

惑星状星雲の研究會

磯 部 琇 三*

1. はじめに

最近の傾向として、毎年あちこちで開かれている研究会なるものの規模が、年々大きくなっていくようである。そのような、規模の大きな研究会では、確かに内容のある討論もなされてはいるが、一面、多分野の専門家の集合による細分化された研究発表、悪くいえば“話題の拡散”という現象が起り、その結果として各問題についての十分な討論の時間が短縮されるという弊害も見られるようである。

そこで、私の如き浅薄な知識の者でも十分に討論の中に入ってゆけて、さらにその会で得られた問題に焦点をしばってゆく、そんなやり方のできる、いわゆる小規模な研究会を持つことの必要性も痛感されてならない。

こんな訳で、同じ考えを持つ者が相談して、題名のような研究会を開く計画をたて、昨年10月27日～29日の3日間にわたって、東大・理・天文学教室にて開催される運びとなった。(なお、ここに総合研究(B)より旅費の援助を受けたことを付記しておく。)

この研究会には、9名の方がレギュラーとして参加され、プログラム中の特に興味あるテーマについては、20余名の方々が随時参加するという風に、上記の2つの型の研究会を兼ねた形式をとったが、十分な討論を行なうことも出来、まあ、満足すべきものとなった。

2. 星雲について

惑星状星雲は、明るいもので8等級位で、一般には10等級以下の暗い天体であるにもかかわらず、その出すエネルギーの大部分が、線スペクトル中にあるために、距離の遠い割には、比較的多く発見されていて(1,000個あまり)、銀河系全体では5,000～6,000個もあると考えられる。視半径は、あれい状星雲のように8'もあるものもあるが、大抵は10''以下であって、球状星団M15にある星雲は、わずか1''しかない。

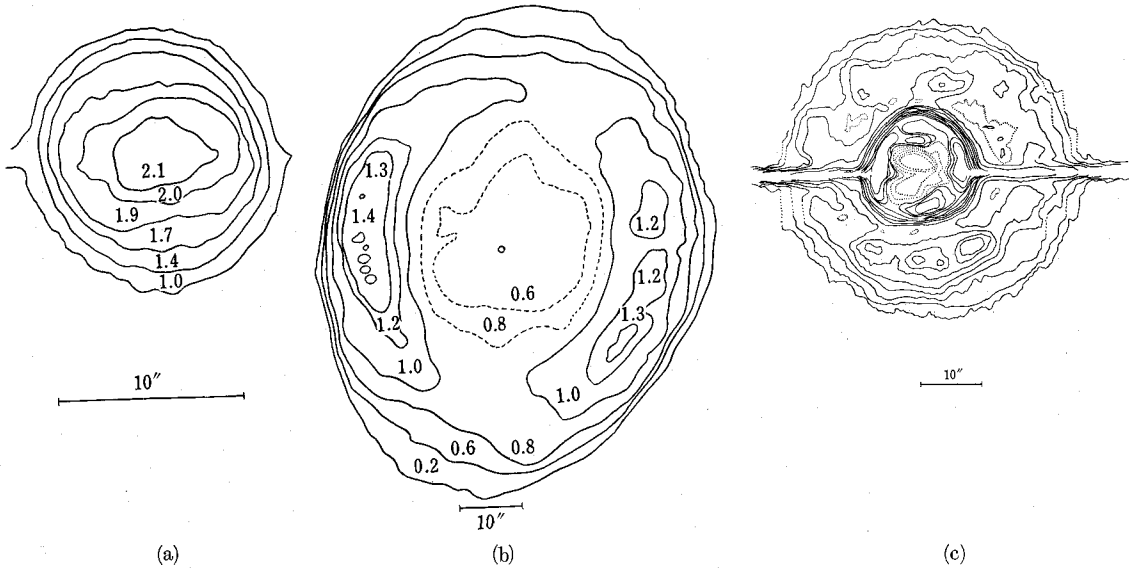
星雲の線スペクトルを用いると星雲内の物理状態がわかる。O⁺⁺の4363Å, 4959Å, 5007Åの禁制線より電子温度 T_e が、O⁺の3726Åと3729Åの禁制線より電子密度 N_e が、また、その他の原子の出す線スペクトルから化学組成が求まる。これ等より求めた値は、 T_e

