

# 円盤銀河のガス運動と星形成 —中心スターバーストをもつ早期型円盤銀河の CO 観測より—

幸 田 仁

〈California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd., MS105-24, Caltech, Pasadena, CA 91125, USA〉  
e-mail: koda@astro.caltech.edu

奥 田 武 志

〈東京大学大学院理学系研究科天文学専攻・国立天文台野辺山宇宙電波観測所  
〒384-1305 長野県南佐久郡南牧村野辺山 462-2〉  
e-mail: okuda@ioa.s.u-tokyo.ac.jp

銀河中心領域に HII 領域型スペクトルを示す早期型円盤銀河 (S0, Sa など) の、野辺山ミリ波干渉計による観測結果を報告する。中心領域に星形成活動をもつ早期型円盤銀河は極めて少ないのだが、もつ場合には、晩期型に比べても極めて活発なスターバーストを起こしている。なぜか？

回転円盤の自己重力不安定 (Toomre  $Q$ ) は、銀河ダイナミクスと星形成の関係を議論するうえでパラダイムともいえる。このパラダイムをベースに、早期型円盤銀河は重力不安定 (星形成) を起こす臨界ガス密度が高いと仮説を立て、観測を始めた。臨界密度が高ければ星形成は起こりにくいが、一度起きれば豊富なガスは活発な星形成活動を約束する。しかし予想に反する結果を得た。銀河中心部  $\sim 1$  kpc のスターバースト・ガス円盤は自己重力的に安定である。にもかかわらず面密度  $3,000 \text{ Msun/pc}^2$  程度の高密度分子雲がすでに存在する。この観測結果から回転ガス円盤の自己重力不安定と星形成の議論の問題点を指摘し、代わりに、分子雲衝突による星形成トリガメカニズムを紹介する。

## 1. はじめに

銀河系の星形成活動はいつも分子雲に付随して観測される。分子雲の中にはしかし、活発な星形成活動をもつものと、もたないものがある。つまり分子雲の存在は星形成活動の必要条件ではあるが、十分条件ではない。それでは何が星形成をトリガーするのか？

系外銀河の星形成領域は、渦巻き腕など銀河の特徴的な構造に付随して観測されるため、1-10 pc スケールの局所的物理状態だけでなく、100 pc ス

ケールでの環境が重要である。このスケールになると銀河回転の影響が無視できなくなり、星形成のトリガメカニズムが銀河ダイナミクスに関係するのではないかと考えるのは自然といえる。

よく議論されるメカニズムは、回転ガス円盤の自己重力不安定 (ここでは Toomre  $Q$  不安定と呼ぶことにする: 後述) である<sup>1)</sup>。系外銀河の CO 輝線観測の論文を読むと、頻繁にこの重力不安定性が議論されており、業界のスタンダードモデルになりつつある。極端にいうと、分子ガスを観測し、星形成領域と比較し、回転ガス円盤の自己重力不

安定を議論すると、論文が一つできあがりという印象である。筆者らもこの波に乗り、野辺山ミリ波干渉計による観測結果を、自己重力不安定の議論と合わせて簡単にまとめるつもりだった。しかし本稿では、「回転ガス円盤の自己重力不安定は、星形成のトリガメカニズムではない」ということになった。

本稿はすでに出版された論文<sup>2)</sup>の紹介だが、論文に書かれていない周辺の事柄も含めて紹介したいと思う。

## 2. 回転円盤の自己重力不安定

図1のように銀河円盤内を回転しているガスなり星なりの領域が、自己重力によって収縮するためには、二つの条件を満たす必要がある。条件1: 角運動量を保存したまま収縮を始めると遠心力が内側で減少、外側で増加するため、領域全体としては引き延ばされる。自己重力がこの遠心力よりも強くないといけない。(さらに正確には、銀河ポテンシャルから受ける潮汐力が、収縮により減少する効果も考える必要がある)。条件2: 領域内部の圧力よりも自己重力が強くないといけない。この二つの条件を満たす表現として、Toomreの $Q$ パラメーターがよく使われる。

$$Q = \frac{\Sigma_{\text{crit}}}{\Sigma_{\text{gas}}} \quad \Sigma_{\text{crit}} = \frac{\sigma\kappa}{\pi G} \quad (1)$$

