

# 巨大分子雲の形成

富 阪 幸 治\*

## 1. はじめに——巨大分子雲とは——

中性水素 21 cm 線、一酸化炭素 2.6 mm 線などの、電波による我々の銀河の観測によって、星と星の間に存在するガス（以下、星間ガスと呼ぶ）に関して、多くの情報が得られるようになった。

まず第一には、星間ガスの（質量の）大部分は、星間雲と呼ばれる形で存在しており、その星間雲が、星間ガスの密度の低い領域に浮かんでいるという、ガスの存在形態が明らかになった。

第二に、宇宙でもっとも多く存在する元素は水素だが、中性水素（陽子と電子 1 個ずつからなる原子状態の水素）と、水素分子（ $H_2$ ：これは一酸化炭素分子の量に比例しているとして推定されている）、この二つの状態の水素ガスの分布に大きな違いがあることが示された。図 1 はそれらの密度を、銀河の中心からの距離に対してプロットしたものである。(1) 中性水素が、銀河の様々の場所で一様に分布しているのに対し、水素分子は、中心から 6 kpc（キロパーセク：1 kpc は約 3 千光年）の部分に多く分布している。(2) さらに太陽よりも銀河中心に近い部分（図では太陽は 10 kpc の所に位置しているとしている）では、水素分子の方が中性水素よりも多いこ

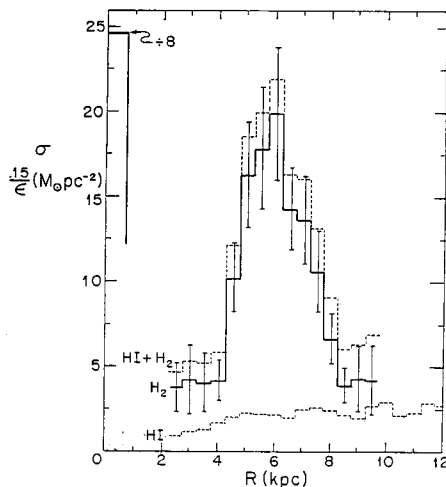


図 1 中性水素 ( $HI$ )、水素分子 ( $H_2$ ) の分布。横軸は銀河中心からの距離（ここでは、太陽は 10 kpc の所にあるとしている）、縦軸は  $HI$ 、 $H_2$  ガスの単位面積あたりの量を表す。（サンダースによる）

とがわかる。銀河の中には、他に、プラズマ状態の電離した星間ガスも広く存在するが、質量（重さ）はごくわずかである。(1)、(2)の事から、我々の銀河の（太陽より内側の）星間ガスは、そのほとんどが、水素分子でできた星間雲（以下、分子雲という）という形で存在することがわかった。

第三に、この分子雲を個々に調べて見ると、その中に種類の違うものがふくまれていることがわかってきた。それが、これから述べる巨大分子雲である。

これはその名のとおりに、質量が太陽質量の 30 万～100 万倍 ( $3 \times 10^5 \sim 10^6 M_{\odot}$ ) と非常に大きい。ちなみに普通の分子雲は、 $10^4 M_{\odot}$  程度かそれよりも小さい。巨大分子雲の特徴は、これだけではない。巨大分子雲が、活発に新しい星を生み出している現場であることが、様々の観測から明らかになってきた。巨大分子雲のほとんどが OB 型星落と呼ばれる質量の大きい若い星々の集まりをともなって見つかることから、これらの星々が巨大分子雲の中で、ガスが圧縮され重力でまわりのガスを集めて作られたことが強く示唆されている。最近では、赤外線観測で、巨大分子雲の中に生まれたばかりの星が見つかり、巨大分子雲の活発な星の生成を示す直接の証拠となっている。そして、若い星々のもつ様々な活動性によって巨大分子雲のガスは最終的に吹飛ばされると考えられている。

