

「あすか」でみる激変星の世界

向井 浩二

〈NASAゴダード, Code 660.2, NASA/GSFC, Greenbelt, MD20771 USA〉

石田 學

〈宇宙科学研究所 〒229 神奈川県相模原市由野台 3-1-1〉

激変星は白色矮星と低質量星からなる近接連星系であり、低質量星から白色矮星への質量降着がエネルギー源となって輝いている。激変星の研究は、このような連星系の描像が確立された1950年代以降になって急速な展開を見せた。また白色矮星の磁場が輻射スペクトルに与える影響が認識されるようになったのはほんの20年前である。このように激変星は長い歴史をもつ天文学の中で、比較的新しい研究対象であると言える。本稿では激変星の研究の歴史を駆け足でたどるとともに、わが国4番めのX線天文衛星「あすか」による最新の観測結果を紹介する。

1. 激変星とは

19世紀の英国の天文学者で、Hindと言う卓越した観測家がいる。Hind自身の研究目的は主として小惑星の発見であったが、そのため黄道面近くの星空を繰り返し観測し、副産物として多数の変光星を発見したことで知られる。その一つがへびつかい座の「1848年新星」である。これは、それまで10等より明るい星のなかった位置に突如として4等星が発見され、その後数ヶ月かけて徐々に暗くなっていったというものである。あたかも新しい星が出現したようだということで、新星と呼ばれた。この新星は現在ではおよそ13.5等の明るさで、1848年の爆発前にも同程度の明るさだったのだろうと推測されている。また、Hindは1855年の末に(今日の名前で)U Gemという変光星を発見した。U Gemは普段は14等くらいだが、平均して約120日に1回の割合で9等くらいまで明るくなる。この現象(アウトバースト)が新星を小型にしたようだと考えて、U Gemのような星を矮新星と呼ぶようになった。その後、新星と矮新星の間のような現象を見せる再帰新星や、スペクトルが類似しているもののアウトバーストの

ない新星類似型星などが発見され、それらを総称して激変星(英語ではCataclysmic Variable, 略してCV)と呼ばれるようになった。

Hindの発見から百年ほど経過した1950年代になって、激変星の研究に急な進展があった。SS Cyg, AE Aqr, そしてDQ Her(ヘルクレス座1934年新星)といった激変星が近接連星系であることが次々と発見されていったのだ。特にDQ Herの場合は、軌道周期4.6時間の触連星系であることがわかった。その後ほぼ十年間の観測で、激変星はすべて近接連星系である、という概念が確立されていった。軌道周期は80分から10時間程度の短周期のものが多く、それだけでも(ケプラーの法則などを使って)連星系全体が太陽ほどの大きさしかないとわかる。詳細な観測により、連星系を構成するのは、主星(質量のより大きい星)が白色矮星、伴星は晩期型の主系列星らしいということもわかってきた。この伴星から潮汐力で質量が失われ、それが白色矮星に降着するのがエネルギー源である。そのさい、伴星の角運動量があるので、降着円盤とよばれる構造ができるのが、激変星の可視光の源で、またアウトバーストも降着円盤内の現象である。ただし、新星爆発は白色

矮星の表面で、降着した物質が核融合を連鎖的におこす現象である。

このような、激変星の基本的なモデルが確立する以前に、DQ Her についてはもう一つ大発見があった。71 秒周期で、非常に規則正しく変光していると解ったのだ。この現象は、白色矮星に磁場があり、71 秒周期で自転しているとすると解釈できる。但し、可視光で見えるのは、白色矮星そのものではなく、そこからの X 線に降着円盤が照らされ、その明るい部分が自転周期で移動するものと思われる（これは、のちの観測で蝕の前後に 71 秒周期の変光の位相がずれるとわかったことなどから推測される）。従って、DQ Her は強磁場激変星の第一号といえることができる。しかし、これに続く星があまりなく、DQ Her だけがユニークな存在というような印象が当時あったように見られる。

1976 年には Robinson と Warner による激変星に関する二大レビュー記事が登場した^{1),2)}。この時期には既に可視光だけでなく、紫外線や赤外線による観測の結果も次々発表されていたが、X 線による観測はまだ激変星の研究を左右するところまでは進展していなかった。また、白色矮星の磁場が激変星全般にどのような役割を持つのか、それもまだ理解されていなかった。

2. X線で見えた激変星：磁場の役割

2.1 AM Her 型星

X 線天文学の誕生は、1962 年の Sco X-1 の発見（太陽系外の X 線源第一号）にさかのぼる。当初は、ロケットや気球での観測が主流であったが、1970 年になって、X 線天文学専用の人工衛星 Uhuru が打ち上げられ、339 個の X 線源ののったカタログが発表された。このころの X 線天文学の観測は X 線源の位置を決めることに主眼を置いており、X 線源に対応する光学天体を地上の望遠鏡で同定し、その性質を調べるというのが研究の流れであった。まだ X 線を集光する、本当の意味

での望遠鏡は作成できない時代であったので、X 線源の位置を 1 度より高い精度で決定すること自体が困難であった。望遠鏡のかわりに、小田稔先生の発明したすだれ型コリメーターの活躍した時代でもある。

1975 年頃、Uhuru 衛星で発見された X 線源の一つ、3U1809+50 の正体は、AM Her という名前のついた奇妙な変光星ではないかとの提案があった。そして、SAS-3 衛星での観測で、X 線源の位置の測定精度を向上させたところ、この同定がもっともらしいと解ってきた。そして、Astrophysical Journal Letters の 1977 年 3 月 15 日号に AM Her についての論文が 4 件ならんで掲載されるまでになった。この時点で、AM Her が激変星に似た周期 3.1 時間の連星系であることが確立されたが、衝撃的だったのは 4 件目、Tapia の論文である³⁾。Tapia という人は、可視光での偏光観測が専門で、なんと AM Her からの光が強度に偏光しているという発見をしたのである。この偏光が、電子が磁力線の回りを旋回する時に発するサイクロトロン光によるものであると解釈すると、100 メガ・ガウス（1 メガ・ガウス = 10^6 ガウス）くらいの強さの磁場が必要であることがわかった。連星系にない白色矮星でこのような強力な磁場のあるものが知られていたから、AM Her は磁場のある白色矮星を持つ特異な激変星ではないかという解釈に結びつく。

