

矮小不規則銀河における星形成

太田 耕司

〈京都大学理学部 〒606-01 京都市左京区北白川追分町〉

矮小不規則銀河では、渦巻銀河における星形成とは異なり、密度波のない環境下で活発な星形成がおこっている。ここ数年のあいだに、星形成の母胎となる分子雲の研究が矮小不規則銀河についても急速にすすんだ。ここでは我々の研究経過を通してこれを紹介し、矮小不規則銀河における星形成メカニズムを考える。

1. はじめに

銀河は星形成の舞台であり、星形成の歴史は銀河の進化史でもある。それぞれの舞台で、星の誕生劇も異なったふうに演じられる。我々の銀河や M 31 のような渦巻銀河の円盤部における星形成、M 82 にみられるような爆発的な星形成等の星形成現象が知られており、それぞれのシナリオが考えられている。ここで話題にするのは、矮小不規則銀河における星形成であるが、何故これを問題にするのか述べるために、まず宇宙でポピュラーに見られ最もよく研究されている、渦巻銀河の円盤部における星形成のシナリオを簡単にみておく。

渦巻銀河の円盤部では、星を作る原料となる中性水素原子(以下 HI と略す)が比較的一様に存在しているが、星はこの HI ガスから直接生まれてくるわけではない。HI ガスのなかで密度の高いところができると、水素分子が主成分となり、分子雲が形成される。星はこれを母胎として形成されるのである。系外銀河でも非常に目立つ重い星を含む星形成は、サイズ 50 パーセク(1 パーセクは 3.26 光年)、質量 10^{5-6} 太陽質量の巨大な分子雲

—巨大分子雲とよばれる—で起こっていることが知られている。

それでは巨大分子雲はどのようにして形成されるのだろうか？ 渦巻銀河にはその名の通り渦巻模様の構造が存在するが、この構造をつくっているのは密度波であるとされている。密度波というのは、星で構成された円盤の上にたつ一種の波である。一般に波のスピードと物質のスピードは異なっているが、渦巻のパターンにのって見ていると、星間ガスが音速以上のスピードで突っ込んでくることになる。このとき衝撃波ができ、急にガスの密度があがる。その中で、重力不安定が起り、巨大分子雲ができるというわけである。こうしてできた巨大分子雲はすぐに重い星をつくり、周りの HI を電離し、電離水素領域(HII 領域)をつくる。HII 領域は非常に明るく目立つので、渦巻模様をより鮮明なものにする。この星形成プロセスでは、渦巻状の構造をつくっている密度波の存在が、巨大分子雲の形成、活発な星形成に必須な役割を果たしているといえる。

ところが、世の中にはこのような密度波が存在しないにもかかわらず、活発な星形成が起こっている銀河がたくさんある。矮小不規則銀河がこのよい例である。矮小不規則銀河とはその名の通り、小さくて、形があまりはっきりしない銀河のこと

Koji Ota: Star Formation in the Dwarf Irregular Galaxies

である。大きさは、約10キロパーセク以下で、1キロパーセク位しかないものもある。明るさも絶対等級で-19等から暗い方では-10等くらいのものもある。小さくて暗いためかあまり注目されないようだが、数の上では渦巻銀河より多いと考えられている。有名な例は、大マゼラン雲である。これは、-18等位と矮小不規則銀河の中では最も大きい部類で、こういうタイプは矮小とは呼ばずマゼラン型と呼ぶことが多いが、ここでは一括して矮小と呼ぶことにする。小マゼラン雲は、-17等くらいである。矮小不規則銀河の他の特徴としては、HIガスの含有率が大きいこと、重元素量が小さいこと等がある。

さて本題に戻って、矮小不規則銀河ではどのようなプロセスを経て星がつくられているのだろうか？ 矮小不規則銀河での星形成プロセスとして有名なモデルに、確率的自己伝播星形成モデルというものがある。これは、星形成がある領域で起こると、引き続いて起こる超新星爆発等の影響を受けて、その周りにもある確率で星形成領域ができて、という連鎖反応を繰り返すというモデルである。元の星形成領域は、一定期間たつとガス欠となって活動は止まってしまう、星の原料となるHIが増えるまで、休止状態になる。このモデルは、しかし、単純なシミュレーションがあるだけであり、実証されているわけではない。本当に矮小不規則銀河では、このようなプロセスで星をつくってきたのであろうか？ また、このモデルでは触れられていないが、矮小不規則銀河でも巨大分子雲があってそこから星が生まれているのであろうか？もしそうだとすると、上記のようなプロセスのなかでつくられているのだろうか？