## 2. 巨大分子雲が作られるプロセス

それでは、この巨大分子雲はどのようにして形成されるのだろうか。これから、この問題について見ていくことにする。

この形成プロセスに関しては、おもに 3 つの考え方が提出されている。もともと銀河面に平行だった磁力線が何かのはずみで少しゆがむと、その谷になった部分へ、山になった部分から、ガスが磁力線をさらに押し下げながら、滑り降りて集まってくる磁氣的レイリー・テイラー不安定性説、星間ガスの中に生じた、密度のゆらぎ（濃い部分）がまわりのガスをその重力によって引き集めて巨大分子雲を作る自己重力不安定性説、さらには、小さい分子雲どうしが銀河の中を動きまわっているうちに衝突して合体・成長し巨大分子雲となる凝集説、これらが、その三つのものである。以下で、これらの考え方をもう少し詳しく解説し、筆者の考えを述べることにする。

\* 東京天文台 Kohji Tomisaka: Formation of Giant Molecular Clouds

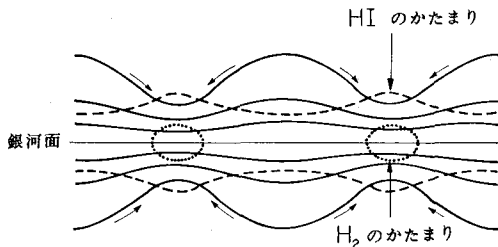


図2 磁氣的レイラー・テイラー不安定性の説明。  
 実線は、磁力線で、ガスはゆがんだ磁力線に沿って滑り降りてくる。矢印はガスの動きを表わす。磁力線の谷にガスが集められ、そこで巨大分子雲が形成される。

3. 磁氣的レイラー・テイラー不安定性による巨大分子雲の生成

磁氣的レイラー・テイラー不安定性は、パーカーによって、星間雲を形成するモデルとして提案されたものである。図2は、この不安定性のしくみの模式図だが、銀河を横から見たものである。重力は銀河面に垂直にガスを銀河面に引き寄せるように働いている。これに対して星間ガスの圧力  $p$  と磁場の圧力  $B^2/8\pi$  のこう配  $-d/dz$  ( $p+B^2/8\pi$ ) が重力とつり合っている。磁場の圧力がガスの圧力に比例する ( $B^2/8\pi=\alpha p$ ) として、平衡状態を求めると、これは不安定な平衡状態で、より安定な状態に移行しようとする。もし磁力線が曲がっていて、図2の中央部のように銀河面から離れていれば、ガスは自由に磁力線の上を滑り落ち、谷の部分に集まってくる。ガスを取りのけられた中央部は、ガスの重しがなくなって更に外側にふくれることになる。このようにして磁場がまっすぐな状態から、波打った状態へ遷移する。これを磁氣的レイラー・テイラー不安定性と呼んでいる。

こうして、磁力線の谷の部分には密度の高い部分ができることになり、そこに巨大分子雲が形成されると考えるのが、この第1の立場である。

この不安定性は、波長(図2で谷から谷まで)が  $\lambda_0 \equiv 4\pi h/(1+2\alpha)^{1/2}$  より大きいゆらぎに対してのみおこる、( $h$  はガスの密度が銀河面上の  $e^{-1}$  になる銀河面からの高さ)。この  $\lambda_0$  は、 $h$  が 160 pc、 $\alpha$  が 1 程度をとると、約 1 kpc になる。渦状銀河を観測すると、巨大な H II 領域(巨大分子雲から生まれた、若い星々が、星間ガスを電離している領域)が、ちょうどこの 1 kpc 程度の間隔で糸にビーズを通したように並んでいるのがみつかると、これは、磁氣的レイラー・テイラー不安定性による巨大分子雲の形成説にとっては、都合が良い観測事実である。

さらに、この不安定が強く起るのは、 $\alpha$  が約 1 の時で、 $\alpha$  が 1 より非常に小さい場合は(ガスの比熱比  $\gamma < 1$  の

