

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2019.02.02

X 射线双星回旋吸收线研究进展

叶长青^{1,2}, 王德华^{1,2}, 张承民^{3,4}, 吴庆东^{1,2}

(1. 贵州师范大学 物理与电子科学学院, 贵阳 550025; 2. 贵州师范大学 贵州省射电天文数据处理重点实验室, 贵阳 550025; 3. 中国科学院 国家天文台, 北京 100101; 4. 中国科学院大学, 北京 101400)

摘要: X 射线双星中的回旋共振散射吸收特征 (即回旋吸收线特征) 是直接测量中子星磁场的工具。回旋吸收线表现为 X 射线能谱中多阶吸收特征。截至目前, 已在 30 多颗源中探测到该现象, 其能量范围为 $10 \sim 80 \text{ keV}$, 对应的磁场强度范围为 $10^7 \sim 10^9 \text{ T}$ 。随着 X 射线探测技术的进步, 回旋吸收线观测及理论研究也迅速发展, 包括谐频和基频回旋吸收线能量之比、回旋吸收线形状的复杂性、回旋吸收线形态参数间的相关性、回旋吸收线能量与光度的关系、回旋吸收线的脉冲相位解析谱及回旋吸收线能量的长时标演化等。未来, 人们将通过对回旋吸收线的研究, 在探测高磁场中子星, 以及在探究中子星磁场结构和吸积柱物理等方面取得更多成果。

关 键 词: X 射线双星; 中子星; 磁场; 回旋吸收线

中图分类号: P145.2

文献标识码: A

1 引 言

中子星是大质量恒星演化到晚期, 经超新星爆发而形成的产物。中子星具有较强的磁场、引力场和超高的物质密度, 是研究极端环境下物理现象的天然实验室^[1-4]。磁场是中子星重要的物理参数之一, 对其测量的方法主要包括以下四种: (1) 根据磁通守恒原理, 由前身星磁场大小估计中子星磁场^[5]; (2) 对于转动供能脉冲星, 根据磁偶极辐射假设估计中子星磁场^[6, 7]; (3) 对于吸积供能中子星, 根据磁球半径与 X 射线光度关系估计中子星磁场^[8]; (4) 对于 X 射线双星, 根据回旋共振散射特征 (cyclotron resonance scattering feature, CRSF), 即回旋吸收线特征, 测量中子星磁场^[9]。回旋吸收线方法是唯一能够直接测量中子星磁场的方法^[10]。

X 射线双星中, 中子星通过吸积伴星物质而发射 X 射线 ($0.1 \sim 100 \text{ keV}$)。系统在宁静态的光度范围是 $10^{26} \sim 10^{28} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$, 爆发态的光度能达到 $10^{31} \text{ J} \cdot \text{s}^{-1}$ ^[11]。在该系统的中子星表

收稿日期: 2018-08-27; 修回日期: 2019-04-03

资助项目: 国家自然科学基金 (U1731238, 11703003, NAOC-Y834081V01); 贵州省科技计划项目 (黔科合平台人才 [2017]5726 号)

通讯作者: 叶长青, 1106675523@qq.com

面附近, 电子能量量子化至朗道能级, 并经与光子的共振散射作用, 在 X 射线能谱中呈现吸收线特征:

$$E_{\text{cyc}} = \hbar \frac{eB}{m_e c} = 11.6 B_8, \quad (1)$$

其中, E_{cyc} 是回旋吸收线能量 (常用单位为千电子伏), $\hbar$ 是普朗克常数, e 是电子电荷量, m_e 是电子质量, c 是光速, B 是磁场强度, B_8 是以 10^8 T 为单位的磁场强度。实际观测到的回旋吸收线能量还受到中子星的引力场红移的影响:

$$E_n = n E_{\text{cyc}} = (1 + z) E_{n, \text{obs}}, \quad (2)$$

其中, E_n 为 n 阶能量 ($n = 1, 2, 3, \dots$), $E_{n, \text{obs}}$ 为观测的回旋吸收线能量, z 是引力红移。根据回旋吸收线的发射位置, z 为 $0.2 \sim 0.3$ ^[12]。

1976 年, Trümper 等人^[13]利用气球上搭载的 X 射线探测器, 首次在 Her X-1 的能谱中发现了回旋吸收线现象。1987 年, 日本发射了 Ginga X 射线卫星, 并在 15 颗源中观测到了回旋吸收线现象^[14]。除此之外, RXTE^[15], BeppoSAX^[16], INTEGRAL^[17], Swift^[18], Suzaku^[19] 等卫星也为回旋吸收线的观测研究作出了巨大贡献^[10]。2012 年, 美国国家航空航天局 (NASA) 发射了高能谱分辨率的 X 射线卫星 NuSTAR^[20], 并观测到了一些新的回旋吸收线源。近年来, 中国发射了具有较宽的能段范围 ($1 \sim 250 \text{ keV}$) 的硬 X 射线调制卫星——慧眼, 为观测更多高能量 ($\geq 80 \text{ keV}$) 的回旋吸收线源提供了可能性^[21, 22]。截至目前, X 射线双星中探测到的基态或基频回旋吸收线能量范围为 $10 \sim 80 \text{ keV}$, 对应的磁场强度范围为 $10^7 \sim 10^9 \text{ T}$ ^[11]。

探测技术的进步使得人们在回旋吸收线的观测方面取得了很多新进展, 例如, 近年来人们发现一些源的二阶谐频与基频回旋吸收线能量之比不是严格等于 2; 回旋吸收线形态具有复杂性, 且形态参数之间存在相关性; 回旋吸收线能量与源的 X 射线光度间存在多重依赖关系; 回旋吸收线能量随着脉冲相位而发生变化; 回旋吸收线存在长时标演化等^[11]。理论上, 人们通常认为, X 射线双星中, 吸积物质沿磁力线到达中子星两极并形成吸积柱, 而回旋吸收线的发射因受到吸积柱高度、发射区磁场强度和吸积物质的物理性质等多种因素影响, 其观测参数之间可能呈现复杂的相关性^[23, 24]。例如, 理论上人们认为, 吸积柱几何和辐射形状依赖于吸积率或 X 射线光度^[25]。对于高 X 射线光度源, 下落物质由辐射主导的激波制动, 因此, 光子沿着垂直于吸积柱方向逃逸, 并呈扇形的 X 射线辐射形状^[26, 27]。此时, 随着光度和吸积柱高度的增加, 回旋吸收线形成区的磁场强度下降, 观测到的回旋吸收线能量减小^[28, 29]。对于低 X 射线光度源, 自由下落的物质在近中子星表面附近由库仑相互作用制动, 因此, 光子沿着吸积柱方向逃逸, 并呈铅笔形的 X 射线辐射形状^[26, 27]。此时, 随着光度和吸积柱高度降低, 回旋吸收线形成区的磁场强度增加, 观测到的回旋吸收线能量增加。

