

強磁場白色矮星からの硬X線放射

石 田 学

Hard X-Ray Emission from Magnetized White Dwarfs

By

M. ISHIDA

Abstract: Studies of hard X-ray emitting white dwarfs have been progressing remarkably for several years. Such white dwarfs can be observed in a wide band from IR to hard X-ray. Furthermore, it is interesting that several different mechanisms of radiation are at work in different energy bands. In this paper, recent progress in this field is reviewed.

概 要

硬X線を放出する白色矮星の研究はここ数年、きわめて活発になってきている。この種の白色矮星は硬X線に限らず、赤外から軟X線までの広いバンドでも観測されており、しかも波長によっていくつかの異なる輻射メカニズムが共存しているところにおもしろさがある。従って本稿では、各バンドでの情報を総合しつつ最近の研究の成果をまとめてみる。

重要語 白色矮星, 硬X線

I. Introduction

X線を放射する白色矮星は大抵の場合、晩期型の星（スペクトル型で言えば主にM型星）と連星系をなしている。晩期型星からそのロッシュ袋を越えて白色矮星に質量降着が起きるとき、重力エネルギーが解放され、これがX線放射の源となる。

ところでこのような白色矮星の連星系は、X線のみならず赤外線から紫外線までの広いバンドでも観測されており、赤外線から可視光、紫外線から軟X線、硬X線のそれぞれを放出する機構がみな違っている。しかもこれら3つはお互いにある程度関連しているため、白色

矮星連星系の物理を理解するためには、どれか一つだけを考えればよいというわけにはいかない。従って本稿でも硬X線のみに関われることなく、強磁場白色矮星研究の現状をふりかえってみたいと思う。

II. Category

白色矮星にも中性子星と同じように磁場が非常に強いものと、そうでないものの2種類がある。硬X線のLuminosityはいずれの場合も 10^{31-32} erg/sec程度、全バンドでは 10^{32-34} erg/sec程度である。

(1) 磁場の弱いもの

中性子星連星系で言えばLow Mass X-ray Binary (LMXB)に該当するもので、白色矮星の周りには降着円盤があると考えられている。全天で約50個が知られている。硬X線は降着円盤と白色矮星表面の間の摩擦で放出されると考えられているが、現在のところ定説がない。

(2) 磁場の強いもの

磁場の強い白色矮星は、その強さの程度に応じてさらに2種類に分けられる。

① Polar (P)

磁場が $\sim 10^7$ gauss程度と比較的強く、白色矮星の自転周期 P_{SPIN} と連星周期 P_{ORB} が一致している。このタイプの線源は赤外から可視光の範囲で20%に及ぶ円偏光を示し、名前の由来となっている。

② Intermediate Polar (IP)

磁場が 10^6 gauss程度で、 $P_{\text{SPIN}} < P_{\text{ORB}}$ 。このタイプの線源からはこれまで有為な偏光が受かったという報告がない。ただし、IPというカテゴリーはEXOSAT衛星によって初めて認識された(それまでは磁場は弱いと考えられていた)ものであり、観測の歴史が浅いこと、磁場がPよりも弱いことから偏光が赤外のバンドに限られていることも考えられ、今後偏光が観測される可能性もあると思われる。

第1. 主なPolarとIntermediate Polar

Polar	周期 (hours)	Intermediate Polar		
			自転周期 (sec)	軌道周期 (hours)
AM Her	3.09	GK Per	351	48.0
EF Eri	1.35	V1223 Sgr	746	3.37
HO538+608	3.33	AO Psc	805	3.59
DP Leo	1.50	BG CMi	913	3.24
VV Pup	1.67	SW UMa	954	1.36
E1405-451	1.69	FO Aqr	1255	4.03
MR Ser	1.89	HO542-407	1920	6.2
BL Hyi	1.89	TV Col	1943	5.49
ST LMi	1.90	V426 Oph	3600	6.0
AN UMa	1.91	EX Hya	4022	1.63
QQ Vul	3.71			