その後十年ほどの間に、AM Her に類似した星が 10 個ほど発見されて、AM Her 型（または Polar）とよばれるようになった。これらは確かに激変星の一種ではあるが、主星の磁場があまりに強いため、伴星からの降着物質が降着円盤を経由せず磁極の近くに直接降着する。この表面付近でのプラズマは 10-30 keV*ほどの高温になり、X 線とサイクロトロン光を発する。磁場の強さは、当初の見積もりより少し低い 10-60 メガ・ガウスく

*1 eV (電子ボルト) = 約 10000 K (絶対温度)。

1 keV (キロ電子ボルト) = 1000 eV。

らいと（直接観測で）わかってきた。この降着流の直下の主星表面も（X線とサイクロトロン光で熱されて）高温になり、強く軟X線を発する。また、磁場の効果の一つとして、白色矮星の自転周期と連星系の公転周期が同一になる。

このAM Her型星の研究の進展について興味深いのは、過半数がX線源として発見されているということである。この傾向は、1990年代に入って、ROSAT衛星による全天サーベイによってさらに加速されている。現在知られているAM Her型の星の数は70くらい、そのほとんどが軟X線で発見されたものである。また、軟X線成分と硬X線成分の比率が当初の予想より大幅に大きいことも発見されている。これについては、「あすか」を使ったAM Herの観測の項でくわしく説明する。

2.2 DQ Her 型星

AM Her型の激変星のモデルが確立されていくに伴って、研究者のなかに磁場の役割を見直す動きがでてきた。AM Her型にだけ磁場があって、他の激変星にはまったく磁場がないのではなく、白色矮星の磁場の強度に分布があって、その極端なものがAM Her型になるのではないか、という考えかたである。

1979年に、硬X線源2A 0526-328がAM Herに似た激変星TV Colと同定された。その後の可視光での観測で、TV Colの明るさが5時間11.5分周期で、輝線速度が5時間29.2分周期で変動していること、さらにその2つの周期のうねり周期にあたる4.024日での変動も測光観測で見えること、などがわかった。そこでTV Colのモデルとして、連星系の軌道周期が5時間29.2分で、白色矮星の自転周期が5時間11.5分、その磁極付近からのX線がサーチライトのように伴星を輝らすので、それが4日周期の変動を起こす、というものが提案された。

その後、FO Aqr, AO Psc, V 1223 Sgr, BG CMi など、TV Colに似た星が次々に発見されていっ

た。これら全部が硬X線源として発見され、のちに可視光で同定されたものである。この一群の強磁場激変星を、最初に発見されたこのタイプの強磁場激変星の名前を採り、DQ Her型星（あるいはIntermediate Polar, 略してIP）と呼ぶようになった。TV Col以外は、軌道周期が3~4時間、自転周期が10~20分程度である。その自転周期でX線の強度が変動する（図1参照）ことが、DQ Her型星の定義のように使われている。現在のモデルとしては、DQ Her型星の白色矮星の磁場は1-10メガ・ガウスくらい、伴星から失なわれた物質は最初は降着円盤を形成するものの、その内側の部分は磁場で食いとられてしまったドーナツのような形であろうとする意見が多数である。

このDQ Her型というグループの研究の歴史には皮肉なことがいくつかある。まずTV Colだが、その後の観測でX線強度に30分の周期が発見され、それが真の自転周期であろうということになった。そうすると、5時間11.5分と4日の周期性の原因は何であろうか？ いろいろアイデア（降着円盤の性質との関係）はあるものの、今日でも定説はない。モデルは基本的には正しかったものの、間違った周期を説明していたということになる！ さらに、DQ Her自体からのX線が検出されていなかったこと、また自転周期（71秒）が他に比べて極端に短いことがある。このため、DQ HerとTV Colなどを同一視していいのか、などと混乱を呼ぶことになった。現在でも、DQ Her型およびIPという二つの名前が混在し、しかもIPといった場合、DQ Her自身を含めない人もいる。最近になって、弱くはあるがDQ HerからのX線が検出され、その弱さの説明としては、これは蝕連星系で降着円盤をま横から見ている形なので、降着円盤が白色矮星をほとんどかくしているのだろうとされている。自転周期については、たぶんこれも連続的な分布があり、DQ Herはたまたま短周期側にあるのだろうと思われる。従ってDQ Her自身も質的には他のDQ Her型星とは違