時は)、この星間ガスの分布は、対流をおこして不安定になる。ガスが等温だとすると、ガスと磁場を磁力線の垂直方向(図2では紙面に垂直)に圧縮して密度を  $\epsilon$  倍にしたとすると、圧力も  $\epsilon$  倍になる。一方、磁束密度  $B$  が  $\epsilon$  倍になるので、磁場の圧力  $B^2/8\pi$  は  $\epsilon^2$  倍になる。その結果、磁場の圧力のガスの圧力に対する比  $\alpha$  は  $\epsilon$  倍になることになる。渦状銀河では、渦状腕部分でガスと磁場の圧縮が起っているの、渦状腕部分で  $\alpha$  が大きく( $\sim 3$ )、腕と腕の間では小さく( $\sim 1/3$ ) になっている。そうすると、磁氣的レイラー・テイラー不安定は、渦状腕部分で起り、腕と腕の間では起りにくくなっている。このことは、巨大分子雲が渦状腕に沿って分布しているという観測を自然に説明する。

しかしながら、これだけで巨大分子雲がこのプロセスでできた結論付けるのは早計である。図3は、 $\alpha=1$ 、 $\lambda \sim 2\lambda_0$  の波長のゆらぎが成長してできる最終的な状態を示したものである。磁力線の山の部分から落ちてきたガスが谷の部分に集まっているのがよくわかる。しかしこの落ち込みによってガスの密度は谷の部分で 2~3 倍になるだけである。巨大分子雲の内部の密度になるにはさらに 10 倍以上圧縮されることが必要である。従って、磁氣的レイラー・テイラー不安定性で、巨大分子雲形成の最初の段階が始まるとしても、さらにガスを圧縮する

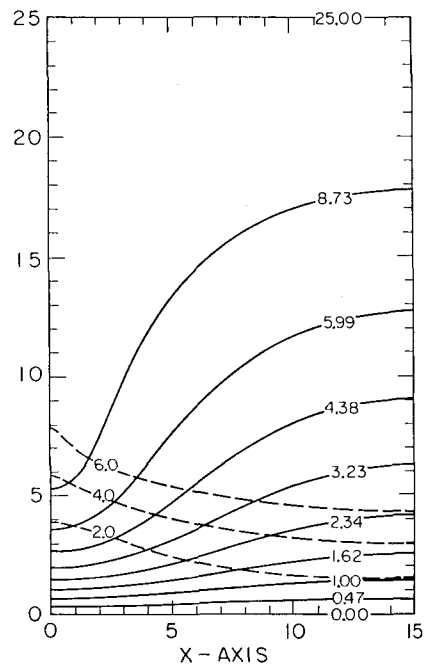


図3 磁場がつかぬ重力成層の安定な平衡状態(モウスコピラスによる)。磁氣的レイラー・テイラー不安定性の結果できるガスが集まった状態を示している。座標軸は図2と同じ。実線は磁力線、破線はガスの等密度線を表わす。

プロセスが必要であろう。

#### 4. 重力不安定性による巨大分子雲形成説

重力不安定性とは、ガスの中に少し密度の高い部分(ゆらぎ)ができた時に、重力でまわりのものをかき集めて、ますます密度が高くなる不安定性である。重力はなんでも物を引き付ける性質があるから、どこでもこの不安定が発生するのかというと、そうではない。重力に対抗する力が、引き付けようとする重力に反発するからである。その対抗する力には、ガスの圧力、磁場の圧力、回転などがある。前の二つはわかりやすいが、回転が対抗する力になるのは、回転している座標系で生じるコリオリ力のせいである。つまり、重力が物を引き付けて一個所に集まる動きがおこると、回転している物体では、コリオリ力がその動きを渦運動に変えるように働くからである。

銀河のような回転している薄い円盤の中に発生した、波数が  $k \approx 2\pi/\lambda$  のゆらぎの成長率  $\omega$  は、 $\omega^2 = 2\pi G \sigma k - c_s^2 k^2 - \kappa^2$  ( $\sigma$ : 円盤の単位面積あたりの質量,  $c_s$ : 音速,  $\kappa$ : エピサイクル振動数) で表わされる。成長率  $\omega$  が実数となるためには、重力による右辺第1項が、圧力による第2項と回転による第3項の和より大きいことが必要である。この条件を満たす  $k$  の領域が存在するためには、トゥームレの  $Q = \kappa c_s / \pi G \sigma$  の値が1より小さいことが必要である。太陽近傍の星間ガスの代表的な値 ( $\kappa = 32 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ ,  $c_s = 7 \text{ km s}^{-1}$ ,  $\sigma = 5 M_\odot \text{ pc}^{-2}$ ) を入れると  $Q \approx 3.3$  程度となり、重力不安定性が銀河のどこでも起るのではないことがわかる。