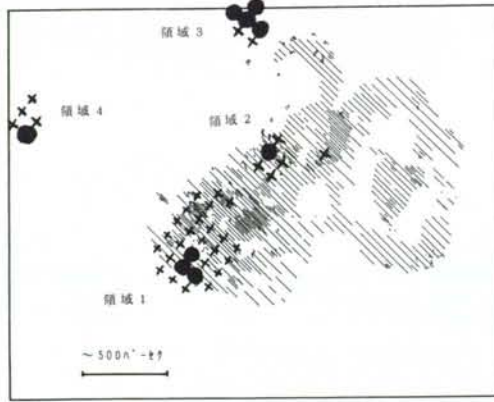
1986年我々は、密度波の存在しない環境下における星形成の問題を解明する糸口をつかむべく、矮小不規則銀河における分子雲の研究を始めた。この問題は、矮小不規則銀河の進化の問題でもあるが、それ以外にも、原始銀河との類似性から(HIが多い、重元素量が小さい)原始銀河における星

形成への手がかりにもなるのではないかという思いもあった。

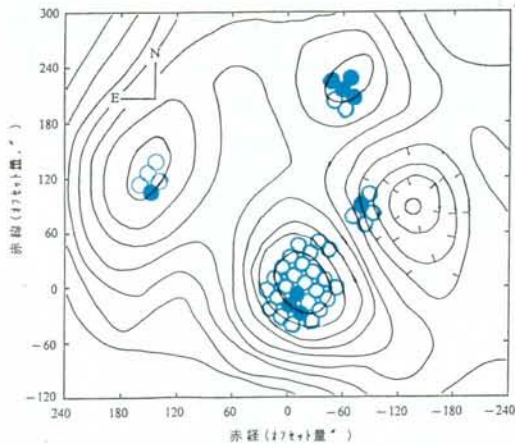
2. 分子雲の検出

分子雲の研究をするには、なにはさておいても分子雲を検出しないことにはお話にならない。分子雲の検出、その物理的性質を、分子雲の大部分を占める水素分子を用いて調べるのは実は大変困難で普通は一酸化炭素分子(CO)のだす波長2.6mmの電波の観測によって行う。我々が、この仕事に着手した当時、矮小不規則銀河のサーベイ的CO観測はいくつかあったが、分子雲の存在が確認されているものはほとんどなかった。その原因として、重元素量が少ないためとか、紫外光が強くて分子が解離されているとか、分子雲の温度が低いとか、果ては分子雲なしで星をつくっているということまで考えられていた。

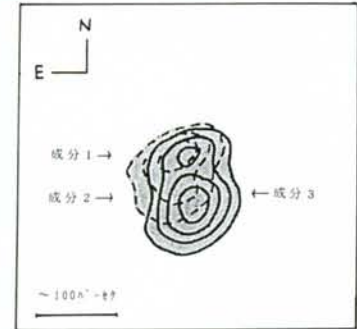
当時、野辺山宇宙電波観測所でなんとかCO輝線を検出できそうな矮小不規則銀河にIC10があった。IC10は距離約1メガパーセク(=100万パーセク)にあり、大マゼラン雲位かそれとも小マゼラン雲の間くらいの銀河であると考えられている(図1)。丁度1986年にヘンケル達によって、ベル研究所の7m電波望遠鏡でのCO検出が報告されていた。IC10は既にHIの分布も干渉計によって調べられており、COが検出されたのはHIのピーク付近で星形成領域でもあった。面白いことに、その比較的近くにぽっかり穴状にHIが欠如している領域、“HIホール”が存在していた(図1b)。まず、HIホールとなっている領域で星形成が起こり、その影響で周りにHIの密度の高い領域ができる。そのなかに分子雲が形成され、やがて次世代の星が生まれたという、いかにも確率的自己伝播星形成をほうふつとさせる構造をもっていた。そこで、我々は、野辺山45m鏡の高空間分解能を活かして、分子雲の分布と速度構造等を詳しく調べることを目的に、CO観測を行った。この観測は1987年4月と11月の2回にわたり、11月