が 10^4 °K位で、 N_e は1cc当り 10^{15} 個位である。しかし、これらの線スペクトルより求めた値は、各線スペクトルの強度比より求めているので、空や星間による吸収の波長依存性の不確定分だけの誤差がでることは覚悟しなければならない。

電波による観測では、星雲からくる輻射は熱運動によることを示している。NGC 3242や7008等非熱的らしいスペクトルを示すものもあるが、これらの天体の N_e が低いために現在観測されている波長よりも長いところで、光学的に厚くなっている可能性もあって、まだ非熱的であると断定することはできない。また、電波の連続スペクトルより、 T_e を求められるが、この値は可視光で求めた値より小さい値である。これは星雲の視半径が小さく、電波望遠鏡の分解能が悪いために起こる場合もあるが、それを補正してもなおかつ低い値(6,000°K～7,000°K)が出る。これは星雲内部で温度変化があり、各部分の温度の平均の取り方が電波と可視光によって異なっているためである。事実、NGC 2392の観測において中心から外に向って4,000°K位下っている様子を示している。電離状態は、中心近く程高次に電離されているが、いろいろの電離ポテンシャルの原子に対して星雲の拡散速度はポテンシャルの高い方が遅く、低い方が速くなっている。これは星雲の中心より外に向かって10～40 km/secの加速があることを示している。散光星雲の場合(例えばオリオン星雲)には、 T_e と拡散速度の分布は、逆向きの傾斜をしている。これはガスの拡散が中心星の出す輻射による輻射圧によって引き起こされ、また、各部分での電離構造が異なるために、各電離状態の原子の冷却能率によって温度が変化するためである。一方惑星状星雲は、これとは別の状態にあると考えられ、この問題は星雲物質がどのように放出されたかということに対しての重要なポイントになる。各星雲の平均の拡散速度は20 km/secで、超新星や新星の1,000 km/secよりは、はるかに小さい値である。

密度分布は、第1図のようにいろいろな型があり、これらが星雲の密度分度の時間変化に対応するものと考えられる。このような分布と加速のためには、中心星からある程度(0.01 pc)離れたところまで、一気に星雲を作るべき物質を持ち出してやる必要がある。それに必要な機構は、まだはっきりとしたものがない状態であるが、赤色超巨星の半径が上記の値に近いことから、その表面

* 東京天文台



第1図 波長5007 オングストローム (0 III の禁制線) における表面輝度分布 (ほぼ密度分布に対応する).
 (a): IC 418 の平板状星雲, (b): NGC 2392 の円環状星雲, (c): NGC 6720 の二重円環状星雲.
 (L.H. Aller, Gaseous Nebulae, 1956)

よりの物質の流出を考えるのが自然であるように思う。

星雲の平均全質量は、O'Dell によると $0.6 M_{\odot}$ (M_{\odot} は太陽質量) である。また、M15 中の星雲は $0.2 M_{\odot}$ であり、どちらにしても元々の星のかかなりの部分の質量が放出されたことになる。

3. 中心星について

中心星は、全部が $40,000^{\circ}\text{K} \sim 100,000^{\circ}\text{K}$ 、絶対等級が -2 等級位で、温度が割に高く、半径が小さいことを示している。絶対等級の決定は星雲の距離がはっきりしていないので困難である。Seaton は2つの方法で星雲の実半径を求めて、その視半径と比べて距離を求めた ((i) 光学的に薄い時には星雲の全質量を一定と仮定する, (ii) 光学的に厚い時には星雲の密度の観測より求める)。その結果、中心星の H-R 図上の位置と星雲の半径の関係が第2図のように求められた。この図より、中心星は最初温度が低く ($40,000$ 度)、暗く、星雲の密度が高いために光学的に厚く、ガスの一部しか電離していないが、徐々に高温で明るくなり、星雲の密度が小さくなるのですべてのガスが電離してしまい、その後中心星が暗くなるので再び光学的に厚くなる。