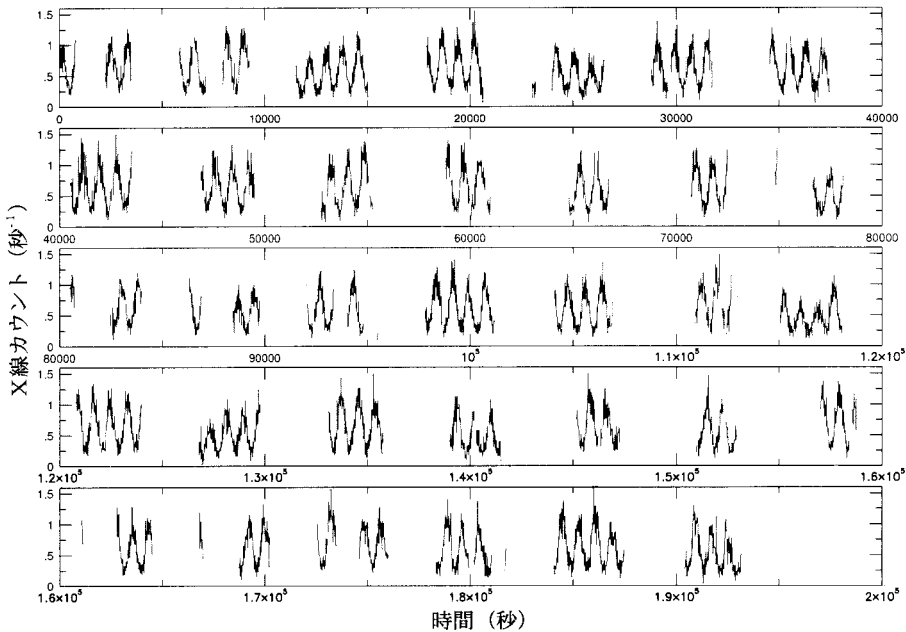


図1 「あすか」で観測した DQ Her 型星 AO Psc の光度曲線。805 秒周期で X 線強度が変動しているのがきれいに見えている。

いがないとするのが正当であろう。

2.3 激変星の X 線観測

—1978 年から 1992 年まで

1978 年 11 月に打ち上げられた Einstein 衛星は、X 線天文学に新時代を切り開いた。それは、史上初めて X 線望遠鏡を搭載したことによる。これにより、背景の X 線を格段に落とすことができ、感度が一気に向上した。Einstein 衛星搭載の望遠鏡と主力の検出器 IPC との組み合わせは解像力が 1 分角程度、感度のあるエネルギーが 0.1-4 keV くらい、エネルギー分解能は当時としては標準的であった（もっとエネルギー分解能の高い検出器も搭載していたが、激変星のような比較的暗い X 線源にはあまり活用できなかった）。衛星の運用として、細切れに多数の星を観測することが多く、激変星の分野でも可視光での観測で知られていた 31 の星（大半は磁場のない矮新星か新星型）を観測してその大半の検出に成功した C6r-

dova & Mason の論文などがよく知られている⁴⁾。

その後、1980 年代に活躍したのはヨーロッパの EXOSAT 衛星と我が国の「ぎんが」であろう。この両衛星の時代は、少数の例外を除いて、激変星の X 線観測といえば強磁場激変星のものであったという印象がある。これには理由が二つある。まず、強磁場激変星という分野自体が急激に発展している時期にあたったということ。もう一つは、感度の面からいって、矮新星など無磁場激変星で適当なターゲットが少なかったということである。EXOSAT 衛星も「ぎんが」も、矮新星のなかでは X 線強度のもっとも高い SS Cyg の観測では立派な成果をあげているが、それ以外の矮新星についてはどうも力不足の感があった。一方、AM Her 型星の軟 X 線成分や DQ Her 型星の硬 X 線成分の観測などで次々と論文が発表されていった。

さらに、1990 年にはドイツの ROSAT 衛星が打

ち上げられた。ROSAT 衛星は、現在までのところ最高の解像力をもつ望遠鏡が搭載されているが、Einstein 衛星のものより低い 2 keV 以下にしか感度がない。最初の半年には全天の軟 X 線サーベイを実施し、上記のように、多数の AM Her 型星を発見している。また、その後の観測では、Córdoba & Mason に似た、多数の矮新星や新星型の激変星を短時間ずつ観測した結果をまとめた論文などが最近発表されている。

3. 「あすか」登場

ここで登場するのが我が国 4 番目の X 線天文衛星「あすか」である。「あすか」には米日共同で開発された円錐型フォイル望遠鏡 4 台が搭載され、その焦点面には、キセノン・ガスの蛍光を利用した純日本製の検出器 GIS が 2 台と、米日共同開発の X 線 CCD カメラ SIS が 2 台搭載されている。この組み合わせで、0.4 keV から 10 keV という広い範囲にわたって、いままでにない集光力とエネルギー分解能を誇る。解像力は、ROSAT 衛星に比べるとみおとりはするものの、Einstein 衛星と同程度にはある。まさに世界の最先端をいく性能の衛星である。「あすか」は、1993 年 2 月 20 日に鹿児島から打ち上げられた。

両著者とも、打ち上げから現在にいたるまで、数々の激変星を「あすか」で観測する機会に恵まれてきた。これ以下では、我々の関わってきた観測を中心に「あすか」の観測でえた成果をいくつか解説していきたい。もちろん、「あすか」の開発、運用にあたった田中先生他「あすか」関係者各位の長年にわたる努力がなければ得ることのできない成果である。この場をお借りして感謝の意を表しておきたい。また、激変星の観測に協力していただいた Osborne, Hellier, 藤本など同僚の方々にも感謝する。

4. 「あすか」で観測した無磁場激変星

矮新星など、磁場の無い激変星では降着円盤と

いう構造ができるということは既に述べた。降着円盤内の物質は、中心の星（この場合には白色矮星）からの距離に応じた（ケプラーの法則で決まる）速度で中心星のまわりを回っている。その降着円盤内の物質同士の摩擦で温度が上昇して降着円盤は可視光や紫外光を発する。また、その摩擦により角運動量を失なった物質は、徐々に内側の軌道に移行していく、というのが降着円盤の理論の最も単純化した説明である。この理論で計算すると、白色矮星のまわりの降着円盤の内縁の温度はせいぜい 10 万度程度にしかならず、降着円盤は X 線源ではなからうという結論になる。

しかし、降着円盤と白色矮星の間には境界層があると考えられる。降着円盤はケプラーの法則で決まる速度で回転しているが、一方白色矮星はそれに比べてゆっくりと回転してであろう（さもなくば、遠心力が重力とつりあってしまい、星がとびちってしまう）。降着円盤内を降下していく物質は、重力ポテンシャルエネルギーの半分を運動エネルギーに、残り半分を熱エネルギーに変換していくから、白色矮星の表面に達した時点で、降着円盤全体で放射しているのに等しいエネルギーを急激に放射して、ケプラー速度から減速して表面に停止するはずである。この境界層の理論を厳密に計算するのは簡単ではないが、簡素化した理論によると、降着率の低いケースでは温度が 10 keV くらいまで上昇して硬 X 線を放射するという結果がでている。