(a)



(b)



(c)

図1 IC10での分子雲の分布。a)光でみた銀河のスケッチ(ドゥボークルールとフリーマン, 1972)に野辺山でのCO観測点(x)を重ねた図。黒くぬってある点で分子雲が検出された。b)シヨスタック(1974)による中性水素の柱密度分布図に重ねた図(太田, 佐々木, 斎藤, 1988より)。最も低いコントアは $2.3 \times 10^{20} \text{cm}^{-2}$, 最も高いコントアは $2.5 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ 。チックマークのついているコントアはまわりよりガスが少ないところ(HIホール)。なお, 現在では, もっと空間分解能のよい中性水素分布図がある。c)領域1にある分子雲の干渉計観測の結果, 破線で表わされる成分と実線で表わされる成分は速度が異なっている。

にはヘンケル達の観測領域以外の場所まで観測領域をひろげた。

結果的には, 分子雲が局在していて, 確率的自己伝播かどうかを明かにできるところまではいかなかったが, 大変興味深いことがわかってきた。それは, 分子雲の存在場所である。IC 10の我々の観測では, 4ヶ所に分子雲が検出されたが(図1), そのうちの3つはHIピークに(領域1, 3, 4), 残るひとつはHIピークではないがHII領域のすぐ近くに存在していた(領域2)。またHIピークに付随する3つの分子雲のうち, ひとつはHII領域のすぐそばにあった(領域1)。即ち, 分子雲は, HI分布のピークやHII領域のすぐ近くに存在するというわけである。これは考えてみると当たり前

のようであるが, それまで指摘されてもいなかったことで, コロンブスの卵のようなものである。またきわめて驚くべきことに, HIピークだが, 光でみた銀河本体から離れた場所で, HII領域も電波の連続波成分も赤外線源も見られない場所に分子雲が検出されたのである(領域3, 4)。このような例はおそらくそれまで全く知られていなかったと思われる。これらの領域ではこれから星形成が起こるのかもしれない。

もうひとつおもしろい点は, HIピークに付随する分子雲はある臨界柱密度(視線単位面積あたりに存在する分子数)を越えるところに存在することで, その値は約 $1 \times 10^{21} \text{cm}^{-2}$ であった。HIピークではないHII領域(領域2)に付随する分

子雲もあるが、これは、星形成が最終段階に入っているため HI が消費されたり、吹き飛ばされたりして、かなり減っているためとも解釈される。実際、この分子雲はサイズも質量も小さめで、周りの星の年齢も現在活発に星形成を行っている領域（領域 1）に比べて古く、そのうえ分子雲の温度も低いようである。IC 10 はその後 IRAM や JCMT でも観測がされていて、我々と同様の結果を得ている。特にベッカーによる IRAM での観測は、我々がみつけた分子雲のより詳しい分布を明らかにした。

IAU シンポジウムの集録に、コーエン達のグループが進めていた、大マゼラン雲の CO サーベイ観測の中間報告があったので、IC 10 での結果と比較をしてみた。我々が IC 10 で見いだした特徴は大マゼラン雲でも見事にみることができた。即ち、分子雲は HI ピークまたは、HII 領域のすぐそばに存在しており、しかも光でみた銀河本体から離れた HI ピークにも分子雲があった。更に大マゼラン雲にも大きな HI ホールがあるが、この中には分子雲はなくそのホールを囲むようにできたフィラメント状の $H\alpha$ 輝線領域の一部には分子雲があるといった具合で、その類似性は目を見張るほどであった。

さて、ここまでの段階で重要なアイデアが 2 つうかんできた。ひとつは、分子雲の探し方についてである。これまでの CO 観測は、矮小不規則銀河の光でみた中心あたりに望遠鏡を向けることによって行われていた。上記の結果からすると、このような分子雲の探し方は適当ではない。探すべき場所は HI 分布からみつけるべきである。当時 HI の干渉計による高空間分解能の観測は 10 個程の矮小不規則銀河について行われていたが、それらの分布を見ると HI ピークは光でみた銀河本体にあることは少なく、むしろその周辺部に多いことが分かった。従って銀河中心部にはそもそも分子雲がなく、今まで分子雲が検出されなかったのは当然ではないかと考えるようになった。

