

新星の光度曲線

新星が明るくなってから暗くなるまでの光度変化は何によって決まるのだろうか、という問題は新星に残された大きな問題である。今回、恒星風の理論を用いて、新星の光度曲線を再現することにはじめて成功した。理論から求めた光度曲線を観測値とくらべると、白色矮星の重さや元素組成が決まる。これらのデータがあつまれば、新星の3つのサブクラスの起源や連星系の進化についての手がかりが得られそうである。

1. 新星とは

新星とは星がとつぜん明るく輝き出し、数ヶ月から数年で暗くなる現象である。近接連星系のなかの白色矮星の上にふりつもった水素ガスが核爆発をおこし新星となる。光度は太陽の数万倍に達する。ガスがほとんどふき飛ばされると、星は暗くなり、爆発前の状態にもどる。

新星の暗くなりかたが何によって決まっているのかは70年代から残された問題であった。白色矮星の重さ、ダストやラインや連続光による恒星風、連星系の相手の星の運動によるもの、ダイナミカルな質量放出などの説が出されたが、どれも観測される性質を定量的にびたりと説明できるものではなかった。

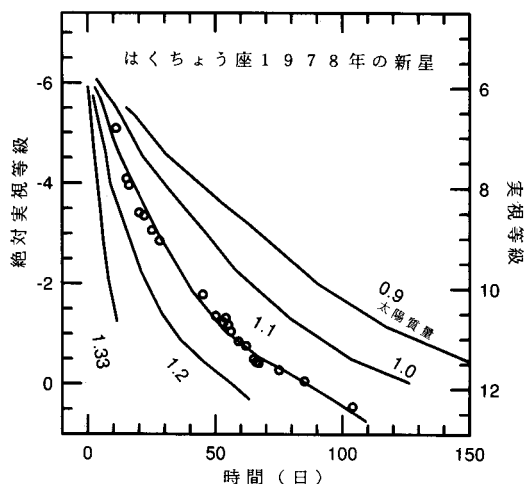
2. 新しい吸収係数

最近、星の理論で広くつかわれている吸収係数の値が20年ぶりに改訂された¹⁾²⁾。新しい吸収係数には、温度が20万度付近に鉄のラインによる大きなピークがある。これにより明るい星や質量放出している星は影響をうける。セファイド型変光星の理論と観測のギャップもこれで解決した。このように新吸収係数を使えば、いままで未解決で

あった問題が解決される可能性がある。また逆に、未解決の問題をたくさん解決できれば、この新吸収係数はもっともらしい、とも言える。

3. 恒星風理論による光度曲線

さて、今回この新星の光度曲線を理論的に再現することに初めて成功した。星の進化を追う通常の計算方法では、数値計算の困難のため、ピーク以後の光度変化を正確に追いかけることができない。そこで定常解の系列で新星の時間変化を追う方法をとった。この方法では新星の光度曲線が正確に求まる。新吸収係数を使うと今まで不可能であった古典新星の光度曲線を理論的に再現できることがわかった。新吸収係数には大きなピークがあり、ガスの加速が大きくて早く飛び散るからである。図1にははくちょう座の新星(1978年)の観測データ³⁾と理論でもとめた光度曲線を示した。(外層ガスの元素組成は紫外線の観測で得られた値にあわせてある。)白色矮星の重さが太陽の1.0倍か1.1倍のものがよく合っている。紫外線の強度変化のデータと合わせれば、もっと正確に白色矮星の重さがわかる。この方法は古典新星ばかりでなく、



はくちょう座1978年の新星の光度変化。観測データ(丸印)にあわせてある線が理論値。数字は白色矮星の重さ。

おそい新星や回帰新星でもうまくいくことがわかった。

4. 光度曲線解析の応用

古典新星、回帰新星、おそい新星と3つのサブクラスすべてにわたって、光度曲線を理論的に再現できるということは、新星の質量放出は基本的には連続光で、その他の加速メカニズムは副次的だということを意味する。またこの光度曲線解析は、白色矮星の質量と連星系までの距離を求める新しい方法でもある。3つのサブクラスで白色矮星の重さやガスの元素組成がどう違うかは、サブクラスの違いを考えるうえで重要なてがかりである。たくさんの新星について基本データを集めることにより、新星の3つのサブクラスの起源や進化にせまっていきたいと考えている。

加藤万里子（慶応大）

参 考 文 献

- 1) Rogers, F. J. and Iglesias, C. A. 1992, *Astrophys. J. Suppl.*, **79**, 507.
- 2) Iglesias, C. A., Rogers, F. J. and Wilson, B. G. 1992, *Astrophys. J.*, **397**, 717.
- 3) Gallagher, J. S., Kaler, J. B., Olson, E. C., Hargkopf, W. I. and Hunter, D. A. 1980, *Publ. Astron. Soc. Pacific.*, **92**, 46.

初の 230 GHz 南天銀河サーベイをめざし 60 cm 望遠鏡 2 号機いよいよチリへ

野辺山の東大-NRO 60 cm サーベイ望遠鏡のコピーを南半球に置いて、日本からは見えない南天の銀河を観測できたら…。この夢が Tokyo-Onsala-ESO サーベイとして実現する。かねてより製作してきた 60 cm 望遠鏡 2 号機をチリの ESO（ヨーロッパ南天天文台）に置いて観測を始める研究費が認められ、いよいよ今年度移設が行われる。

銀河系の全体像をえがく

銀河系の星間物質の主要な成分の一つである星間分子ガスの密度や温度が、銀河系の場所によってどう変化しているのだろうか？そしてそれは星形成（星形成率や誕生する星の質量など）とどう関わっているのだろうか？

この問いに答えるのを主な目的として、私たち東京大学理学部の天文学教育研究センターと天文学教室にまたがる電波天文学グループは、一酸化炭素分子 CO の $J=2 \rightarrow 1$ 遷移にあたる周波数 230 GHz (波長 1.3 mm) のスペクトル線による天の川のサーベイ観測を行っている。野辺山に設置され、1991 年から本格観測を開始している東大-NRO 60 cm サーベイ望遠鏡による初期の観測結果については以前に本欄でも紹介した¹⁾。

私たちが参照する銀河系内の分子ガス雲の観測として、1970 年代後半から 1980 年代にかけてコロンビア大学と NASA ゴダード宇宙科学研究所の共同研究として進められた、いわゆる「コロンビアサーベイ」がある。彼らは 2 台の 1.2 m 望遠鏡をそれぞれニューヨークの研究所屋上と南米チリのセロ・トロロ天文台に設置して、CO の $J=1 \rightarrow 0$ スペクトル線 (周波数 115 GHz, 波長 2.6