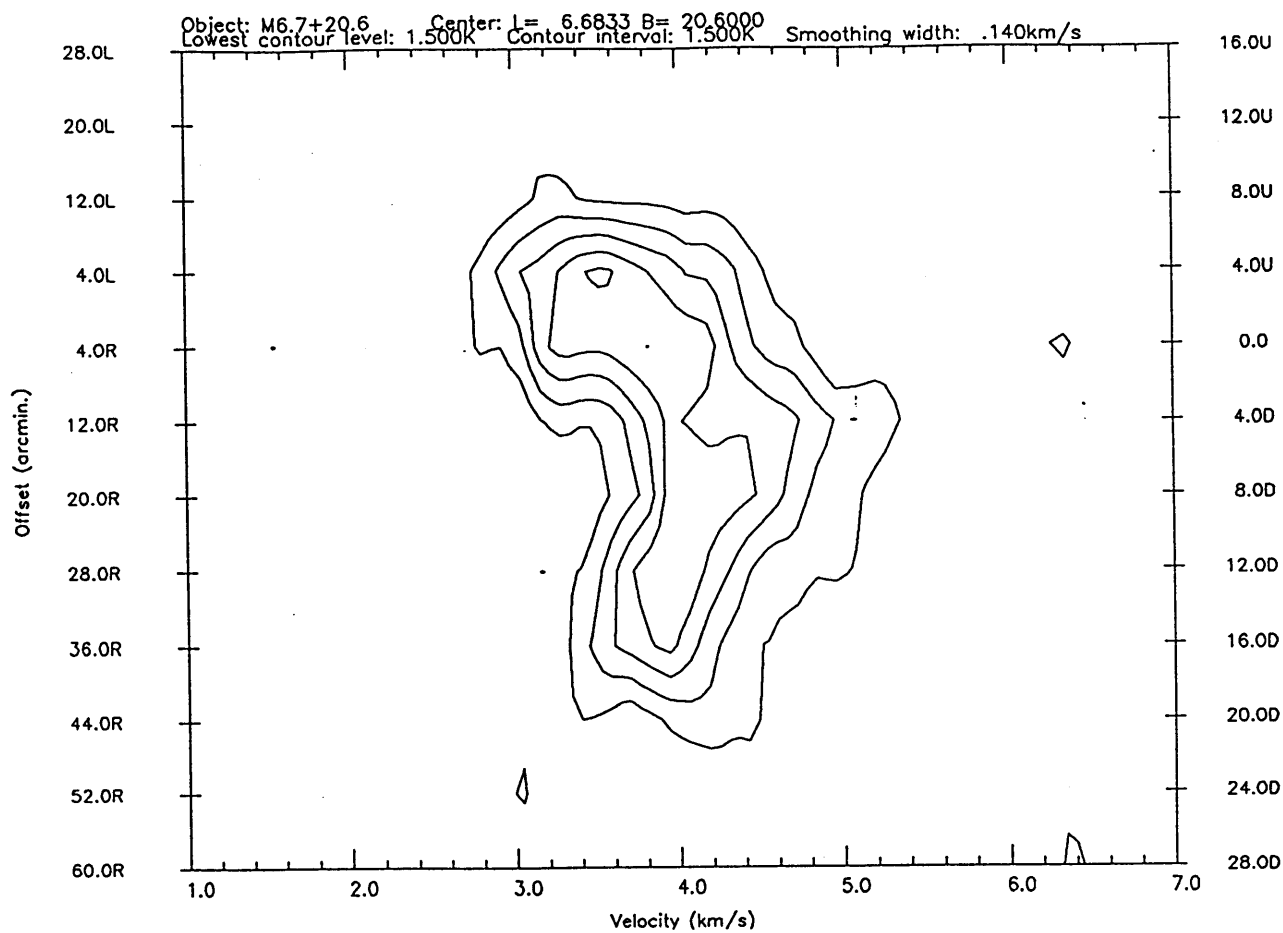


図 3 - 2 7 B

位置速度図に用いた観測点を ^{13}CO
 積分強度図上に直線で示した。

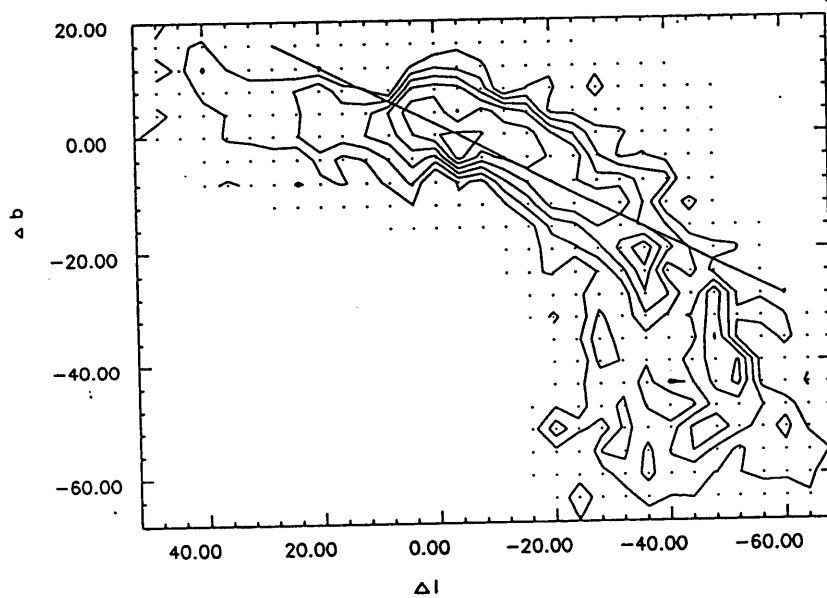


図 3-27C

L 204 (分子雲 S) の磁場の方向。偏光の
データは、McCutcheon et al. (1986) より用いた。

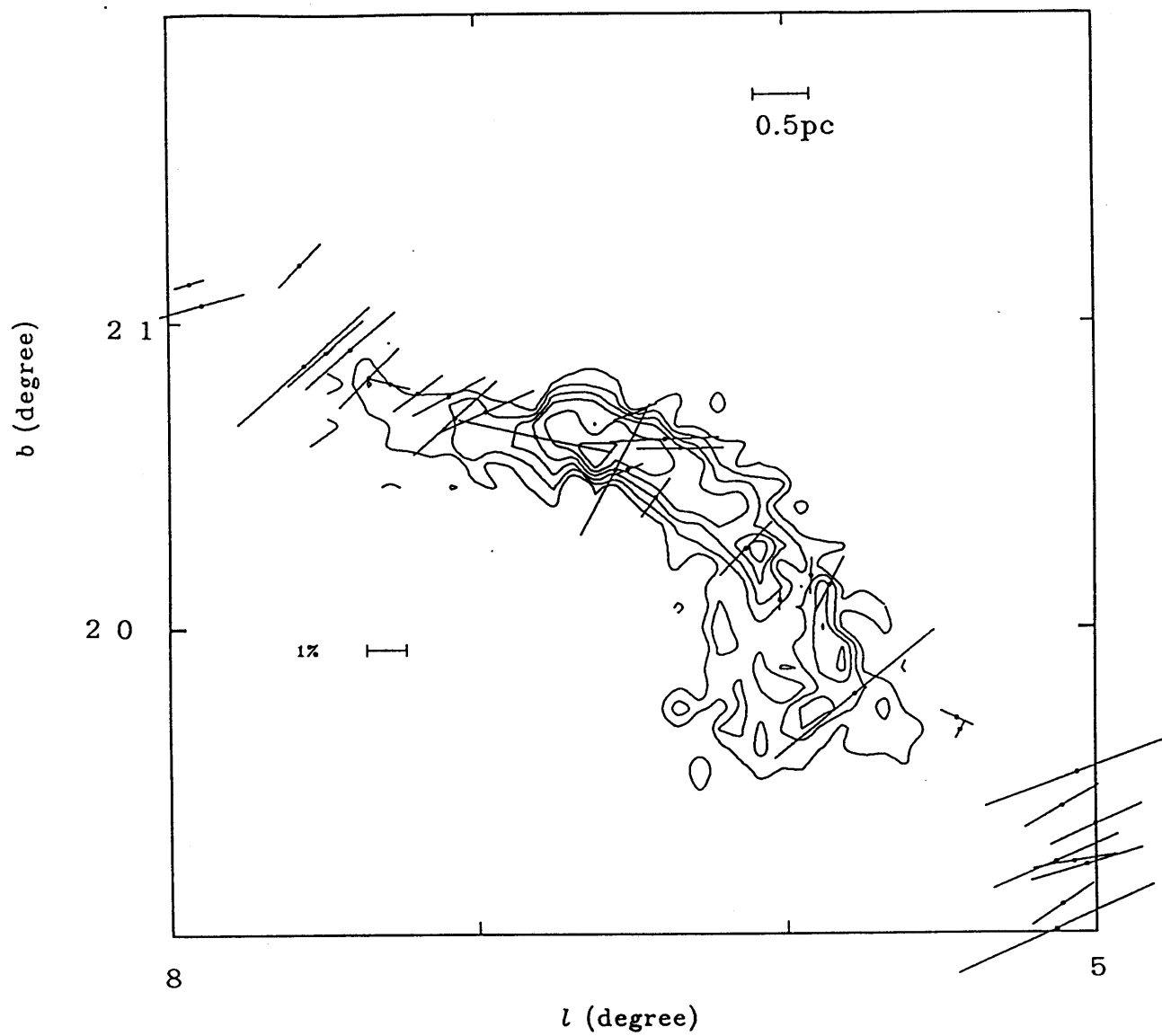


図 3 - 2 8

ρ 0phフィラメント (North) の位置速度図を示した。
フィラメントの南北で速度のずれが見られる。

(Uchida et al. 1990 in Fig. 3)

