

# 重力熱的破局後の球状星団の進化

稲垣 省 五\*

球状星団の力学的進化についての理解は、この数年の間に急速に深まった。本稿では、それをふりかえるとともに、今後に残された課題をまとめることにする。

## 1. コアの自己相似的収縮

球状星団は重力熱的破局 (gravothermal catastrophe) を起こし、中心密度を増大させながら、星団のコアが収縮してゆくことは以前 (天文月報 1978 年 3 月号, 1980 年 3 月号) 書いたが、その後の進化の様子はコーン (1980) とリンデンベルとエグルトン (1980) によって精密に調べられた。

コーン (1980) はエネルギーを独立変数とするフォッカー・プランク方程式 (天文月報 1980 年 3 月号 60 頁参照) を数値的に積分して、球状星団の進化を追った。彼が得た密度分布の進化が図 1 である。彼は中心密度が初期の値の  $10^{20}$  倍になるまで計算した。図 1 を見て気付くことは、密度分布が自己相似的に進化することである。即ち、中心密度はどんどん増大するが、密度分布の形は殆ど変らなく、コアの外側ではほぼ  $r^{-2.28}$  に比例している。

リンデンベルとエグルトン (1980) はフォッカー・プランク方程式より単純な流体の方程式を用いて、コアの収縮が厳密に自己相似的に起こることを示した。彼らの得た解の密度分布は、コアの外側で  $r^{-2.21}$  に比例し、コ

ーンとは用いた方程式が異なるにもかかわらず、コーンの数値計算の解に極めて近いことは驚くべきことである。リンデンベルとエグルトンは、さらに中心密度  $\rho_0$ 、中心での速度分散  $v_0$ 、コア半径  $r_0$ 、コアに含まれる星の質量  $M_0$  は、それぞれ

$$\rho_0 = \rho_0(1-t/t_{cc})^{-1.17}, \quad (1)$$

$$v_0 = v_0(1-t/t_{cc})^{-0.055}, \quad (2)$$

$$r_0 = r_0(1-t/t_{cc})^{0.528}, \quad (3)$$

$$M_0 = M_0(1-t/t_{cc})^{0.41} \quad (4)$$

のように進化することを示した。ここで、 $\rho_0, v_0, r_0, M_0$  は時刻  $t=0$  での  $\rho_0, v_0, r_0, M_0$  の値で、中心密度が無限大になるまでの  $t_{cc}$  時間は、コーン (1980) の計算によると、 $t=0$  での中心の緩和時間の約 330 倍である。(2) 式からわかることは、中心の速度分散の増大の仕方は非常にゆるやかなことである。(2) 式, (3) 式より、コア半径が 1 pc から 1 AU に 20 万分の 1 も縮んでも、中心の速度分散はたった 3.6 倍になるだけであることがいえる。また (4) 式よりコアが収縮するに従って、コアに含まれる質量は減少し、中心密度が無限大になるときコアに含まれる質量は零になる。従って、球状星団がフォッカー・プランク方程式に従って進化する限りにおいて、球状星団の中心に  $10^8 M_\odot$  といった巨大なブラックホールはできない。