* Watson 1986 による。

PもIPもそれぞれ10個程度知られている。表1にそれらの主なものをまとめて示す。

いずれの場合にも晩期型星からの降着質量は白色矮星の磁場によってしぼられ、白色矮星の磁極付近に集中する。この細くしぼられた、質量の流れている領域を accretion column と言う。accretion column のうち白色矮星表面のごく近傍では定在衝撃波が形成され、ここで自由落下のエネルギーは一気に熱エネルギーに転換される。温度は数千万度から数億度にもなるため、硬X線で観測されるのである。白色矮星の自転軸と磁軸は一般には傾いているため、白色矮星の自転にともない放射領域は白色矮星自身によって見えかくれる。従ってこれらは“White dwarf pulsar”として観測されることになる。

Ⅲ. 強磁場白色矮星のスペクトル

強磁場白色矮星の放射領域とスペクトルの模式図を図1に示す。スペクトルは大雑把に言えば次の3成分で構成されている (Lamb 1985)。

①光学的に厚いサイクロトロン放射：白色矮星の磁場に対応して赤外から可視光にかけて見られる。

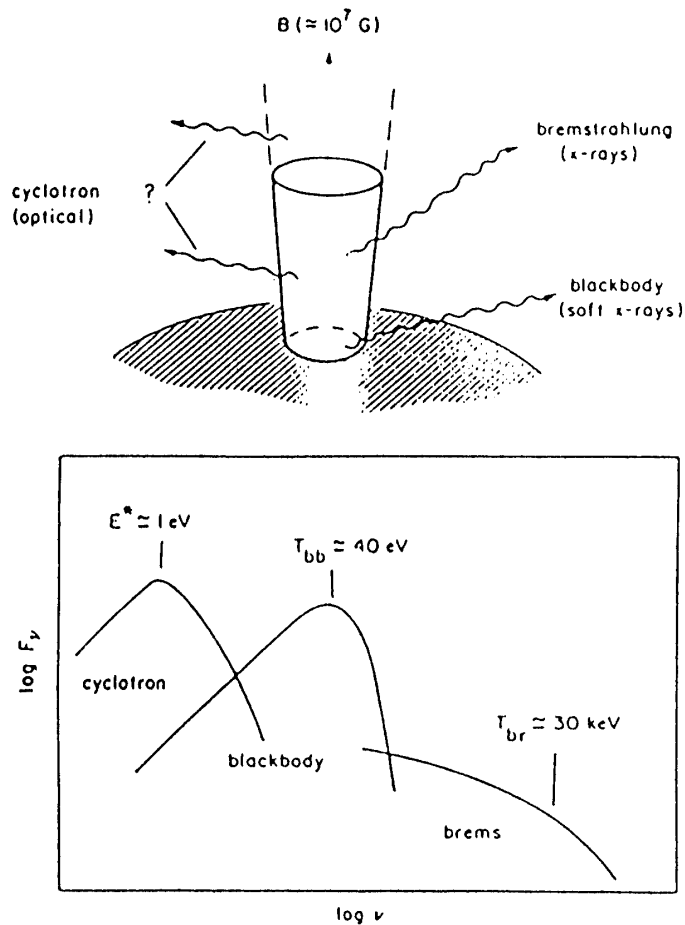


図1 強磁場白色矮星の放射領域と観測されるスペクトルの模式図

②光学的に厚い軟X線黒体輻射：accretion columnの根元は高温領域からの硬X線の照射や熱伝導により加熱され、光学的に厚い輻射を出す。温度は20~50 eV程度が普通である。

③光学的に薄い硬X線輻射：前述のように定在衝撃波と白色矮星表面の間は数億度にも上る高温領域で、ここからは熱制動輻射により硬X線が放出される。

白色矮星連星系はluminosityが低いため観測的には必ずしも十分な成果が挙げられているとは言い難い。HEAO-A2, A4でAM Herを観測した例を図2に示す。②の成分と③の成分がはっきりと観測されている。