星雲の各半径に対する星雲の数をとってみると、ほとんど一定で半径 0.06 pc 位から 0.6 pc 位まで (それ以後もおそらく一定に)、約 10^4 年の間一様な速度 (20 km/sec) で膨張してきている。惑星状星雲の単位半径当り立方パーセク当りの個数は $5.0 \times 10^{-9}/\text{pc}^3$ でその立方パーセク当りの生成率は、 20 km/sec の速度で膨張しているから、 $1.0 \times 10^{-13}/\text{pc}^3/\text{年}$ になる。これだけの数の星雲

が、主系列の星の進化によってできるとすると、 $1.2 M_{\odot} \pm 0.06 M_{\odot}$ の範囲の星が惑星状星雲になると考えられる。また、球状星団 M15 にある星雲は、その星団の年齢より $1.1 M_{\odot}$ の星が主系列を離れたことになる。

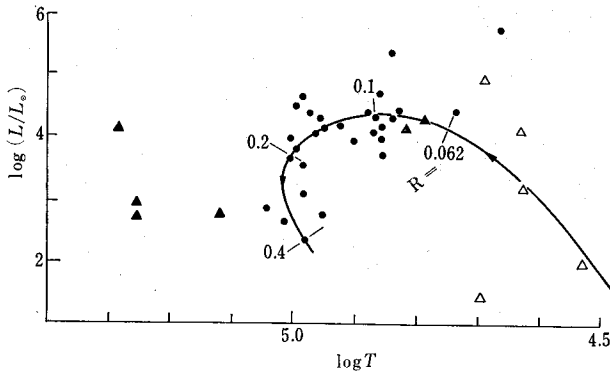
一方、中心星の質量の方はあまりよくわかっていない。この中心星が白色矮星に進化していくと仮定すると、白色矮星の平均質量の値 $0.6 M_{\odot}$ 位であると考えられる。また中心星による輻射圧が重力を上回ってはならないことより $0.6 M_{\odot}$ より大きくなければならない。これらの結果、惑星状星雲の中心星と星雲の質量は、ほぼ同じ位で元々の星の大きな割合の質量が放出されたことになる。

4. 銀河系内の運動と種属

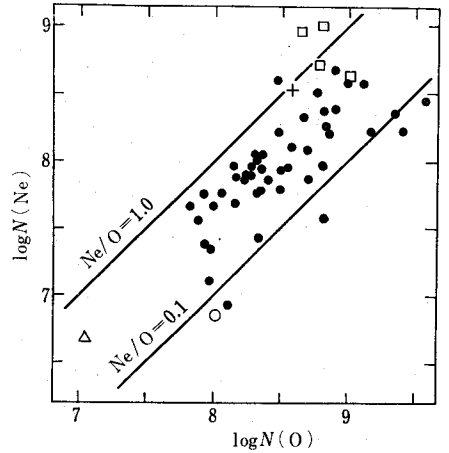
先にも記したように、星雲は輝線スペクトルを持っているので、その運動は比較的良好に決めることができる。視差の求まっているのは NGC 7293 で $0^{\circ}040$ 、これより星雲の半径は 0.5 pc になる。また、球状星団 M15 の H-R 図よりその中の星雲は距離 13 kpc 半径 0.06 pc で

第1表

種 属	分布の分散 (pc)	速度分散 (km/sec)	代表的な天体
極端な種属 II	2,000	75	球状星団
種 属 II	700	25	一部の高速度星
中間種属	400	17	惑星状星雲
種 属 I	160	10	A型星
極端な種属 I	120	8	超巨星のガス



第2図 惑星状星雲の中心星の H-R 図。黒丸は光学的に厚い惑星状星雲、三角は光学的に薄い惑星状星雲。実線は考えられる進化の道順、星雲の半径はパーセクの単位で示してある。L_☉ は太陽の光度である。(M.F. Seaton, 1966, M.N. 132, 113)