前にも述べたように、渦状銀河には、渦巻の腕が観測される。銀河衝撃波の理論計算によると、そこでは、星間ガスの密度が平均の密度の数倍になるほど圧縮されている。そういう場所では  $\sigma$  が高くなるので  $Q$  の値が下がって重力不安定がおこりやすくなっている。

渦状腕の部分での重力不安定は、最初、エルメグリンによって調べられた。彼は、渦状腕は、星間ガスと磁場が圧縮された円柱であると近似し、この円柱が重力不安定をおこすかどうかを、非圧縮性流体の場合に知られたチャンドラセカールとフェルミの式を用いて解析した。図4を見ていただきたい。星間ガスは(磁場もいっしょに)、図で左から右へ銀河の回転にともなって流れており、衝撃波を通りぬけると圧縮され、密度が高くなる。これがダスト・レーンの部分である。ここへは上流(左側)からたえず、ガスと磁場が流れ込んでくる。ガスがこの密度の高いダスト・レーンの部分を通りぬけてしまわないうちに(通りぬけるとまた密度がうすくなって重力が弱くなってしまふ)重力不安定が起れば、巨大分子雲が形成されると考えられる。その条件は、衝撃波へ入ってくるガスの速度が  $20 \text{ km s}^{-1}$ 、星間ガスの音速が  $7 \text{ km s}^{-1}$ 、圧縮される前の磁場の強さが  $1 \mu$  ガウス程度であれば、圧縮される前の密度が、約1原子  $\text{cm}^{-3} \times (h/160 \text{ pc})^{-2}$  より大きいことが必要である。これは、星間ガスの密度の高い銀河中心から  $5 \sim 6 \text{ kpc}$  の領域で実現される。この場合、腕に沿って  $\lambda \approx 1.5 \text{ kpc}$  の間隔で  $2 \times 10^7 M_\odot$  の巨大な星間雲(エルメグリンは超星間雲と呼んでいる)が作られその中に、いくつかの巨大分子雲が生まれるという描像になる。

この渦状腕構造の重力不安定性の問題は最近バルバスとカウイ、筆者によってさらにくわしく調べられた。前者は、星間ガス中でポリトロップ関係  $p \propto \rho^\gamma$  で圧力と密度が変化する場合、重力不安定性が成長するためには、星間ガスのポリトロップ指数  $\gamma$  が1よりも小さいことが、必要であることを示した。ところが  $\gamma < 1$  という事は、 $T \propto \rho^{-1}$  より、密度が上がれば(圧縮)、温度が下がるという事を意味し、通常の気体では成り立たない関係である。ところが、星間雲の1個1個を気体の分子にみなすような系(星間雲流体)では、密度を上げる

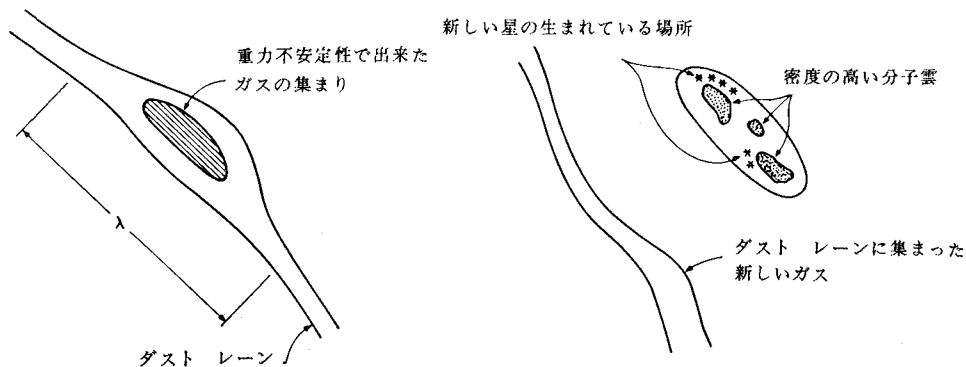


図4 銀河衝撃波で圧縮された星間ガスの重力不安定性で巨大分子雲のできる模式図、最も不安定な波長  $\lambda$  のゆらぎが成長し、 $\lambda$  の間隔でガスのかたまりが形成される(超星間雲)。その内部にいくつかの巨大分子雲が形成され星形成が始まる。