## 2. 高密度星団でのさまざまな物理的過程

(1) 式によると中心での緩和時間の約 330 倍 (この値

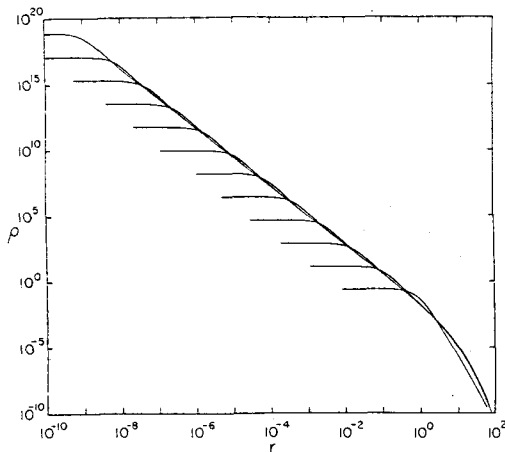


図 1 収縮段階での球状星団の密度分布の進化。進化が自己相似的に起こっているのがよくわかる。Cohn (1980) Ap. J., 242, 765 より。

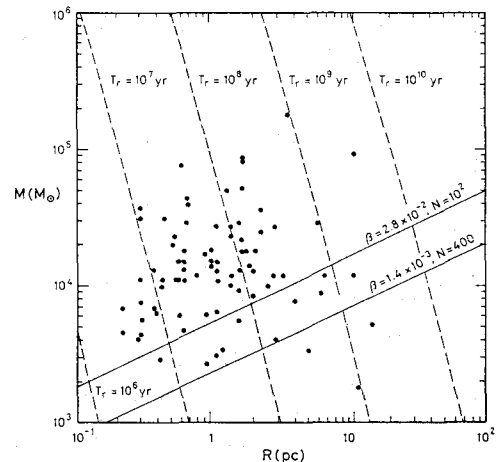


図 2 我が銀河に属する球状星団のコア半径とコアに含まれる質量。Inagaki (1984) MNRAS, 206, 149 より。

\* 京大理 Shogo Inagaki: Evolution of Globular Clusters After Gravothermal Catastrophe

は確定的でなく、100倍くらいの可能性もある)で球状星団の中心密度は無限大になる。図2は我が銀河系に属する球状星団のコア半径とコアに含まれる星の質量を示す。斜めの破線は中心での緩和時間が等しい点を結んだものである。この図より数個の球状星団は今後 $10^9$ 年のうちに中心密度が無限大になることがわかる。現在まで一つの球状星団の中心密度も無限大になっていないと考えることも可能であるが、球状星団の年齢が $10^{10}$ 年以上ということを考えて、今までにいくつかの球状星団は中心密度が無限大になってしまったと考える方が自然である。

数学的には無限大はありえても物理的には無限大ということはない。ある物理量が無限大になる前に他の過程が働きだすからである。(1)式から(4)式は、球状星団の進化がフォッカー・プランク方程式に従うとして得られたものである。フォッカー・プランク方程式は星を質点とみなし、相互作用は星と星との間に働く重力だけで、遠隔小角散乱だけを考慮している。この近似はコアに含まれる星の数が $10^3$ 位になると正しくなくなる。いずれにせよ、フォッカー・プランク近似が破れるまで(1)式に従って中心密度が大きくなることは確かである。この節ではフォッカー・プランク近似がよくない場合どのような物理的過程が重要になるか、順に考察しよう。

まず、コアに含まれる星の数が $10^3$ くらいになると近接大角散乱も考慮する必要があり、フォッカー・プランク方程式の代わりに、コルモゴロフ・フェラー方程式を用いる必要がある。しかし、グッドマン(1983)によると進化は(1)式から(4)式で表わされる自己相似的進化でありフォッカー・プランク方程式と異なるのは星の星団からの脱出率だけである。コアに含まれる星の数がさらに少なくなると、統計的取扱いができなくなる。マクミランとライトマン(1984)は、星団の中心部の数百個の星をN体コードで進化を追い、その周辺の星の進化はフォッカー・プランク方程式で進化を追い、中間で両者を結合するという、複雑かつ巧妙なコードを作り(彼らはこのコードをハイブリッド・コードと呼んだ)、球状星団の進化を調べたが、驚くべきことに、コアに含まれる星の数が25くらいになるまで自己相似的に進化することである。

コアに含まれる星の数が $10^2$ くらいになると、三体相互作用が頻繁に起こるようになり、連星が生成される。連星はその結合エネルギーがまわりの星の平均エネルギーより小さい軟連星(soft binary)と、その逆の硬連星(hard binary)とは、その振舞が全然異なる。軟連星が他の星と相互作用すると、結合エネルギーが大きくなることも小さくなることもあるが、統計的には結合エネ

ルギーが小さくなる確率が大きい。逆に硬連星は他の星と相互作用すると統計的には結合エネルギーがより大きくなる確率が大きい。資本主義社会で金持はより金持ちに、貧乏人はより貧乏になるのと同じである。このため、軟連星は形成されてもすぐこわれて、星団全体の力学には殆ど影響を与えない。一方硬連星は、より結合エネルギーが大きくなる傾向にあるため、一旦形成されるとなかなかこわれず、また、自分が得た結合エネルギーを他の星の運動エネルギーとして放出するため、コアの熱源としての役目をし、星団の力学に大きな影響を及ぼす。このことは、ヘギー(1975)、ヒルズ(1975)、最近ではハット(1983)により、精力的に調べられたが、エノンが1961年の論文ですでに指摘していることは注目値する。ちなみにエノンはこの論文で、球状星団の中心密度は有限時間内に無限大になることも示しているし、コーン(1980)が数値計算に用いたエネルギーを独立変数とするフォッカー・プランク方程式も導いている。