ところで、これまでのところ3つの成分のうち観測が一番不十分なのは③である。通常こ

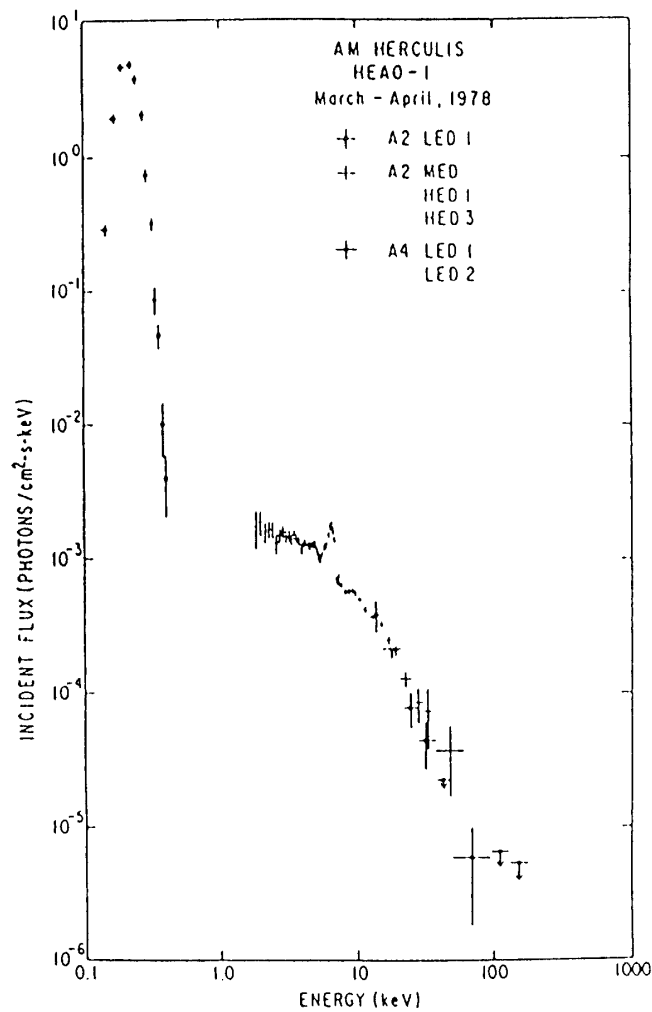


図2 HEAO-A2, A4で観測したAM Her

高エネルギー成分は温度 $30.9 \pm 4.5 \text{ keV}$ の光学的に薄いプラズマからの輻射で accretion column の定在衝撃波面と白色矮星表面の間から出ていると考えられている。また低エネルギー成分は温度 46 eV の黒体輻射で accretion column 近傍の白色矮星表面から出ていると考えられている。

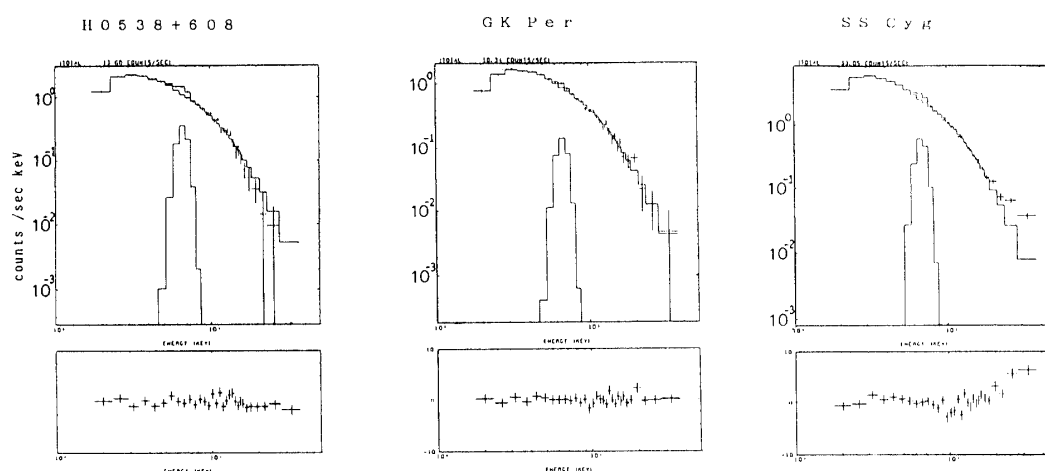


図3 “ぎんが”衛星で観測した白色矮星表面連星系のスペクトル

左から順に H0538+608 (P), GKPer (IP), SSCyg (磁場が弱い) で輻射領域の温度はそれぞれ $31 \pm 4 \text{ keV}$, $33 \pm 4 \text{ keV}$, $21 \pm 2 \text{ keV}$ である。