実際、Einstein 衛星や ROSAT 衛星での観測で矮新星から観測されている X 線は、2-10 keV くらいのプラズマからの制動輻射との解釈ができる。しかし、本当に境界層からの X 線を観測しているのだという決め手にかけていた。しかも、EXOSAT 衛星で矮新星 OY Car のアウトバーストを観測したところ、可視光での観測で白色矮星の蝕がよく知られているのに、軟 X 線では蝕がないという結果が発表されている（硬 X 線はこの時は検出されなかった）。標準的な境界層のモデルに

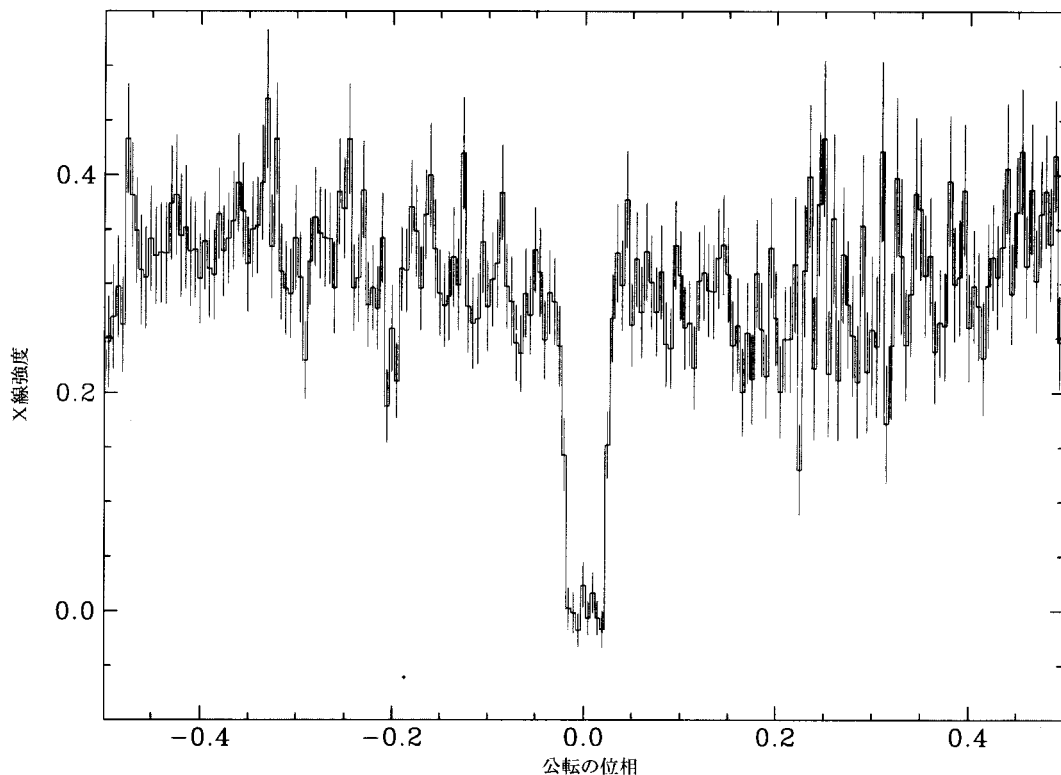


図2 「あすか」で観測した HT Cas の光度曲線。連星系の公転による蝕が捉えられている。

よれば、その大きさは白色矮星のせいぜい数倍程度と考えられる。従って、主に降着円盤から出ている可視光で蝕が見られるのなら、境界層から出ていると考えられる軟 X 線でも蝕が観測されるはずである。本当に境界層はあるのだろうか。

この重大な問題に答えるため、著者の一人は英国キール大学の Wood, Naylor らと共に「あすか」を使って 1994 年 9 月に矮新星 HT Cas を観測した。HT Cas は可視光での観測で白色矮星の蝕が知られており、しかも EXOSAT 衛星の観測で比較的硬 X 線の強いことがわかっていた。この観測から、「あすか」でとらえた硬 X 線強度を位相の関数としてプロットしたものが、図 2 である。HT Cas からの硬 X 線に蝕のあることはこの図から

あきらかであろう。しかも、X 線源が伴星にかくされる様子をモデル化して、X 線源の大きさが白色矮星自体の大きさとほぼ同程度であることがわかった。この観測で、矮新星からの硬 X 線が境界層からのものであることは、ほぼ証明されたといっていであろう。

では、EXOSAT 衛星の OY Car の観測はどう解釈すべきなのだろうか。アウトバーストをおこす矮新星のような降着率の高い激変星では、境界層のまわりから連星系外に物質が流れ出すことが紫外光などの観測で知られている。このような余計な物質があるために、境界層からの硬 X 線が直接見えず、流れ出した物質からの軟 X 線だけが見えるのではないだろうか、というのが著者などの

解釈である。

5. 「あすか」で観測した強磁場激変星

強磁場激変星の場合には白色矮星の強い磁場が伴星からの物質の流れ (=降着流) に影響を与えるため、X線放射の機構が無磁場激変星の場合と大きく違ってくる。磁場は白色矮星に近付くほど強くなるため、降着流が磁力線を横切るような運動は著しく制限されるようになる。かくて降着流は無磁場激変星のような境界層を形成する前に磁力線にそって白色矮星の磁極へと流れて行く。このとき、降着流の温度はせいぜい1万度ほどなので、降着流の中での音速は10 km/秒のオーダーとなる。これに対して降着流は白色矮星に向かって自由落下するので、その速さは1000 km/秒を越える。つまり降着流はマッハ数100もの超音速流になっていることになる。このような高速の流れが白色矮星の固い表面で止められる時、そこには衝撃波が発生する。ひとたび衝撃波が形成されると、そこでは降着流が持っていた運動エネルギーが熱エネルギーに変換される。このため降着物質は温度1億度にも達する高温プラズマとなり、ここから硬X線が放射される。衝撃波を通過した降着物質は硬X線を放出することで冷えながら白色矮星へと落ちて行き、最終的には十分冷えて白色矮星の大気と一体になると考えられる。