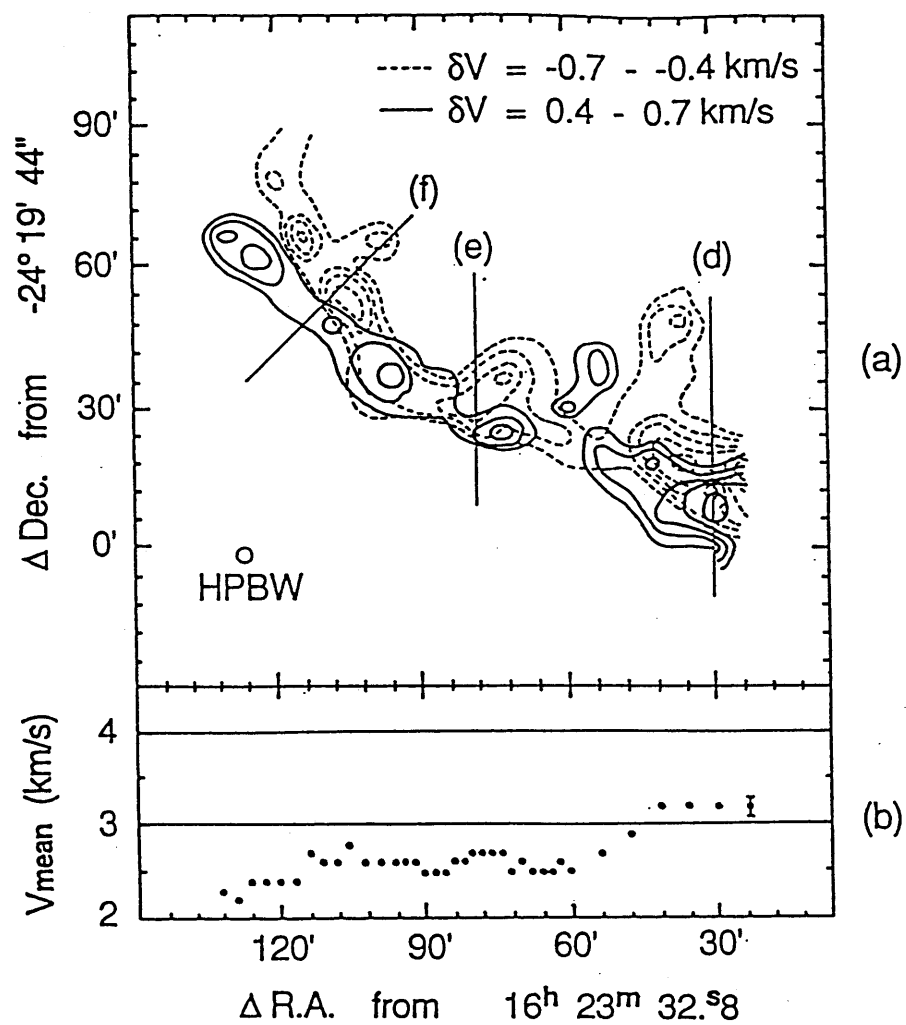


図 3-29

^{13}C Oコアのマスメクトラム図。

最小自乗法でフィッティングすると、
質量スペクトル指数は、 ~ 1.7 になる。

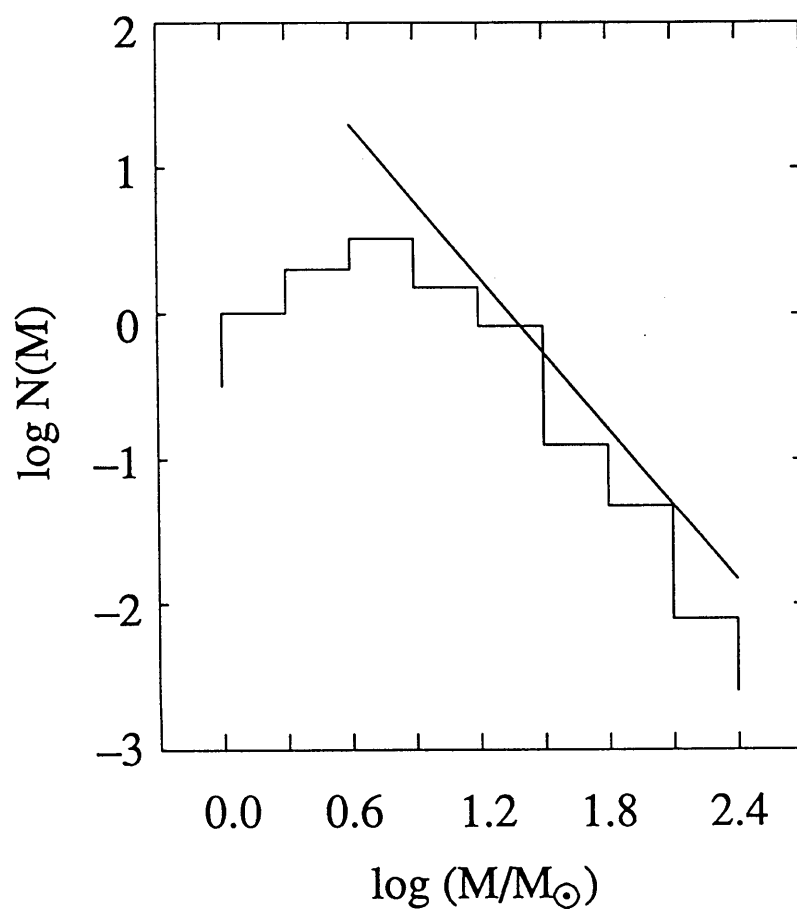


Plate 1 へびつかい座分子雲の積分強度の疑似カラー表示図。

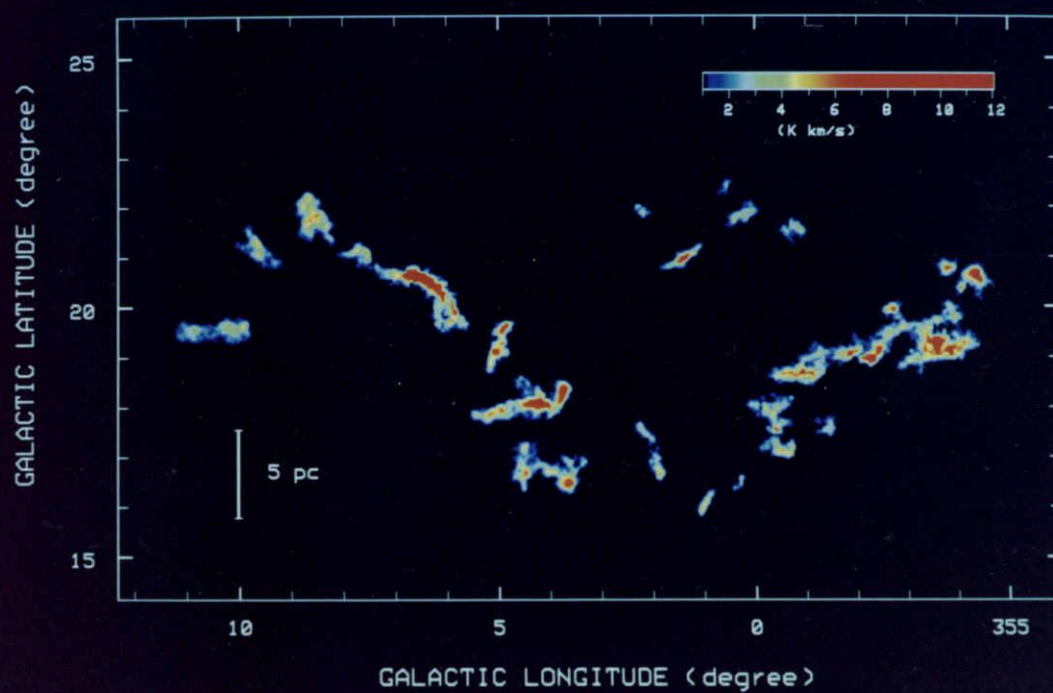
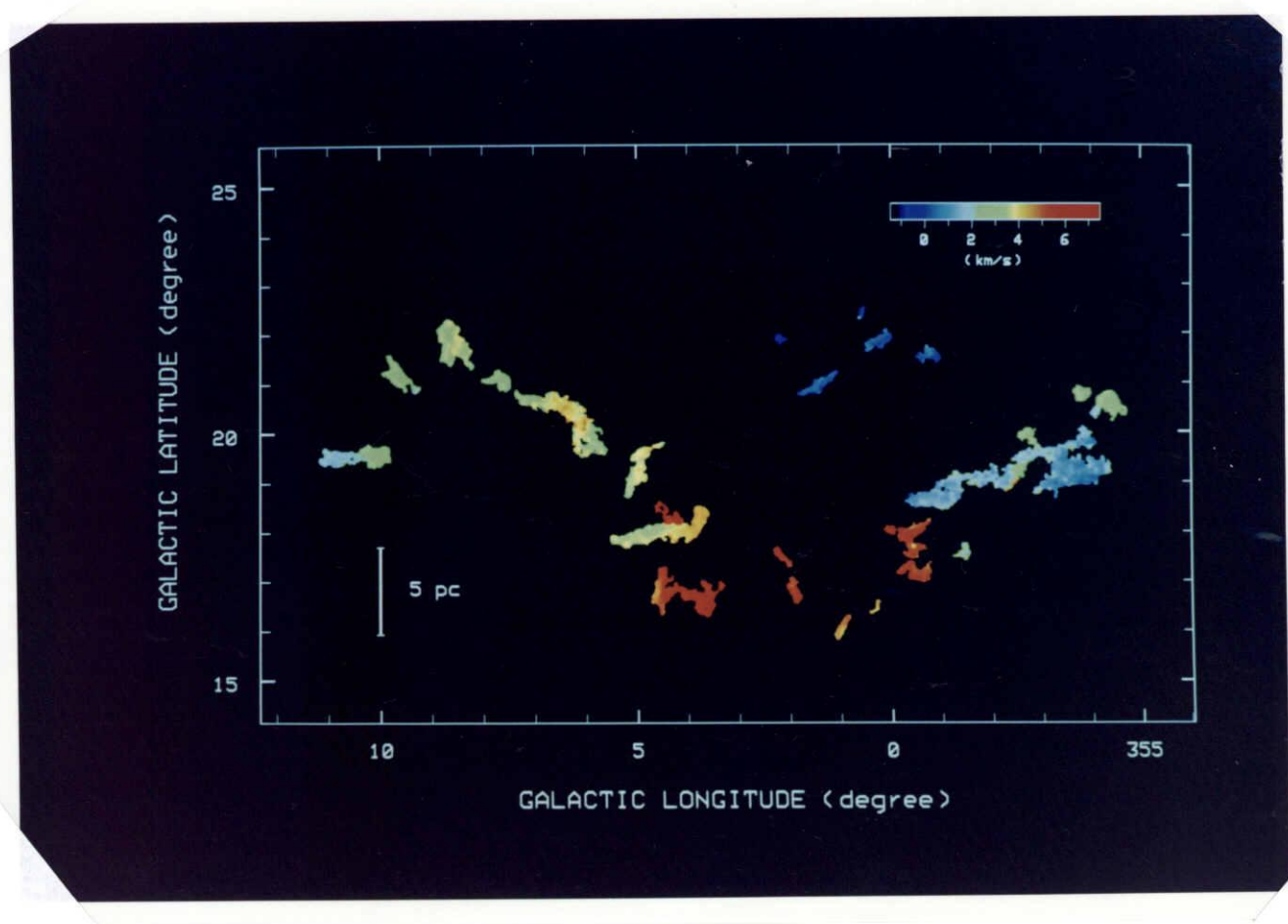


Plate 2 ヘビつかい座分子雲のLSR速度分布の疑似カラー表示図。



アペンディクス

A-1 分光計の周波数分解能

今回開発した音響光学型分光計の周波数分解能について述べる。音響光学型分光計では、電波を光偏向素子によって超音波の粗密波に変換する。この光偏向素子に平行光を入射すると、その粗密波によって、入射光は回折される。この回折光の強度は電波の強度に比例し、偏向角は電波の周波数によって決まる。この回折光を受光して、電波を分光している。

分光計に用いられている光偏向素子によって決まる分解点数 N は、次式によって示される。

$$N = \gamma^{-1} D \Delta f / v$$

ここで γ は入射光の強度分布によって決まる定数であり、均一矩形のときは $\gamma = 1$ 、ガウス分布のときは $\gamma = 1.27$ である。開発した分光計の光源には He-Ne レーザが用いられており、顕微鏡焦点レンズ、ピンホール、コリメータレンズにより、平行光が合成されている。今回の分光計の γ は、両者の間の値であると考えることができる。 D は偏向素子の開口、 Δf は周波数帯域幅、 v は光学材料を伝播する超音波の速度である。ここで、 $D = 16 \text{ mm}$ 、 $\Delta f = 44 \text{ MHz}$ 、 $v = 625 \text{ m/s}$ を代入すると、 $N = 1,126$ ($\gamma = 1$)、 $N = 887$ ($\gamma = 1.27$) となる。これより偏向素子によって決まる分解点数は $\sim 1,000$ 点と考えられる。

また一方焦点レンズ、受光素子のサイズによって決まる分解能は以下のようにになる。周波数 f に対応する偏向角 $\theta(f)$ は次式になる。

$$\theta(f) = \lambda \times f / v$$

ここで、 λ は平行光の波長、 f は電波の周波数である。受光素子上での偏向光の広がり A は次式になる。

$$A = F \times \theta(\Delta f)$$

F は焦点レンズの焦点距離である。 A と受光素子のチャンネル幅 (d) によって、分解点数が決まる。

$$N = A / d$$

ここで、 $F = 500 \text{ mm}$ 、 $d = 2.5 \text{ } \mu\text{m}$ より、 $N = 850$ となる。

これらより、今回の分光計の速度分解能は、約 48 KHz となる。

A-2 32B6でのGPIBボードの制御

A) GPIB (General purpose interface bus)

GPIBは8本のデータバス、3本のハンドシェイクバスおよび5本の管理バスとそれに対応するグラウンド、計24本で構成されている。ハンドシェイクバス信号は、DAV (data valid)、NRFD (not ready for data)、NDAC (not data accepted)、管理バス信号はATN (attention)、REN (remote enable)、IFC (interface clear)、SRQ (service request)、EOI (end or identify)である。特にこれら5本の管理バスが重要である。

GPIB系において、ATN、REN、IFCの制御を受け持つものを、コントローラと呼ぶ。1つのシステムに1つのコントローラが存在し、通常計算機がその機能を受け持つ。NOVA4/X、MV7800の標準のGPIBボードでは、計算機が起動するとすぐにREN信号を真にして、コントローラとして起動する。

B) TMS9914A

32B6のGPIBボードで使用されている素子TMS9914Aは、テキサスインスツルメンツ社製のGPIBアダプタである。この素子は8ビットメモリマップドレジスタによって制御でき、GPIB上のトーカー、リスナ、コントローラ機能をすべて実行できる。またバスとTMS9914Aのインタフェース素子に用いられているSN75162Aは、コントローラ、非コントローラ両方でTMS9914Aを使用可能にしている。

