

# 円盤型銀河の Interchange Model

田 中 裕\*

## 1. 初めに

研究を行っていく上で対象の基本的構成要素を明らかにし、対象を要素の運動の総体として捉えることは研究の常道である。しかしながら「銀河は何から出来ていますか?」という問いに対してまともに答えることができるようになったのは最近です。銀河の構成要素として星及びガスがあることは古くから知られており、星については個々の星の性質(質量, 大きさ, 明るさ, 進化)や銀河全体での質量などかなりのことが分かっていた。一方, ガスの場合はその存在形態すらはっきりとは知られていませんでした。1970年代前半では  $H_{II}$  領域の観測や二相平衡モデルから一万度程度の電離したガスが有ること及び波長 21 cm の電波の観測から数百度の中性水素が存在することが分かっていたにすぎない。その質量, 詳細な存在形態, 星の形成に果たす役割については分からず, 更にこれ以外のガスに関しては憶測の域を出なかった。

しかしながら 70 年代中ごろを境にして我々のガスに対する知識は非常に豊かになる。その一つは大分子雲と呼ばれる大きさ 50 pc ほど質量  $10^5 \sim 6 M_{\odot}$  密度 400 個/cc 程度, 絶対温度数 10 度のガスの塊の発見である。我々の銀河では大分子雲の総質量が他のガス成分のそれを越え, ガスの主要な存在形態であることが分かった。さらに重要なことは大分子雲が星生成の現場になっていたことである。銀河とは一言でいえばガスを星に変換する存在ということが出来る。従って, どのような存在形態のガスから星が生まれてくるのかを知ることは銀河を理解する上で不可欠なことであった。この発見以前は単にガスから星が生まれてくると理解されていたにすぎない。例えば, 物質が原子からできていると分かっただけでは科学にはならず, 原子がどのようなものであるか知ったときに初めて物質が原子から理解できるようになったように, 銀河の理解のためにはどのような存在形態でどの様に形成されたガスから星が生まれるのかを知る必要があった。大分子雲の発見はこの端緒を開いたと言っただけではない。

第二に重要な発見は X線による高温度成分(コロナ成分)の発見である。これは温度が  $10^6$  度ぐらいで密度が  $10^{-8} \sim 2$  個/cc の高温希薄なガスであり星間中のかなり

の体積を満たしていると推定されている。この高温成分の発見は従来の銀河衝撃波理論に見直しを迫った。なぜなら高温では音速が速くなり衝撃波が起きないからである。またこのような高温のガスは銀河円盤内に留まっていることができずガスハローを形成し, 重力の弱い銀河では銀河外に逃げて行くことが予想される。高温ガス成分の発見は普通の星生成を行っている銀河でも円盤部分とそれ以外(銀河ハロー, 銀河間空間)との間でガス交換を行っている可能性を示した点で価値がある。これらの発見を通して, 「銀河はなにから出来ていますか?」と言う質問に不十分とはいえ答えられる様になった。

## 2. Interchange Model

前節で述べたように銀河の基本構成要素がほぼ明らかになり, 各構成要素の性質及び形成に就いて幾つかの説が出される段階となった。これによりこれまでとは違った現象論的ではない銀河のモデルが作れる。構成要素の素過程に関する知識が確定的ではないが, 現時点で提出されている考え方を基礎としてモデルを作ることは, 銀河の全体像を捉える上で十分意味のあることと考える。ここで採用した銀河モデルは次の 4 つの構成要素をもっている。① 星間希薄ガス (AM) これは星間雲の間に広がって存在するガスを表し, 一般に高温で希薄である。前節で述べたコロナガスや一万度の電離ガスがこれである。② 小星間雲 (SC) 直径数 pc で質量数  $10 M_{\odot}$  の小さな星間雲で主に中性水素雲を表す。③ 分子雲 (MC) 前節で述べた大分子雲を表す。このモデルでは質量  $3 \times 10^5 M_{\odot}$  密度 400 個/cc を仮定する。星の形成は分子雲のみで行われるとしている。④ 星 (ST)