5.1 硬X線と軟X線のバランス

前にも述べたように、強磁場激変星からは、硬X線と軟X線と両方が観測されている。軟X線は、降着流の真下の白色矮星の大気が、上からの硬X線に熱せられて10万度から50万度程度の温度になるのが原因であ

ると考えると、硬X線と軟X線の強度は同程度であろうという結論ができる。ところが、EXOSAT衛星などの観測では、AM Her型星では軟X線の方が圧倒的に強く、一方DQ Her型星からは硬X線は出ているものの、軟X線は観測されていない。

この、硬X線と軟X線のバランスの問題はなかなか観測が困難である。これは、一つには、観測機器の問題として、0.1 keVから10 keV以上までの広い範囲のX線を検出できなくてはならないことがある(軟X線成分はせいぜい0.5 keV以下でしか見えない)。もう一つは、エネルギーの低いX線ほど吸収され易いことである。激変星は近いものでも100パーセクくらいの距離はあるから、星間物質だけでも0.1 keV程度の軟X線はかなり吸収してしまう。吸収される以前の本来のスペクトルならもっと低いエネルギーまで続いている場合でも、観測できるX線は0.1-0.2 keVどまり、というケースは多数ある。このため硬X線と軟X線のバランスを観測で正しく決めるには、次

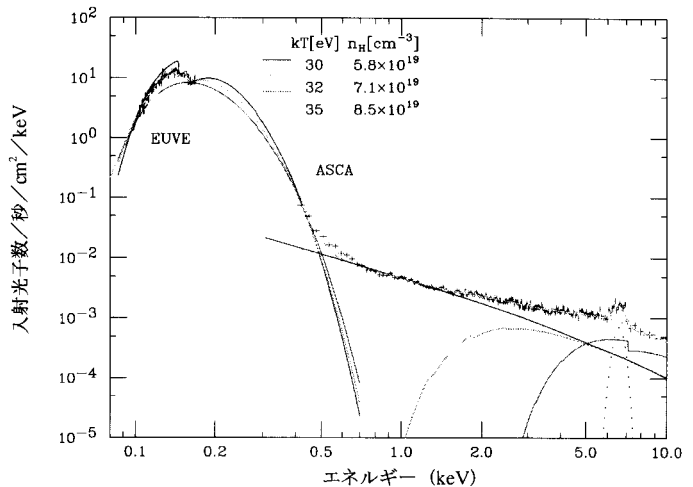


図3 「あすか」とEUVEで同時観測したAM Herのスペクトル。「あすか」では主として硬X線成分が観測されているが、0.5 keV付近では軟X線成分も見えている。EUVEのデータと合わせて、星間吸収が $7 \times 10^{19} \text{cm}^{-2}$ くらい、軟X線成分の温度が32 eVくらいと決定できた。

の二点を考慮しなければならない。まず、比較的近くの激変星を選ぶこと（例えば、AM Her）。もう一は、観測機器を慎重に選ぶこと（例えば、0.4-10 keV に感度のある「あすか」と、0.05-0.15 keV に感度のある EUVE 衛星による同時観測）。著者たちは、パークレーの Paereles, Mauche らのグループと相談して、1993 年 9 月に AM Her の「あすか」-EUVE 同時観測に成功した。

こうして得られた AM Her のスペクトルを図 3 に示す。「あすか」と EUVE のスペクトルを両方使って、星間吸収の度合と軟 X 線成分の温度が正確に測定でき、そこから吸収以前の強度が推定できる。同時に、「あすか」のデータだけで硬 X 線成分の強度が計算できるので、両者の比がもとまる。これを上記の単純な理論と比較すると、予想より軟 X 線成分が 17 倍も強いという結論になる。この結論は決して新しいものではないが、以前に比べて誤差の小さい、正確な測定であると自負している。一つ注意しなくてはならないのは、AM Her の硬 X 線強度は、AM Her 型星としては例外的に高い、ということである。これまで「あすか」で

観測された AM Her 型星の中でも、HU Aqr, VV Pup や QQ Vul などは、この軟 X 線と硬 X 線の比がもっと極端に高い。それどころか、硬 X 線がもっと弱いので、「あすか」で観測したいというプロポーザルを書く人がいない、あるいは書いても通らない、というような AM Her 型星がいくつもある。

ではこの問題はどう解釈すべきであろうか。降着流の密度にムラがあるというのだという理論が一つある。衝撃波の形成される高さは、降着流の密度によって決まる。あまりに密度が高いと、衝撃波が白色矮星の大気内にできてしまい、高温プラズマからの X 線は自由に放射されることがなく、大気に直接吸収されてしまう。これだと、連星系外から観測できる硬 X 線の強度ががたりと落ちてしまうというものである。これは確かにもっともらしく聞こえるが、ではなぜ AM Her 型星の降着流にだけむらがあり、DQ Her 型星にはむらがないのか、という疑問が浮んでくる（上記のように、DQ Her 型星からは普通は強い軟 X 線は観測されていない）。この辺は、理論、観測の両面