$Q > 1$  が自己重力的に安定な場合で、 $Q < 1$  が不安定な場合である。 $\sigma$ は速度分散、 $\kappa$ はepicyclic周波数、 $G$ は重力定数。つまりガス密度 $\Sigma_{\text{gas}}$ が臨界面密度 $\Sigma_{\text{crit}}$ を超えると、自己重力的に不安定になり、星形成が起きるというわけである。速度分散はだいたい $\sim 10 \text{ km/s}$ 程度と観測され、 $\kappa$ は銀河の回転曲線から決まる。臨界面密度はガスのダイナミクスに関するパラメーターだけから決まることに注目して欲しい。

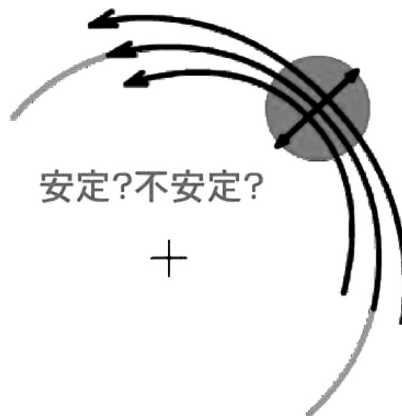


図1 回転円盤の自己重力不安定。安定・不安定は、遠心力、圧力、自己重力のバランスで決まる。Toomreの $Q$ パラメーターは、安定条件を数式で表したもの。

## 3. 中心スターバーストをもつ早期型円盤銀河

早期型円盤銀河(S0, Saなど)は一般に、晩期型円盤銀河(Sb, Scなど)に比べてガスの量が少ない。銀河円盤全体での星形成率も、早期型円盤銀河は晩期型に比べて小さい。ところが銀河中心付近の $\sim 1 \text{ kpc}$ 程度の領域に着目すると、活発な星形成活動を起こしている早期型円盤銀河が希にある。さらに注意深く見ると、(1)早期型円盤銀河中心付近で星形成が起きている確率は、晩期型円盤銀河に比べて小さい。(2)しかし星形成が起きている場合には、早期型の星形成のほうが晩期型よりも活発である<sup>3),4)</sup>。なぜか?これがこの研究の出発点である。

これを説明する仮説を、筆者らはあらかじめもっていた<sup>5)</sup>。早期型円盤銀河は晩期型に比べてバルジが大きい。この深いバルジ・ポテンシャルのおかげで、銀河中心付近でepicyclic周波数 $\kappa$ が大きくなる。 $\kappa$ が大きくなると $\Sigma_{\text{crit}}$ も大きくなる(式(1))。つまり、星形成(ガス円盤の自己重力不安定)の臨界面密度 $\Sigma_{\text{crit}}$ が大きいため、生半可なガスの量では星形成がスタートしない。ほとんど

の早期型円盤銀河の中心付近では、星形成活動は起こらないはずである。ところが、もしもガス密度  $\Sigma_{\text{gas}}$  がこの高い臨界密度  $\Sigma_{\text{crit}}$  を超えた場合、すでに豊富にあるガスによって活発な星形成活動が展開されるであろう。つまり、早期型円盤銀河で星形成が起きている場合には、非常に活発な星形成活動が期待される。

この仮説が正しければ、中心付近に星形成をもつ早期型円盤銀河には、豊富なガスが発見されるはずである。特に中心  $\sim 1$  kpc 付近のガスの量、運動を調べる場合、単一アンテナではなく、干渉計による高分解能の観測が不可欠である。

#### 4. 野辺山ミリ波干渉計による分子ガス観測

銀河中心付近で最も存在量の多いガスは  $\text{H}_2$  分子ガスだが、低温の  $\text{H}_2$  分子ガスは強い輝線を放射しないため、観測する方法は今のところない。 $\text{HI}$  原子ガスは銀河中心付近にほとんど存在しない。そのため、ガスの量を観測するには  $\text{CO}$  輝線を使い、適当な変換を施してガスの総質量を計算する。筆者らは野辺山ミリ波干渉計（図2）により、中心に星形成活動をもつ早期型円盤銀河を  $\text{CO}$  輝線で観測した。天体は  $\text{Ho}$  ら<sup>6)</sup>から、 $\text{HII}$  領域型スペクトルを示すものを選んだ（**H-type**）。これらの天体が星形成によってガスを使い切るタイムスケールは、平均して  $2 \times 10^8$  年程度以下で（本観測より）、平均的な銀河円盤に比べて10倍程度短い。観測したのは5天体である。