第 2 章简述回旋吸收线的形成原理; 第 3 章介绍回旋吸收线的最新观测进展及其理论解释, 包括谐频与基频回旋吸收线能量的比、回旋吸收线形状的复杂性及形态参数间的相关性、回旋吸收线能量与光度的关系、回旋吸收线的脉冲相位解析谱及回旋吸收线的长时标演化; 第 4 章进行总结与展望。

2 回旋吸收线的形成

在中子星的强磁场环境下, 电子绕磁力线做回旋运动的拉莫半径 r_L 和拉莫频率 ω_L 分别是:

$$r_L = \frac{m_e c v_{\perp}}{eB}, \quad (3)$$

$$\omega_L = \frac{eB}{m_e c}, \quad (4)$$

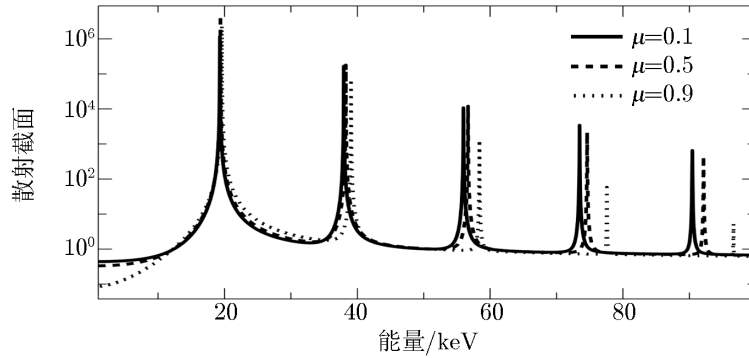
其中, $v_{\perp}$ 是电子速度垂直于磁场的分量^[12]。一般认为, 当磁场达到临界值 $B_{\text{crit}} = m_e^2 c^3 / (e\hbar) = 44 \times 10^8 \text{ T}$, 即电子的回旋能量与其静止能量相当 ($\hbar\omega_L \approx m_e c^2$) 时, 电子动量在垂直于磁场方向的分量 $P_{\perp}$ 需要进行相对论量子力学修正, 得到量子化的朗道动量:

$$\frac{P_{\perp}}{m_e c} = n \frac{B}{B_{\text{crit}}}. \quad (5)$$

这时, 电子的散射截面在不同朗道能级差处发生共振并加强 (见图 1), 同时, 由于朗道能级的热展宽作用, 光子的能量在接近两个电子朗道能级的差值时, 会因电子的能级跃迁作用而被吸收, 因此, X 射线能谱具有吸收线特征:

$$E_n = m_e c^2 \sqrt{\frac{1 + 2n \sin^2 \theta \cdot (B/B_{\text{crit}}) - 1}{\sin^2 \theta}} \times \frac{1}{1+z}, \quad (6)$$

其中, θ 是光子入射方向与磁力线方向的夹角, $z = 1/\sqrt{1 - 2GM_*/(R_*c^2)} - 1$ 是引力红移量, G 是引力常数, M_* 和 R_* 分别是中子星的质量和半径, n 是量子数, $n=1$ 代表基频回旋吸收线能量, $n=2, 3, 4, \dots$ 分别代表 2, 3, 4, $\dots$ 阶谐频回旋吸收线能量。



注: 实线、虚线和点线分别表示不同观测角 μ 下的结果。

图 1 电子跃迁时散射截面随静止能量变化图^[30]

回旋吸收线在 X 射线能谱中表现为叠加的 n 阶吸收线特征。对能谱拟合时, 人们常用幂律函数加指数截断函数来描述 X 射线双星的连续谱, 例如:

$$F(E) = \frac{AE^{-\alpha}}{1 + \exp[(E - E_c)/E_f]}, \quad (7)$$

其中, F 是光子数流量; E 是能量; α 是谱光子指数 (幂律指数), 其值通常为 $0.5 \sim 2.0$; E_c 是截断能量, 其值通常为 $5 \sim 30 \text{ keV}$; A 是系数; E_f 是折叠能。以下是几种常用的能谱拟合模型: (1) 幂律函数加费米-狄拉克形式的指数截断函数模型 (Fermi-Dirac cutoff, FDCO)^[31]; (2) 负 (和正) 幂律函数加指数截断函数模型 (negative and positive power laws with a common exponential cutoff factor, NEPX)^[14]; (3) 改进的幂律函数加高能截断函数模型 (modified power law cutoff model, MPLCUT)^[32]。在此基础之上, X 射线双星的能谱还需叠加 Fe 的发射线 (能量范围为 $6 \sim 8 \text{ keV}$) 和回旋吸收线 (能量范围为 $10 \sim 80 \text{ keV}$) 结构, 其中回旋吸收线轮廓常用高斯函数或洛伦兹函数来拟合。作为例子, 图 2 展示了平均脉冲相位下 4U 0115+634 的 X 射线能谱中基频和五阶谐波回旋吸收线^[15, 33, 34]。

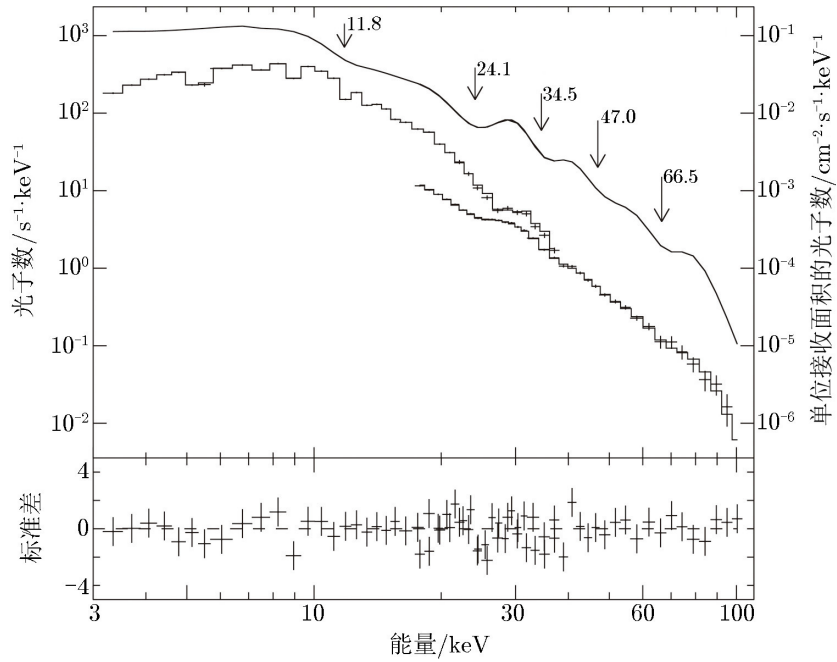


图 2 4U 0115+634 的 X 射线能谱^[15]

3 观测概论

观测上, 人们常用以下函数拟合回旋吸收线:

$$CYCLABS(E; E_a, D, W) = \exp \left[-\frac{D(WE/E_a)^2}{(E - E_a)^2 + W^2} \right], \quad (8)$$