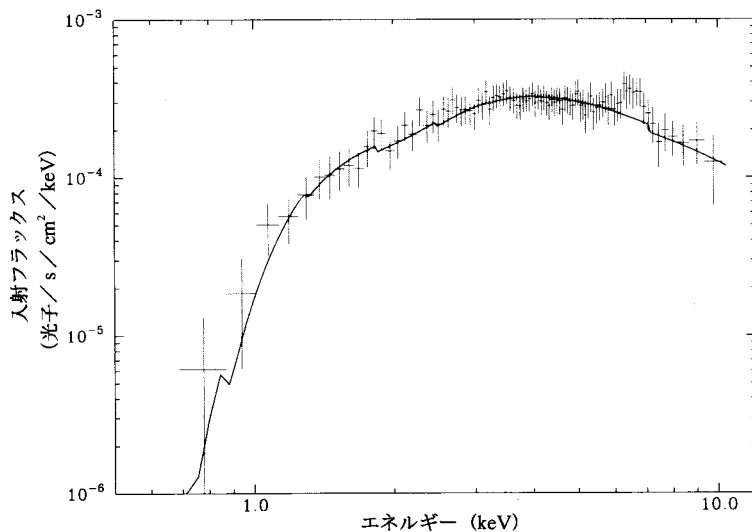


図 4 「あすか」で観測した BG CMi のスペクトル。

からもっとつめていく必要がありそうである。

5.2 連星系内での吸収

AM Her のスペクトルに関して、星間吸収の重要性を述べたが、DQ Her 型星では、連星系内での吸収も非常に重要であるということが解ってきている。その例として、DQ Her 型星 BG CMi のスペクトルを図 4 に示す。図 3 と比較すれば、BG CMi のスペクトルがどれだけ吸収されているか（低エネルギー側がどれだけ落ちているか）わかるであろう。これは、吸収している物質の柱密度にして、 10^{23}cm^{-2} 以上という大変な量である。銀河系の中心や、分子雲の奥でもなければ、これほど星間吸収を受けることはまずありえない。BG CMi は AM Her よりも遠くにせよ、せいぜい 400 パーセクくらいの距離であるから、この吸収は連星系内の物質によると結論できる。

X 線強度が白色矮星の自転周期で変動することが、DQ Her 型星の定義のように使われていることは既に述べた。これは実は連星系内の吸収と深く関係している。X 線の光度曲線をエネルギー別に作ってみると、常に低エネルギー側の方が変動が大きい。これは、光度の極小期には極大期より大きく吸収を受けているからだと解釈できる。ドーナツ状の降着円盤から磁極付近に向かう降着流が磁極と地球を結ぶ視線内に入ると吸収が増加し、光度曲線の極小を作り出すというものである。

さらに、DQ Her 型星の X 線の光度曲線を調べてみると、公転周期でも変動していることが多いとわかってきている。図 5 に、FO Aqr の光度曲線を一公転周期ずつに分割したものを示す。5-10 keV の光度曲線は、正弦曲線に近い形の自転周期での変動に加えて、公転周期での変動がきれいに

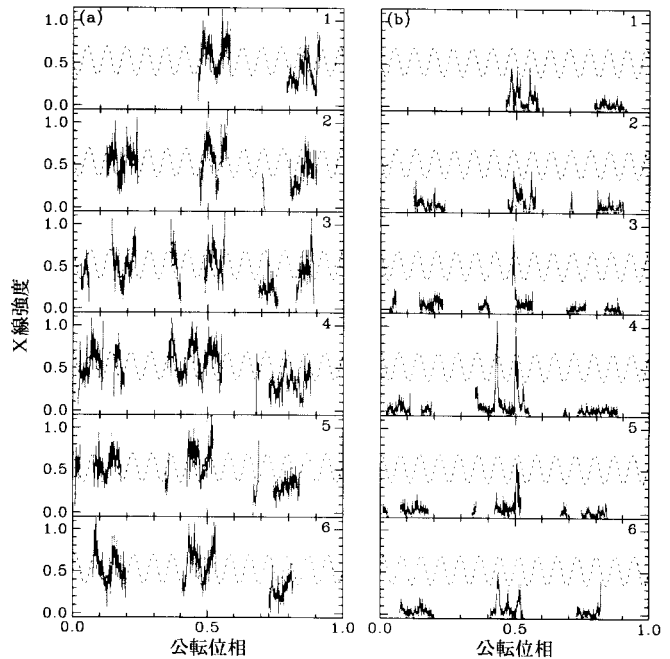


図 5 「あすか」で観測した FO Aqr の光度曲線。自転周期と公転周期と両方で変動しており、しかもエネルギーによって形が違う。左(a)は 5-10 keV、右(b)は 0.4-1.5 keV。両者とも、一公転周期ずつに分けてプロットしてある。

見えている。これもやはり系内での吸収によるものらしい。伴星からの降着流が、降着円盤にぶつかる場所で、降着円盤の厚みが増し、それを通して観測する時に X 線が吸収されてみえるものらしい。この公転周期での変動は DQ Her 型星でも個々に振幅が全然違う。例えば AO Psc (図 1) ではほとんど見えないが、BG CMi や FO Aqr (図 5) では、自転周期での変動と同じくらいの振幅がある。

さらに謎なのは、FO Aqr の 1.5 keV 以下の光度曲線である。3 keV 以上では、正弦曲線状のきれいな光度曲線がみられているが、1.5 keV 以下では全然様子が違う。しかも、3 keV くらいでの変動の振幅からすると、このような低エネルギーの X 線は完全に吸収されてしまうはずなのに、なぜか吸収されずに地球までとどいている。この解釈を