干渉計の観測では、できるだけ多くのフーリエ空間成分を得ることが不可欠である。そのため1天体ごとに、10時間程度の観測シーケンスを、さまざまなアンテナ配置に対して数回繰り返す。天候の条件も考えると、たかだか5天体でもかなりの観測時間になる。この観測は幸田が野辺山宇宙電波観測所に所属していたときに、観測所時間を使った大規模プロジェクトとして行われた。これまで野辺山ミリ波干渉計で観測されたのは晩期



図2 野辺山ミリ波干渉計（国立天文台野辺山宇宙電波観測所）。国立天文台・中西康一郎氏撮影。

型円盤銀河に偏っており、野辺山データセットとして早期型円盤銀河のサンプルを増やすのは、観測所時間での観測として適していた。観測結果の  $\text{CO}$  積分強度図と、速度場を表紙図に示す。

#### 5. 重力的に不安定なはずなのに……

半径 500 pc 以内のガス質量  $M_{\text{gas}}$  と力学的質量  $M_{\text{dyn}}$  の関係を図3に示す。早期型円盤銀河サンプルは、本観測の5天体に、国立天文台・坂本和氏による近傍銀河  $\text{CO}$  サーベイ<sup>7)</sup>にある1天体 NGC 3593 を加えたもの。

ところで式(1)の説明の際、 $\Sigma_{\text{crit}}$  はダイナミクスに関するパラメーターだけから決まるといった。速度分散  $\sigma$  と回転曲線を決めれば、 $\Sigma_{\text{crit}}$  は決まる。一般的な銀河円盤で観測されるように  $\sigma = 10$  km/s とし、銀河中心部の回転曲線は剛体回転的だとすると、Toomre  $Q$  の値は、図3の点線で表される（フラット回転曲線でも  $\sqrt{2}$  だけ小さくなるのみ）。ほとんどの早期型円盤銀河が  $Q > 3$ （重力的に安定）の領域に存在していることがわかる。

慣例に従って典型的な  $\sigma$  を 10 km/s としたが、銀河中心部でのガスの速度分散はさらに大きい可能性が高い（例えば 30 km/s 程度）。その場合、 $Q$

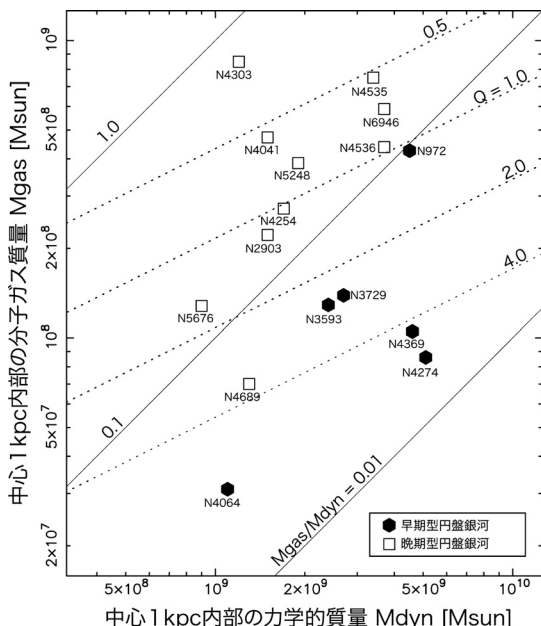


図3 中心1 kpc 以内（半径 500 pc 以内）の分子ガス質量と力学的質量の比較。CO-to-H<sub>2</sub> conversion factor として、 $X_{CO}=3 \times 10^{20}$  [K km/s]<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> を使った。サンプルはすべて、銀河中心付近に HII 領域的なスペクトルを示す銀河。早期型銀河は今回の観測。晩期型銀河については坂本和氏による CO サーベイで得られたもの。実線は分子ガス質量と力学的質量の比、点線は Toomre の  $Q$  パラメーターの値を示す。 $Q > 1$  でガス円盤は重力的に安定。 $Q < 1$  で不安定。ガスの速度分散として  $\sigma = 10$  km/s を使った。Toomre  $Q$  パラメーターは速度分散に比例 ( $Q \propto \sigma$ )、 $X_{CO}$  に反比例する ( $Q \propto 1/X_{CO}$ )。銀河中心付近では、ここで仮定したよりも  $\sigma$  が大きく、 $X_{CO}$  は小さい可能性が高い。その場合、 $Q$  の値はさらに大きくなり、ガス円盤はますます重力的に安定になる。