其中, E_a , D 和 W 分别是回旋吸收线的中心能量 (简称能量)、深度和宽度^[14]。此外, 也可以用高斯函数拟合回旋吸收线:

$$GABS(E; E_a, D, W) = D \exp \left[-\frac{(E - E_a)^2}{2W^2} \right]. \quad (9)$$

截至目前, 人们已在约 40 颗 X 射线双星中观测到了回旋吸收线现象, 其中 31 颗源的回旋吸收线已被多颗卫星的观测数据确认。表 1 列出了这些源的名称、回旋吸收线能量、中子星自旋周期、双星轨道周期和参考文献, 其中回旋吸收线能量范围为 $10 \sim 80$ keV, 中子星自旋周期和双星轨道周期范围分别是 $2 \sim 1100$ s 和 $1 \sim 170$ d。

表 1 回旋吸收线源及能量等物理参数

源	能量/keV	参考文献	自旋周期/s	轨道周期/d	参考文献
Swift J1626.6-5156	10	[18]	15.35	—	[18]
XMMU J05	10	[35]	61.23	80	[88]
KS 1947+300	12.5	[36]	18.7	40.4	[89, 90]
4U 0115+634	14, 24, 36, 48, 62	[34, 37–39]	3.61	24.309	[91]
IGR J17544-2619	17	[40]	—	4.926	[92]
4U 1907+09	19, 40	[41, 42]	437 ~ 440	8.38	[93]
4U 1538-52	22, 47	[43, 44]	528 ~ 530	3.728 54	[94, 95]
IGR J18179-1621	22	[45, 46]	11.82	—	[96]
IGR J18027-2016	23	[47]	139.612	4.469	[97]
2S 1553-542	23.5	[48]	9.278 8	30.6	[48]
Vela X-1	25, 50	[49–51]	283	8.96	[98]
V 0332+53	27, 51, 74	[52–54]	4.375	34.67	[99, 100]
SMC X-2	27	[55]	2.73	—	[55]
Cep X-4	28, 45	[56, 57]	66.25	—	[56]
4U 0352+309(Xper)	29	[58]	835	250	[101, 102]
IGR J16393-4643	29.3	[59]	904	—	[59]
Cen X-3	30	[60, 61]	4.82	2.087 1	[103]
J 16493-4348	30	[62]	1093	6.782	[104]
RX J0520.5-6932	31.5	[63]	8.03	—	[63]
RX J0440.9-4431(LS V+44 17)	32	[64]	202.5	—	[105]
MXB 0656-072	33	[65, 66]	160	—	[65]
IGR J19294+1816	35.5	[67]	12.44	117.2	[106, 107]
XTE J1946+274	36	[68]	15.8	169.2	[108, 109]
4U 1626-67	37	[69]	7.671 35	—	[110]
GX 301-2	37	[19, 70, 71]	675 ~ 700	41.492	[111, 112]
Her X-1	39, 73	[13, 72]	1.24	—	[113]
MAXI J1409-619	44, 73, 128	[73]	500	—	[114]
A 0535+26	45, 100	[74]	103	110.1	[115, 116]
GX 304-1	54	[75, 76]	272	132.5	[117, 118]
1A 1118-61	55, 112?	[77]	405 ~ 407	24	[119]
GRO J1008-57	76	[78]	93.6	135	[120, 121]
EXO 2030+375	11?	[79, 80]	42	46.016	[122, 123]
GS 1843+009	20?	[81]	29.5	—	[124]
LMC X-4	21.4?	[81]	13.5	1.4	[105]
2S 0114+650	22?, 44?	[82]	—	—	—
GX 1+4(4U 1728 –24)	34?	[83]	228.508	—	[125]

(续表)

源	能量/keV	参考文献	自旋周期/s	轨道周期/d	参考文献
OAO 1657-415	36?	[84]	38.2	10.448	[126, 127]
4U 1700-37	37?	[85]	—	3.411 581	[128]
4U 1909+07(X 1908+075)	44?	[86]	605	4.4	[129, 130]
X 1822-371	0.7*	[87]	0.59	—	[131]
X 2259+586	4.2*	[14]	7	—	[132]
GRO J1744-28	4.7*	[9]	0.467	11.833 7	[133, 134]

注：符号“—”表示“无”；符号“?”表示可能存在的源；符号“*”表示不太可能或质疑存在的源。

从表 1 可以看出, 大多数源中仅观测到基频回旋吸收线, 一些源中观测到了多阶谐频回旋吸收线, 如 4U 0115+634^[135]。近些年, 随着空间 X 射线探测技术的发展, 回旋吸收线观测方面的研究取得了丰硕的成果。同时, 观测方面的研究进展也促进了 X 射线双星吸积柱等理论的发展^[16, 73, 136]。

3.1 基频与谐频回旋吸收线能量的关系

人们通过观测发现, 大部分源中仅探测到基频回旋吸收线, 而一些源中则探测到了二阶, 甚至二阶以上谐频回旋吸收线, 且基频回旋吸收线的轮廓通常比谐频回旋吸收线的轮廓浅^[11]。观测到二阶谐频回旋吸收线的源包括 4U 1907+09^[137], 4U 1538-52^[44, 138], Vela X-1^[139], Cep X-4^[57], Her X-1^[140-142] 和 A 0535+262^[143, 144]; 观测到二阶以上回旋吸收线的源包括 4U 0115+634 (五阶), V 0332+52 (三阶) 和 MAXI J1409-619 (三阶), 其中 4U 0115+634 是唯一一个观测到五阶谐频回旋吸收线的源 (见图 2)。根据式 (2), 二阶谐频回旋吸收线能量与基频回旋吸收线能量的比值理论上应为 2。实际观测发现, 对于一些源, 该比值大于 2; 而对于另一些源, 该比值小于 2。比值大于 2 被解释为多个回旋吸收线的叠加作用, 例如 Vela X-1 和 A 0535+26^[139, 143]; 比值小于 2 被解释为相对论效应修正, 例如 4U 0115+634^[16]。最近人们通过对 Cep X-4 的观测发现, 其二阶谐频回旋吸收线能量与基频回旋吸收线能量的比值约为 1.7。这一观测结果被解释为二阶谐频与基频回旋吸收线可能形成于不同高度, 或者该系统具有较大的观测角^[57]。