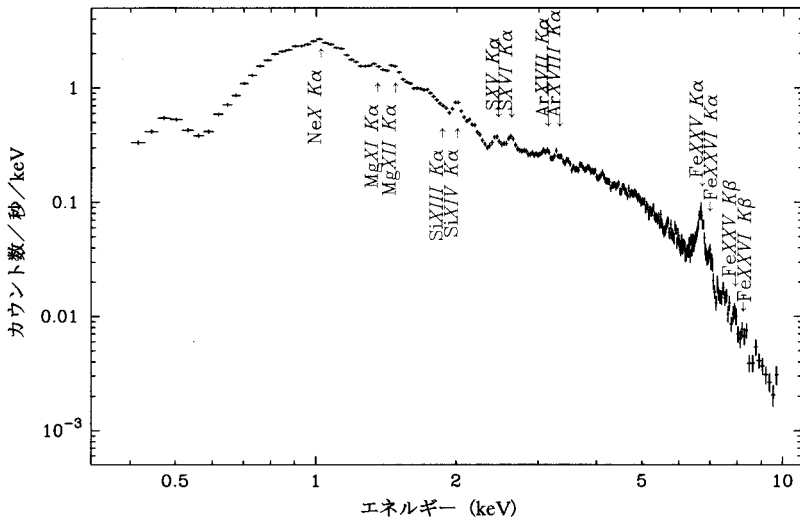


図6 「あすか」で観測したEX Hyaのスペクトル。

めぐっては、著者たちは現在いろいろなアイデアを出しあって、検討中である。

5.3 白色矮星の質量決定

図6に「あすか」で観測した強磁場激変星EX Hyaのスペクトルを示す。観測されるスペクトルは、熱制動放射による連続スペクトルの他に、高温プラズマ中で電子が2個（ヘリウム状）あるいは1個（水素状）にまで電離されたマグネシウム、珪素、硫黄、アルゴン、鉄の $K\alpha$ 線スペクトル（電子が主量子数2から1の状態へ遷移する時に放射される輝線）からなる。激変星のような微弱な天体でのこのような詳細なX線輝線分光は、「あすか」に搭載されたX線望遠鏡と半導体検出器によって初めて可能になった。

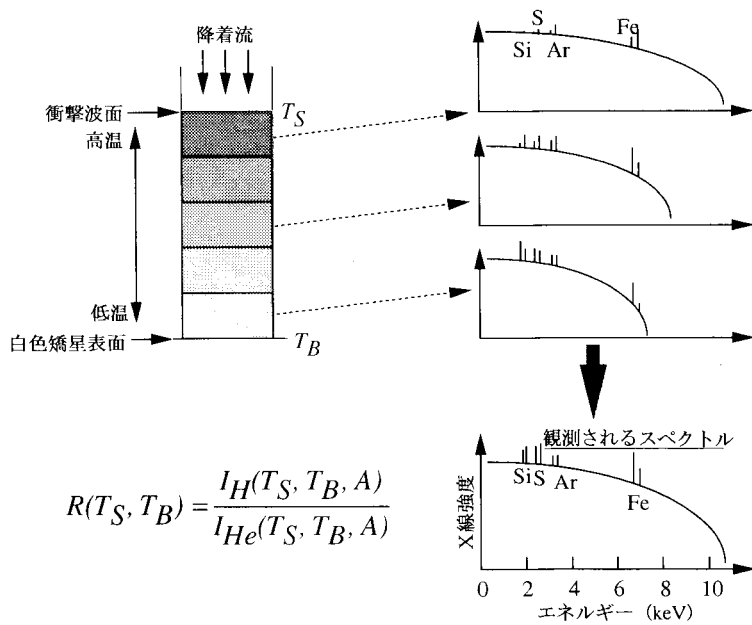
この節の始めに述べたように、衝撃波で形成されるプラズマの温度は白色矮星の重力ポテンシャルの深さ、すなわち白色矮星の質量と半径を反映している。一方、白色矮星の質量と半径の関係は電子が縮退した状況での物質の状態方程式から理論的に導くことができる。従ってX線観測で衝撃波面の温度を測ることができれば、質量と半径の間に2つの関係式が与えられ、白色矮星の質量を

求めることができることになる。

このように白色矮星の質量を求めるために観測から決めるべき量は衝撃波面での温度である。ところが衝撃波を通過した降着物質は冷却してしまい、観測されるスペクトルは色々な温度のプラズマからのスペクトルの重ね合わせになってしまう。激変星の系の大きさは太陽の直径ほどしかなく、典型的に数百パーセクの彼方にあるので、撮像してももちろん点にしか写ら

ない。空間的に分解してスペクトルを得るなどの芸当は到底望むべくもない。そこで、衝撃波後面のプラズマの流れをモデル化するという方法を採用。幸いなことに、衝撃波面の白色矮星表面からの高さは、白色矮星の半径の数%しかないので、衝撃波通過後のプラズマの流れは一次元の流体として扱うことができる。未知量は白色矮星表面からの距離の関数として、プラズマの温度、密度、流速であるが、これに対して質量、運動量、放射を含めたエネルギー保存の3つの関係式があるので、衝撃波面と白色矮星表面での境界条件を指定すれば方程式を解くことができる。この問題には既に1973年に蓬茨・会津によって解析解が与えられている^{5),6)}。

密度、温度の様子がわかると、図6に見られるような重元素からの輝線の強度を予測することができる。図7に白色矮星近傍での降着流の様子を示す。衝撃波近傍では温度が高いため、K殻の電離エネルギーの高い鉄からの輝線が主に放射される。軽い元素は高温の下で完全に電離して電子を失っているために輝線を放出することができない。降着物質は下流ほど冷えているため、白色矮



$$R(T_S, T_B) = \frac{I_H(T_S, T_B, A)}{I_{He}(T_S, T_B, A)}$$

図7 降着流の白色矮星表面付近での様子。衝撃波面付近ではプラズマの温度が高いため、主に鉄からの輝線が放出される。下流に行くに従って輻射によりプラズマが徐々に冷却され、軽い元素からの輝線が目立つようになる。観測される輝線スペクトルは各部分からのそれを足し上げたものになる。