の値は3倍大きくなり、さらに安定になる。またCO輝線強度から総ガス質量を計算する変換係数として、 $3.0 \times 10^{20}$  [K km/s]<sup>-1</sup> cm<sup>-2</sup> という値を使った。これも銀河中心では3倍程度小さい可能性が高く、その場合も  $Q$  の値は3倍大きくなる。もしもこの両方が効くとすると  $Q$  の値は図3の9倍大きくなり、ほとんどの早期型円盤銀河で  $Q >$

27となる。回転ガス円盤は重力的に非常に安定であり、筆者らの仮説を見事に裏切った。

## 6. 安定なガス円盤に存在する超高密度分子雲

回転ガス円盤の自己重力不安定 ( $Q$  不安定) による星形成トリガーマカニズムは、業界のスタンダードモデルになりつつあると、はじめに書いた。スタンダードなものに疑問を投げかけるのがいかにもたいへんか、レフェリープロセスで思い知ることになる。しかし疑問を抱いてから文献を調べると、実は  $Q$  不安定モデルがうまく働かなかったという報告の論文は、結構ある<sup>8)-10)</sup>。ただしとても遠慮がちな記述がされており、その後、著者たちは口をつぐんでしまったのではないだろうか。

筆者らの頭には、ここまで事が進んでやっとな、根本的な疑問が浮かんだ。そもそもCO輝線が観測される領域で、分子雲が存在しないってことが、あるのだろうか？ 銀河系の分子ガスはほとんどが分子雲に所属し、分子雲は重力バウンドとされているはずだ。もしも分子雲がすでに存在するなら、そのうえでなお、銀河円盤の重力安定性と星形成を関係づける意味はあるのだろうか？

本観測で得られたガスの輝度温度は1-2 K程度であった。しかしガスの励起温度はおそらく、銀河系中心で観測されるように30 K程度だと思われる。分解能（観測ビーム）の内部に、分子雲のような小さな塊がたくさんあり、その間に何もない空間が広がっていると思えば、この温度の差は説明がつく。ビームフィリングファクターは5%程度となる。つまり分解能以下のスケールで、分子雲が存在する。円盤は自己重力的には安定なのにもかかわらず。

観測した5天体の、中心500 pc以内の平均分子ガス面密度は150 Msun/pc<sup>2</sup>程度である (Msunは太陽質量)。ビームフィリングファクターが5%であることを考えると、今回観測した銀河中心付

近の分子雲の面密度は  $3,000 \text{ Msun/pc}^2$  程度にもなり、非常に高密度である。高密度な分子雲がすでに存在している銀河円盤をもってきて、回転円盤の重力不安定性 ( $Q$  パラメーター) を議論する意味は何か？

## 7. 回転ガス円盤の重力不安定と星形成、なんだか変だ

上では、よく行われる方法で、 $Q$  パラメーターを計算した。しかし、 $Q$  を計算した際の速度分散  $\sigma$  の選び方について考えてみると、おかしなことに気がつく。上では慣例に従って  $\sigma = 10 \text{ km/s}$  とした。しかし分子ガスの温度は、たかだか  $10\text{--}50 \text{ K}$  程度である。この温度に対応する音速は  $\sim 0.3 \text{ km/s}$  程度である。もしも  $Q$  不安定の議論を使って“星”の形成を議論するならば、速度分散 (つまり圧力) として、 $\sigma = 10 \text{ km/s}$  ではなく  $0.3 \text{ km/s}$  を使うべきだろう。 $Q$  の値は  $1/300$  倍になる。これまでに出版されたすべての論文の  $Q$  の値を  $\sigma = 0.3 \text{ km/s}$  として計算し直すと、重力的に安定な銀河円盤は一つも存在しない。すべての銀河円盤がスターバーストを起こしていないと、話が合わない。