3.2 形态复杂性

人们曾根据一些模型预言, 回旋吸收线可能存在复杂的形状, 如基频回旋吸收线可能存在翼型 (wing) 形状^[29, 30, 145]。2010 年, RXTE 卫星通过对 V 0332+53 的观测, 发现其回旋吸收线的形状偏离了高斯函数或洛伦兹函数形状^[52]。Doroshenko 等人^[146]在 2017 年用 NuSTAR 卫星对该源进行重新观测, 却并没有观测到这一现象。他们还指出, 回旋吸收线形状的复杂性可能源于 X 射线能谱拟合模型的不确定性。除了 V 0332+53 外, NuSTAR 还观测到 Cep X-4 具有复杂的回旋吸收线形状^[147]。2017 年, Maitra 等人^[148]用 Suzaku 观测发现, 低光度源 Xper 能谱中存在非高斯形状的回旋吸收线。一般来讲, 复杂的回旋吸收线形状往往在低光度源中被观测到^[11]。Mukherjee 和 Bhattacharya^[149]认为, 低光度源中观测到的复杂回旋吸收线形状, 可能源于吸积柱局部不稳定性导致的偶极磁场扭曲; 而 Mushtukov 等人^[150]则认为, 这种现象可能源于光度变化引起的开普勒增益作用。

3.3 形态参数的相关性

回旋吸收线的形态往往反映了其形成区的物理环境。人们研究并发现, 回旋吸收线形态参数之间存在以下相关性: (1) 回旋吸收线能量与 X 射线能谱截断能量的关系; (2) 回旋吸收线宽度与其能量的关系; (3) 回旋吸收线分数宽度 (即回旋吸收线宽度与其能量之比) 与其深度的关系。表 2 列出了近几年测量得到的已知源的连续谱参数和回旋吸收线形态参数, 包括连续谱幂律指数、截断能量, 以及回旋吸收线的中心能量、宽度和深度。

表 2 回旋吸收线形态参数

源	幂律指数	截断能量/keV	回旋吸收线形态参数			参考文献
			中心能量/keV	宽度/keV	深度/keV	
Her X-1	$0.93^{+0.01}_{-0.02}$	$22^{+1.4}_{-0.8}$	$40.4^{+0.8}_{-0.3}$	$6.4^{+1.1}_{-0.4}$	$0.76^{+0.10}_{-0.08}$	[32]
4U 0115+634	$0.26^{+0.10}_{-0.02}$	$10.0^{+0.5}_{-0.4}$	$16.4^{+0.4}_{-0.1}$	$3.6^{+0.5}_{-1.0}$	$0.78^{+0.07}_{-0.22}$	[32]
Cen X-3	$1.24^{+0.01}_{-0.02}$	$21.3^{+0.2}_{-0.4}$	$30.4^{+0.3}_{-0.4}$	$7.1^{+0.2}_{-0.2}$	$1.08^{+0.02}_{-0.02}$	[32]
4U 1626-67	$0.88^{+0.05}_{-0.05}$	$6.8^{+0.3}_{-0.3}$	$39.3^{+0.6}_{-1.1}$	$6.6^{+0.6}_{-0.7}$	$2.1^{+0.2}_{-0.2}$	[32]
XTE J1946+274	$1.14^{+0.02}_{-0.03}$	$22.0^{+0.8}_{-0.9}$	$34.9^{+1.9}_{-0.8}$	$4.8^{+3.2}_{-1.6}$	$0.2^{+0.1}_{-0.1}$	[32]
Vela X-1	$0.00^{+0.09}_{-0.01}$	$17.9^{+0.3}_{-0.4}$	$24.4^{+0.5}_{-1.1}$	$0.9^{+0.9}_{-0.8}$	$0.16^{+1.13}_{-0.07}$	[32]
4U 1907+09	$1.236^{+0.007}_{-0.012}$	$13.5^{+0.2}_{-0.2}$	$18.3^{+0.4}_{-0.4}$	$1.6^{+0.2}_{-0.2}$	$0.26^{+0.04}_{-0.04}$	[32]
4U 1538-52	$1.161^{+0.003}_{-0.014}$	$13.57^{+0.04}_{-0.05}$	$20.66^{+0.05}_{-0.06}$	$2.15^{+0.04}_{-0.04}$	$0.5^{+0.01}_{-0.01}$	[32]
GX 301-2	$-0.02^{+0.04}_{-0.04}$	$17.3^{+0.1}_{-0.2}$	$42.4^{+3.8}_{-2.5}$	$8.0^{+1.8}_{-2.6}$	$0.5^{+0.3}_{-0.2}$	[32]
4U 0352+309	$1.82^{+0.02}_{-0.02}$	57^{+12}_{-17}	$28.6^{+1.5}_{-1.7}$	$9.0^{+1.3}_{-1.3}$	$0.66^{+0.12}_{-0.12}$	[32]
2S 1553-542	$0.53^{+0.06}_{-0.06}$	$5.59^{+0.17}_{-0.17}$	$23.46^{+0.35}_{-0.35}$	10.8^{+1}_{-1}	$0.6^{+0.05}_{-0.05}$	[48]
GX 304-1	$1.25^{+0.02}_{-0.02}$	$27.7^{+0.9}_{-1.1}$	$54.5^{+1.1}_{-0.9}$	$9.8^{+2.9}_{-2.2}$	$0.75^{+0.13}_{-0.09}$	[75]
IGR J17544-2619	$3.0^{+0.4}$	$4.04^{+0.02}_{-0.05}$	$16.8^{+0.3}_{-0.3}$	$2.6^{+0.6}_{-0.3}$	$0.49^{+0.06}_{-0.04}$	[40]
IGR J18027-2016	—	$12.93^{+0.25}_{-0.25}$	$23.2^{+1.0}_{-1.0}$	$5.35^{+1.13}_{-0.75}$	$0.16^{+0.07}_{-0.04}$	[47]
MXB 0656-072	$0.89^{+0.07}_{-0.05}$	$15.5^{+0.2}_{-0.2}$	$32.8^{+0.5}_{-0.4}$	$11.8^{+1.0}_{-1.1}$	$0.38^{+0.02}_{-0.02}$	[65]
RX J0440.9+4431	$0.75^{+0.05}_{-0.05}$	$18.4^{+1.1}_{-1.1}$	$31.9^{+1.3}_{-1.3}$	6	$0.37^{+0.06}_{-0.06}$	[64]
Swift J1626.6-5156	$1.11^{+0.04}_{-0.05}$	$10.46^{+0.33}_{-0.34}$	$10.23^{+0.09}_{-0.09}$	$0.99^{+0.17}_{-0.17}$	$0.097^{+0.025}_{-0.021}$	[18]
XMMU J05	$0.2^{+0.1}_{-0.1}$	12^{+1}_{-1}	$9.0^{+0.4}_{-0.4}$	$2.1^{+0.7}_{-0.6}$	$0.17^{+0.03}_{-0.03}$	[35]
KS 1947+300	$0.982^{+0.022}_{-0.015}$	$24.2^{+0.6}_{-0.5}$	$12.2^{+0.5}_{-0.7}$	$2.5^{+1.3}_{-0.6}$	$0.16^{+0.15}_{-0.05}$	[36]
V 0332+53	$0.12^{+0.008}_{-0.008}$	$9.21^{+0.04}_{-0.04}$	$25.92^{+0.07}_{-0.08}$	$5.44^{+0.08}_{-0.06}$	$1.91^{+0.02}_{-0.02}$	[151]
GRO J1744-28	$1.26^{+0.07}_{-0.07}$	$18.4^{+0.01}_{-0.01}$	$4.3^{+0.02}_{-0.02}$	$1.2^{+0.3}_{-0.3}$	$0.12^{+0.04}_{-0.04}$	[152]
IGR J16393-4643	$1.8^{+0.6}_{-0.4}$	$5.0^{+0.6}_{-0.4}$	$29.3^{+1.1}_{-1.3}$	4^{+5}_{-2}	$0.4^{+0.1}_{-0.1}$	[59]
IGR J16493-4348	$0.4^{+0.4}_{-0.2}$	19^{+6}_{-2}	32^{+4}_{-4}	—	$0.6^{+0.2}_{-0.2}$	[62]
RX J0520.5-6932	$0.87^{+0.04}_{-0.04}$	10^{+2}_{-2}	$31.3^{+0.8}_{-0.7}$	$5.9^{+0.7}_{-0.6}$	$0.6^{+0.08}_{-0.07}$	[63]
A 0535+26	$1.62^{+0.44}_{-0.31}$	—	$45.5^{+1.3}_{-1.3}$	$10.9^{+4.2}_{-2.9}$	$1.8^{+0.4}_{-0.3}$	[74]
1A 1118-61	$0.73^{+0.05}_{-0.06}$	$16.5^{+2.5}_{-2.9}$	$55.1^{+1.6}_{-1.5}$	$10.4^{+1.1}_{-1.0}$	$0.8^{+0.1}_{-0.1}$	[77]
GRO J1008-57	$0.29^{+0.03}_{-0.02}$	—	78^{+3}_{-2}	11^{+6}_{-4}	$0.81^{+0.15}_{-0.13}$	[153]

