

球状星団中に古典的測光連星存在の意味するもの

10年以上前までは、球状星団中には連星は存在しないであろうと一般的に考えられていた。しかしX線や電波の観測から、高密度星を成分星に持つ近接連星がまず発見された。ところが最近では、両成分星とも普通の星という古典的測光連星が CCD 観測等により発見され出した。全くドラマチックな変化と言わざるを得ない。球状星団中のアルゴール型(分離型、半分離型)や大熊座 W 型(接触型)を研究することにより、球状星団自体に関し新知見が得られることは間違いない。

従来への考え

球状星団中には連星は存在しない、或いは存在しにくいというのが10年近く前までの学者の一般的な見方であった。その最大の根拠は2つあった。

観測的には、古くから写真観測によって多くの星団型変光星が球状星団中に発見されているのに、連星である食変光星が同じ明るさ限界内で全く発見されなかったことである。もし球状星団中に連星が存在するならば、食変光星のような測光連星¹⁾として観測されるものもあるはずではないか。もう一つの根拠は、有名なチャンドラセカールの連星間隔についての論文²⁾である。星の集団内で沢山の星が勝手に動きまわっている場合、その中の連星はまわりの星から働く引力で、連星としての引力的結合が引き離されようとする。引き離されるまでの緩和時間を計算し、その時間から逆に連星でいられる最大限の間隔を理論的に算出した。この理論式に基づき、球状星団中の星の空間平均密度分布を用い、逆に連星として存在し得る緩和時間を出すと、球状星団の年齢にくらべて

はるかに小さくなる。つまり、球状星団の現在の年齢までには連星はこわれてしまっているとなる。以上2つの根拠には、それぞれ問題があるにはあったが、当時は余り大きな反論もなく、1980年頃まではそのまま受け入れられていた。

新発見と反省

観測技術のめざましい進歩と相まって、ここ10年の間に相当数の連星が続々と球状星団中に発見された。最初はX線や電波の観測から、低質量X線連星、電波パルサーを持つ連星の存在が明らかになった。やや遅れてではあるが、ここ数年の間に光学領域での CCD 観測により16等より暗い測光連星が次々と発見されている。18等~21等あたりの明るさの古典的測光連星¹⁾が多い。またこれらはマルチ・ファイバー多天体分光器(天文月報88巻8号、浜部勝氏等による解説参照)による観測の進歩により球状星団内の個々の暗い星ぼしの視線速度測定が可能となり、連星発見に拍車をかけている。古典的測光連星とは、X線や電波の観測から発見される進化終末期の高密度星を持つ連星ではなく、れっきとした進化途上の近接連星である。

例として、球状星団オメガ・ケンタウリ中の16等(v)の測光連星 NJL5 のアルゴール型(半分離型)光度曲線³⁾(図1)と、球状星団5466中の18.5等(V)の NH19 の大熊座 W 型(接触型)の光度曲線⁴⁾(図2)を示しておく。このようなきれいな光度曲線の観測が可能になったのは、使用望遠鏡のサイズもさることながら、やはり CCD

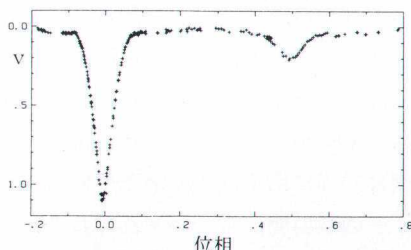


図1 球状星団オメガ・ケンタウリ中の測光連星 NJL5 ($P=1^d.376162$) の v 光度曲線

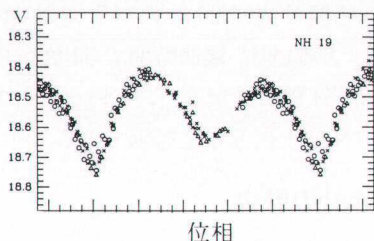


図2 球状星団 NGC5466中の測光連星 NH19
($P=0^d.34214$) V光度曲線

技術の進歩といわなければなるまい。

つぎに、1944年のチャンドラセカールの理論が出た頃は、連星の実体的3分類(コパール, 1955)⁵⁾と質量移動を伴う連星進化に関しては全く知られていなかった。従って、かつての議論はすべて点質量の連星、すなわち遠隔連星のみに適用されるべきものであった。ここに問題があり、近接連星という言葉すら殆ど使われていなかった1940年代の研究に基づいていたのである。

球状星団中の古典的測光連星がもたらすもの

球状星団中に非高密度星から成る古典的測光連星が観測されれば、成分星は当然種族IIの星であり、球状星団一般の年令と比べることができる。測光連星の光度曲線の解析から質量、半径、温度などの基本的パラメーターが直接得られるからである。

1995年6月、カナダのカルガリー大学で「星団中の連星の起源、進化、運命」と題して国際シンポジウムが開かれ、約90名の学者が世界中から集まった。多くの発表の中で最も関心の持たれた問題の一つは、球状星団中に最近ぞくぞく発見される古典的測光連星の問題であった。結論として、これ等の連星も球状星団形成の初期から存在したものであり、主星、伴星の間に余り差のない質量 $0.6\sim 0.8 m_{\odot}$ から出発し、種族IIの化学組成に対する進化理論を適用すると、かつての主星 m_1 は進化途上の質量移動で可成りの質量を伴星 m_2 へ移動させ、現在は折れ曲がり点質量に近い質量を持

った伴星($m_1 < m_2$)となる。これが観測から得られる現在の両星の種々の物理的パラメーターによっても一応説明される。

従って、私見も入るが次の可能性がある。球状星団中に発見される測光連星の物理量を種族IIの星の進化理論と照らして、星団そのものの年令をチェックし、或いはより正しい値を知ることができのではあるまいか。つまり構造の進化を見直す必要があるかも知れないのである。また、光度曲線解析から得られる成分星の半径や温度は恒星の物理量としては最良の精度を持つものであるから、組み合わせ得られる絶体光度を使えば、星団そのものの距離を正確に知ることが出来よう。さらに、分光観測と組み合わせ成分星のヘリウム含有量(Y)を知る可能性もある。一般に、恒星のヘリウム量は、一部の高温星を除き、スペクトル中のヘリウムの線が非常に弱いので、直接分光観測から求めることは困難である。しかし、測光連星では得られた物理量とモデル進化系列を組み合わせヘリウム量を求めることができる。現在までに、太陽型の星で観測からヘリウム量が精度よく決定されている星は太陽を含め4つあり、太陽以外の残り3つは何れも古典的測光連星であることを指摘しておきたい⁶⁾。宇宙におけるヘリウム量の正しい値を知るとは、星の構造や進化を議論する上で重要であるばかりでなく、球状星団そのものの進化、宇宙初期の議論に対してさえも重要な役割を果たす。

北村正利 (国立天文台)

参考文献

- 1) 北村正利, 連星—測光連星論 (ごとう書房) 1993.
- 2) Chandrasekhar S. 1944, ApJ 99, 54.
- 3) Jensen K. S. and Jørgensen H. E. 1985, A & AS 60, 229.
- 4) Mateo M. et al. 1990, AJ 100, 469.
- 5) Kopal Z. 1955, Ann. d'Ap. 18, 379.
- 6) Noyes R. W. et al., 1991, in Solar Interior and Atmosphere, ed. A. N. Cox et al. (Univ. Arizona Press).