C) 32B6でのGPIBボードの制御

今回の開発では、マルチバス上でこのGPIBボードのアドレスを\$1F0000にした。そしてそこからのオフセットで、バスの信号を読んだり、バスに命令を書いたりする。この読み、書きに用いられるアドレスは、オフセットで8番地から15番地までであり、読み書きは表裏一対になっている。したがって、同じアドレスを読んだときと書いたときの意味は異なる。

オフセットの10番地、11番地がバスの状態の情報源になり、オフセット15番地がデータバスである。オフセット11番地のビット0からビット7までは、REN、IFC、SRQ、EOI、NRFD、NDAC、DAV、ATNに対応している。データ転送を行うときは、これらの情報を読みながら、バスヘデータを書き込んでいる。

A-3 マルチポジションスイッチ観測に於けるオフ点の積分時間の導出

ここではマルチポジションスイッチに於ける‘最適’なオフ点の積分時間の導出を示す。この‘最適’は、ある限られた観測時間においての最も効率が高いという意味である。

オン点の時間、個数をそれぞれ、 t_{on} 、 N とし、オフ点の積分時間を t_{off} とし、 $t_{off} = \alpha \times t_{on}$ とする。全積分時間を τ とすると、

$$\begin{aligned}\tau &= N \times t_{on} + t_{off} \\ &= (N + \alpha) \times t_{on}\end{aligned}$$

となる。一般的に雑音温度 T_{rms} は、以下の式で示される。

$$T_{rms} = \frac{k \times T_{sys}}{\sqrt{(B \times t)}}$$

ここで、 k は観測モードによって決まる定数であり、 T_{sys} はシステムの雑音温度、 B は分光計の帯域幅、 t は積分時間である。したがって雑音温度は、 $t^{-1/2}$ に比例する。ポジションスイッチの場合オン点とオフ点の間で減算を行うから、データの雑音レベル t_{rms} は、以下になる（係数を無視した）。

$$t_{rms} = \frac{1}{\sqrt{(1/t_{on} + 1/t_{off})}}$$

これを書き直すと、

$$\begin{aligned}t_{rms} &= \sqrt{\{(\alpha + 1) / (\alpha \times t_{on}) \}} \\ &= \frac{\sqrt{\{ \alpha + N + 1 + N / \alpha \}}}{\sqrt{\tau}}\end{aligned}$$

となる。したがって τ が一定のとき、 t_{rms} が最小になるのは、 $\alpha = \sqrt{N}$ の時である。

A-4 観測プログラムの詳細

ここでは、今回開発した観測プログラムについてその詳細を述べる。MV7800はマルチユーザー用の計算機なので、観測は各観測者固有のディレクトリで行う様になっている。そのため観測関係のプログラムは、MV7800においてはディレクトリ:UTIL:OBSにまとめられている。観測者は、観測の前にMV7800においてSTART *1を実行して観測パラメータの設定を行わなければならない。NOVA4/Xでは、アンテナのポインティング補正に必要なファイル（ファイル名=HOSEI）がディレクトリDP0:WORKにあるため、観測者は観測プログラムをこのディレクトリから起動しなければならない。また我々は、NOVA4/Xのメモリー領域を2つに分割して使用している。それぞれ、フォアグラウンド、バックグラウンドと呼び、通常前者に45kバイト、後者に32kバイトの容量を割り当てている。観測プログラムはフォアグラウンドで実行し、バックグラウンドから制御するようになっている。

観測プログラム開発は、最初に68MULを従来の観測プログラムを参考にして開発した。次に、68MULを基にして68FRを開発した。このため68MULから説明を行い、68FRの説明では68MULと重複する部分は省略した。

(1) 68MUL

68MULは、マルチポジションスイッチ用プログラムである。使用した言語は、NOVA4/XではFORTRAN4、マクロアセンブラ、MV7800ではFORTRAN77、32B6ではC言語と68000アセンブリ言語である。

A) NOVA4/X

NOVA4/Xでは、メモリー容量が小さいため、ユーザ主導による一種の仮想記憶によって数百kバイトにおよぶプログラムを実行している。そのため観測プログラムは1つの大きなプログラムではなく、個々の小さいモジュール（ここでは、タスクと呼ぶ）に分かれている。図A4-1にNOVA4/Xでの68MULの流れ図を示した。以下主なタスクについて説明する。

観測中NOVA4/Xのフォアグラウンドでは、4つのタスクがマルチタスクで動いている。それらのうち3つは、UTIL、CTSK0、DISPである。UTILは、バックグラウンドからのコマンド*2管理タスクであり、CTSK0はアンテナ制御用タスクである。そして、DISPはフォアグラウンドの端末画面に観測情報を表示する。4番目のタスクが、観測のメインタスクである。

初期起動タスク68MULは、観測に必要なタスク名が記憶されているファイルをOPEN

し、INITL を生成して、消滅する。INITL は、NOVA4/X のディスクファイル HOSEI からアンテナのポインティング補正の情報を読み取り、UTIL を生成して、消滅する。ここで観測者が、バックグラウンドの端末で !FSTR を入力すると、CTSKS が生成される。ここからが観測メインタスク（以下、メインタスクと呼ぶ）であり、各タスクは次のタスクを生成して、自身は消滅する。

CTSKS は、MV7800 から観測に関する種々の情報を受け取り、オフ点とアブソーバーの積分時間を計算する。オフ点についての計算式は本文に書いてあり、アブソーバーの積分時間はオン点の積分時間 (my) の $1/3$ にしてある。CTSK1 は MV7800 から観測テーブルの観測開始番号を受けとり、またオフ点の積分時間を計算して MV7800 へ、積分時間のパラメーターを 3 2 B 6 へそれぞれ転送する。CTSK2、CTSK3 は観測ループの回数などを計算する。そして CTSK3 は、タスク FOBS を生成すると共に、CTSK0、DISP を生成する。

FOBS、RDPOT から PROF までが、観測ループである。マルチポジションスイッチ観測では、複数のオン点をひとまとめにして観測を行う。今回の観測プログラムは、観測の最後のループにおいて、設定した観測テーブルの点数が 1 セットのオン点の個数で割り切れない場合、その余りの点数を 1 セットのオン点の数に用いている。そのため、オフ点の積分時間は普通の場合と最後の場合とで異なることがある。FOBS はループのステイタスを調べ、ループの開始のときは 1 ループのオン点の個数、オフ点の時間を設定する。観測終了の場合、FOBS は終了処理タスク STOPS を生成して、観測を終了させる。RDPOT は、観測ポジションの値を設定する。この値は、プログラムの共通領域によって CTSK0、DISP にわたされる。MKFRT は、日時を計算機から読み込み、天体のトラッキング周波数を計算する。TSK15 は、ループがオン点、オフ点、アブソーバーのいずれかであることを判別して、その情報を MV7800 に転送する。またオフ点かアブソーバーのときは ADSUB を生成する。FOBS1 は、MV7800 から観測点の赤経、赤緯（1950 年分点）の値などを MV7800 から読み取り、共通領域により DISP にわたす。DISP はその情報をフォアグラウンドの端末画面に表示する。また FOBS1 は、ループが一回目のときは、観測ポジション、積分時間、観測日時など生データ用のヘッダー情報を MV7800 に転送する。ただし、観測起動時に MKFRT によって起動されるタスクは、TSK14 である。このタスクは、TSK16 とタスク間通信によってつながっている。バックグラウンドの端末で !FA0S が入力されると、UTIL は TSK16 を生成する。TSK16 は、起動時なら TSK14 とタスク間通信を行い、MKFRT を生成して消滅する。また、観測中ならバックグラウンドの端末画面に " REJECT " を表示する。

ADSUB は、積分開始の合図信号を 3 2 B 6 と MV7800 に転送する。ただし積分開始の合図を送る前に、周波数フェイズロックが正常であることを調べる。もし周波数ロックが異常のときは、ロックが正常になるまで積分開始の合図を送らない。PROF は、積分の終了合図

を MV7800 から受け取ると、このループのステイタスを調べる。そして、1 セットが終了したなら FOBS を、終了してないなら RDPOT を生成して、自身は消滅する。

観測者がバックグラウンドの端末で !FEND と入力することによって、観測の途中停止がなされる。UTILは、!FEND が入力されると、STOPS を生成する。このタスクは終了フラグを真にする。メインタスクの各タスクは、起動時の初期に必ずこのフラグを調べており、もしフラグが真のときは、次タスクを生成せずに、停止する。また STOPS は、CTSK0、DISP を停止させ、MV7800、3 2 B 6 に終了の合図を送り、自身は消滅する。これによって、UTILを除くすべてのタスク、他の2つの計算機の観測プログラムが停止する。そして観測者が、!FE4M を入力することにより、UTIL が停止して、観測プログラムが停止する。

B) MV7800

MV7800 での 6 8 M U L は、1つのメインプログラムと2つのサブルーチンによって構成されている。図 A 4 - 2 に MV7800 における 6 8 M U L の流れ図を示した。

観測プログラムは、まず M C A、G P I B 回線を OPEN する。そして、観測パラメータが設定されている6個のファイル*³ から情報を読み取り、NOVA4/Xへ転送する。次に観測者は、観測開始点番号をMV7800の端末から入力し、観測プログラムはその番号をNOVA4/Xへ転送する。NOVA4/X ではこれらの情報により、オフ点の時間などを計算して、その値をMV7800へ転送する。次からが観測の基本ループである。

観測プログラムは、NOVA4/X から オン点の個数 (munit) を受け取り、配列を初期化する。そして、生データファイルを作製 (最大9個、munit に対応する数) し、open する。次に観測のステイタス情報を受け、オン点のときはモニター用の天体の座標をNOVA4/Xに転送する。観測プログラムは、ループが一回目で、かつオン点のときに、NOVA4/Xからヘッダファイルの情報を受け取る。そして、NOVA4/X から積分開始の合図を受けると、G P I B の READ 状態*⁴ になり、3 2 B 6 で積分が終了するのを待つ。積分が終了すると3 2 B 6 からの合図信号2バイトを受け取り、NOVA4/X へ積分が終了したことを知らせる。そして、3 2 B 6 から1,0 2 4個のデータを受け取って、そのデータに温度較正を行い、データファイルへ格納する。ループが2度目以降は、前回のもものと足し合わせてからファイルに格納している。

この後観測プログラムは、ループの途中ならステイタス READ へ、ループの終了ならオン点 READ へ分岐する。ここでこの MV7800 との通信バイト数は、通常4バイトに固定しており、NOVA4/X からの観測終了信号を、どの READ 状態からでも受け取れるようになっている。MV7800での 6 8 M U L は、無限ループになっており、NOVA4/X からの停止信号によって停止する。

C) 3 2 B 6

3 2 B 6 の観測プログラムは、C 言語、および 68000 アセンブリ言語で記述されている。基本的なソフトウェアは、TMS9914A ハンドラを用いている。6 8 M U L は、起動されると TMS9914A の初期化、RS232C 回線の OPEN を行う。そして、NOVA4/X から積分のループ回数 (mad)、オン点数 (munit) を受け、観測ループになる。このループは、前述の回数から決定される for ~ next ループになっている。そして、3 2 B 6 の観測プログラムは、NOVA4/X からステータスと積分時間を受けとって分光データの積分を行う。積分が終了すると MV7800 に終了を知らせる。その後、1,024 個の分光データを MV7800 へ転送し、次の積分開始待ち状態になるか、1 セット終了してればオン点の個数を待つ状態になる。図 A 4-3 に 3 2 B 6 においての 6 8 M U L の流れ図を示した。

RS232C 回線間の情報の伝達は、ASCII コードによって行っている。RS232C 回線は信頼性が高くないため、情報の伝達にはフォーマットを決めチェックを行っている。このフォーマットは、ループ回数、オン点数の最初の 2 文字は '!!' であり、積分開始の最初の 1 文字は '@' となっている。これ以外のときは観測プログラムはエラーで停止する。そして、ループ回数、オン点数のときは次の 2 文字がその値であり、計 4 バイトずつ転送される。積分開始の 2 文字めはステータス情報であり、4 通り存在する。0 はアブソーバー、1 はオン点、2 はオフ点であり、3 のときは終了の意味になっている。そして次の 4 文字が積分時間を示している。

G P I B によるデータの転送は、実数で行っている。ただし、3 2 B 6 と MV7800 の実数の内部表現が異なるため、32B6 側で MV7800 の内部表現に変換してから転送している。