第二に、HI ピークは銀河の何か所かにあり、それらは必ずしもどれかの HI ホールや HII 領域に隣接している訳ではないということである。これは、確率的自己伝播が必ずしも起こっていないことを示していると考えられる。むしろなんらかの原因で独立に各場所で HI がある臨界密度をこえ、分子雲ができ、星ができるのではないかというシナリオが考えられる。スキルマンによると矮小不規則銀河では、HII 領域は HI の柱密度が 10^{21}cm^{-2} をこえるところに存在する傾向にあるというから、分子雲の存在条件とよく一致している。 10^{21}cm^{-2} の柱密度に対して、視線方向の厚みを 200 パーセク、ガスの温度を 100 K とすると、ジーンズ波長は 150 パーセクとなり、星形成領域の典型的スケールと一致する。一方別の観点からの臨界柱密度についての考察もある。フランコとコックスによれば、分子雲の光学的厚みと重元素量やダストとの関係についての議論から、臨界柱密度は重元素量の逆数に比例し、 $5 \times 10^{20} (Z_{\odot}/Z) \text{cm}^{-2}$ であるという。我々は、新しい分子雲形成メカニズムの可能性も考えたのだが、その話は後述することにする。

3. 分子雲の質量、サイズは？

これらのアイデアにもとづき、もっと典型的なマゼラン型の銀河を観測しようということで、このタイプの北天での代表格である NGC 4449 の CO 観測を始めた。1989 年 4 月に、観測を行ったのであるが、CO 輝線が弱く、空間分解能をおとしてかろうじて検出ができた。

この観測の少し前の 1988 年に、コーエン達による大マゼラン雲の CO サーベイの結果が公表された。その結果の一つとして、同じ速度幅の CO 輝線に対して、大マゼラン雲では CO 輝線の光度が我々の銀河のそれより小さいということが指摘された。これは重要な指摘であったので、少し詳しく解説しておく。一般に、系外銀河で CO 光度から分子雲の（水素分子の）質量を求めるとき、我々

の銀河で経験的に知られている、CO輝線の強度から水素分子の柱密度に換算するための係数（換算係数と呼ぶ）を用いる。この方法には、いろいろと批判もあるのだが、なかでも矮小不規則銀河に対してはその重元素量の違いなどから、我々の銀河で得られた換算係数では小さすぎるかもしれないと考えられていた。一方、ピリアル質量をだそうにも、当時は分子雲のサイズを決めることができるほどの空間分解能のある観測はなかった。そこで、コーエン達は、横軸に速度幅を縦軸にCO光度をとり、我々の銀河内の分子雲のデータと比較すれば、換算係数に違いがあるかどうか調べることができると考えて、図2を提出した。（図2にはその後の結果も加えてある。）従来の質量の出し方だと図2の縦軸の値に換算係数を乗じるだけである。従って横軸の速度幅がピリアル質量の目安で、同じ速度幅に対して同じピリアル質量が得られるべきと考えるならば（実際にはある程度統計的な議論となるが）、大マゼラン雲では換算係数を6倍大きくしないといけないというのが彼らの論

点である。この結果は大マゼラン雲ただ一例に対するものであったので、同じくらいの重元素量をもつNGC 4449でのデータをこの図の上にプロットしてみた。すると速度幅は大きい、大マゼラン雲の分子雲に対する回帰線の延長上にくることがわかった。また以前のIC 10のデータもプロットすると、やはり同じ線のまわりに分布するというので、コーエン達の主張を支持することとなった。

1991年、ルビオ達によって小マゼラン雲のCO観測の結果が公表された。彼女らは、小マゼラン雲の2ヶ所の星形成領域の分子雲の分布を調べたのであるが、やはりHIとよい相関を示していた。臨界柱密度は 10^{22}cm^{-2} と高くなるが、先のフランコとコックスの予想式に小マゼラン雲の重元素量を代入すると適当な値となっている。問題の換算係数であるが、小マゼラン雲は大マゼラン雲より重元素量が更に小さいので、更に大きい換算係数が予想されるのであるが、実際結果は、我々の銀河の約20倍となっていた（図2）。メダシ、メ