それでは“分子雲”の形成を意味するのだろうか？ いやそもそも、CO が検出されている領域で分子雲が存在しない、ってことがあるだろうか？ 銀河系で観測された分子雲の質量関数は、ガスのほとんどが巨大分子雲の中にあることを示唆している。もしも CO 輝線が検出されて分子雲が存在しない状態を想定するなら、銀河系円盤と極端に異なる質量関数を仮定することになり、難しい。また今回の観測は、分子雲がすでに存在していることを示している。

つまり、この分野で標準的に行われているやり方で、回転円盤の重力不安定性と星形成を結びつけようとするのは、おかしい。Toomre  $Q$  で記述される自己重力不安定性は、星形成の指標としては使えないと、結論せざるをえない。

これまでは観測データをもとに考察を進めた

が、国立天文台の和田桂一氏は数値流体シミュレーションをもとにして、同様の指摘をしている<sup>11)</sup>。ガスの速度分散から求めた Toomre  $Q$  の値が大きく、大局的に円盤が安定だとしても、その内部のガス密度は  $6\text{--}7$  桁の範囲に分布する。つまり数値流体シミュレーション上でも、Toomre  $Q$  的には安定な銀河ガス円盤に、星形成を起こすような高密度ガスは同時に存在しうる。

## 8. 分子雲衝突モデル

回転円盤の自己重力不安定で星形成活動を説明できないとすると、困ってしまった。どのようなメカニズムが星形成活動をトリガーするのだろうか？ この問題は今後、じっくりと解明していかなければいけないのだが、ここでは実験的に、分子雲衝突による星形成のトリガーマカニズムを考えてみた。

バルジが卓越した早期型円盤銀河では、銀河中心付近の回転曲線がフラットである可能性が高い。もしも回転曲線がフラットならば、差動回転に起因する分子雲間の速度差は大きくなる。実際に、回転曲線がフラットな場合の速度差は  $30 \text{ km/s}$  程度になるが、剛体回転ならば  $0 \text{ km/s}$  となる。速度分散の  $10 \text{ km/s}$  と比べても、この変化は無視できないだろう。早期型円盤銀河と晩期型円盤銀河の中心付近の性質の違いとして、注目すべき点なのではないだろうか。

分子雲衝突の頻度 (タイムスケール) を計算してみる。銀河中心領域の直径  $1 \text{ kpc}$  の円盤領域を考える。ガス円盤の厚みは  $100 \text{ pc}$  以下程度なので、2次元で近似する。ガスの平均面密度は  $150 \text{ Msun/pc}^{-2}$  とする。質量  $10^6 \text{ Msun}$  の分子雲がたくさんあると仮定すると、分子雲直径が  $a = 20 \text{ pc}$  ならば、観測された面密度  $\sim 3,000 \text{ Msun/pc}^{-2}$  になる。この質量・サイズならば、銀河中心部の深いポテンシャルによる潮汐作用で壊れることもない。分子雲の個数密度は  $n = 150 \text{ 個 kpc}^{-2}$  となる。衝突のタイムスケールは2次元の場合、

$t=1/(nav)$  である。差動回転による速度差  $v=30\text{ km/s}$  を仮定すると、衝突のタイムスケールは  $\sim 10^7$  年となる。

銀河系円盤では、分子雲内部での星形成はとても非効率的に行われている。分子雲内部のすべてのガスが星に変換されることはなく、変換されるのはたかだか 10% 以下程度である。上で計算したように衝突のタイムスケールが  $\sim 10^7$  年の場合、観測された星形成率を達成するためには、1 衝突あたり、分子雲質量の 10% のガスが星に変換されればよく、考えやすい。

このモデルではしかし、比較的長い分子雲の寿命を暗に仮定している。銀河中心付近の深いポテンシャルによる潮汐作用や、激しい星形成活動の中で、分子雲がどれほど長く生き延びるのか、今後考察する必要がある。

### 9. ALMA のこと

ここでは CO ( $J=1-0$ ) の観測結果をもとに考察を行った。CO 輝線での観測はある意味枯れた観測で、同様な観測が何度も繰り返されている。本質的な発見はすでにすべてなされてしまった感さえある。