(2) 6 8 F R

6 8 F R は周波数スイッチ観測プログラムである。基本的な構成は 6 8 M U L と同じであるが、観測方式の違いによる異なる点も多数存在する。また 6 8 F R が対象としている観測は、積分時間が 1 点当り 20 秒から 2 分程度の観測であり、6 8 F R は長時間積分する観測には向いていない。以下の説明では、6 8 M U L と相違点に重点をおく。

A) NOVA4/X

6 8 F R が起動され、UTIL が生成されるところまでは 6 8 M U L と同じである。そしてバックグラウンドの端末で、!FSTR が入力されると CTSKS が生成されて MV7800 から観

測パラメータを受け取る。CTSK1 は、MV7800 から観測開始点を受け取り、32B6 に積分時間を転送する。CTSK2 は観測ループの回数を計算し、CTKS3 は観測メインタスク FOBS1 と、サブタスク CTSK0、DISP を生成する。以下、FOBS1 までほとんど同じである。

68FRでは、ADSUB と PROF は1つのタスクになっている。ADSUB は積分の開始を MV7800 に知らせる。そして設定された回数、32B6 と同期をとって周波数切り替えを行い、積分を進める。ADSUBは、周波数を切り替えた後、必ず周波数フェイズロックを検査し、正常のときに32B6 へ積分開始信号を送る。積分が終了するとADSUB は、次点に移る時は FOBS を、同じ点を観測する時は RDPOT を生成する。図A4-4に32B6 についての68FRの流れ図を示した。

B) MV7800

MV7800における68FRは、生データファイルを一点毎に作製する。また積分終了信号を32B6 から受け取るが、NOVA4/X には転送しない。これ以外は、68MUL と同じである。図A4-5に MV7800 における68FRの流れ図を示した。

C) 32B6

32B6 における68FRは68MUL と比べ簡略化してある。観測プログラムは、最初に積分パラメータ(my, mad, mabs, munit)を受け取り、その後は無限ループになる。積分開始の合図と共に受け取る情報にしたがって、積分の種類を替える。オン点のときは最初に受け取った積分時間で、アブソーバーのときは固定（現在8秒）の時間で、積分を行う。途中停止は、NOVA4/X によって制御される。ただし積分中に途中停止が行われた場合、観測プログラムは MV7800へ積分停止の信号を転送している。図A4-6に32B6 における68FRの流れ図を示した。

(3) 分光計調整用ソフトウェア

分光計の保守用ソフトウェアを2つ開発した。1つは、adtest6 であり、分光データを1回(100ms)だけ取り込んで、32B6 の画面にアスタリスクでデータを表示する。これは分光計のテストなどに用いられる。もう一つは、admax であり、これは分光データを一回取り込んで、その値の最大値とそれに対応するチャンネルを表示するものである。これは分光計への入力パワーの調整などに用いられる。

・¹ START では積分時間のパラメータとして4つ (my, mad, mabs, munit) を設定している。このパラメータの意味は、6 8 F Rと6 8 M U Lとは異なる。

6 8 F Rでは、my は1回の積分時間 (100ミリ秒単位、通常2秒)、mad は周波数の切り替え回数であり、この2つで積分の最低ユニットを構成し、観測プログラムはファイルに格納する。mabs は my, mad で決まるユニットの繰り返し回数を示している。この3つのパラメータによって積分時間は決定され、その積分時間をtとすると、 $t = my \times mad \times mabs$ になる。munit はアブソーバー観測の間隔が設定される。例えばmunit=5だと観測点5点に1回アブソーバーを観測する。

6 8 M U Lでは、my は一回のオン点の積分時間 (100ms単位)、munit がオン点の個数、すなわち何対1のマルチポジションスイッチを行うかを意味する。この2つが最低ユニットを構成し、観測プログラムはこの単位でファイルに格納する。mad がそのユニットの繰り返し回数であり、1点当りの積分時間をtとすると、 $t = my \times mad$ になる。ただし、オフ点の積分時間は含めていない。mabs は現在のところ使用していない。

・² 管理コマンドの主なものを以下にまとめておく。

!FSTR	観測開始
!FA0S	積分開始
!FEND	観測停止 (連動してMV7800、3 2 B 6が停止する)
!FE4M	観測プログラム (NOVA4/X) 停止

・³ 観測パラメータファイルは、START、および FRSET によって作られる。現在使われているファイルは、ファイル名 MOM00、POTABLE1、OFFTABLE1、POP00、NON00、POTABLEの6個である。MOM00 には、積分開始時間、終了時間、積分時間設定などが、POTABLE1には、観測日における天体の位置 (赤経、赤緯) が、OFFTABLE1 には、観測日におけるオフ点の位置 (赤経、赤緯) が、POP00 には観測日時が書き込まれている。また、NON00には周波数設定関係の情報が、POTABLE は1 9 5 0年分点における天体の位置 (赤経、赤緯) が書き込まれている。

・⁴ 待ち状態でいられるのは、約10分間である。一回の積分時間が長いとエラーが起る可能性はある。しかし、通常の積分時間は長くても2分程度であるので問題はない。

A-5 解析ソフトウェアの開発

本文で述べたように、解析ソフトウェア全面にわたる移植、機能向上、および新開発を行った。以下では、解析の進め方を述べながら、各ソフトウェアについての説明を行う。

A) MAPR、MAPRLB、SEIZA

観測者は、観測予定天体の座標が示されている観測テーブルを最初に作製する。観測テーブルの作製に用いる座標系には、赤経、赤緯と銀経、銀緯の2通りがあり、それぞれMAPR、MAPRLBが用いられる。観測テーブルは、どちらの座標系を用いても、赤経、赤緯（1950年分点）で作成される。また今回の開発では、観測テーブルの観測点の上限を従来の200点から750点^{*1}にした。

次に観測者はSEIZAを用いて、TIME-ELEVATION図を出力して観測可能時間を調べる。これらの作業に必要な観測点の座標は、一度入力したものに関してはファイル（パーソナルファイルと呼ぶ）に保存されている。これによって2回目以降は、パーソナルファイルから観測座標を呼び出せ、処理が素早く行える。また今回の開発では、従来はDRSの一部であった星座早見を、単独のソフトウェアSEIZAにした。それに伴い、SEIZAはTIME-ELVATION図だけでなく、TIME-AZIMAS図の出力が可能になり、また赤経、赤緯による座標の入力だけでなく、銀経、銀緯での入力も可能になった。また効率を高めるため、パーソナルファイルはMAPR、MAPRLBで使ったものが、SEIZAでも使用できるようにした。

B) START、FRSET

観測者は、観測直前にSTART、FRSETを行う。STARTでは観測開始時間、観測終了時間、積分時間などの設定を行い、また観測テーブルから天体の座標を読み込んで、観測時における値に変換し、別のファイルに保存する。FRSETでは、天体の視線速度、観測周波数、二段、三段の局部発振器の周波数、分光計のパラメータ、各ミキサの使用サイドなどの設定を行う。通常、STARTから自動的にFRSETが起動されるようになっており、またSTARTからMAPR、MAPRLBが呼べるようになっている。ただし、この場合は観測テーブルは作られない。

SITIMEは積分時間の設定のみ変更するソフトウェアである。これは、天体の高度が高くなり、ノイズレベルが下がってきたときに、積分時間のみを変更するときに用いられる。

C) D R S

周波数スイッチでの生データにおけるベースラインは、直線で近似することはできない。これの主な原因として、光学系での定在波 (standing wave) の発生、受信器のADD周波数、SUB周波数時での出力変動などが考えられる。そこで観測者は、このような生データに対し、零点レベルを多項式で近似し、輝線部分を取りだす操作を行わなければならない。この操作をベースラインフィッティングと呼び、D R Sによって行うことができる。観測者は、D R Sで生データファイルを端末画面に表示させ、それに適した速度範囲、多項式の次数を決定し、ベースラインフィッティングを行う。通常は、その結果を別のファイル (reduced data と呼ぶ) に保存している。この操作によって、観測スペクトルの温度、rms雑音温度などが分かる。ところで生データファイルの名前は、9文字 *³ で構成され、先頭2文字はMDに固定してある。次の4文字は、観測日時が用いらており、先の2文字は観測月 (1月から9月までは、1文字目に0を付加)、次の2文字は観測日 (1日から9日の時は、0を付加) になっている。そして最後の3文字は0からの通し番号になっている。このように、観測データファイルには規則性がもたせてあるため、ファイル入力を簡略化することができる。

今回の開発では入力したファイル名を記憶して、2度目以降の入力が簡略化できるようにした。入力時に前回の観測点から何番目かを指定*⁴ すれば、そのファイルが参照できるようになっている。ベースラインフィッティングの操作は簡略化してあるが、観測点が多くなると観測者の負荷が大きくなる。そのためD R Sでは、これらの作業を一括処理できるようになっている。この機能では、D R Sは設定された順番に生データファイルを読み、それにベースラインフィッティングを行って、そのデータを別のファイルに保存する。必要なら並行してC T M A P 1、I N D E X を行うことができる。

D) I N D E X

多数の観測ファイルを効率的に扱うためには、ファイル名、天体の座標などの情報を含んだ情報ファイルを作製する必要がある。このファイルを作製するのがI N D E Xであり、我々はこの情報ファイルを、I N D E X ファイルと呼んでいる。今回の開発では、数万点に及ぶ分光データを効率的に扱うために、機能の充実と新機能の付加を行った。それらは、ソーティング機能を充実させること、階層ディレクトリの対応が可能にすることなどである。ソーティング機能は、100,000点までの分光データをソーティングできるようにした。またこのソーティングがX軸 (すなわち、赤経または銀経) 方向だけでなく、Y軸

（すなわち、赤緯または銀緯）方向においても行えるようにした。さらにソーティング方式は、従来用いてきた単純ソーティングだけでなく、shell ソートと呼ばれる高速方式も可能にした。

ディレクトリの階層構造に対応して、下部のディレクトリからもデータを呼べるようにした。これによって、必要なデータを、他のディレクトリから読みだすことが可能になった。これら以外にも、他のソフトウェアに対応して、観測の中心座標を記憶するなどの改良を行った。

E) C T M A P 1

強度分布を2次元マップに表示するためのファイルを作製するのが、C T M A P 1であり、我々は作成したファイルを、マップファイルと呼んでいる。C T M A P 1にも次のような機能を新たに付加した。まずソーティング機能を充実し、I N D E X とほぼ同じような機能を可能にした。ファイル名の入力時に、C L I (Command Line Interpreter) を実行することによって、ファイル名に関して特定の条件を満たすものを集める機能を付加した。また、入力にI N D E X ファイルを用いた場合、ある特定の座標範囲のみのマップファイルを作製できるようにした。さらに、観測データを随時ガウスフィットして、ピーク温度、速度幅に、ガウスフィットによって導出した値を使えるようにした。

F) C A L C A L

観測した分光データの温度は、アンテナ温度と呼ばれ、アンテナ固有のものである。その上観測した時の仰角によってアンテナの利得が変化したり、大気による吸収が変化するため、観測される温度は異なる。したがって物理量を求めるためには、これらを補正しなければならない。これを行うのが、C A L C A L である。

C A L C A L は、2段階に分けて実行される。観測者は、観測時において標準天体を仰角の異なるときに数回観測する。C A L C A L は、この標準天体のデータによって、仰角の違いによる温度の変化の近似式を求める。この近似式によって、天体の仰角補正を行う。これが第一段階の補正である。次に標準天体のアンテナ温度と、その絶対温度の比を計算する。この標準天体の温度は、Kutner and Ulich (1981)から導出している。そして、各データの温度にその値を乗ずることによって、絶対輻射温度へと変換される。

G) C T M A P 2

画像出力ソフトウェアには、C T M A P 2、L I S A、M P Q L などがある。

C T M A P 2 は、マップファイルから積分強度値などを読み込んで、2次元画像出力を行うソフトウェアである。その基になるデータは、ピーク温度、速度幅、積分強度、r m s 雑音温度などである。現在のC T M A P 2 では、最初にマップファイルの情報をすべてメモリに読み込むようになっている。これによって2回目以降の計算が高速に行える。また出力したマップ上で、次の出力範囲の指定が行えるようになった。出力範囲が300点×300点まで可能になり、大規模マップ出力が可能になった。さらに出力のダイナミックレンジを大きくとるために、従来の均等幅以外に、出力強度幅を等比数列的に変更した出力が可能になっている。

H) L I S A

L I S A は、従来のA T MとP V M A Pをまとめたソフトウェアである。これにも種々の機能が付加され、使用効率が高くなっている。L I S Aでは、プロファイル出力が30点×30点まで可能になり、大規模な領域のスペクトルを一度に出力することができる。さらに各プロファイル出力に、r m s 雑音温度を記述できるようになり、データの検査が容易に行えるようになった。出力範囲を画面上から指定できるようになり、簡単化がはかられている。