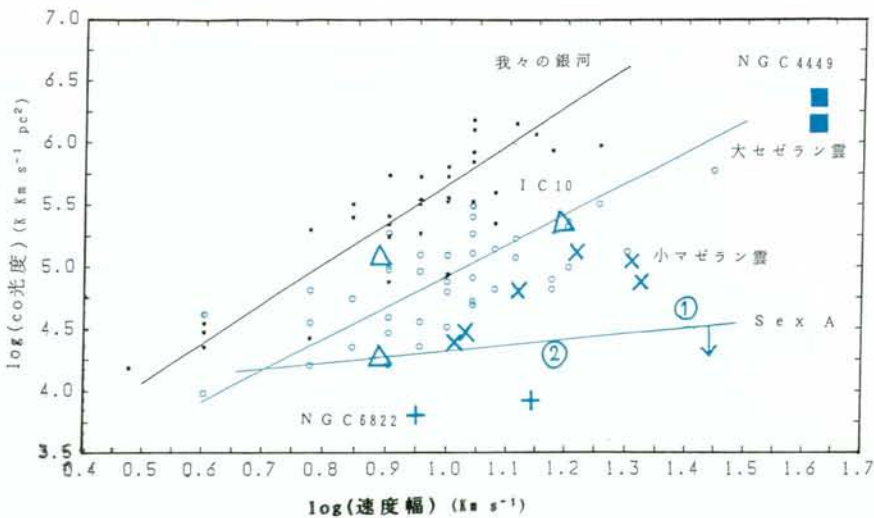


図2 CO輝線の速度幅（横軸）とCO光度（縦軸）の関係（佐々木，太田，斎藤，1990に追加）。小さい黒点是我々の銀河の分子雲，小さい白丸は大マゼラン雲，■：NGC4449，△：IC10，×：小マゼラン雲，+：NGC6822，↓付の直線はSexAに対する上限，①：LeoA，②：LGS3。なお，NGC6822の我々のデータは+印より下に来た。また，GR8，IC1613に対する上限は，この図からはみでるくらい低い。

データシ。

このように順調に換算係数と重元素量との関係が明らかになってきたのであるが、しかし、理論的な計算によると換算係数は重元素量だけではなく、紫外光の強度にも依存すると考えられていた。そこで、より多くのいろいろなタイプの銀河について調べてみる必要があると考え、我々は更なるCO観測を提唱していた。そうこうしているうちの1992年1月に、ウイルソンが、NGC 6822という重元素量としてはIC 10並みの矮小不規則銀河についてのCO観測結果のプレプリントを送ってきた。その結果、意外にも換算係数は小マゼラン雲のそれより大きくなってしまったことがわかった。ようやく1992年2月に我々の観測計画の一部を実施することができた。この原稿を書いている1週間位前であり、まだ結果は充分には検討されていないが、予備的な結果を紹介する。今回CO輝線を検出できた銀河の内、NGC 4214は重元素量では大マゼラン雲並みであり、図2上で大マゼラン雲やIC 10と同じ位の場所に来た。一方NGC 6822についてのウイルソンと我々の結果は、重元素量が大きいにもかかわらず、ずいぶんとCO光度は小さい。またSex A, GR 8, IC 1613といった銀河については、柱密度が 10^{21}cm^{-2} を超えるHIピークでの観測であるが、CO光度の上限しか得られなかった。これらの銀河は重元素量が小マゼラン雲より更に3-4倍小さいので上限でもっともなのかもしれないが、我々の銀河レベル、大マゼラン雲レベル、小マゼラン雲レベルでのCO光度の減少の仕方からするとかなり低い上限となっている。ところが、必ずしもHIピークの観測がどうかかわからないが、タコーニとヤングによるLeo AとLGS 3のデータを参考までに図2にのせると、重元素量は更に小さいはずなのに、CO光度はこれらの上限より大きくなっている。換算係数は重元素量だけで決まる訳ではなさそうである。ちなみに、我々の銀河での換算係数を用いると、GR 8, IC 1613の分子雲質量の上限及び

NGC 6822の我々の結果からの質量は、 10^4 太陽質量程度ともものすごく小さな値になる。もし、これらの銀河でも巨大分子雲並みの分子雲があるとすると換算係数は数十倍から、100倍というきわめて大きな値になってしまう。あるいは、HIピークに付随する星形成領域でも分子雲がないのか、きわめて小さいと考えるべきなのであろうか？