球状星団のコアに含まれる星の個数が $10^2$ 程度になると星が質点ではなく有限の大きさを持っていることも重要になってくる。二個の星が星の半径の数倍程度まで接近するような近接遭遇をすると、星の非動径振動を引き起こし、この非動径振動はその後、粘性により減衰する。この相互作用の結果、星の持っている運動エネルギーの一部は非動径振動のエネルギーになり最終的に散逸するため、星の持っている運動エネルギーは減少する。この機構は最初、フェイビアン、プリングルとリース(1975)によって球状星団中のX線源である連星をつくる機構として提唱された(ここでは二体散逸相互作用と呼ぶことにしよう)。ミルグロムとシャビロ(1978)は、この機構が球状星団で働くと、星のエネルギーが減少するため、コアの収縮が加速されて、最終的には $10^2$ - $10^3 M_{\odot}$ の超大質量物体をつくり、それが球状星団のX線源になると考えた。その後の筆者の研究(1982, 1984)によると、二体散逸相互作用では、超大質量物体はできず、球状星団の力学に対する影響としては、多数の連星を作ることであることがわかった。二体散逸相互作用でできた連星はあまりにも星と星の間隔が小さい(星の半径の数倍)ため、結合エネルギーが大きすぎ、コアを加熱する役割は殆ど果さない。これらの連星と他の星が近接遭遇することはあまりなく、もし仮に近接遭遇をしても、あまりにも多くのエネルギーが解放されて、遭遇した星も、連星も共に球状星団のコアからはじき飛ばされてしまうからである。結局、二体散逸相互作用でできた連星の球状星団の力学に及ぼす主な影響は、連星は単独星より質量が大きいため、星団の中心部に沈殿することである。連星が星団の中心部に沈殿した後は連星と連星の相互作用が盛んになるものと思われる。連星と連星の相互作用につ

いては、ミコラ (1983) が少し調べただけで、まだ研究が始まったばかりだが、ミコラによると、一方の連星がこわされ、他方の連星の結合エネルギーがより大きくなり、結局星団に運動エネルギーを与えるとのことである。このミコラの結果を二体散逸相互作用でできた連星に適用すると多分、連星と連星の近接遭遇が起こると、こわされた連星を形成していた星は星団のコアから飛び出し、コアの加熱にはあまり有効ではないだろう。

三体相互作用でできた硬連星も、二体散逸相互作用もコアに含まれる星の数が  $10^2$  くらいで効きはじめるため、実際の球状星団ではどちらの方が有効であるのか知る必要がある。一般に星の速度分散が大きい。すなわち、同じコア半径の球状星団ではコアに含まれる質量が大きい方が二体散逸相互作用が優勢になる。図 2 で右上がりの実線が二本引いているがそれよりも左上の星団では進化が進んでコアに含まれる星の数が 100 個から 400 個になると二体散逸相互作用が優勢になり、二体散逸相互作用でできた連星は星団の中心に沈殿することが予想される。二本の実線のうち上が進化の速度が大きい場合、下が小さい場合である。

### 3. Post-collapse evolution

1982 年夏から 1983 年春にかけて上記の題のプレプリントが 6 個も出、球状星団の力学に関する研究が一つの活動期を迎えたことを示した。それらは第 1 節で述べた、フォッカー・プラック近似では星団の中心密度が無限大になる時以後の球状星団の進化に関するものである。このことに関する研究はそれ以前にもあった。エノン (1974 年 9 月にプザンソンで開かれた IAU シンポジウム 69 で、球状星団の中心に熱源を置いた場合の球状星団の進化に関する論文を発表した。エノンはその論文で、中心の熱源のエネルギー発生率は熱源の性質にはよらず、球状星団全体の構造によるという大胆な仮説を採用した。これは恒星の中心の熱源からのエネルギー発生率は熱源の性質によらず、恒星のエンヴェロップをどれだけの熱の流束が流れるかによって決まるというエディントンの恒星の内部構造に関する議論と同じである。もし熱源からのエネルギー発生率が、必要な熱の流束よりも少なければ、恒星は収縮して中心温度を上げ、熱源からのエネルギー発生率が大きくなり、逆にエネルギー発生率が必要な量より少なければ、恒星は膨脹して中心温度を下げ、熱源からのエネルギー発生率が小さくなる。エディントンの恒星の内部構造論はこのように恒星は自己調節系 (self-regulating system) であるという事実に基いている。エノンは球状星団も自己調節系と考えたのであった。この仮定の下にエノンはモンテ・カルロ・シミュレーションをした。その結果が図 3 である。図で