MV15000 で使用したときには、C T M A P 2、L I S Aの出力は、出力用紙にA4サイズだけでなく、B4、A3各サイズを自由に選択できるようになっている。またC T M A P 2、D R S には、X-Yプロットに出力できるC T M A P 2 P L O T、D R S _ P L O T ^{*5} もある。

L I S A、M P Q Lのような多数のプロファイルを画面に出力するとき、非常に大きなC P U負荷を必要とする。通常これらの出力をプリンタに出力することが多いことと、プリンタの解像度が端末画面より優れていることを考えて、直接プリンタに出力するモードを作製した。

*1 この750点の制限は、観測プログラムからによって決まる。NOVA4/Xのメモリは小さく、多くの観測点は記憶できない。観測者は、通常適度の間隔で、温度較正用の標準天体を観測する必要があるため、この値で十分だと思われる。

- ・² 観測プログラムが作製するファイルを生データファイル (raw data) と呼んでいる。
- ・³ この方式だと 1,000 点までしか独立のファイルが作れない。しかし観測ファイルは、各観測者のディレクトリ毎に作られるから、充分であると思われる。また、1 ディレクトリのファイル数が 1,000 点を超えると、OS によるオーバーヘッドが大きくなる。これらの理由により、4桁の通し番号は採用しなかった。
- ・⁴ 例えば、前回の入力が MD0101050 であったときは、MD0101055 を入力したい場合は 5 を、MD0101045 を入力したい場合は -5 を入力する。同じファイルのときは、NewLine キー (AOS / VS 上では、NewLine キーが文の句切りになっている) でよい。
- ・⁵ 通常のものに付加することもできる。しかし、X-Yプロッタの使用に関しては、注意が必要なため、特に別のプログラムにしてある。

B-1 C O 輝線による物理量の算出

分子雲の質量の大部分を占めるのは、水素分子とヘリウム原子である。しかし分子雲のような低温（10 K～30 K）の領域では、これらを直接観測することはできない。このような領域では、励起温度の低い分子線の観測が必要である。このような分子には、CO、NH₃、CS、HCO⁺などが存在している。このなかでCOは、最も存在量が多く、また励起温度も低く（J = 1 - 0で5 K）最適なプローブと言える。COでは、だいたい個数密度 $5 \times 10^2 \sim 5 \times 10^3 \text{ cm}^{-3}$ 程度の領域の観測が有効になされる。このCO分子とH₂の存在比を仮定して、分子雲の密度、質量などを見積っている。

CO輝線は光学的に非常に厚いため、分子雲の内部までは見通すことはできない。しかし、¹²Cの希同位体の¹³Cを含む¹³CO、¹⁶Oの希同位体を含むC¹⁸Oなどの分子は、光学的に希薄であり分子雲の深部まで見通せる。一般的にこれら分子の光学的厚みは、それぞれ ~ 0.5 、 < 0.1 である。今回の観測では主に¹³CO輝線を用い、コアの中心に関しては、C¹⁸O輝線の観測を併せて行った（共に回転遷移 J = 1 - 0）。

観測によって得られるのは、アンテナ温度 T_A である。これを絶対的な輻射温度（ T_L ）に変換しなくてはならない。電波望遠鏡は、光学系、受信器の感度などによって検出される温度は異なる。そこで、標準天体を観測することによって絶対的な温度較正を行っている。今回の観測では、標準天体として M17 SW (R.A. (1950) = 18h 17m 26.5s, Dec. (1950) = -16° 14' 54") を用い、その4 m 鏡での温度をそれぞれ 43.1 K (CO)、14.9 K (¹³CO)、2.4 K (C¹⁸O) とした (Kurtner and Ulich 1981, Ulich and Haas 1976)。

A) 励起温度 (T_{ex})、¹³CO 分子柱密度 ($N(^{13}\text{CO})$) の導出

励起温度 T_{ex} は、光学的に厚いCOの輻射温度 T_L (¹²CO) によって次式で求まる。

$$T_{ex} = a_1 / (1 + a_1 / (T_L(^{12}\text{CO}) + b_1)) \quad (\text{B1-1})$$

ただし、

$$a_1 = h \times \nu(^{12}\text{CO}) / k = 5.53 \quad (\text{B1-2})$$

$$b_1 = a_1 / (\exp(a_1 / T_{BB}) - 1) = 0.819 \quad (\text{B1-3})$$

である。また、

$$k = 1.38 \times 10^{-16} \text{ erg/K} \quad (\text{ボルツマン定数})$$

$$h = 6.63 \times 10^{-27} \text{ erg} \cdot \text{sec} \quad (\text{プランク定数})$$

$$\nu(^{12}\text{CO}) = 115271.204 \text{ MHz} \quad (\text{CO (J = 1 - 0) の静止周波数})$$

$$T_{BB} = 2.7 \text{ K} \quad (\text{バックグラウンド 3 K 輻射})$$

である。この値を入れて書き直すと

$$T_{ex} = 5.53 / (1 + 5.53 / (T_L(^{12}\text{CO}) + 0.819)) \quad (\text{B 1 - 4})$$

となる。以下の計算では、局所熱力学平衡 (LTE; Local Thermodynamic Equilibrium) を仮定している。この平衡状態は、衝突性励起が輻射性励起を凌駕し、衝突によって系が十分励起され、運動温度が励起温度に等しいと考える理想的な状態である。

次に、 ^{13}CO の光学的厚み $\tau(^{13}\text{CO})$ を求める。 CO と ^{13}CO の励起温度が等しいとすると、

$$\tau(^{13}\text{CO}) = -1 \ln (1 - T_L(^{13}\text{CO}) / (a_2 \times (J(T_{ex}) - J(T_{BB})))) \quad (\text{B 1 - 5})$$

となる。ただし、

$$a_2 = k / (h \times \nu(^{13}\text{CO})) = 5.29 \quad (\text{B 1 - 6})$$

$$J(T) = 1 / (\exp(a_2 / T) - 1) \quad (\text{B 1 - 7})$$

$$\nu(^{13}\text{CO}) = 110201.372 \text{ MHz} \quad (^{13}\text{CO} (J=1-0) \text{ の静止周波数})$$

で、 $T(^{13}\text{CO})$ は ^{13}CO の輻射温度である。これらの値をいれて計算すると

$$\tau(^{13}\text{CO}) = -1 \ln (1 - T_L(^{13}\text{CO}) / (5.29 \times (J(T_{ex}) - 0.164))) \quad (\text{B 1 - 8})$$

となる。 ^{13}CO 分子の柱密度 $N(^{13}\text{CO})$ は、

$$N(^{13}\text{CO}) = \frac{2.42 \times 10^{14} \times \tau(^{13}\text{CO}) \Delta \nu T_{ex}}{1 - \exp(-5.29 / T_{ex})} \quad (\text{B 1 - 9})$$

となる。ここで、 $\Delta \nu$ は ^{13}CO 輝線の半値速度幅である。

また、 C^{18}O 分子の柱密度も係数が変わるだけで、導出方法は同じである。

B-2 コア、およびそのサイズの決定

(1) コアの定義

コアは分子雲の中で、密度がその近傍に比べて有為に高くなっている領域である。へびつかい座領域の分子雲の形状はフィラメント状であり、1つの分子雲に複数のサブコンデンセーションが存在する場合がある。それらサブコンデンセーションをどこまでコアと定義するかは難しい問題である。我々は以下の定義にしたがって、コアを同定した。

- 1) 積分強度値が、ピーク値の半値までコアの近傍で低くなる。
- 2) 速度が異なる。
- 3) 1) で周囲のすべてが落ちないが、有為のコアと認識されるもの。
- 4) 積分強度が半値まで低くならない範囲に同程度の他のピークがあるが、接する部分の強度が、半値近くまでにはなっている。

1) の条件によって、コアは7割程度まで決まる。周囲のほとんどが半値まで落ちるが、一部分（観測点で1～2点）で落ちず、広がっていき別のコンデンセーションにつながる場合がある（例えば、コア34）。この様な場合は、広がり部分を無視した。また1つの分子雲に同程度の強度を持つ2つコンデンセーションが存在し、それが半値まで落ちずにつながる場合がある（分子雲R、T）。この場合はそれらの中間で、それぞれのサイズを決定した。これらは、密度等を求めるときに球を仮定すること、 ^{13}CO 輝線は密度がある程度高くなると飽和することなどに基づいている。

(2) コアのサイズ

コアのサイズは、ピークの積分強度値が半値になるまでの広がりをとった。しかし通常分子雲はフィラメント状に分布しており、コアの形状もフィラメント状である。そこでコアのサイズを決定するとき、コアを楕円と考えて、まず長経 a と短経 b を決定する。これからコアの半径 R を

$$R = (a \times b)^{1/2} / 2$$

として決定する。ところで、 ^{13}CO が飽和している様な場合（ $\tau(^{13}\text{CO}) > 1$ ）には、

このサイズは大きめに見積られる。その場合広がりを決めるのに、積分強度値に代わり、 $\tau(^{13}\text{C O})$ を用いることにした。4個のコアについて調べた結果、 $\tau(^{13}\text{C O})$ で決定したサイズは、積分強度値で決めたサイズの7割程度になることがわかった。そこで、 $\tau(^{13}\text{C O})$ が1を超えるものに関しては、サイズとして積分強度値で決めたものに、0.7倍した値を採用した。

(3) 水素分子平均個数密度とコアの質量

水素平均個数密度 (n) は、コアに均一球を仮定して求めた。コアの水素平均個数密度 ($n(\text{H}_2)$) は、ピークの水素分子柱密度 ($N(\text{H}_2)$) より、

$$n(\text{H}_2) = N(\text{H}_2) / (2 \times R)$$

ちなる。これより均一球の場合のコアの質量 M は、次式になる。

$$M = (4 \times \pi \times R^3 / 3) \times m_p \times \mu \times n(\text{H}_2)$$

となる。また、 M は式 (B 1 - 10) より

$$M = \pi \times R^2 \times N(\text{H}_2) \times m_p \times \mu$$

となる。ここで、 μ は平均分子量、 m_p は陽子質量 ($1.67 \times 10^{-24} \text{ g}$) である。ここでは、水素分子5個に1個の割合で He が存在するとして、 $\mu = 2.8$ にした。

B-3 ヘビつかい座分子雲コアの質量の推定

ヘビつかい座領域には、 ζ 0ph、 χ 0phなどのSco OB2のO B型星からの輻射によって、銀河標準値 (1.6×10^{-3} erg/s; Habing 1968) ^{*1} より強いFUV (far ultraviolet) 輻射が存在すると考えることができる。このような領域に存在する分子雲では、FUVによるphotodissociationとfractionationのために、分子の存在量が変化する。photodissociationは、COの各同位体を解離して、その存在量を減少させる。fractionationは、FUVによって電離された ^{13}C イオンと、COとの化学反応(発熱反応)により ^{13}CO の存在量を増加させる。このため、 ^{13}CO 輝線から質量を推定するとき、FUVの輻射量を把握することは重要である。

A) FUV (far ultraviolet) 輻射量の概算値

私は、コアの中心位置での紫外線強度の概算値を、Sco OB2に存在する12個のOB型星から見積った。用いたOB型星は、 π Sco (B1, B2)、 δ Sco (B0.5)、 β Sco (B0.5)、 ω Sco (B1)、 ν Sco (B2)、 σ Sco (B1)、 ρ 0ph (B2)、 χ 0ph (B1.5)、22 Sco (B2)、 ξ 0ph (O9.5)、1 Sco (B1.5)、 τ Sco (B0)であり、 π Scoは連星として扱っている。カッコ内はスペクトル型を示し、星のスペクトル型はBohlin, Savage, and Drake(1978)より、星の位置は,Cappa de Nicolau and Pöppel(1986) ^{*2}より、星の温度、半径はThompson (1984) ^{*3}より引用した。簡単化のため視線距離はすべて等しいとし、水平距離のみから計算した。計算式を以下に示す。

星から距離 r 離れた点でのフラックス $F(r)$ は、次式になる。

$$F(r) = 2\pi (R_{\star}/r) B(\nu)$$

ここで、 R_{\star} は星の半径、 $B(\nu)$ はPlanck関数である。したがって、あるコアでのFUVの輻射量 F は、

$$F = 2\pi \sum \{ (R_{\star,i}/r_i)^2 \} B_i d\nu$$

となる。ただし、 \sum は上記したOB型星12個について行い、 $R_{\star,i}$ はOB型星の半径、 r_i はOB型星からの距離、 B_i は温度に各OB型星の値を入れたPlanckの関数であり、 \int 範囲はエネルギーで6 eVから13.6 eVである。