紫外光強度の影響はどうだろうか。Leo AやLGS 3は星形成の活発さという点では低レベルで、色もあまり青くない銀河であるし、紫外光による解離が少ないのかもしれない。一方しかし、NGC 6822は、IC 10や大マゼラン雲とよく似た銀河なのに何故後者の方が分子雲が多いかというと、後者の方が星形成活動が活発だからだという解釈もあり、まだはっきりしたことはわからない。今回サンプルも多少増えたことだし、もう少しいろいろな要因との関係を調べられればと考えている。特に、まだ議論されたことはないようだが、分子雲の進化という要因も考慮すべきではないかと考えている。

さて、このような具合いで、まだ矮小不規則銀河での分子雲の質量やサイズははっきりとはわかっていないのであるが、1990年までに、多少ともマッピングのされている銀河では、たいいてい質量で 10^{6-7} 太陽質量、サイズで100-500パーセクといった値となっていた。この頃、矮小不規則銀河では巨大分子雲より大きな分子雲が形成されるのではないかという指摘もあったが、それは早計な判断であろう。このような観測はほとんど100-500パーセクの空間分解能で行われており、分解されていないと考えるのが妥当であろう。やはり本道はより高分解能の観測で、個々の分子雲を分離することである。そのひとつの方法は干渉計による観測である。

4. 矮小不規則銀河中にも巨大分子雲はある

上述のような動機で我々は1989年暮れと年明

けに野辺山の干渉計で、IC 10 の分子雲（領域 1）の観測を行った。この場所を選んだのは比較的 CO 輝線が強くまたコンパクトであったことと、いろいろな星形成活動を示す天体が多かったからである。残念ながら、天候不順のためまともなデータがとれず、半ばあきらめながら、半年後にデータ処理を行った。ところが、意外にも何とか使える結果ができたのである。空間分解能は当初の予定よりだいぶ悪くなったが、それでも巨大分子雲程度の分解能は得ることができた。その結果、今までひとつのかたまりのように見えていた分子雲が 3 つの成分をもつことがわかったのである（図 1c）。それぞれの分子雲はサイズが 30—40 パーセクで、ピリアル質量が 10^5 太陽質量位であった。まさに我々の銀河における巨大分子雲に匹敵する。密度波がなくても巨大分子雲はつくられるのである。これらの分子雲は我々の銀河や M 33 等の渦巻銀河中の巨大分子雲に対して得られている。分子雲のサイズと速度幅の関係も満たしていることもわかった。この結果をまとめている最中に、ウイルソン達がオーエンスヴァレーの干渉計で同じ場所を観測した結果を公表し、先を越されてしまったが、結果は基本的には我々と同じであった。

これで、一応ピリアル質量が求まったので、換算係数について知見が得られる。我々のデータはあまり精度がないようでよくわからなかったのだが、ウイルソン達によると、我々の銀河の 2 倍程度という。これは従来考えていた 6 倍より小さい値である。コーエン達の議論は間違っているのだろうか？

干渉計以外にも、個々の分子雲を分離できる位の観測が行われている。最近、SEST の 10 m サブミリ波望遠鏡によって、大マゼラン雲の観測が行われており、その中間報告が散見されるようになった。その結果によると、コーエン達の結果ではひとつの大きな分子雲にみえたものが 30 パーセク程度の小さい分子雲に分解されている。やはり、

超巨大な分子雲はなく、巨大分子雲規模の分子雲がたくさんあるようである。

5. 再び星形成メカニズムにむけて

まだまだいろいろと問題点も多いが、矮小不規則銀河でも巨大分子雲規模の分子雲があるらしいことがわかってきた。では元の問題に戻って、密度波もないのにどのようにして分子雲をそして星をつくっているのだろうか？