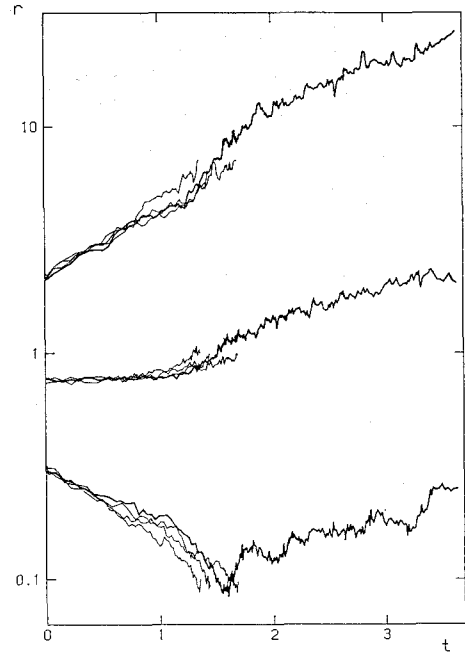


図 3 球状星団の中心に熱源をおいた場合のモンテ・カルロ・シミュレーションの結果 (太線). 10%, 50%, 90% の質量を含む半径の進化を示す. Hénon (1975) IAU Symposium No. 69, p. 133 より.

太線が熱源を入れた場合の結果である。10% の質量を含んでいる半径が  $t=1.6$  付近より収縮から膨脹に転じていることがわかる。エノンは熱源として硬連星を頭に描いていた。このようにして熱源があると球状星団のコアが収縮より膨脹に転じて、中心密度が無限大になることが避けられた。ストドルクユヴィッツ (1982) は、中心の熱の与え方をいろいろ変えてモンテ・カルロ・シミュレーションをしても、球状星団全体の進化が殆ど変わらないことを示し、エノンの仮説が正しいことを立証した。

これらのバイオニア的研究に基づき、6 個のプレプリントが出、現在もまだ post-collapse evolution に関するプレプリントが出続けている。筆者とリンデンベル (1983) は次のように問題を単純化した:  $t=t_{cc}$  で球状星団の密度分布が

$$\rho(r) = Ar^{-\alpha} \quad (5)$$

の形をしていると、その後の球状星団の進化はどうなるか? (5) 式は第 1 節で述べた  $t < t_{cc}$  の自己相似解の  $t \rightarrow t_{cc}$  の極限である。

筆者とリンデンベルは次のように考えた。中心付近は非常に密度が大きいためそこでの緩和時間は非常に短く、従って、そこでは等温になるであろう。等温と言っても中心密度が無敵大なので、いわゆる特異等温解で密度分布は

$$\rho(r) = \rho_c(t) [r/r_c(t)]^{-2} \quad (6)$$

の形をしている。一方、外側の  $r$  の大きい所では緩和時間が長いので密度分布は (5) 式のままである。密度分布が  $r^{-2}$  から  $r^{-\alpha}$  に変わる半径を  $r_0$  とすると、そこでの緩和時間はおよそ  $t-t_{cc}$  であろう。このような考え方に基いて次元解析をした結果、自己相似解が存在し、 $\alpha = 2.21$  の場合には

$$\rho_c(t) \propto (t-t_{cc})^{-1.17}, \quad (8)$$

$$v_c(t) \propto (t-t_{cc})^{-0.055}, \quad (9)$$

$$r_c(t) \propto (t-t_{cc})^{0.528} \quad (10)$$

となることがわかった。ここで、 $v_c(t)$  は等温部分の速度分散である。(8)~(10) 式は (1)~(3) 式の  $t_{cc}-t$  を  $t-t_{cc}$  に代えたものになっていることに注目してほしい。また、実際に流体の方程式を用いて上述の解があることも確かめた。(10) 式で表わされるような膨脹をするには中心に熱源が必要である。