このモデルで採用した要素間の移り代わりを図 1 に示す。この移り変わりの原動力の一つは超新星の爆発によるエネルギーである。超新星は爆発すると周りのガスを

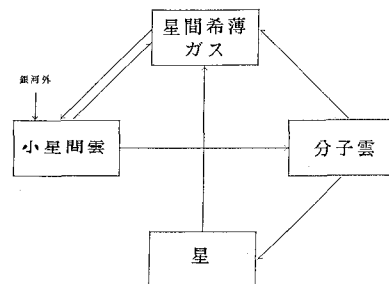


図 1 各要素間の流れ

\* 神戸山手女子短大 Tanaka Yutaka: Interchange Model of Disk Galaxies

高温にする。この高温領域は周りのガスを取り込みながら時間と共にほぼ球形に広がっていく。この様な広がりを超新星残骸 (SNR) と言っている。残骸とは言っているがこの高温領域のガスは大部分がもともと星間に在ったものである。そういう意味では少し不適切な名前である。さて更に時間がたつと SNR は表面の部分が冷え新たに取り込まれた星間希薄ガスは表面近くに溜り温度が低く密度の高いシェルを形成する。これが分裂して小星間雲になる。この様にして星間希薄ガスから小星間雲が作られる。この生成率を  $\alpha_S$  とする。 $\alpha_S$  は常に正とは限らない、超新星爆発の頻度が高く、冷える前に隣接する SNR にぶつかると場合シェルは作らない ( $\alpha_S=0$ )。同様に周りのガスの温度が高い場合でも冷えたシェルを作る前に SNR の膨張が終わるので  $\alpha_S=0$  となる。

ところで小星間雲は作られる一方減る方向の流れが当然存在する。液体が空気中で蒸発するように温度の高いガスで囲まれた密度が高く温度が低い小星間雲は蒸発する。このメカニズムは周りのガス温度が高いほどまた小星間雲の半径が小さいほど効率が良い。さらに星間には UV 光や高エネルギー粒子が存在しそれにより小星間雲が電離され星間希薄ガスに変わる。

小星間雲から分子雲が作られる過程は二つのプロセスを考慮している。一つは星間雲同士の衝突により作られる過程であり、他の一つは小星間雲が円盤面における局所的な重力不安定によって集まり大分子雲を形成する場合である。星間雲の衝突の場合は大きな分子雲を作るには何度も衝突を必要とするが、重力不安定の場合、作る時間は平均密度によっているだけで、作られる分子雲の大きさには関係しない。従って大きい分子雲を作る場合は不安定によるメカニズムが一般には有利である。作られた分子雲では星が生まれる。それと同時に、分子雲は誕生した O, B 星からの強い UV 光に依って壊され星間希薄ガスに帰っていく。そして再び同じサイクルを繰り返す。

このモデルの大きい仮定は、星は分子雲から常に一定の割合で生まれるとすることである。これは現在、観測的に十分なサポートがあるわけではないが一つの作業仮説としては認められるものだと考えている。分子雲が星形成により壊される時間スケールを  $\tau_e$ 、その時までで作られる星の割合を  $f$  とすると星の形成率は次の式で表される。

$$\alpha_{SF} = f \Sigma_{mo} / \tau_e$$

ここで  $\Sigma_{mo}$  は銀河の単位面積あたりの分子雲の質量である。ここで扱う銀河は円盤型銀河なので、以後扱うガス量や星形成率は全て銀河の単位面積あたりの量であることを断っておく。

星の形成率が導かれると、星生成の質量スペクトルと

星の進化を使い、モデルの原動力である超新星の発生率を導くことが出来、モデルは原動力においては閉じたものとなる。このようなサイクルを繰り返すうちに銀河のガスがしだいに星に移る。ところで銀河は孤立系ではないので、銀河の歴史を考察する場合は外界との物質のやりとりを考慮する必要がある。ここでは銀河外より降ってくるガスのみを考慮にいれている。降ってくるガスの率は  $\alpha \exp(-t/\tau_{inj})$  を仮定する。比例係数は銀河が出来てから現在までの総流入量が現在の銀河質量になるように定めた。なお銀河円盤の厚さはガス系のランダム速度を仮定しビリアル定理より求める。