B) CO分子からH₂分子への変換式

CO分子とH₂分子の各柱密度からの変換式は、主なものとして Dickman (1978), Frerking, Langer, and Wilson (1982), Bachiller and Cernicharo (1986) などがある。Dickman (1978) は、38個の暗黒星雲の¹³COによる観測データと、スターカウントによる減光(A_v)の測定値との比較で変換式を導出している。彼は、A_vと水素分子柱密度の関係を $1.25 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$ として、水素分子柱密度と¹³CO分子柱密度の関係式を求めた。その変換式は

$$N(\text{H}_2) = 5 \times 10^5 \times N(^{13}\text{CO}) \quad (\text{B3-1})$$

である。Frerking, Langer, and Wilson (1982)は牡牛座とρ Oph 分子雲の field star について、¹³CO, C¹⁸O, ¹³C¹⁸O, C¹⁷O輝線を用いて観測して変換式を求めた。彼らは、A_vには Elias (1978a, 1978b)の赤外 photometry と自身のスターカウント (A_vの小さい領域に使用している) による測定値を、A_vと水素分子柱密度の関係式には Bohlin, Savage, and Drake (1978)の関係式を用いている (A_v/E(J-K)=4.6 を仮定)。その結果 ρ Oph 分子雲について、

$$N(\text{H}_2) = (N(^{13}\text{CO}) / (2.7 \times 10^{15}) + 1.5) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \quad (\text{B3-2})$$

$$N(\text{H}_2) = (N(\text{C}^{18}\text{O}) / (1.7 \times 10^{14}) + 3.9) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \quad (\text{B3-3})$$

を導出している。Bachiller and Cernicharo (1986) は、ペルセウス座領域について、CO、¹³CO、C¹⁸O輝線の観測と、スターカウントによって、次の変換式を求めている。

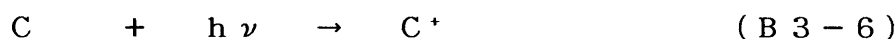
$$N(^{13}\text{CO}) = (2.5 \pm 0.5) \times 10^{15} \times (A_v - 0.8 \pm 0.4) \quad (\text{B3-4})$$

C) PDR (photodissociation region)

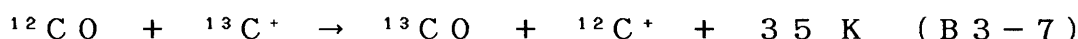
UVの強い領域での photodissociation , ionization , fractionation について述べる。一般的に分子雲の縁では、紫外線によってCO分子およびその同位体の光解離が起こる。その反応式は、



である（同位体も同様）。また、C原子およびその同位体の電離反応



もおこる。C Oの解離については、連続波より輝線によるものが支配的である (Glassgold, Huggins, and Langer 1985)。このため輻射場は $\exp(-k \Delta\nu)$ で減衰するが (kは波長の関数; Flannery, Roberge, and Rybicki 1980)、特定の波長では吸収が著しくなり、selective photodissociation が起こる。また、C Oの fractionation 反応式は



である (Watson, Anicich, and Huntress 1976)。この反応は、温度が低いほど、密度が低いほど、金属原子の量が多いほど反応が進み、 $^{13}\text{C O}$ の存在量は10倍程度ふらつきうる (Langer et al. 1984)。

D) $^{13}\text{C O}$ からの変換式

$^{13}\text{C O}$ 分子の柱密度から水素分子柱密度に変換する変換式は、いろいろ存在している。一つ言えることは、分子雲によって、Cの depletion factor、温度、FUV輻射量などが異なるため、 $^{13}\text{C O}$ のアバンダンスは異なるということである。

これらを考慮すると正確とはいえないが、コアの内部において Frerking, Langer, and Wilson (1982)の関係式を補正して使用するのが、現状で最適の推定方法であるという結論に達した。主な理由としては、1) 互いの領域が近いこと、2) van Dishoeck and Black (1988)の Fig. 13cで $I_{\text{uv}} = 10$ (すなわち、銀河標準値の10倍の輻射量が存在する) としたとき、Frerking, Langer, and Wilson (1982)の式において1等級ずらしたのがほぼ等しくなることである。柱密度の立ち上がり部分は、光解離に起因するもので、その大きさは、同定度の温度では紫外線の強度によって決定される。したがって紫外線の強度を考慮して、分子雲内部で $\exp(-2.5 \Delta\nu)$ で減衰するとして次の式を用いることにした。

$$N(H_2) = (N(^{13}CO) / (2.7 \times 10^{15}) + 0.5) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \quad (\text{B3-8})$$

$$N(H_2) = (N(C^{18}O) / (1.7 \times 10^{14}) + 2.9) \times 10^{21} \text{ cm}^{-2} \quad (\text{B3-9})$$

ただし、 $3 < A_v < 14$ の領域に対してであり、分子雲の質量の見積りには用いることはできない。上式は、何度も言うように正確なものでない。エラーはファクタ ~ 3 倍または $\sim 1/3$ 倍存在する可能性がある。正確な推定を行うために、 $C^{18}O$ のマッピング観測と正確な減光の測定が必要であることは言うまでもない。

・¹ 通常 G_0 の記号を用いる。その値は 6 eV から 13.6 eV までの輻射範囲 で $1.6 \times 10^{-3} \text{ erg/s}$ (Habing 1968) 。

・² $\rho \text{ Oph}$ 、22 Sco については、Bohlin, Savage, and Drake (1978) の値を用いた。

・³ スペクトル型 B 1.5 については、 $T_{\text{eff}} = 21,500 \text{ K}$ 、 $\log R = 11.48$ とした。

B - 4 星間磁場

A) 星間磁場の観測法

星間磁場の観測の手法には主なものに3つある。一つは、星の偏光 (polarization of starlight) を用いる方法である。これは視線方向に対して垂直方向の磁場の向きが分かる。しかし、磁場絶対量の測定はできない。他の2つは視線方向の磁場の強度の測定が可能である。それぞれ、電波のファラデー回転 (Faraday Rotation)、ゼーマン効果 (Zeeman Splitting) を用いている。分子雲の磁場の測定には主に Zeeman Splitting が用いられている。この方法により水素原子の出す 21 cm 波、OH輝線などから磁場の強度が測定されている。

B) 銀河磁場の方向

星間磁場について、1950年代から1960年代にかけて全天の多くの星に対して偏光が測定され、そのEベクトルと磁場が平行である (Davis and Greenstein 1951) ことから磁場の向きが決定されてきた。この偏光測定のまとめとしては代表的なものは、Mathewson and Ford (1970)、Axon and Ellis (1976)である。それぞれ7,000個、5,070個の星の偏光の向きが示されている。Mathewson and Ford (1970) は自身で行った1,800個の偏光測定と、それまで他の研究者の結果と合わせてほぼ全天にわたる磁場の方向をはじめて示した。Axon and Ellis (1976) はそれまでのカタログを吟味し、距離の正確さ、測定された星の重複を調べて、全8,500個以上を5,070個にまとめ、全天の磁場の方向を示している。その図1-bを図B4-1に示した。

C) 分子雲の磁場の強度

先に述べたゼーマン効果を用いた方法により、分子雲の磁場が測定されている。一般的に通常空間では $3\text{ }\mu\text{G}$ 程度であり、密度の高い分子雲では $10\text{ }\mu\text{G}$ から $100\text{ }\mu\text{G}$ 程度である。密度が高いほど磁場が強い傾向があり (Troland and Heiles 1986)、これは星間雲に磁場が凍結している証拠となる。

表 B 3 - 1 $^{13}\text{C O}$ コアの遠紫外線 (F U V) 強度を示した。

core No.	Flux ($\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$)	ratio (/ G0)	ratio (/ ρ Oph)
1	0.020	13	0.37
2	0.019	12	0.35
3	0.018	11	0.33
4	0.020	13	0.37
5	0.018	11	0.33
6	0.017	11	0.31
7	0.020	12	0.36
8	0.030	19	0.54
9	0.015	9.6	0.29
10	0.015	9.4	0.27
11	0.010	6.1	0.18
12	0.011	7.0	0.20
13	0.017	11	0.32
14	0.0084	5.3	0.15
15	0.0085	5.3	0.15
16	0.0087	5.5	0.16
17	0.0087	5.4	0.16
18	0.012	7.3	0.21
19	0.0071	4.4	0.13
20	0.011	6.9	0.20
21	0.0064	4.0	0.12
22	0.0062	3.9	0.11
23	0.011	6.7	0.19
24	0.0063	4.0	0.12
25	0.013	8.0	0.23
26	0.071	4.4	0.13
27	0.0058	3.6	0.11
28	0.0081	5.1	0.15
29	0.0060	3.8	0.11
30	0.0081	5.1	0.15

表 B 3 - 1 つつ' き

core No.	Flux (erg cm ⁻² s ⁻¹)	ratio (/ G0)	ratio (/ ρ Oph)
31	0.0078	4.9	0.14
32	0.0086	5.4	0.16
33	0.0059	3.7	0.11
34	0.0056	3.5	0.10
35	0.0065	4.1	0.12
36	0.0077	4.8	0.14
37	0.012	7.8	0.23
38	0.011	6.7	0.20
39	0.0075	4.7	0.14
40	0.015	9.3	0.27
41	0.016	9.9	0.29
42	0.022	14	0.40
43	0.025	16	0.46
44	0.023	14	0.42
45	0.022	14	0.41
46	0.024	15	0.44
47	0.025	16	0.46
48	0.012	7.6	0.22
49	0.012	7.5	0.22
50	0.0075	4.7	0.14
51	0.0061	3.8	0.11
mean value	0.13	8.0	0.23
deviation	0.064		