の成分の温度は 30 keV 前後と考えられている。HEAO-A2, A4 ではその温度まで観測能力があったが感度不足で、わずかに AM Her に対してのみ、 $30.9 \pm 4.5 \text{ keV}$ という温度を決定できたに過ぎない (Rothschild et al. 1981)。また EXOSAT ではエネルギー帯が 10 keV までに限られていたために十分な観測が行えなかった。これに対して “ぎんが” 衛星は 37 keV までのエネルギーバンドを持ち、しかも望遠鏡を搭載しない衛星の中では過去最高の感度を有するため、白色矮星の観測には最適の衛星とすることができる。“ぎんが” で観測した硬 X 線のスペクトル例を図 3 にいくつか示す。温度はいずれも 30 keV 強で温度まで決まったのはどの線源についてもこれが初めてである。このように白色矮星の硬 X 線観測は “ぎんが” の独壇場となっている。

IV. Polar と Intermediate polar

この章では Polar (P) と Intermediate polar (IP) の違いについて論じる。

(1) 硬 X 線の光度曲線

図 4 に硬 X 線 ($\geq 2 \text{ keV}$) での光度曲線を示す (Norton and Watson 1989, Heise et al. 1985, Ishida et al. 1990)。P も IP も白色矮星の自転周期で強度が変化している様子がはっきりわかる。しかし P の方が IP よりも modulation が急であり、P の光度曲線は矩形波形的であるのに対し、IP のそれはひしゃげたサイン波のような形をしている。modulation は白色矮星の自転に伴う輻射領域の食によって起きるのであるから、この観測結果は P の輻射領域の方が IP のそれよりも小さいということを意味している (King and Shaviv 1984)。

(2) Polar の磁場強度の測定

P の磁場の強さの測定は '81 年に AM Her で輝線の Zeeman 効果を利用して求められた (Schmidt et al. 1981) ことに始まる。また、最近ではサイクロトロン共鳴線を使った磁場強度の推定も行われている (Cropper et al. 1989)。この 2 つの方法を使ってこれまでに 11 個