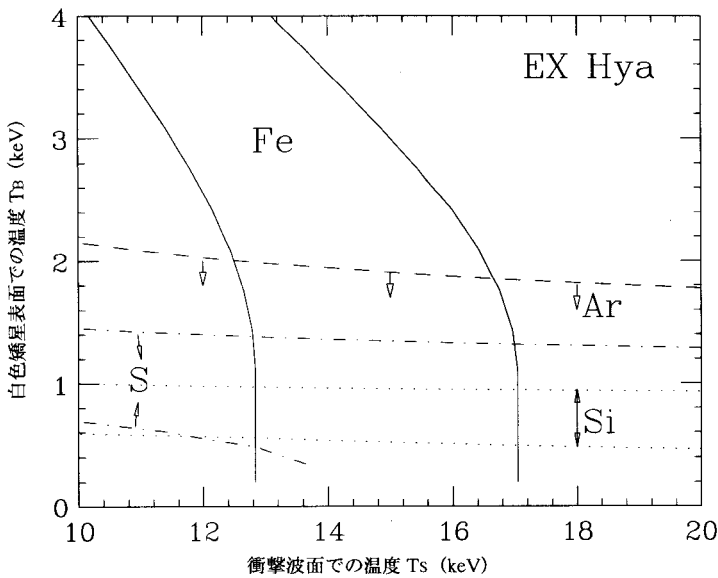


図8 EX Hyaにおける衝撃波面での温度の決定。横軸は衝撃波面での温度、縦軸は白色矮星表面での温度であり、観測された輝線の強度比から許される領域が各元素について示されている。

星に近づくに従って軽い元素からの輝線が目立つようになってくる。光学的に薄いプラズマでは温度、密度を与えると、放射される輝線の強度がわかるので、輝線の強度は降着流の各部分からの輝線の強度を、流れに沿って積分すれば求めることができる。

輝線強度の絶対値は衝撃波面と白色矮星表面でのプラズマの温度、衝撃波面での密度の他に、元素組成比や、降着流の断面積、その天体までの距離といった大きな不定性を伴う量にもよっている。ただし図3に示されるようにX線を放出するプラズマからは、同一元素の水素状とヘリウム状の電離状態からのK α 線が両方観測されることが多い。同一元素の水素状K α 線とヘリウム状K α 線の強度比は、天体までの距離、降着流の断面積のほか、衝撃波面での密度や元素組成比にもよらなくなり、結局、衝撃波面と白色矮星表面での温度という2つの量のみの関数になる。従って、少なくとも2つの元素からの輝線の組が観測にかかれば、それらの強度比から衝撃波面でのプラズマの温度が求められることになる(図8)。このような解析に

より、我々はこれまでに EX Hya, AO Psc, V1223 Sgr という 3 つの強磁場激変星に含まれる白色矮星の質量をそれぞれ $0.48 \pm 0.06 M_{\odot}$, $0.40 \pm 0.07 M_{\odot}$, $> 0.82 M_{\odot}$, と求めることに成功した⁷⁾。

連星系に含まれる天体の質量は、それぞれの星から発せられる可視光輝線のドップラー速度を測ることにより決められてきた。しかしドップラー速度の大きさは連星軌道面の傾きによって変わるため、この方法では軌道面の傾きが精度よく決められる蝕連星でしか信頼性の高い結果を得ることができない。これに対して我々の X 線輝線分光を使う方法は、白色矮星の重力ポテンシャルのみを利用して、遙かに汎用性に富んだ方法として注目されている。上記の 3 つの天体のうち EX Hya は蝕連星であり、ドップラー速度の方法を使うことができる。それによれば EX Hya の白色矮星の質量は $0.49 \pm 0.03 M_{\odot}$ と求められており、我々の X 線輝線分光による方法と極めてよく一致している。

6. 今後の展望

このように、「あすか」は激変星の研究に重要な成果を次々に上げてきている。今後も激変星の観測はおこなわれるだろうし、また今までの観測にもとづいた論文も発表されるであろう。しかし、「あすか」の性能をもってしても解決できそうにない課題がまだまだある。幸い、西暦 2000 年前後には、我が国の ASTRO-E、アメリカの AXAF、ヨーロッパの XMM と高性能の X 線天文衛星 3 台が次々と打ち上げられる予定になっている。特に ASTRO-E に搭載される X 線熱量計では「あすか」の検出器のさらに 10 倍もよいエネルギー分解能での X 線分光が実現される。これによってプラズマの最も基本的な物理量の一つである密度が、初めて観測のみから、何らの仮定をすることなしに導けるものと期待される。この他にも、それぞれの衛星の特性をいかして、今からでは想像もつかないような成果があげられるものと期待してい

る。

参 考 文 献

- 1) Robinson E. L., 1976, ARA & A. 14, 119
- 2) Warner B., 1976, in Structure and Evolution of Close Binary Systems, ed. P. P. Eggleton, S. Mitton and J. A. J. Whelan (D. Reidel, Dordrecht), p. 85
- 3) Tapia S., 1977, ApJ 193, L11
- 4) Córdova F. A., Mason K. O., 1984, MNARS 206, 879
- 5) Hoshi R., 1973, Progress of Theoretical Physics 49, 776
- 6) Aizu K., 1973, Progress of Theoretical Physics 49, 1184
- 7) Fujimoto R., Ishida M., 1996, ApJ, accepted

Cataclysmic Variables Observed with ASCA

Koji MUKAI

Code 660.2, NASA/Goddard Space Flight Center, Greenbelt, MD20771, USA

Manabu ISHIDA

Institute of Space and Astronautical Science, 3-1-1 Yoshinodai, Sagami-hara, Kanagawa 229, JAPAN

A Cataclysmic Variable (CV) is a binary system composed of a white dwarf and a low mass companion star. Radiation from a CV is fed by mass accretion from the companion to the white dwarf. Great progress has been made in CV research since the 1950's. In particular, the importance of the role played by the magnetic field of the white dwarf was first recognized in the late 1970's. In this paper, we present brand new results from ASCA observations of CVs, as well as a brief summary of the history of CV research to date.