### 3. 時間スケール

ここで述べた要素間の流れの速度はそれぞれに異なる。その違いに応じて現象が起こる特徴的な時間スケールと大きさが出てくる。このモデルは4つの時間スケールを持っている。第一のそして最も短い時間スケールは星間希薄ガスと小星間雲との間の流れである。これは星間の任意の点を SNR が通過する時間で与えられる。

$$\tau_{as} = 1 / SV_{SNR}$$

ここで  $S$  は単位体積当りの超新星の発生率で  $V_{SNR}$  は SNR の体積である。この二要素の間の平衡状態は我々の銀河のパラメーターの場合  $10^{5-7}$  年で達成される。逆に言えば環境が変化すればあいこの時間スケールでその変化に対応して行くことができる。我々の太陽付近は現在  $10^5$  程度度の高温希薄のガスで覆われているがこれなどもあと  $10^{5-7}$  年たつと変化し温度の低い星間空間になる可能性も持っている。逆に現在温度の低い星間空間でも、上記の時間スケールで温度の高い星間空間になる場合もある。高温領域の伝達速度は SNR の速度と見なせる。これを約  $30 \text{ km/s}$  として  $10^{5-7}$  年たつと  $30 \sim 300 \text{ pc}$  のおおきさとなる。星間希薄成分はこの様なおおきさのスケールで空間的にも変化していることが予想される。

第二に短い時間スケールはガスが分子雲から出発し再び分子運にまで一サイクルして戻ってくる時間である。この時間  $\tau_g$  は近似的には次の式で与えられる。

$$\tau_g = \max(\min(\tau_{ee}, \tau_{ff}), \tau_e)$$

ここで  $\tau_{ee}$  は星間雲の衝突によって分子雲が作られる時間であり太陽近傍でおおよそ  $10^8$  年であり、星間雲の個数密度並びにランダム速度に逆比例している。いっぽう  $\tau_{ff}$  は重力不安定により分子雲が作られる時間で、ほぼガス系の自由落下時間で与えられる。自由落下時間とは自己重力だけが働いている系の構成成分が互いに引かれて一点に集まるまでの時間であり、系の最初の密度で定まっている。密度が高いほど  $\tau_{ee}, \tau_{ff}$  共に小さくなるので密度が非常に高くなった場合は一サイクルする時間

は分子雲の壊れる時間で決まるがそれ以外の場合は分子雲が作られる時間によって定まる。一般には  $\tau_{cc}$  より  $\tau_{ff}$  の方が小さいので重力不安定が起こるばあいには  $\tau_{ff}$  がガスが一サイクルする時間となる。

星間雲のランダム速度はほぼ 10 km/s であるので一サイクルの間の星間雲の移動距離は  $10 \text{ km/s} \times 10^8 \text{ 年} = 1 \text{ kpc}$  となる。この大きさの領域においてはガスの変換がコヒーレントに起こると予想される。これはちょうど超巨大星間雲の大きさに当たる。系外銀河の星生成領域の観測より、星を作る領域が銀河の渦状腕に一樣に並んでいるのではなく、1 kpc 程度の大きさを持つ領域で同時に星形成が行われていることが分かった。従ってこの大きさが星形成における重要な単位と考えられ、これに対して超巨大星間雲と名付けられたものである。このモデルで解釈すると超巨大星間雲とは分子雲まで含んだガスの変換がコヒーレントに起こっている領域と言うことが出来る。

第3の時間スケールは星の形成によってガスが失われる時間スケールである。これは  $\tau_{of}/f$  で与えられる。 $f = 0.025$  とすると太陽近傍で  $4 \times 10^8$  年となり宇宙年齢よりは小さい値となる。ガスが失われる時間スケールが宇宙年齢より小さくなることは割に多くの銀河で観測されていることである。しかしながら一方では現在円盤型銀河の多くにガスがあることも事実である。このことを解釈する方法として二つほど説がある。一つは星からのガス放出が多く一旦星となっても再びガスとなって戻ってくるものが多いという考え。もう一つは銀河の外からガスが絶えず降ってきているという考えである。ここで述べるモデルは後者の立場に立っている。

ガスの流入を認めることにより第4の時間スケールが出てくる。それは流入量の減り方を示す時間スケール  $\tau_{inf}$  である。この小論の最後でこの第4のスケールの大きさにより銀河のタイプのいくつかの性質が表せることを示す。

#### 4. 小星間雲と星間希薄ガスの相互作用

第2節で述べたように小星間雲と星間希薄ガスは短い時間間隔で互いに移り変わる。それにより実現する星間空間の状態は超新星の発生率によって4つのタイプに分かれる。発生率が低い場合は星間希薄ガスの温度は  $10^4 \text{ K}$  程度で従来言われてきた二相モデルが予想する温度と密度となる。この平衡状態では超新星の発生率が高いほど星間希薄ガスの密度は低く温度は高くなる。