ALMA はサブミリ波の窓を開き、最高分解能もサブミリ波で実現される。そのためサブミリ波をねらった将来のサイエンスの話をよく耳にする。サブミリ波領域で、これまで予想もしなかったさまざまな発見がなされるのは間違いない。しかしその一方で、ほとんどの分子ガス質量が冷たいガス相に集中していることは、心に留めておくべきである。冷たい分子ガス相はミリ波輝線で観測する以外にない。星形成をトリガーするメカニズム、星形成の原因を知りたいければ、ALMA による低周波数の観測は考えておくべきである。ALMA が稼働し始めれば、本稿で存在を推察した高密度分子雲が、直接的に分解されるだろう。

### 10. おわりに

まず共同研究者である中西康一郎、河野孝太郎、石附澄夫、久野成夫、奥村幸子の各氏にお礼を言いたい。さまざまな意味でこの観測を支えてくれた、野辺山宇宙電波観測所の皆さんにも、感謝したい。

共著者との議論の中で、「 $Q$  は巨大分子雲集団形成の指標になるのではないか。巨大分子雲集団の形成が大質量星形成の条件となるならば、 $Q$  パラメーターは星形成の指標と言えるのではないか。」という意見が出た。論文投稿直前のことで、そこからかき混ぜても仕方がないので、無視することにした。私たちはまだ 20 代だし、欠陥があってもよいはずだ。しかし非常に面白い議論なので、ここに書き留めておきたい。

たしかに分子雲間の速度分散は  $10\text{ km/s}$  程度であって、巨大分子雲集団形成を  $Q$  パラメーターを使って議論するのは正しい。ただし、巨大分子雲集団形成の後、何が星形成の切っ掛けになるかが問題だ。おそらく巨大分子雲集団の内部での分子雲同士の衝突を考えることになるだろう。それならば重力不安定による星形成モデルというよりも、分子雲衝突モデルと呼んだほうがよい。巨大分子雲集団の形成は衝突を加速させるが、巨大分子雲集団がなくても衝突は起きる。

巨大分子雲集団はインターアーム領域に発見されない。これは巨大分子雲集団が重力バウンドでないことを示すのではなかろうか。それなら重力不安定の議論を当てはめるのはおかしい。論文に取り入れなかった背景には、こうした淡い考察があった。堅く結論するにはしかし、銀河系内の巨大分子雲集団の内部で、何が星形成をトリガーしているのか、詳細に検証する必要があるだろう。

今回観測したのはたった 5 天体である。そこからどれだけ一般的な結論を導けるのか、論文にどの程度強く主張してもよいものか、少し悩んだ。これについては Nick Scoville 氏の助言が役に

立った。「しっかりとした解釈ができるなら5天体で十分。100天体観測しても同じ結論が導かれるはず。」議論にたくさんの時間を割いてくれたNick Scoville氏にも、感謝したい。

参考文献

- 1) Kenney J. D. P., Carlstrom J. E., Young J. S., 1993, ApJ 418, 687
- 2) Koda J., et al., 2005, A&A 887, 891
- 3) Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1997, ApJ 487, 579
- 4) Kennicutt R. C., 1998, ARAA 36, 189
- 5) Kohno K., et al., 2002, PASJ 54, 541
- 6) Ho L. C., Filippenko A. V., Sargent W. L. W., 1997, ApJS 112, 315
- 7) Sakamoto K., et al., 1999, ApJ 525, 691
- 8) Thornley M. D., Wilson C. D., 1995, ApJ 447, 616
- 9) Wong T., Blitz L., 2002, ApJ 569, 157
- 10) Boissier S., et al., 2003, MNRAS 346, 1215
- 11) Wada K., Norman C. A., 1999, ApJL 516, 13

**Gas Dynamics and Star Formation in Disk Galaxies—From CO Observations of Early-type Spiral Galaxies with Central Starbursts—**

**Jin KODA**

*California Institute of Technology, 1200 E. California Blvd., MS105-24, Caltech, Pasadena, CA 91125, USA*

**Takeshi OKUDA**

*Nobeyama Radio Observatory, Minamimaki, Minamisaku, Nagano 384-1305, Japan*

Abstract: We discuss if the large-scale gravitational instability of galactic disks (Toomre  $Q$ -type instability) is relevant to star formation in disk galaxies. Based on our CO observations of early-type disk galaxies with central starbursts, we conclude that the  $Q$  instability indicates neither star formation nor molecular cloud formation. We clarify the problems in the past arguments for star formation due to the  $Q$  instability. We explore an alternative star formation mechanism. Cloud-cloud collision might account for star formation.