第3図 水素に対する酸素とネオンの数の比。水素の数を10¹²として求めてある。四角はB型星、プラスはオリオン星雲、三角は M15 の中の惑星状星雲、黒丸は惑星状星雲の値である。(J. S. Miller, 1969, Ap. J. 157, 1215)

ある。

銀河面に垂直方向の分布の分散と速度分散は第1表のようになる。

この表より惑星状星雲は種属II (年令の古い天体) と種属I (若い天体) との中間に位置しているが、これはそのような特別な世代の天体が独立して存在していると考えする必要はなく両方の世代に属するものが適当な個数ずつ存在していると解することができる。

また、Miller による水素に対する酸素とネオンの量を求めたものが第3図に示してある。このように酸素やネオンの存在比を見ても非常に広い範囲に渡っていて、この図からはどちらの世代であるかを定めることはできなく、どちらかといえば両方の世代のものがあると考えた方がよさそうである。

5. 星間塵と質量放出

星は常に安定である訳ではなく質量の放出をするものがある。新星や超新星のように一時的な爆発によるものもあるが Be 型星, Wolf-Rayet 星, T Tauri 型星等のように徐々に放出するものもある。また、近接連星系における質量交換もある。一方、白色矮星の質量は 0.6 M_☉ 位であるが、これ位の質量の星が銀河系の年令 (2 × 10¹⁰ 年) 程度では進化できないので、どこかの段階で質量の放出があったと考えられる。

Deutsch や辻等の計算によると赤色巨星やミラ型変光星では第2表のような質量放出がある。

さらにミラ型変光星には偏光を示すものがあり、その偏光の程度が変光の位相によって変化する。これは大気

第2表

	M0 型星	M5 型巨星	長周期変光星
1 年当りの放出質量	10 ⁻¹¹ M _☉ /年	10 ⁻⁹ M _☉ /年	10 ⁻⁷ M _☉ /年
放出される物質の速度	20 km/sec	10 km/sec	20 km/sec

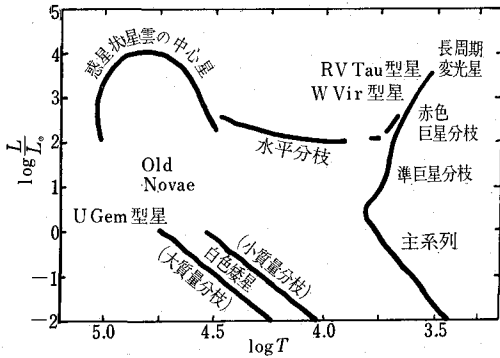
でできたグラファイトかシリケートの粒子が、星の磁場で方向がそろえられ、星の光が偏光され、星の出す放射によって粒子の量が増える結果として偏光も変化する。

また、惑星状星雲のいくつか(密度の大きい)で、10^μ 程度の赤外放射が発見されていて約 300°K の物体の出す黒体放射曲線に一致している。この放射が星雲中にある星間塵によるとすると 10⁻⁶ M_☉ の質量となり、ガスと星間塵が同じ割合で放出されたなら 10⁻⁸ M_☉ になる。これがミラ型変光星の段階で放出されたと考えると 10⁴ 年かかることになる。

以上のことを質量放出に焦点をおいて考えてみると赤色巨星で徐々に質量を放出して、ある段階で急速な質量放出が起こると考えられる。大部分の質量を放出する段階で、新星に似た現象が銀河系全体で1年に1回位発見されても良さそうであるが、そのようなものは観測されていない。しかし、放出されたエネルギーが、回りにある粒子によって吸収され、赤外線でも再放出されていたと考えることも可能である。

6. 進化の過程

まず Stothers が作ったいろいろな型の星の H-R 図上



第4図 模式的に示した H-R 図.

の位置を模式的に示してみよう (第4図). ここでは惑星状星雲の中心星や Old Novae や U Gem 型星や白色矮星の位置は1目盛位の誤差があることを覚悟しなければならぬ.