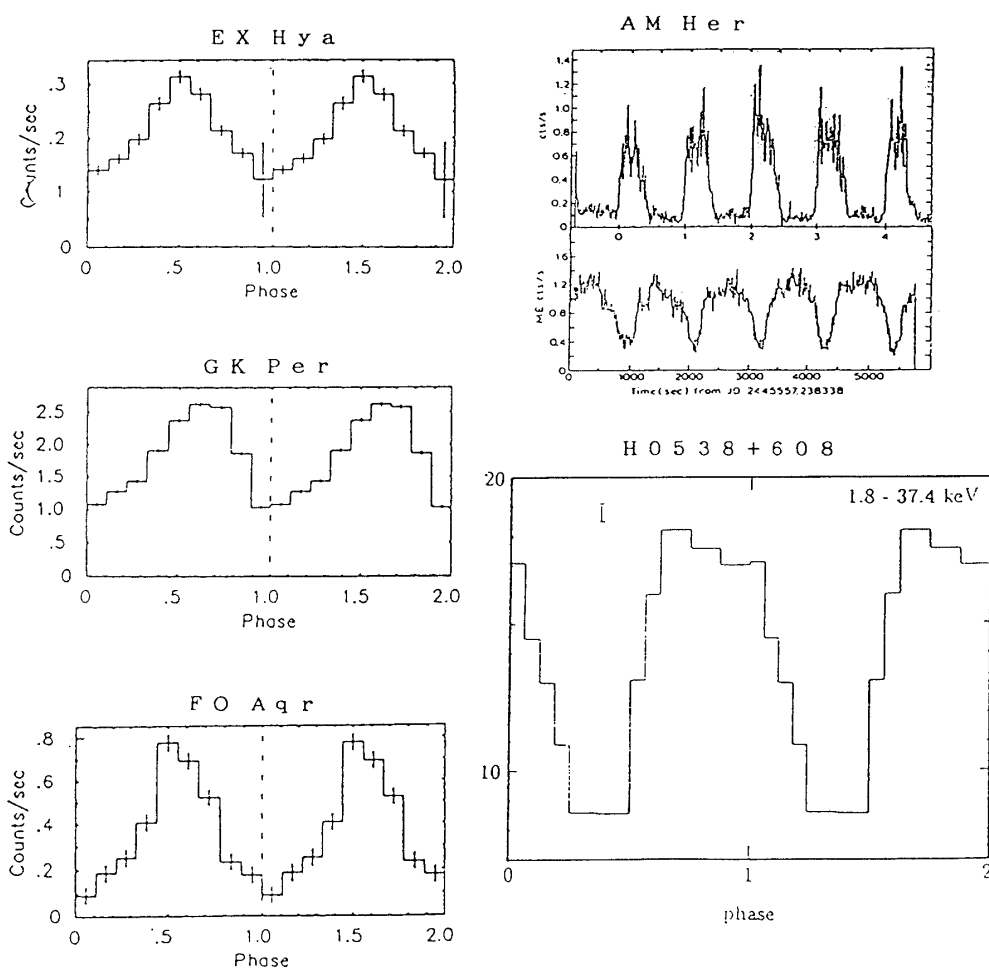


図4 Polar と Intermediate Polar の光度曲線

左側の3つはIP, 右側の2つはP. IPはNorton and Watson, またPのうちAM HerはHeise *et al.*, HO538+608はIshida *et al.*による.

の線源について磁場強度が求められている (表2).

(3) Intermediate Polar の磁場強度の測定

IPに対しては磁場を直接に測った例はなく, Luminosity と白色矮星の spin up の上限値から推定されているに過ぎない. 磁場の値としては 10^6 gauss 程度になる (Lamb and Patterson 1982).

V. 白色矮星の質量決定

白色矮星の質量の推定は硬X線と可視光で独立に進められている.

(1) 硬X線による質量の推定

既に述べたように, accretion column の白色矮星表面付近では定在衝撃波が形成され, ここではほぼ自由落下してきた物質の運動エネルギーが熱エネルギーに転換されている. 物質の運動エネルギーは白色矮星の重力ポテンシャルの深さを反映しているわけだから, 硬X線

第2. Polar source の磁場強度

	磁場強度 (Mega Gauss)	決定方法
DP Leo	44.0±1.4	C
VV Pup	31.7	C
E1405-451	22±2	Z
MR Ser	24.6±0.6	C
BL Hyi	30	Z
ST LMi	19	Z
1E1048.5+5241	47±3	C
AN UMa	35.8±1.0	C
EX0033319-2554.2	56	C
AM Her	13	Z
HO538+608	40.8±1.5	C

C...サイクロトロン線, Z...Zeeman 効果

*Cropper 1989 による.

輻射の温度を測れば白色矮星の質量の目安を与えることができる。観測された温度を T_{OBS} と書くことにすると強い衝撃波の理論に従えば,

$$\begin{aligned} KT_{\text{OBS}} &= \frac{3}{8} \frac{GM_{\text{WD}}}{R_{\text{WD}}} \mu m_{\text{H}} \\ &= 22 \left(\frac{M_{\text{WD}}}{0.6M_{\odot}} \right)^{4/3} \quad (\text{keV}) \end{aligned} \quad (1)$$

ただし添字 WD は白色矮星を意味する。また、 μ は mean molecular weight, m_{H} は水素原子の質量である。式の変形には白色矮星の状態方程式を使っている。しかしこの式から決められた質量は必ずしも白色矮星の質量を正しく表しているとは限らない。それは、熱制動輻射による電子の冷却、白色矮星表面へ向けての熱伝導、白色矮星表面からの軟X線のコンプトン効果による電子の冷却、イオンから電子への熱輸送の不十分などの様々な理由により、観測されている温度 (=電子の温度) は衝撃波の温度 (=イオンの温度) よりも低くなっている可能性がある。従って(1)式は白色矮星質量の下限を与えるにとどまる。