ところが超新星の発生率が上がり星間希薄ガスと小星間雲の平均ガス密度の和によって定まるある値を越えると別のタイプの星間空間が実現する。この場合は超新星の発生率が高いほど平衡状態の温度、密度とも高くな

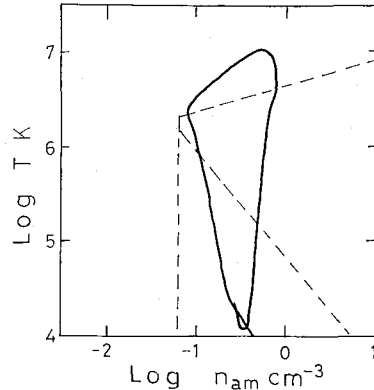


図2 星間希薄ガスの温度と密度の時間的変化を示す。超新星の発生率が一定でもこの様な周期的変化をする。

る。我々の銀河の太陽近傍ではこの様な平衡状態が実現していると予想される。太陽近傍のパラメータを用いた場合の予想される温度は  $4 \times 10^5 \text{ K}$ 、密度は  $4.6 \times 10^{-8}$  個/cc である。従っていわゆるホットな星間空間になっている。

ところが更に超新星の発生率が高くなると時間的に一定な平衡状態が実現せず周期的に星間希薄ガスの温度と密度が変化するようになる。図2はこの様子を示したものである。そしてこれ以上の発生率になると小星間雲は全て星間希薄ガスとなっていく。この場合温度、密度とも非常に高い星間希薄ガスとなる。

第3や第4のタイプの星間空間は我々の銀河が現在示している標準的なパラメータの範囲では実現しにくい。しかしながら M82 の中心領域において指摘されているように星形成の質量スペクトラムが太陽近傍と異なり大きい質量の星がたくさんできた場合はこのような星間状態が実現することが予想される。また銀河形成期において星形成の時間スケールが超新星となる星の寿命より短い場合はガス密度の割には、超新星の発生率が非常に高くなる時期があることが予想され、同様のことが起きるであろう。この場合温度が高くなり銀河からガスが逃げだしていくことが十分考えられる。

#### 5. 小星間雲と分子雲

星間希薄ガスの量は星間雲に比して相対的に少なくまた星形成によってガスの減る時間スケールは星間雲間の流れの一サイクルの時間に比べて短いので局所的には分子雲と小星間雲の間で平衡状態になっていると考えてよい。この場合分子雲の量はガスの総量を  $\Sigma_g$  として次の式で与えられる。

$$\Sigma_{mc} = \frac{\tau_e}{\tau_e + \tau} \Sigma_g$$

ここで  $\tau$  は分子雲の形成が衝突により行われるときは

$\tau_{cc}$ , 重力不安定による場合は  $\tau_{ff}$  である。図 3 は衝突及び重力不安定による場合の  $\Sigma_{mc}$  及び  $\Sigma_{sc}(=\Sigma_g - \Sigma_{mc})$  の値と観測値をしめす。観測値として示されているのは中性水素の面密度でありこのモデルでは小星間雲に当たる。重力不安定による場合の結果が、水素の面密度がガスの総面密度の変化に比べて比較的一定になるという観測の傾向をよく示している。

6. 星の生成率

星の生成率を第 2 節の式に従って計算すると図 4 のようになる。二本の線はそれぞれ分子雲の形成が衝突による場合と重力不安定による場合を示している。 $\Sigma_g$  が増えると共に二つの線が近づくのはガス密度が大きくなると  $\tau_{cc}$ ,  $\tau_{ff}$  共に小さくなり  $\Sigma_{mc}$  が共に  $\Sigma_g$  に近づくから