と、衝突・合体が進み、星間雲の速度分散が下がることをカウイが見出している。これは、ガスにひき直せば、温度が下がることに対応し、 $\gamma < 1$  が星間雲流体では実現し、重力不安定の起りやすい状況が準備されているといえる。最近、筆者はこの星間雲流体の熱収支も考えに入れた、現実の星間雲系により近い系の重力不安定性の解析を行った。それによると、銀河衝撃波のすぐ下流で、星間雲の速度分散が下がりながら、圧縮されていく領域が出現し、その領域で、巨大分子雲に相当する質量のゆらぎが、重力の作用で、成長することがわかった。

ここで、3. でふれた磁氣的レイリー・テイラー不安定性との関係について見てみよう。エルメグリンの解析によると、 $\alpha = B^2/8\pi p$  が 1 の時、銀河面上の密度が、 $n_0 = 3.2 \text{ cm}^{-3}$  以上では、重力不安定が、以下では、磁氣的レイリー・テイラー不安定が主に働いていることがわかっていて、渦状腕の中のガスの密度は、普通、この  $n_0$  の値よりも高いので、重力不安定が主に起っていることがわかる。

5. 凝集説による巨大分子雲の形成

凝集説は、不安定性で大きなかたまりを一気に作るのではなく、小さい星間雲が衝突をくりかえしながら、成長し、ついには巨大分子雲となるというものである。1. でも述べたように、巨大分子雲では、質量の大きな星が活発に生まれているので、生まれた星から出る紫外光や恒星風、さらにはその星が短い (~100 万年) 寿命を終える時の超新星爆発の影響で、巨大分子雲は壊わされていると考えられる。このことは、観測的にも巨大分子雲に付随した OB 型星落に含まれる星の寿命を測ることによって確かめられており、バッシュラによると、数千万年程度らしい。凝集説で考える質量循環を図 5 に示す。

まず、巨大分子雲の壊わされるプロセスを入れないで、衝突によって星間雲の質量がどう増加していくかを見てみる。図 6 はクワンによって計算された、星間雲の質量分布の変化を示している。この例は、星間空間の平

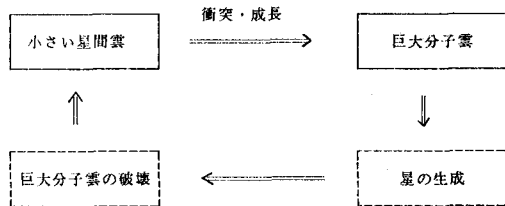


図 5 凝集説のモデル。

凝集説で考える質量循環は、小さい星間雲が衝突をくりかえして大きなものになり、その巨大分子雲では、活発な星生成が起るので、分子雲はその影響で壊わされて、小さい星間雲にもどる、というものである。

均密度が  $1.5 \times 10^{-23} \text{ g cm}^{-3}$ 、星間雲の内部のガス密度が  $300 \text{ cm}^{-3}$ 、星間雲の速度分散が  $v = 15(m/10^5 M_\odot)^{-1/2} \text{ km s}^{-1}$  の場合である。最初、ほとんどが  $200 M_\odot$  の星間雲からなるシステムが、 $10^8$  年後には、 $2 \times 10^4 M_\odot$  程度まで成長し、 $4 \times 10^8$  年後には、 $10^5 M_\odot$  以上の分子雲がその質量の大半を占めるようになる事がわかった。