(2) 可視光による白色矮星質量の推定

可視光による白色矮星質量の推定は以下のようにして行われる。晩期型星に特徴的な輝線、吸収線を観測し軌道運動に伴うそれらのドップラー速度を調べるとともに、輝線の強度から晩期型星のスペクトル型を推定する。まずドップラー速度の振幅 K_{OPT} から、いわゆる質量関数,

$$f(M_{\text{OPT}}) = \frac{(M_{\text{OPT}} \cdot \sin i)^3}{(M_{\text{WD}} + M_{\text{OPT}})^2} = \frac{P_{\text{ORB}} K_{\text{OPT}}^3}{2\pi G} \quad (2)$$

を計算することができる。晩期型星のスペクトル型から M_{OPT} がわかり、偏光観測から軌道傾角 i がわかるから、(2)式は白色矮星の質量を与えることになる (Mukai and Charles 1987)。しかしこの方法は i の決定の困難のため精度はそれほどよくない。また偏光観測を

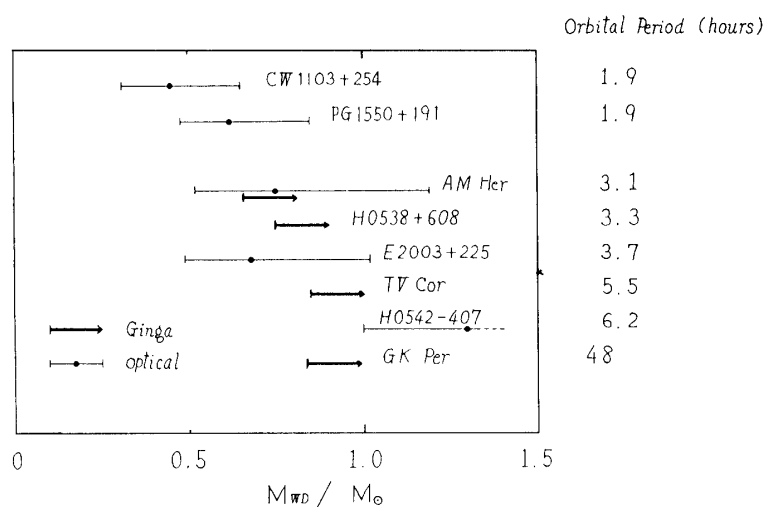


図5 強磁場白色矮星の質量

利用することから IP に対しては現在のところ使えない。このようにして決められた白色矮星の質量をまとめて図5に示す。

VI. 今後の展望とまとめ

白色矮星はきわめて広いエネルギー帯で観測可能であるわけだが、とりわけ硬X線では“ぎんが”の登場を待って初めて系統的な観測が可能になったのである。このことによって accretion column での定在衝撃波と言ったようなおおざっぱな描像にとどまらず、輻射領域そのものからその周辺まで含めた空間的構造までも解明される可能性がでてきている。更に白色矮星質量の系統的な推定により連星系の進化論に一石を投じることもできよう。“ぎんが”が健在であるまさに今こそ、白色矮星連星系の物理の大いなる進歩が期待できるのである。

参考文献

- Cropper 1989, submitted for Sp. Sci. Rev.
Cropper et al. 1989, M.N.R.A.S. **236**, 29p.
Heise et al. 1985, Astron. and Astrophys. **148**, L14
Ishida et al. 1990, in preparation
King and Shaviv 1984, M.N.R.A.S. **221**, 883
Lamb, D.Q. 1985, "Low Mass X-ray Binaries and Cataclysmic Variables" p. 179 Eds. Lamb and Patterson. Reidel, Dordrecht, Holland
Lamb and Patterson 1983, IAU Colloq. 72, p. 229
Mukai and Charles 1987, M.N.R.A.S. **226**, 209
Norton and Watson 1989, M.N.R.A.S. **237**, 853
Rothschild et al. 1981, Ap. J. **250**, 723
Schmidt et al. 1981, Ap. J. **243**, L157
Watson 1986, Lecture Notes in Physics **266**, "The Physics of Accretion onto Compact Objects" p. 97 Proceedings, Tenerife, Spain Eds. Mason, K.O., Watson, M.G. and White, N.E.