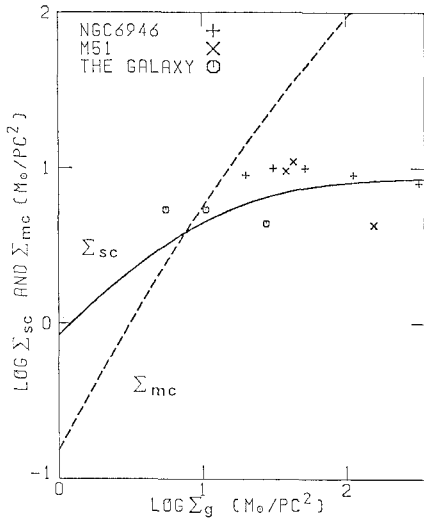


図 3 分子雲が重力不安定によって作られる場合の面密度。

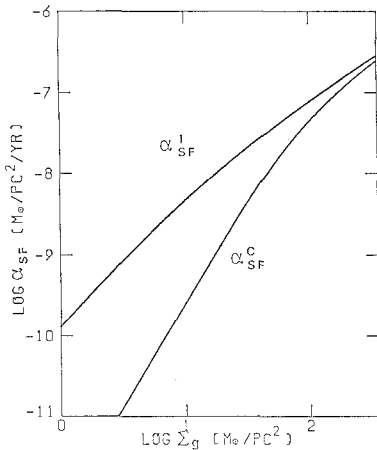


図 4 星の生成率。上下の線はそれぞれ重力不安定によるものと、衝突によるものを示す。

である。さて  $\Sigma_g = 10 M_{\odot}/pc^2$  付近で二つのメカニズムによる差が一桁ほどある。このモデルは多くのパラメータを含んでいるが妥当な範囲でパラメータを変えても重力不安定による星の形成率の方が大きい結果は変わらない。

ところで局所的な重力不安定が起こるのはガスの面密度が次の条件を満たすときである。

$$\Sigma_g > \Sigma_{crit} = \frac{\kappa v}{\sqrt{3} \pi G}$$

ここで  $\kappa$  はエピサイクリック振動数と呼ばれるもので銀河の回転曲線によって定まる。 $v$  は星間雲のランダム運動の速度、 $G$  は重力常数である。この逆の場合は不安定は起こらず分子雲は衝突によってのみ形成される。この結果二つのメカニズムを合わせた星の形成率は図 5 でみられるように  $\Sigma_g = \Sigma_{crit}$  付近でジャンプする。一部で二価になっているのは衝突による解と重力不安定による解とでは星間雲のランダム速度が異なるためである。観測値と比較すると星の形成効率が我々の銀河内での観測値 ( $f=0.025$ ) をとる場合、重力不安定により説明出来ることがわかる。

このように星形成率にジャンプがあることは銀河の性質に大きい影響を与える。銀河は同じ様なガス密度でも  $\Sigma_g$  が  $\Sigma_{crit}$  より大きいとか小さいかにより星の生成率は大きく異なってくる。臨界点近くに星間状態があるときはなんらかの摂動により臨界点を越し星の生成率が一挙

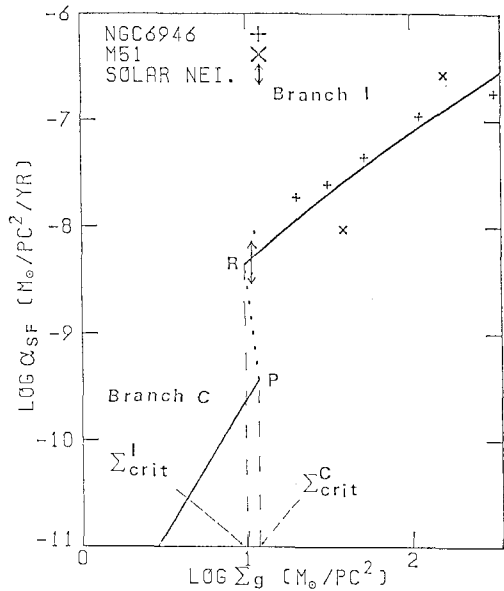


図 5 星の形成率。不安定が起きる条件を課すとこの様に臨界点付近で形成率が大きく変わる。臨界点よりガス密度が高くなった場合に重力不安定がきく。図上の点及び太陽近傍で範囲を示したものは観測値を示す。

に上がることが予想される。銀河のバースト的な星形成が観測的に指摘される例があるがこれを説明する一つのメカニズムとしては面白いであろう。銀河衝撃波が渦状腕の説明によく使われるが衝撃派の星生成に対する具体的役割がハッキリしているわけではない。このモデルはその一つの解釈を与える。銀河面がほぼ臨界点付近にあると、衝撃派による僅かの密度の上昇でも活発な星生成へと導くことになる。

7. 円盤型銀河の進化

最後にこのモデルより得られるいくつかの円盤型銀河の進化タイプを紹介する。図6は現在まで降ってきたガス量が少なく一度も臨界点を越えることがない場合である。この場合ある程度のガスは存在するが星はほとんど形成されていない。円盤型銀河の端の方では中性水素は存在するが星の成分が急激に減少することが観測されている。図7はこのような領域に相当する例である。不規則銀河の中にはガスが非常に多くかつ星形成が活発なものがある。これなどの中には、最近臨界点を初めて越した銀河もあるであろう。