図 6 のクワンの計算では、実際の銀河の状況と少し異なっている。渦状銀河では、渦状腕の中では密度が高く、その外では密度が低い。カソリとコンプは、この効果を調べている。渦状腕の外 (密度  $0.9 \text{ cm}^{-3}$ ) を  $8.6 \times 10^7$  年かかって移動してきた星間雲が、渦状腕 (密度  $9 \text{ cm}^{-3}$ ) の中に  $1.4 \times 10^7$  年とどまるとして、巨大分子雲の形成がどう進むかを見たのが、図 7 である。平均の密

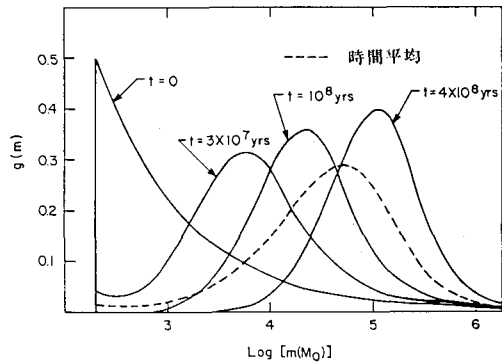


図 6 星間雲の質量分布の時間変化。

$n(m)$  を  $m \sim m+dm$  の間の質量の星間雲の数とするとき、 $m \sim e \cdot m$  の間の星間雲の質量の全質量に対する比  $g(m)$  を各時刻に対してプロットしている。

$$g(m) = m^2 n(m) / \int_0^\infty m n(m) dm$$

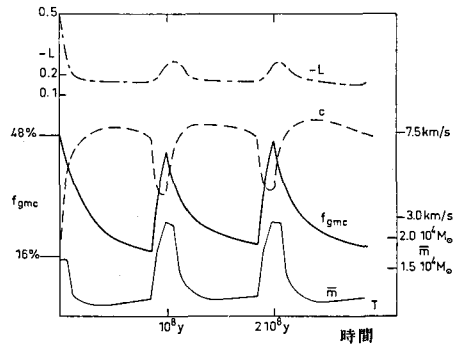


図 7 渦状パターンを通りすぎて行く星間雲系の中での巨大分子雲の形成の時間変化。

実線は、巨大分子雲の全質量に占める割合、破線は、星間雲系の速度分散、 $\bar{m}$  は分子雲の平均の質量を表わしている。  $10^8$  年と  $2 \times 10^8$  年の前後で  $1.4 \times 10^7$  年間だけ渦状腕の中に入って密度が 10 倍高くなったことを仮定している。巨大分子雲の寿命は  $4 \times 10^7$  年の例 (カソリとコンプによる)。

度が  $2 \text{ cm}^{-3}$  程度であっても、渦状腕で平均の 4~5 倍の密度になっていれば、そこでは、全分子雲に含まれる質量の約半分が  $2 \times 10^6 M_{\odot}$  以上の巨大分子雲の形で存在することがわかった。腕と腕の間の領域では、この割合は 10 数% まで減少する。これは、巨大分子雲とともに存在する OB 型星落や H II 領域の分布が渦状腕に沿っているという観測事実を、良く再現している。これは、巨大分子雲の分布が、銀河の渦状構造を反影していること、さらに、巨大分子雲は、渦状腕内は密度が高いためにひんぱんに起る衝突の末にできたものであることを示している。

カソリとコンプは、渦状腕での圧縮を初めから仮定して計算を行っていた。ところが、この渦状腕構造を説明する一般的なモデルである銀河衝撃波モデルは、渦状の重力ポテンシャルのゆがみ（遠心力の 5% 程度）の中を等温のガスが流れる場合を考えたものであり、今考えている衝突をくりかえしている星間雲の系が、渦状の重力ポテンシャルの中を流れた場合、通常のガスと同様の圧縮→渦状腕といった反応をするかどうかは実験的には、明らかではない。