注: 符号“—”表示“无”。由于源 MAXI J1409-619, SMC X-2, Cep X-4, IGR J18179-1621 的回旋吸收线拟合方法与其他源不一样, 故没有采用。

早在 Ginga 卫星时代,人们通过观测发现,回旋吸收线能量与 X 射线能谱的截断能量存在正相关关系^[14]。这一关系在 RXTE 时代又被进一步证实^[32]。图 3 显示了这一关系,其中,回旋吸收线能量在 35 keV 以下时相关性比较明显,而在高能段相关性并不很明显。4U 1626-67 的结果偏离了该相关性,这可能是由于其回旋吸收线能量在不同脉冲相位中变化较大,导致其脉冲相位平均谱的回旋吸收线能量的测量不准确^[15]。GX 301-2 和 MXB 0656-072 的结果也偏离该相关性。有人认为,这两颗源中观测到的回旋吸收线 ($E_{\text{cyc}} \approx 50 \text{ keV}$) 可能是二阶谐波回旋吸收线,而其基频回旋吸收线能量约为 25 keV。这样,该基频回旋吸收线能量就符合与 X 射线能谱截断能量的相关性。也有人认为,这两颗源可能与 4U 1626-67 相似,其回旋吸收线能量在不同脉冲相位中变化较大,干扰了其脉冲相位平均谱的回旋吸收线能量的测量。值得注意的是,该相关性反映了 X 射线能谱中特征能量之间的关系,表明连续谱的截断能量很有可能是一种磁效应,而不仅仅由堆积的吸积物质的温度所决定^[15]。

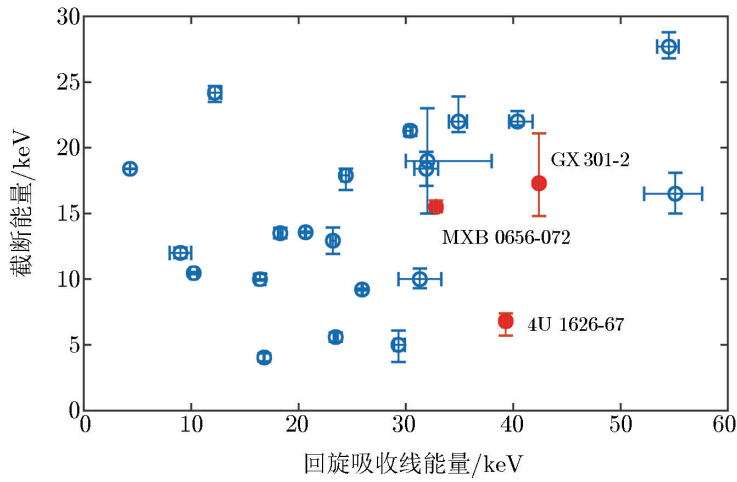


图 3 回旋吸收线能量与连续谱截断能量的关系

根据回旋吸收线角度依赖性模型,若回旋吸收线宽度 Γ_{cyc} 由电子温度 kT_e 决定,则有:

$$\Gamma_{\text{cyc}} \approx E_{\text{cyc}} \left(\frac{8kT_e \ln 2}{m_e c^2} \right)^{1/2} |\cos \phi|, \quad (10)$$

其中 ϕ 为观测方向与电子运动方向的夹角^[154]。式 (10) 预言了回旋吸收线能量与宽度之间存在相关性,且该理论与观测结果基本一致 (见图 4)。实际观测还发现,由不同源推测的电子温度和观测角没有显著差别。更有趣的是,由于很多回旋吸收线源是高磁倾角系统,观测角的约束间接说明了这些源的磁轴与自转轴几乎对齐。对此现象的一种解释是,这些源诞生时就是这样;另一种解释是,吸积过程可能使得这些源的磁轴与自转轴趋于一致。

有限温度下的磁场散射截面模型和蒙特卡罗模型等理论预言,越窄的回旋吸收线应该越深^[155]。但实际观测发现,回旋吸收线分数宽度与其深度存在正相关,即越宽的回旋吸收线往往深度越深 (见图 5)。