G0 = 0.0016 erg cm⁻² s⁻¹

ρ Oph value = 0.055 erg cm⁻² s⁻¹

図 A 4 - 1 NOVA 4 / X に於ける 68MUL 流れ図。

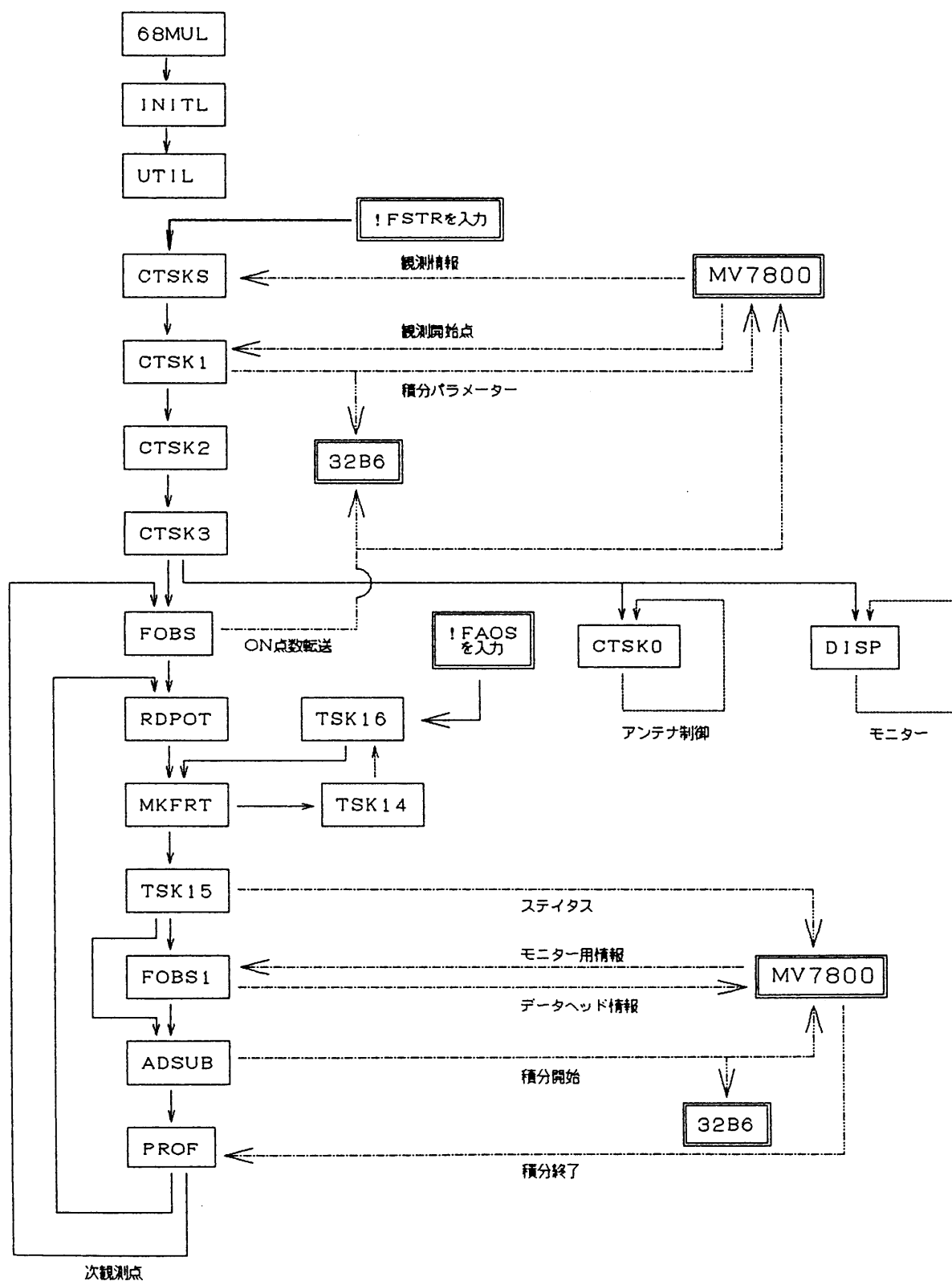


図 A 4 - 2 MV / 7 8 0 0 X P に 於 ける 6 8 M U L 流 れ 図。

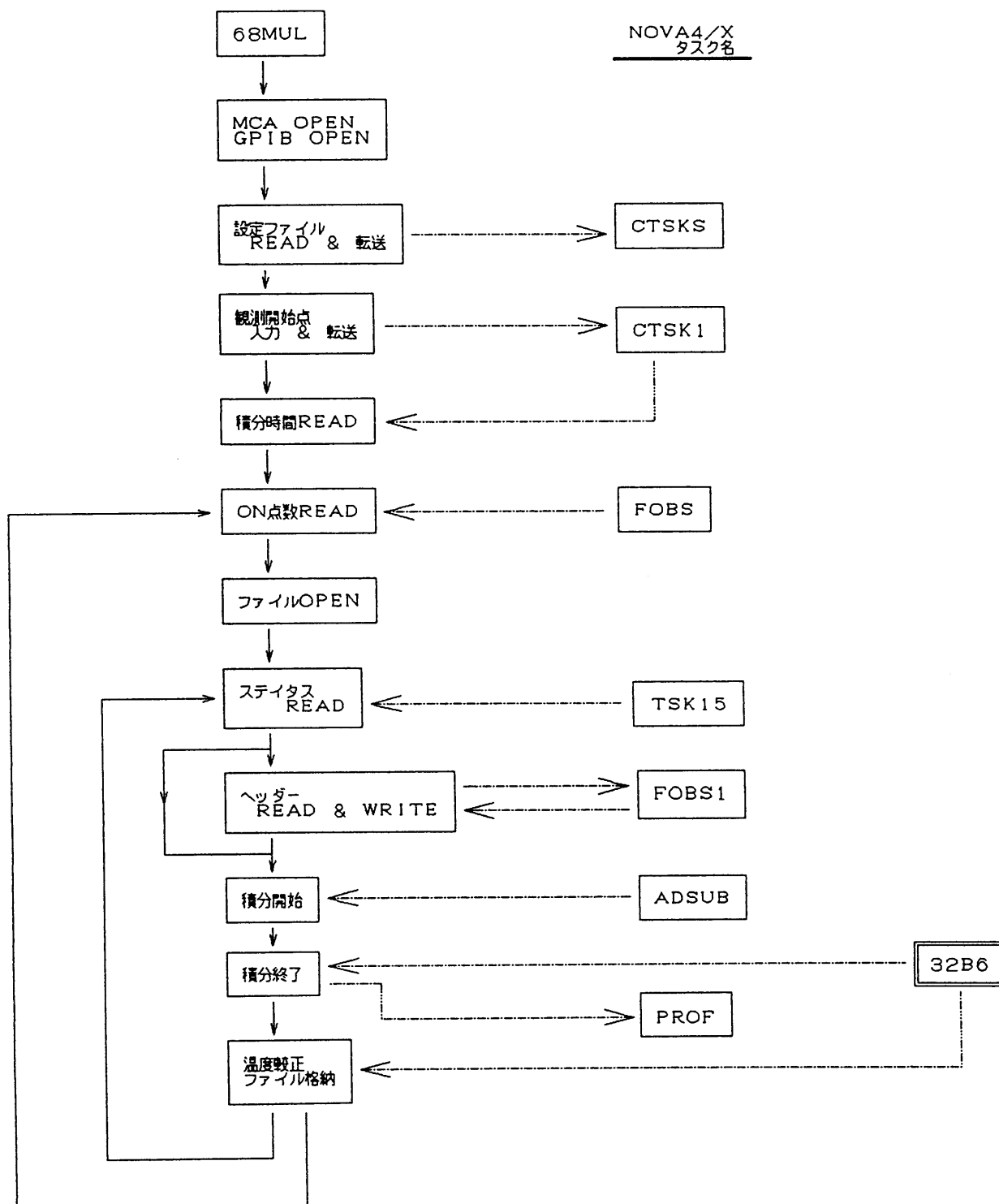


図 A 4 - 3 3 2 B 6 に 於 け る 6 8 M U L 流 れ 図。

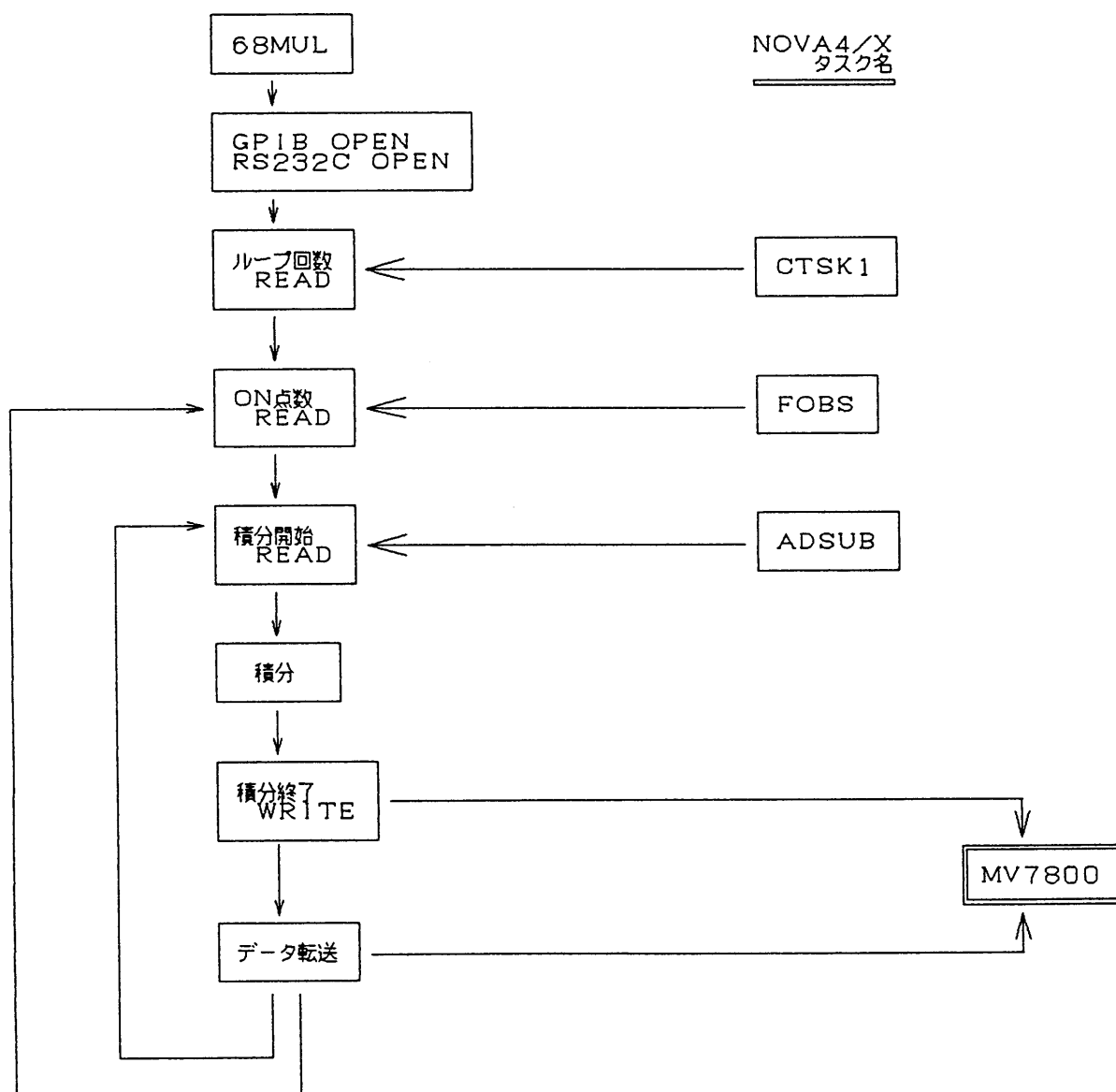


図 A 4 - 4 NOVA 4 / X に於ける 6 8 F R 流れ図.