ヘギー (1982, 1984) はリンデンベルとエグルトン (1980) の用いた流体の方程式に中心に熱源を入れて変化を追った。熱源からのエネルギー発生率は球状星団の中心の密度と速度分散に依るとし、中心に硬連星がある場合と、コアで硬連星が生成される場合の二例を計算した。どちらの場合もほぼ同じ結果が得られた。まず球状星団のコアは収縮を始める。その段階では中心の熱源の影響は殆どなく、リンデンベルとエグルトンの自己相似解に従って進化する。中心密度が非常に高くなると硬連星によるエネルギー発生が有効になってきて、ついにコアの収縮は止まり、膨脹に転じる。膨脹の様子は、球状星団の中心部をのぞき、筆者とリンデンベルの求めた自己相似解でよく記述できる。

杉本とベットヴィーザー (1983) はヘギーと同様の計算をし、post-collapse evolution に関して全く異なる結論を出した。彼等の計算でも、球状星団のコアが膨脹に転じるまでは同じである。しかし、膨脹に転じてからはヘギーの計算では膨脹しっぱなしであるが、彼等の計算ではコアは膨脹、収縮を繰り返した。またヘギーと彼等では膨脹の機構が異なる。ヘギーの計算では硬連星でエネルギーが注入された分だけコアは膨脹する。一方、杉本とベットヴィーザーの計算ではコアが膨脹を始めると中心部の温度が下がり、コアの中では逆向きの温度勾配が生じる (図4参照)。従って、コアの中では熱は中心部に向かって流れる。通常の重力熱的破局では熱は内から外に向かって流れることによりコアは収縮する。この場合逆向きに熱が流れるためコアが膨脹する。コアが膨脹するとさらに中心部の温度が下がり内向きの熱流は大きくなり、コアの膨脹をうながす。このような意味で杉本とベットヴィーザーの計算でのコアの膨脹は逆向きの重力熱的不安定性といえる。それで杉本とベットヴィーザーは彼等の計算における膨脹、収縮の繰り返しを重力熱

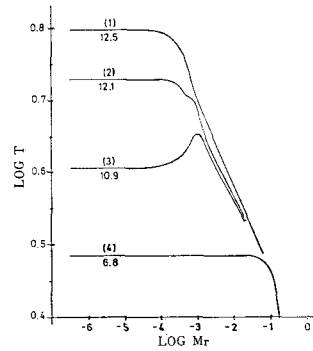


図4 重力熱的振動中の球状星団の温度分布。(1)は一番収縮した時。(3)で温度が中心の方がコアの端より低い。(4)では温度分布はほぼ初期のものとなり、再収縮する。Sugimoto and Bettwieser (1983) MNRAS, 204, 19 p. より。

的振動と呼んだ。再収縮が起こるのは、充分膨脹した後、コアの端での温度分布の山が消えて、初期の収縮を始めた状態に近い状態に戻るからである。

ヘギーの計算のように一旦膨脹を始めると膨脹しっぱなしなのか、杉本とベットヴィーザーの計算のように重力熱的振動が起こるのかは、両者の計算の仮定に微妙な違いがいろいろあるため一概に言えず、今後の研究が待たれる。マクミランとライトマンはハイブリッド・コードで post-collapse stage まで進化を追った。彼等のコードは中心でN体なので実際にどのように連星が出来るのか手にとるようにわかる。コアに含まれる星の数が25くらいになると中心付近に硬連星が一つでき、その段階でコアの収縮は止まり膨脹に転じる。膨脹は硬連星の結合エネルギーが大きくなった分だけ起こる。硬連星の結合エネルギーがあまりにも大きくなると、硬連星が他の星と近接遭遇したとき、硬連星もその星もはじき飛ばされて、コアから飛び出す。するとコアにエネルギー源がなくなるので、コアは再び収縮を始める。このような現象はアーセス (1974) の250体くらいのN体シミュレーションでもみられていた。マクミランとライトマンの計算でもコアの再収縮は起こっており、また充分収縮するとコアに硬連星ができ、膨脹に転じるものと思われる。従って、マクミランとライトマンの計算でもコアは膨脹と収縮を繰り返すものと思われるが、これは重力熱的振動ではない。コアの膨脹は重力熱的不安定性で起こるのではなく、硬連星による加熱で起こるからである。

#### 4. 今後の問題

紙数も尽きたので、未解決の問題を列挙するだけにとどめる。第2節で二体散逸相互作用について述べたが、それがどれだけ有効なのかもう少し詳しく調べる必要がある。筆者の予備的研究 (1984) ほど有効ならば、すで