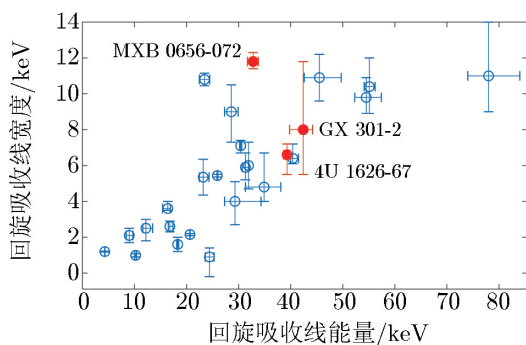


图 4 回旋吸收线能量与回旋吸收线宽度的关系

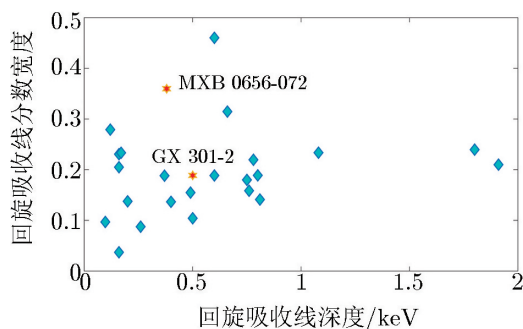


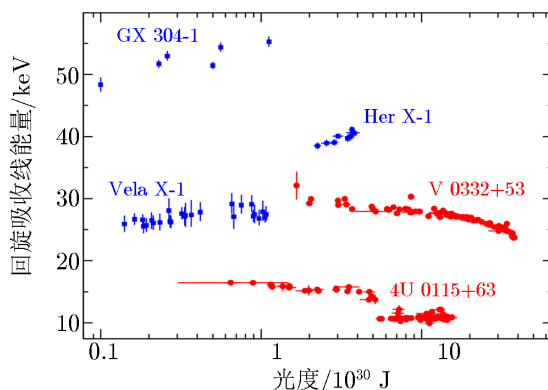
图 5 回旋吸收线分数宽度与其深度的关系

3.4 回旋吸收线能量的光度依赖性

早在 1976 年, Basko 和 Sunyaev^[26]以爱丁顿光度 L_{Edd} 为临界光度, 把 X 射线双星分为高光度源和低光度源, 并预言在不同吸积率下, 中子星 X 射线双星可能存在两种不同的吸积模式: 对于高光度源, 吸积柱中的下落物质受辐射主导的激波作用而制动, 这时光子将沿垂直于吸积柱的方向逃逸, 并形成扇形辐射图案; 对于低光度源, 吸积柱中的物质自由下落到中子星表面, 并受流体动力学激波作用而制动, 这时光子将沿平行于吸积柱的方向逃逸, 并形成铅笔形辐射图案。随后, 以下多种方法被用来模拟回旋吸收线的形成: (1) 蒙特卡罗方法^[156]; (2) Feautrier 方法^[154]; (3) 数值分析方法^[157]。

根据该理论预言, 对于高光度源, 随着吸积率的增加, 物质的堆积会使得吸积柱高度增加, 从而使回旋吸收线辐射区逐渐进入低磁场区。这说明吸积率与辐射区磁场强度可能存在反相关。通过对 V 0332+53^[151], 4U 0115+634^[158], SMC X-2^[55] 等回旋吸收线源的几天到几个月的观测, 发现其 X 射线光度与回旋吸收线能量间存在明显的反相关, 从而验证了该理论的预言 (见图 6)。对于低光度源, 通过 RXTE 在 1996—2005 年对 Her X-1 的观测, 发现其 X 射线光度与吸收线能量呈正相关^[140]。类似的源还有 GX 304-1^[159] 和 Swift J1626.6-5156^[18]。该现象被解释为, 吸积率的增加使得回旋吸收线形成区的高度降低, 磁场强度增大, 从而导致 X 射线光度与回旋吸收线能量呈正相关。这一结果也验证了理论对不同吸积模式的预言。

2012 年, Becker 等人^[27]在 Basko 和 Sunyaev 的理论基础上, 考虑光子散射截面和吸积流几何结构等影响, 对临界光度进行了相应修正:

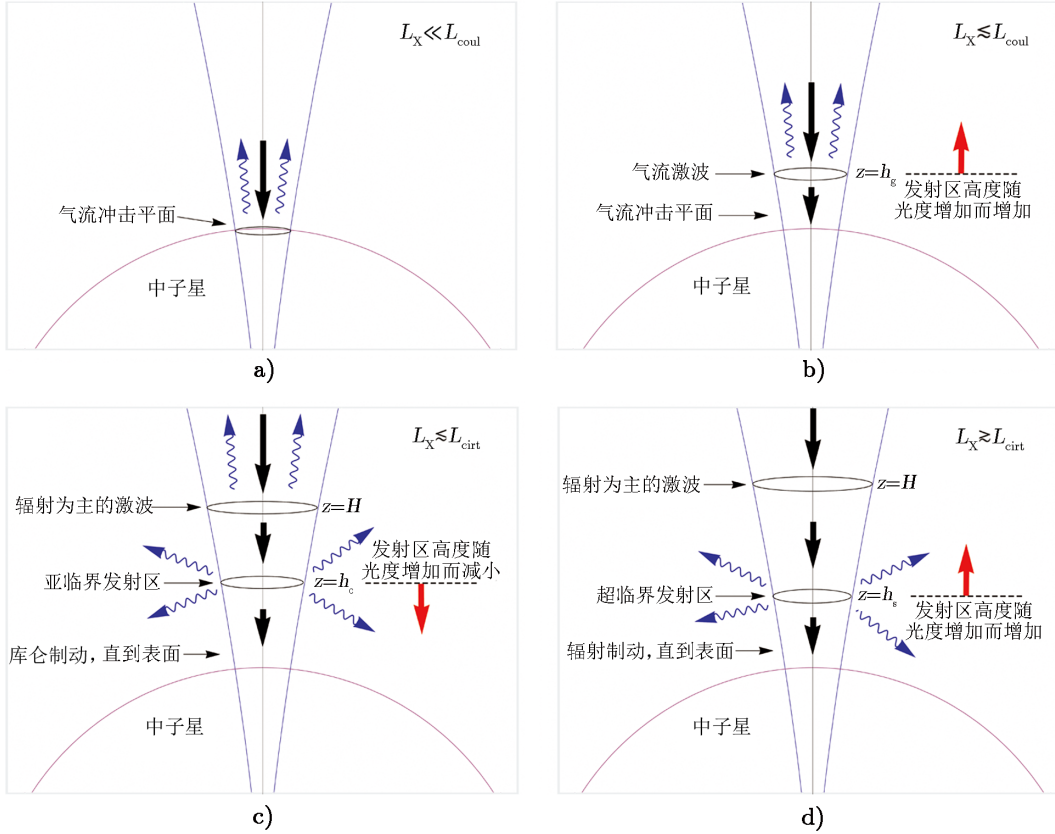


注: 蓝色点和红色点分别代表正相关和反相关的源。

图 6 回旋吸收线能量与 X 射线光度的关系^[9]

$$L_{\text{crit}} = 1.49 \times 10^{30} \omega^{-28/15} \left(\frac{\Lambda}{0.1} \right)^{-7/5} \left(\frac{M_*}{1.4 M_\odot} \right)^{29/30} \left(\frac{R_*}{10^4} \right)^{1/10} \left(\frac{B_*}{10^8} \right)^{16/15}, \quad (11)$$

其中, L_{crit} 是临界光度, B_* 为中子星的表面磁场强度。 ω 与平行于磁场方向传播的光子的平均能量 $\tilde{E}$ 有关, $\tilde{E} = \omega k T_{\text{eff}}$, T_{eff} 为冲击后辐射区域的有效温度。 Λ 为参数, $\Lambda < 1$ 代表盘吸积, $\Lambda = 1$ 代表星风吸积^[160–162]。对于低光度情况, 即 $L < L_{\text{coul}} < L_{\text{crit}}$ 或 $L_{\text{coul}} < L < L_{\text{crit}}$ (L 为光度, L_{coul} 为最小光度) 时, 下落物质受库仑相互作用而制动, 并形成铅笔形辐射图案, 回旋吸收线形成区高度与光度之间呈反相关, 如图 7 a) 和 b) 所示。