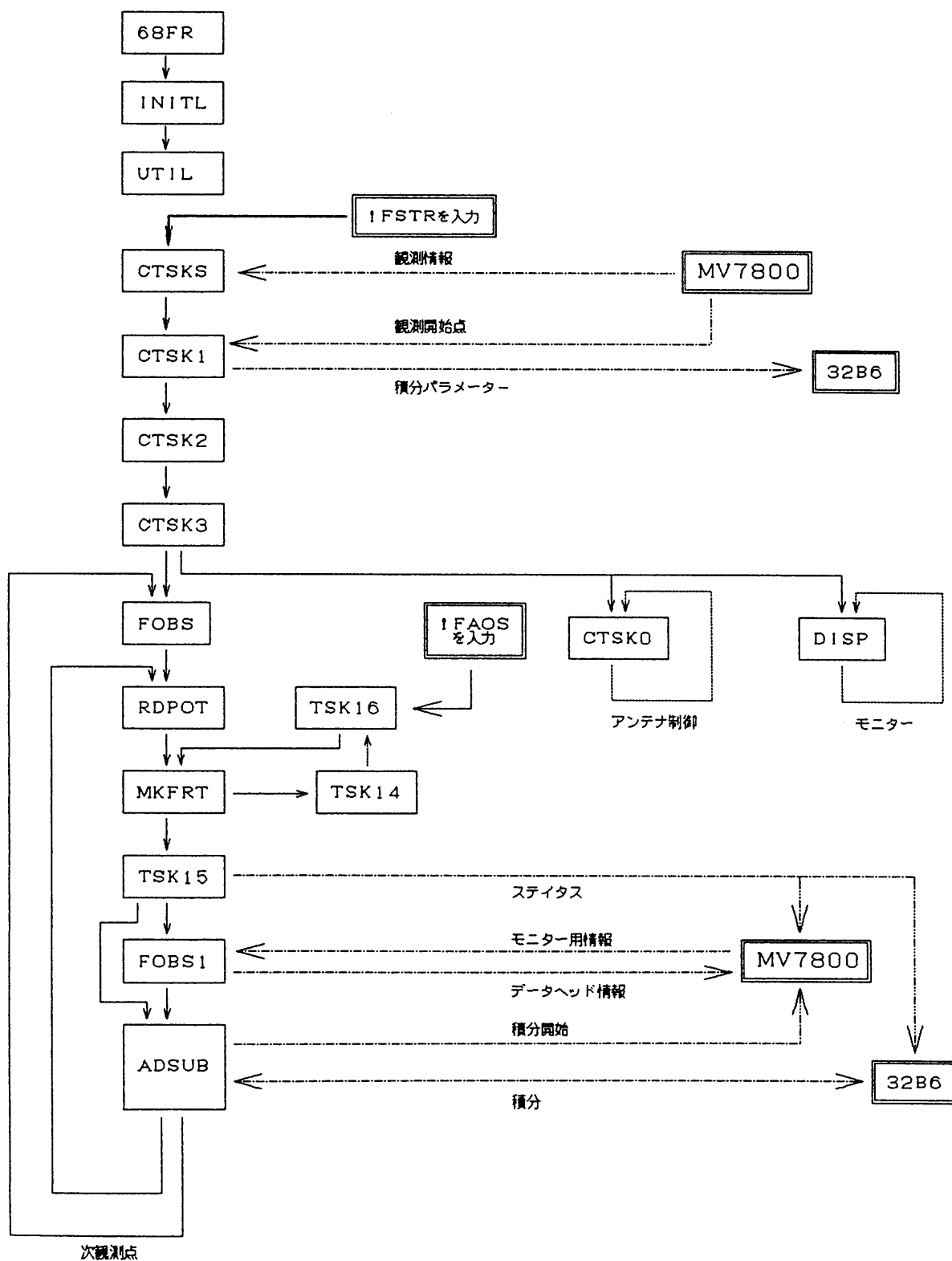


図 A 4 - 5 MV / 7 8 0 0 X P に 於 け る 6 8 F R 流 れ 図。

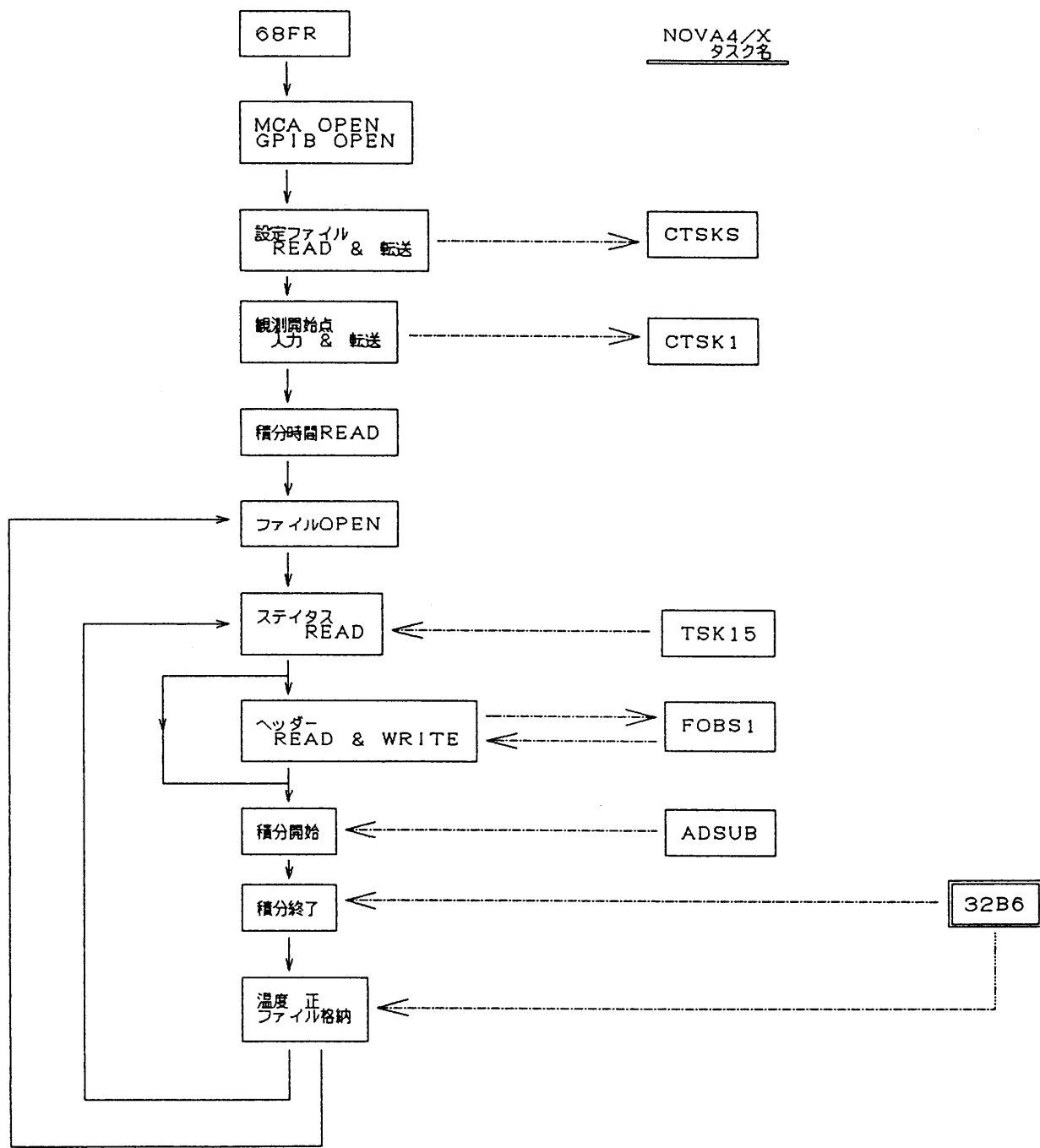
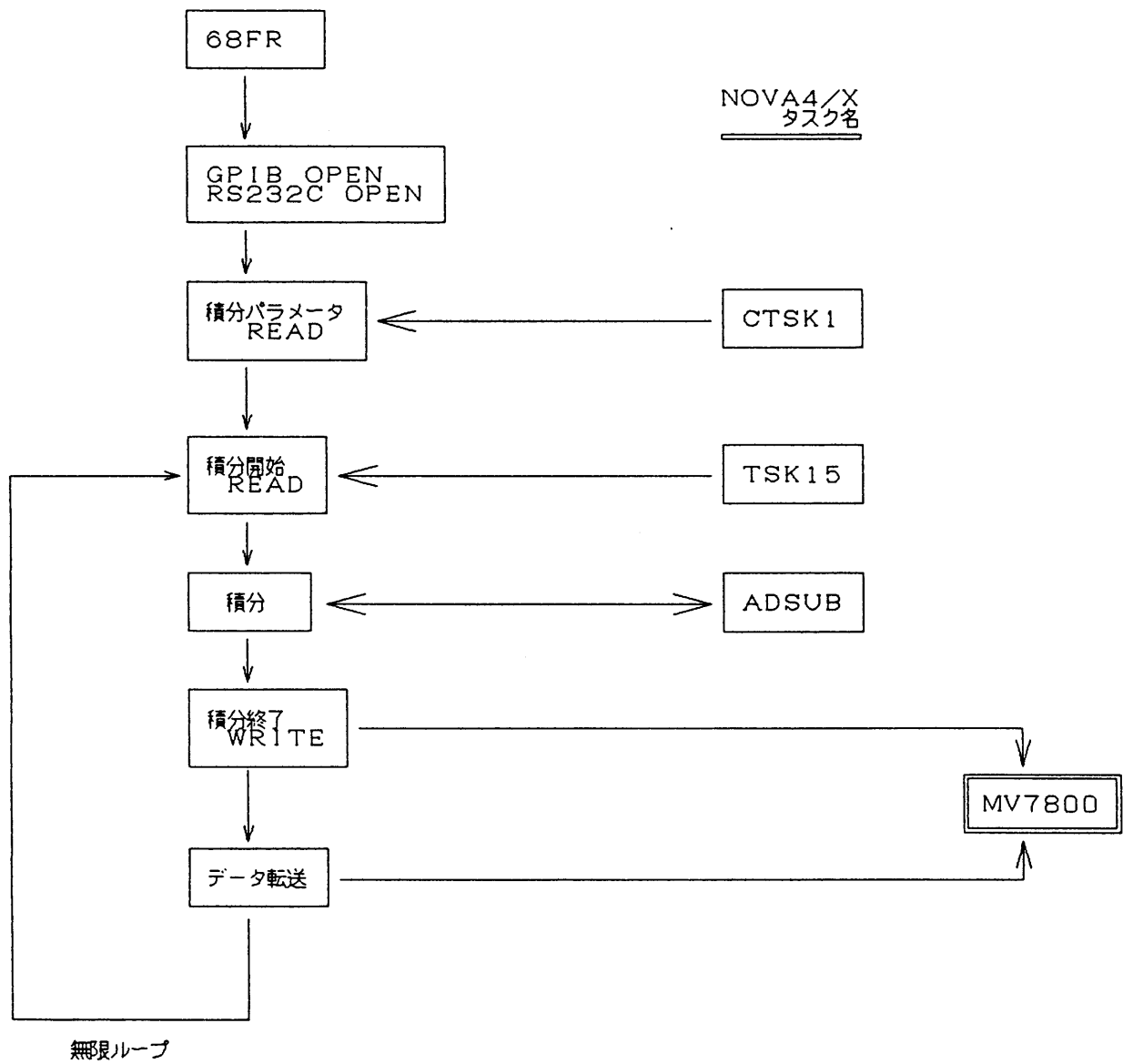


図 A 4 - 6 3 2 B 6 に 於 け る 6 8 F R 流 れ 図。



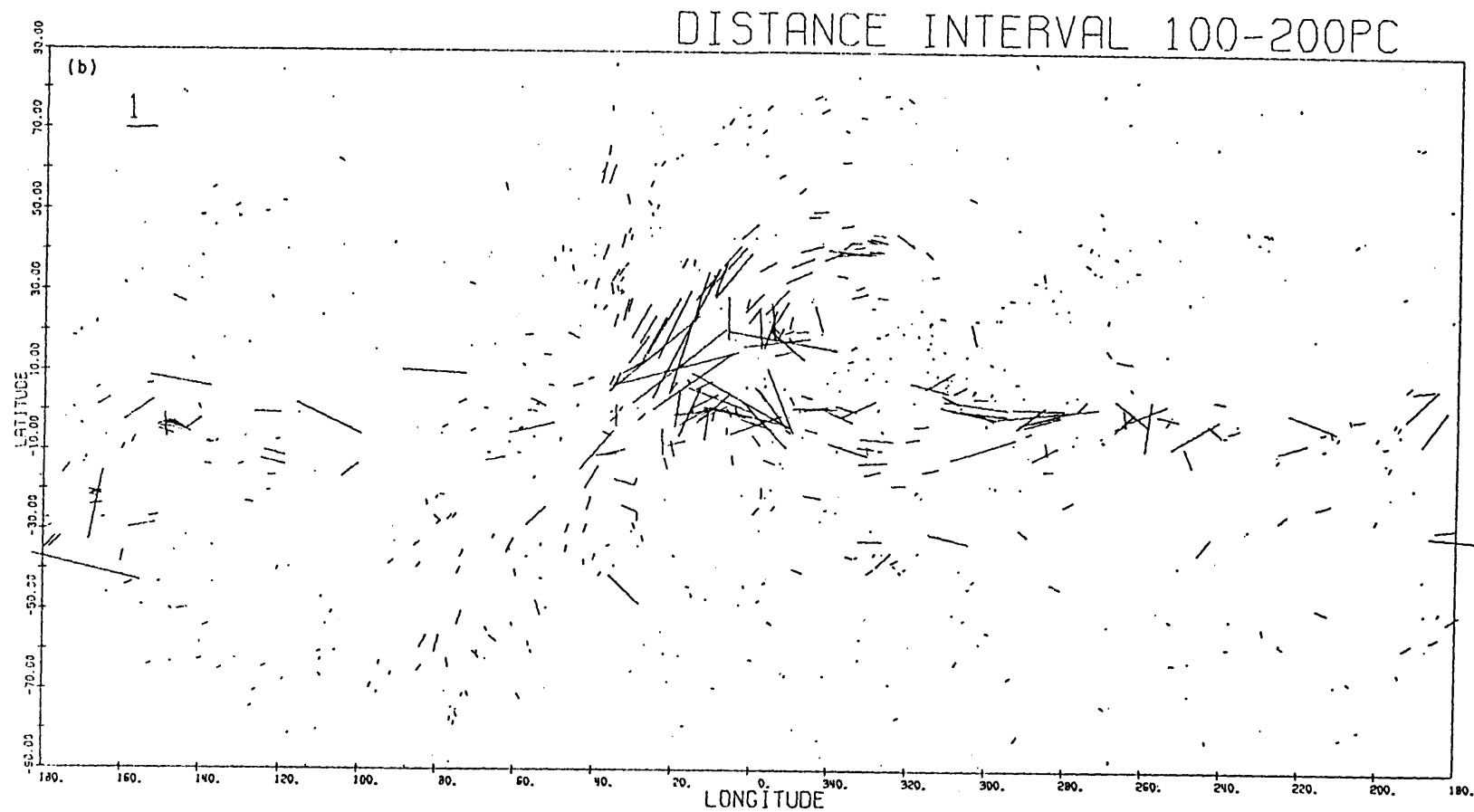


図 B 4 - 1 銀河の大局的磁場の方向。 100 pc から 200 pc の恒星の偏光測定から求められた (Axon and Eillis 1976)。