図7は降ってきた総ガス量は多いが降る時間スケールは比較的短く  $\tau_{inf} = 2 \times 10^9$  年である。この例の場合最初の  $7 \times 10^9$  年までは臨界点を越して重力不安定が効くブランチにいるため星の生成は活発である。その後はガスの外界からの供給が少なくなるため臨界点以下になる。そのため星の形成は不活発になる。不活発になるとガスの減りは少ないため臨海点付近に留まる。これは S0 タイプの銀河を表している。ところでビアマン (1977) によると S0 銀河はしばしばバースト的な振舞いを示すと言う。これなども臨界点付近にあることを考慮すれば諾けることである。

図8は図7の場合に比べてガスの降る時間スケールが

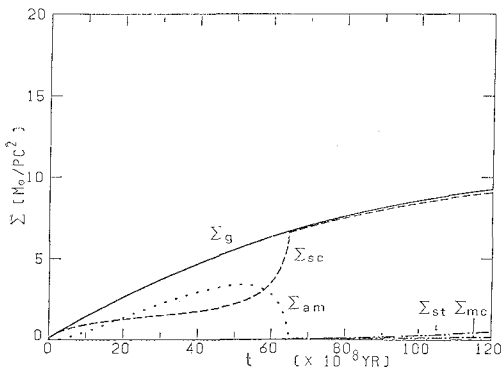


図6 ガス密度が常に臨界点以下になる場合の進化モデルの計算例。Σ<sub>am</sub>, Σ<sub>sc</sub>, Σ<sub>mc</sub>, Σ<sub>st</sub>, Σ<sub>g</sub> はそれぞれ星間希薄ガス, 小星間雲, 分子雲, 星, 及び全てのガスの面密度を示す。

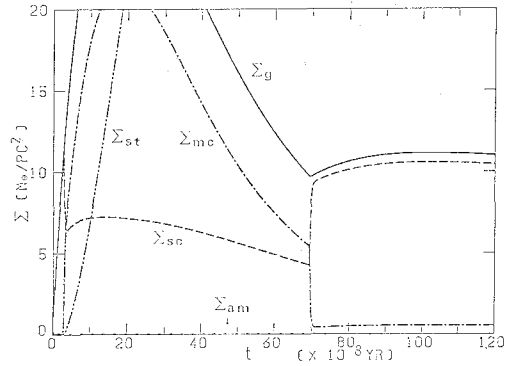


図7 ガス量は図より多く臨界点を越える。τ<sub>inf</sub>=2×10<sup>9</sup>年。S0 タイプの銀河に対応する。

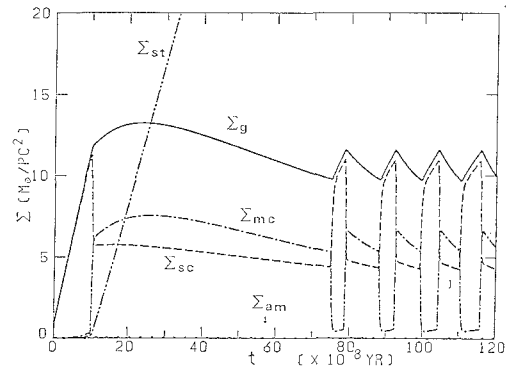


図8 図7と同じだがτ<sub>inf</sub>=×10<sup>10</sup>年。

ながい場合であり τ<sub>inf</sub>=10<sup>10</sup> 年である。この例では一度ガス量が臨界点以下に下がってもガスの流入量が衝突による星形成の量より多いため再びガス量が臨界点を越して星の形成が活発になる。しかしながら活発になると再びガスが減り臨界点以下になる。その結果再び同じことを繰り返す。これに要する一サイクルの時間は 10<sup>9</sup> 年のオーダーである。似たような銀河で星が一方では活発に作られているが他方では不活発な銀河があることの説明になる。

これ以外のタイプとしては外からのガス供給が多くて常に重力不安定のブランチにあるものがある。この銀河は外からの摂動にたいして安定に星形成を行うであろう。我々の銀河が臨界点付近にあるのか、それとも常に重力不安定のブランチにあるのか現時点ではどちらとも言い切ることは出来ない。なおこの研究は池内 (東大), 羽部 (北大) との共同研究の結果であることを最後に述べておく。