注: a) 亚临界光度: $L_X < L_{\text{coul}} < L_{\text{crit}}$, 铅笔束辐射形状; b) 亚临界光度: $L_X \lesssim L_{\text{coul}} < L_{\text{crit}}$, 铅笔束辐射形状; c) 亚临界光度: $L_{\text{coul}} < L_X \lesssim L_{\text{crit}}$, 中间束辐射形状; d) 超临界光度: $L_X \gtrsim L_{\text{crit}}$, 扇形辐射形状^[27]。图中, h_g 是气流激波的特征高度, h_c 是亚临界发射区的特征高度, h_s 是超临界发射区的特征高度, H 是以辐射为主的激波的特征高度。

图 7 吸积柱几何结构和辐射形状示意图

$$h_s = 1.48 \times 10^3 \left(\frac{\Lambda}{0.1} \right)^{-1} \left(\frac{\tau_*}{20} \right) \left(\frac{M_*}{1.4 M_\odot} \right)^{19/14} \left(\frac{R_*}{10^4} \right)^{1/14} \left(\frac{B_*}{10^8} \right)^{-4/7} \left(\frac{L_X}{10^{30}} \right)^{-5/7}, \quad (12)$$

其中, h_s 是超临界发射区的特征高度, τ_* 为汤姆孙光深 (Thomson optical depth), L_X 是 X 射线光度。对于高光度情况, 即 $L_{\text{coul}} < L \lesssim L_{\text{crit}}$ 或 $L \gtrsim L_{\text{crit}}$, 下落物质受辐射激波作用而制动, 形成扇形辐射图案, 回旋吸收线形成区高度 h_s 与光度之间呈正相关, 如图 7 c) 和 d) 所示。

$$h_s = 2.28 \times 10 \left(\frac{\xi}{0.01} \right) \left(\frac{M_*}{1.4 M_\odot} \right)^{-1} \left(\frac{R_*}{10^4} \right) \left(\frac{L_X}{10^{30}} \right), \quad (13)$$

其中 ξ 为物质下落的有效速度与其流速的比值。

人们通过近几年的观测发现, 一些源的回旋吸收线能量与 X 射线光度呈不相关 (如 A 0535+26^[17, 74, 163]), 但在这些源的某些相位中, 回旋吸收线能量与 X 射线光度呈正相关。有人认为, 该现象说明回旋吸收线形成区的高度可能与吸积率无关, 但也有人认为, 回旋吸收线能量在不同相位中变化较大, 这可能导致其能量与 X 射线光度的相关性不明显^[144]。

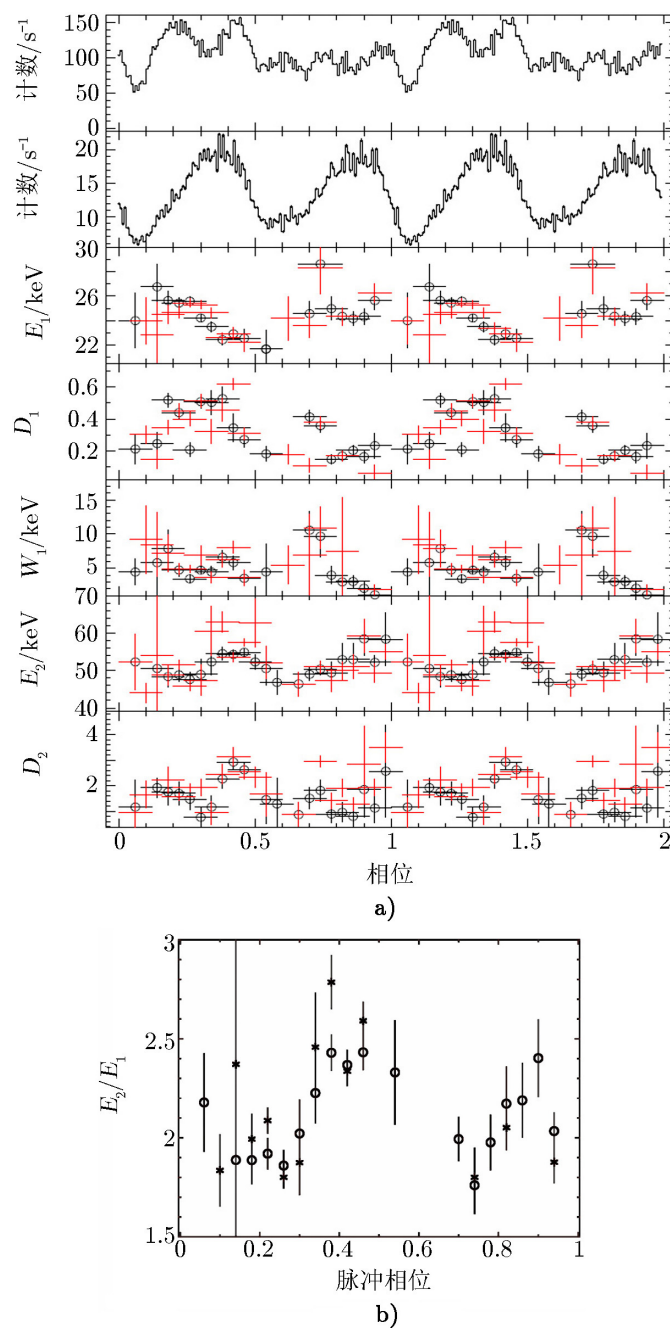
3.5 作为几何追踪器的脉冲相位解析谱

由于中子星的自转, 观测者在一个脉冲周期内可观测中子星表面或吸积柱的不同区域, 而回旋吸收线的形成依赖于辐射区的几何、磁场结构, 以及不同发射区等离子体的温度、光深等^[11], 因此回旋吸收线的观测性质在中子星处于不同脉冲相位时会发生变化。对该问题的研究需要借助于回旋吸收线的脉冲相位解析谱。目前, 人们已对 Her X-1^[136, 164, 165], 4U 1538-52^[138], 4U 0115+634^[137], Vela X-1^[49, 50, 139, 166], Cen X-3^[167], GX 301-2^[19], 1A 1118-61^[168, 169], A 0535+26, 4U 1907+09, XTE J1946+274^[166], 4U 1626-67^[170] 和 GX 304-1^[55] 等源进行相关研究。