これに、答えるシミュレーション結果を図 8 に示そう。これは、筆者の行なった計算であるが、これは、星間雲 1 ケ 1 ケに番号を付け軌道を追跡しながら、衝突するかどうかを調べていくという方法によって得られたものである。星間雲は図で左から右へ流れていく。衝突しあいながら、減速されていく  $x$  軸の目盛 0.4~0.5 の部分で、密度が急激に上昇して、5~6 倍圧縮されている事がわかる。渦状腕の部分は、 $x=0.4\sim 0.65$  に相当するが、そこでは星間ガスの平均の密度（ここでは  $0.5 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$  をとっている）の 3 倍ほどの密度になっており、破線で示した巨大分子雲の分布はその渦状腕の部分にほ

ぼ局在している。さらに、渦状腕の内部では全質量の 25%~30% が巨大分子雲によって占められていることがわかった。このシミュレーションによって、星間雲の系も、これ自身はつぶつぶであってガスではないが、渦状の重力ポテンシャルの中を流れる場合には、あたかもガスであるかのように反応して、ガスの場合に計算されている銀河衝撃波と類似の構造が形成されること、渦状腕内部での小分子雲の衝突成長で巨大分子雲が作られることがわかった。

最後に、同じく筆者の行なった銀河全体をシミュレートする計算について見てみよう。図 8 で示したのは銀河の中の一本の渦状腕のそのまた一部を取り出して星間雲の動きを追跡したものである。銀河全体をおおうためには、非常に多くの星間雲を追跡することが必要である。図 9 は、星間雲の内部密度  $40 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$ 、巨大分子雲の寿命  $4 \times 10^7$  年という図 8 と同じパラメータをとったときの銀河全体の星間雲系の進化である。左はすべての星間雲を、右は巨大分子雲のみをプロットしたものである。この図を見ると、巨大分子雲は、ほとんどが渦状腕に沿って分布していることがよくわかるし、渦状構造は右の巨大分子雲のプロットの方が、全部の星間雲をプロットしたものよりはっきりしている。これは観測事実とよく符号している。さらに、この銀河全体のシミュレーションを行なうと、星間雲の質量分布関数（スペクトル）を予想して、観測されているそれと比較することが可能になる。図 10 に、図 6 に示したのと同じ  $g(m)$  の値をサンダースらが観測によって得たものとともに示しておいた。A~D は、計算した例の違いであるが、C、D が観測によく合う。これを見ると、 $2 \times 10^6 M_{\odot}$  より小さい星間雲（これは小さい星間雲が衝突し成長している部分である）の質量の分布は、凝集説で予想されるものと

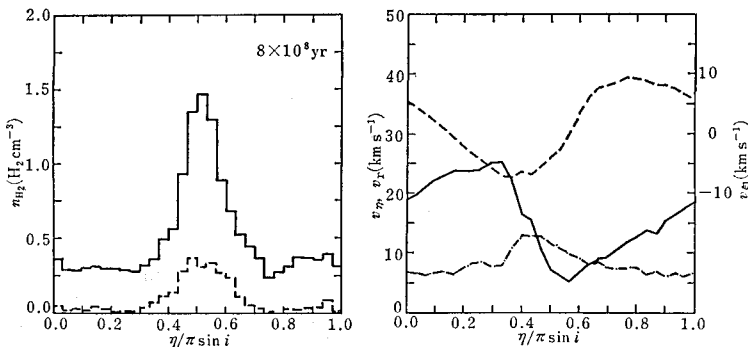
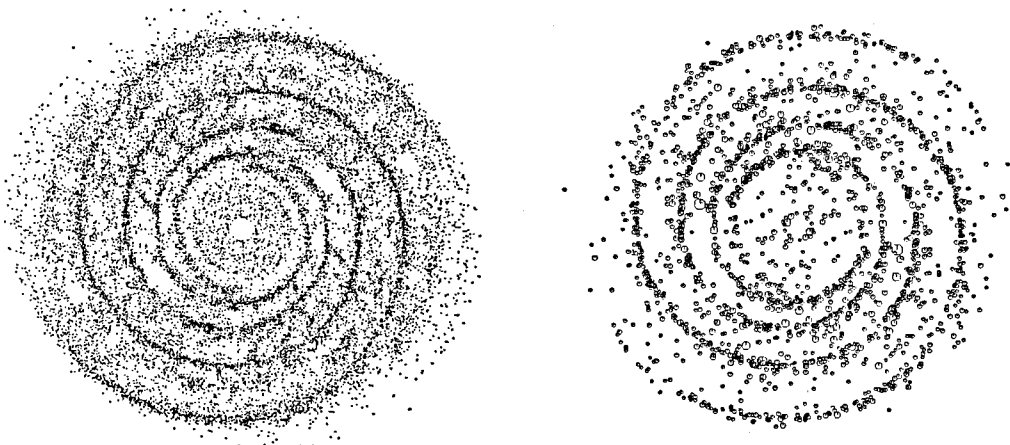