ひとつは確率的自己伝播モデルが考えられる。はじめにも述べたが、そういう例もあるかもしれないが、これで全てを説明するのは問題があると考えられる。むしろ、独立な場所で HI の密度が高いところできて星が形成されるという描像でも良いようである。ちなみにさっきできてきた、分子雲のサイズと速度幅の関係は、速度幅～(サイズ)^{1/2}というもので、ピリアル質量～サイズ・(速度幅)²を考慮すると柱密度が一定という関係がでてくることになり、臨界 HI 柱密度一定の観測事実と何か関係がありそうである。しかし、それにしてもどのようにして HI 密度の高いところが、つくられるのであろうか？ ひとつの可能性は、大マゼラン雲規模の銀河でみられる棒状構造である。(尤も、早期型の棒渦巻銀河の棒とはかなり構造が異なっているのであるが。) 棒渦巻銀河では、棒の端に活発な星形成がみられることが多い。これは、棒状ポテンシャルの影響で円盤部のガスが棒端に集中してくる結果であると考えられている。矮小不規則銀河でも、大マゼラン雲のタランチュラ星雲に象徴されるように棒状構造の端に星形成領域が存在することが多々ある。とはいえ、IC 10 等にもみられるように銀河本体から離れたところに HI ピークがある例も多い。更に、そこに分子雲があつて、星形成をおこなっているものもある。また、大マゼラン雲よりもっと暗い矮小不規則銀河では、棒状構造がはっきりしなくなってくるにもかかわらず、銀河の端の方で星形成を行っているものも多い。従って、棒渦巻銀河の棒端で

の星形成と同じメカニズムで起こっている星形成もあるのかもしれないが、それだけでは説明はつかないのではないかと考えられる。

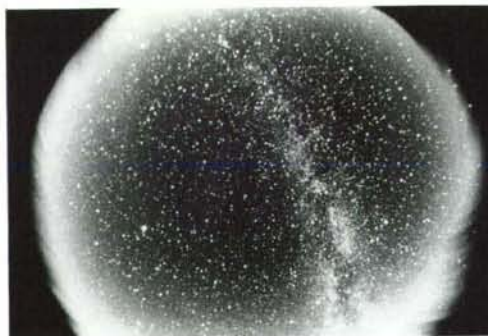
我々は、新しい可能性を探っている。IC 10 の CO 観測の結果、分子雲の速度と HI の平均的速度にずれがあること、IC 10 が大きく広がった HI エンベロープをもち、その中に銀河本体の速度から大きく離れた速度をもつ HI の成分があること等から、銀河の円盤面に HI ガスが落下してきて、衝撃波ができ、そこで分子雲が形成されるというシナリオを考えた。このシナリオによると、衝撃波によって励起される輝線の強い領域があつてよいはずなので、これを探すべく 1988 年に岡山天体物理観測所で狭帯域撮像を行った。フィルターの特性があまりよくなく、明確な結果は得られなかったが、その後、1990 年 11 月に IC 10 の $H\alpha$ 分光観測を岡山で詳細に行い、HI や CO の速度と比較を行った。 $H\alpha$ での速度と銀河本体の HI の速度に系統的な差が認められ、落下衝撃波説と矛盾しない結果がでた。矮小不規則銀河には大きな HI エンベロープをもつものも多いので、他の矮小不規則銀河ではどうだろうかということで、現在 NGC 4449 やその他の銀河の観測を計画している。

このシナリオでは、落下してくるガスは、星形

成活動によって吹き飛ばされたガスが銀河の重力から逃げきれず冷えて落ちてくるものではないかと考えている。また、落下してきたガスの衝突相手は、HI ガスであるが、銀河本体等既に星形成のすすんだところには HI はあまりなく、より外側のまだ HI が多く残っている部分に衝突すると衝撃波ができて分子雲ができるのではないかと考えている。そう考えると銀河本体には星形成領域が少なく、その端や外側に HI ピークひいては分子雲があることも説明がつくだろう。同様の現象は渦巻銀河でも見られるはずだが、実際渦巻銀河での衝突モデルの矮小不規則銀河バージョンといった趣である。このアイデアはまだ仮説であるが、近い将来当否が確かめられるであろう。

矮小不規則銀河における分子雲の分布や物理的性質は、ここ 6 年の間に急速に明らかになってきたが、まだ問題点も多い。小さなユーレカの積み重ねがやがて矮小不規則銀河の進化のトータルな描像につながるものと期待している。

なお、本文中“我々”によって意味されるメンバーは、1986 年頃より、筆者の他に佐々木実、斎藤衛の両氏であり、1990 年頃以降、中井直正、山田亨、富田晃彦の諸氏に仲間に入ってもらっている。



天の川 (魚眼)

「遙かなる宇宙へ」より (日本天文学会©)