に球状星団中に多くの連星がつくられているはずであるが、現実の球状星団ではX線源、ブルー・ストラグラーなど少数の連星の間接的証拠以外に見つかっていない。第3節で述べた重力熱的振動が実際に起こるかどうかも確かめる必要がある。また、これまでの殆どの研究では星団中の星はすべて同じ質量であることを仮定しているが、現実の星団はいろんな質量の星から成っている。多成分系と一成分系では進化の様子が大分異なることが知

られているので、多成分系の進化について詳しく調べる必要がある。

本稿で述べたように、この数年の間に球状星団の進化についての理解は急速に深まった。これらの成果に基いて、5月の末から6月初めにかけてプリンストンで開かれるIAUシンポジウム113「星団の力学」では活発な論議がなされるものと思われる。

## 雑報

### 研究会「超新星と元素の起源」と各国の「元素合成」研究会

1月6日-8日、表記の研究会が東大教養学部で開かれた。恒星進化論、元素合成論、X線天文学を中心にした「超新星とその残骸の研究」という科研費総合研究（代表者：杉本大一郎）の一環としてである。30の講演内容は、インフレーション宇宙から太陽系物質までの広い範囲にわたった。その詳しい内容は、集録を見ていただきたい（希望者は東大教養学部宇宙地球科学教室：野本まで）。

ここでは、1983年がたまたま元素合成に関する研究会のあたり年だったので、それらを含めて各国の研究会のお国ぶりを紹介してみたい。この種の研究会は、私がレビューを頼まれて参加したのもだけでも、イタリア・エリーチェでの“Stellar Nucleosynthesis”（5月）、西ドイツ・テーガンゼーでの“Nuclear Astrophysics”（6月）、アメリカ・ヤーキス天文台での“Challenges and New Developments in Nucleosynthesis”（10月）、そして少し毛色は違うが超新星が大きなトピックスとなったフランス・トゥールーズでの“Collapse and Numerical Relativity”（11月）と四つもあった。

ヤーキス天文台では、めったにないことが起こった。10月19日の会議初日の朝、冒頭講演者であるウィリー・ファウラーへのノーベル賞授与が発表されたのである。興奮に包まれた研究会は、たちまち“William Alfred Fowler Conference”と称されることになってしまった。（その様子は「自然」1984年1月号P.O. Boxに報告した。）

各会議の内容は、主催国の研究の重点の置きかたによって、当然それぞれに特色があった。エリーチェでは、進化していく星の中での元素合成の現場をおさえることと、それが銀河の化学的進化としてどのように現れてくるかが主なテーマだった。ドイツでは、原子核屋がヨーロッパ各地から多く集まり、原子核の性質に関係の深い、 $s$ 、 $r$ 過程とか高密度の状態方程式などが突っ込んで議



論された。Fowler Conferenceでは、まず、星での元素合成に大きな影響を及ぼすような核反応率の新しい実験結果として、ファウラーのカルテクとドイツから少々異なる値が報告された。それを皮きりに、大質量星の超新星爆発直前の進化やI型超新星のモデルなど、要所要所のテーマに2,3人のスピーカーが配置され、議論を盛り上げる工夫がこらされていた。この会議はまた、ウィリー・ファウラーとアル・キャメロンという両雄のまわりに育った人脈の厚さを感じさせる会議でもあった。

こうして元素の起源論における各国の状況を見てみると、日本での研究もこの分野の最近の飛躍に重要な役割を果たしつつあることがわかる。それは、これまでの伝統に加えて、X線などの新しい観測手段の開発や、最近諸外国に比べて格段に使いやすくなったコンピュータの発達によるところが大きい。私の身近で見聞きしている範囲だけをとっても、いろいろある。観測面では、「てんま」による鉄の輝線スペクトルの観測は、超新星残骸の分布や統計を大きく改良するだろうし、チウヤケブラーといったI型超新星の残骸中にあるはずの大量の鉄が見つからないという問題にも新たな光をあてるだろう。また、名大の宇宙背景放射の赤外観測は、種族IIIの星についての重要な情報を与えているのかもしれない。一方理論面では、ガス降積のある白色矮星の爆発モデルをつくることは、日本のお家芸のようなものだし、化学組成の面から“かに星雲”の親の星ではないかと示唆されている8-10 $M_{\odot}$ の星は、イリノイ大のイッコ・イーベンに言わせると“Japanese Mass Range”なのだそうだ。