図 8 渦状ポテンシャル中を流れる星間雲のシステム。

横軸は渦巻パターンに垂直に測った距離、縦軸は星間ガスの密度と速度場を表わす。左図で実線は、星間雲全部合わせた密度、破線は、巨大分子雲だけ集めた密度を表わす。右図で、実線は、ポテンシャルの谷に垂直方向の、破線はそれに沿った方向の速度、鎖線は速度分散である。重力ポテンシャルの山は  $x$  軸の 0 と 1 の所、谷は 0.5 の所にある。

A=5%, I=6.2, TCL=4E7, RHOCL=40, RHO=REAL, SPONTANEOUS, STEP=1500 TIME=8.51

A=5%, I=6.2, TCL=4E7, RHOCL=40, RHO=REAL, SPONTANEOUS, STEP=1500 TIME=8.51



計算を始めて  $5 \times 10^8$  年後

図 9 凝集説による銀河全体のシミュレーション。

左はすべての星間雲，右は巨大分子雲のみをプロットしたもの。星間雲は図で反時計回りに回転している。これは，分子雲の内部の密度が， $40 \text{ H}_2 \text{ cm}^{-3}$ ，巨大分子雲の寿命が， $4 \times 10^7$  年の場合である。

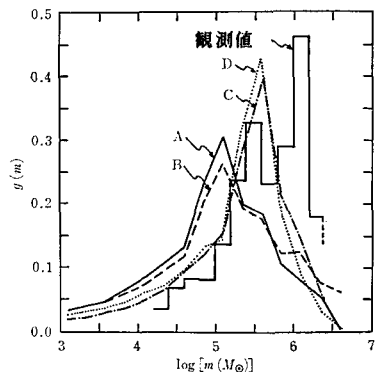


図 10 凝集説で予想される分子雲の  $g(m)$ 。

折線が，シミュレーションの結果，ヒストグラムになっているのが，分子雲の観測から得られているものである（サンダースらによる）。

よく一致している。シミュレーションでは，巨大分子雲 ( $\geq 5 \times 10^5 M_\odot$ ) は有限の寿命を持ち，次々と破壊されていくので，これより大きい密度の巨大分子雲は急激に少なくなるが，観測では，この部分にもう一つピークが形成されている。これが，どういう素性のものなのかは，今後の研究の課題である。

### 6. ま と め

前節までで，磁氣的レイリー・テイラー不安定説，重力不安定説，凝集説について見てきた。

いずれのモデルでも，巨大分子雲が渦状腕に沿って分布しているという観測は説明することができる。巨大分子雲の質量については，凝集説では  $10^6 M_\odot$  程度までの

分子雲については作ることができることが，数値計算で確められた。磁氣的レイリー・テイラー不安定説と重力不安定説では，どれだけの質量を持った巨大分子雲ができるのかを確定することは困難だが， $10^6 \sim 10^7 M_\odot$  のガスのかたまりができやすいということは明らかになっている。現在の段階では，どの考えが決定的に良いというのは言えない状況であろう。分子雲の質量スペクトラムが，凝集説で予想されるものとよい一致を示すことは，分子雲どうしの衝突による成長が巨大分子雲を作るのに働いていることを示している。磁氣的レイリー・テイラー不安定性や重力不安定を考えるにしても，星間雲のシステムの中で起る場合を考え，それによって， $10^7 M_\odot$  程度の大きな星間雲の集まりができ，その中で衝突成長が巨大分子雲を作っているというのが自然だと，筆者は考えている。

☆ ☆

☆ ☆ ☆