この図より一見進化の段階がつながっているような感じを受けるが、先の惑星状星雲の生成率 $1.0 \times 10^{-13} / \text{cm}^3 / \text{年}$ と銀河系の年齢をかけたものより白色矮星の存在個数が5~10倍多いし、超新星の過程を通過できる星雲状のものは、ガスの膨張速度が 1,000 km/sec 以上もあり、本質的に惑星状星雲と異なる進化をするものがある。また、新星現象や U Gem 型の変光星は連星系における一方の星から他方の星への質量の供給によって起こるものと考えられている。

惑星状星雲を作る元々の星の質量は、前にも記したように $1.2 M_{\odot}$ 程度である。 $1 M_{\odot}$ より小さいと宇宙の年齢以内では進化できないし、 $10 M_{\odot}$ 以上の星は進化が進むと、中心に鉄の中心核ができて Type II の超新星になってしまう。この間の質量なら可能であるが、実在する星雲の数からして $2 M_{\odot}$ くらいが限度であると考えられる。

そのような星がどのような過程を通過して惑星状星雲になるかを見てみよう。

惑星状星雲のガスは比較的遅い脱出速度 (20 km/sec) で飛び散っている。このような遅い速度で中心星から脱出できるためには、元々の星が十分大きくなければいけない (太陽の脱出速度は 1,000 km/sec)。

このようなことから赤色巨星の段階で何かの機構が起こったものと考えられる。一つは星の外層において温度が上昇すると大気が膨張するが、その際普通の星では温度が下るので再び収縮して安定になるが、赤色巨星のある段階では力学不安定が起こり原子の再結合のエネルギーが供給されて温度が下らず膨張を続け、脱出速度を越えたものが次々に出ていく場合である。この場合力学不安定が起こるには、星の明るさが太陽の 10,000 倍程度にならなければいけない。太陽質量程度の星がここまで

明るくなるかどうかには問題がある。もう一つは星の核の部分で起こる現象でヘリウムが燃え出す時に起こる熱不安定性と炭素の核でのニュートリノの損失による温度の逆転層ができた時に、質量放出の可能性がある。

このような考え方のうち、力学的不安定の方がより有力のように思えるが、現実には巨星の水平分枝が存在していて、それが赤色超巨星を通過してからくることが示されているので、赤色超巨星段階ですぐに上記の過程が起こるとは考えにくい。

次に惑星状星雲になってからの進化は、中心星の質量が $0.6 M_{\odot}$ 位だと 10^6 年位かかって星雲の寿命 (10^4 年) より長くなりすぎる。しかし、ニュートリノの損失を考慮すると短くすることができ、また、光度が一度あがる現象を説明できるが、進化の計算が平衡状態で計算されている点は、惑星状星雲のような質量放出の行なわれている可能性のある天体に対しては問題がある。

その他に新星や X線源や、パルサーと惑星状星雲の問題がある。しかし、進化の過程としては異なった過程を通ったものであるようだ。

7. おわりに

以上のように、星雲の進化の過程に焦点をおいてまとめてみた。

この研究会の準備の際、各種の情報をどのような方々に報せたらよいのか、研究者のリストの不備で随分困ったものである。天文学会なり他の組織でも、こんな時、役立つ「研究者とその研究」のリストを作ってもらえたらと思う。

収録を出しますので、御希望の方は東京天文台の磯部宛、御一報下さい。(申し訳けありませんが送料は郵便切手で同封して下さい。)

学会だより

科研費配分審査委員候補者の推薦

日本学術会議研究費委員会より標記の件について依頼があったので、学会としては評議員の投票で次の諸氏を推薦することにして44年12月20日回答しました。なお前回委員になった上野季夫氏(第1段)は昭和45年度も引続いて委員を務めることとなります。文部省段階での委員の任命は第1段2名、第2段1名です。

第1段委員候補者: 青木信仰, 高窪啓弥, 海野和三郎.

第2段委員候補者: 末元善三郎, 宮本正太郎.