Maitra 和 Paul^[171] 利用 Suzaku 数据对一些较亮的回旋吸收线源进行观测, 并分析了回旋吸收线参数随脉冲相位的变化。首先, 他们发现不同源的回旋吸收线能量会随脉冲相位而变化, 变化率为 10% ~ 30% (见表 3); 其次, 他们分析发现, Vela X-1 的二阶谐波回旋吸收线能量与基频回旋吸收线能量的比值也会随着脉冲相位而变化 (见图 8), 这说明基频和谐波回旋吸收线的形成区会随着观测角或吸积柱的变化而变化^[166]; 最后, 他们发现 4U 1907+09 在两个不同光度下, 回旋吸收线参数随着脉冲相位有着相似的变化, 这说明在该光度范围, 回旋吸收线形成区具有相似的发射高度和几何结构。理论上, 人们一般认为回旋吸收线参数与脉冲相位的依赖性可能与观测角、发射区高度、极冠区大小、磁场结构, 以及辐射束形状 (扇形或铅笔形) 等有关。

表 3 回旋吸收线能量随脉冲相位的变化^[172]

源	回旋吸收线能量/keV	回旋吸收线能量的变化/(%)
4U 1907+09	18	19
Vela X-1	24, 50	27
4U 1626-67	35	12
GX 301-2	36	13
XTE J1946+274	38	36
A 0535+26	43	14
1A 1118-61	47	30

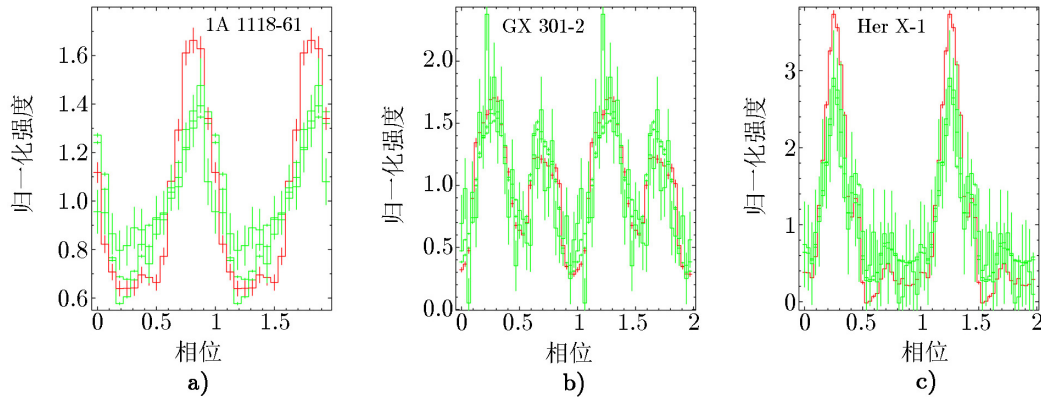


注: a) 上面两幅图分别表示 X 射线图像分光计脉冲相位 (XIS-PP) 在低能段 0 ~ 10 keV 和 PIN 二极管脉冲相位 (PIN-PP) 在高能段 10 ~ 70 keV 的脉冲轮廓。

图 8 a) Vela X-1 回旋吸收线的脉冲相位解析谱; b) 不同相位处二阶谐波与基频回旋吸收线能量之比^[166]

3.6 回旋吸收线能量附近的脉冲轮廓变化

人们通过观测发现, 一些源的回旋吸收线能量附近的脉冲轮廓发生了显著变化 (见图 9), 这可能是因为电子散射截面在该能量处明显增强, 导致脉冲辐射束图案发生变化^[39, 151, 173]。对 4U 0115+634 的观测结果表明, 基频和谐频回旋吸收线能量附近的脉冲轮廓均发生了显著的变化^[39]。对 V 0332+53 的观测结果表明, 回旋吸收线能量附近脉冲轮廓呈现不对称的单峰结构, 而在其他能段的脉冲轮廓呈现双峰结构^[151]。



注: a)—c) 分别为回旋吸收线能量在 49 keV, 36 keV 和 35 keV 时的图像。红色线为回旋吸收线能量附近的脉冲轮廓, 绿色线为其他能段的脉冲轮廓。

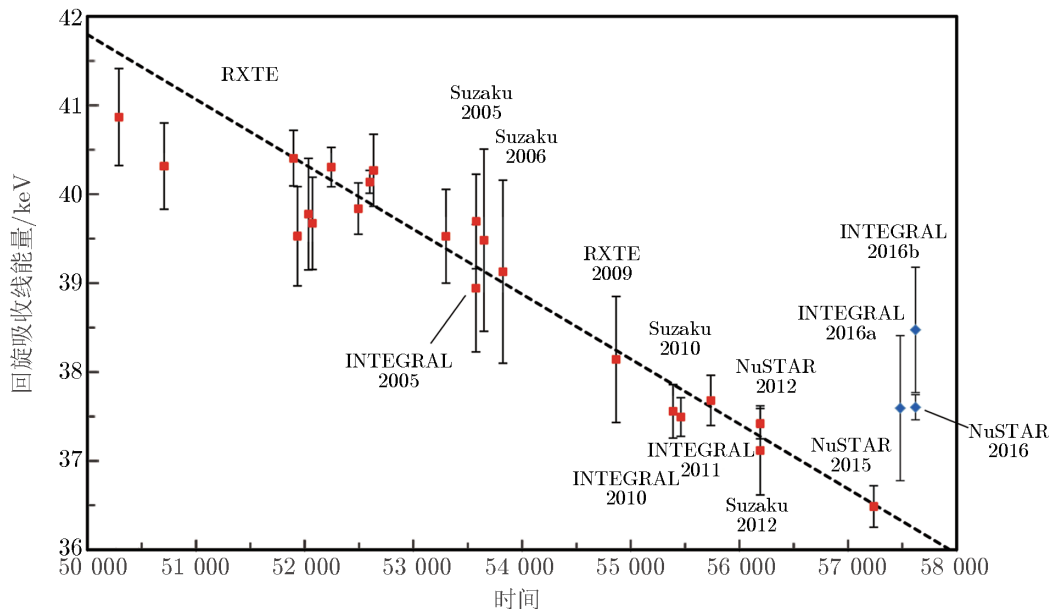
图 9 1A 1118-61, GX 301-2 和 Her X-1 的平均脉冲轮廓^[166]

Tsygankov 等人^[151]利用 INTEGRAL 的观测数据, 研究了多个源的脉冲轮廓对 X 射线能量的依赖性, 发现这些源的脉冲轮廓均在回旋吸收线能量附近明显增大。Maitra 和 Paul^[171]对 GX 301-2, 1A 1118-61, Her X-1, XTE J1946+274, A 0535+26, Cen X-3, 4U 1907+09 Vela, X-1 和 4U 1626-67 等一系列源做了相似的研究, 发现除了源 4U 1907+09, Vela X-1 和 4U 1626-67 外, 其他源在基频回旋吸收线能量附近的脉冲轮廓均发生显著变化^[11]。理论上, Schönher 等人^[174]利用数值分析方法, 研究了回旋吸收线能量附近脉冲轮廓的显著变化, 认为该现象可能源于电子的回旋共振散射导致的 X 射线光子角度的重新分布, 且该现象可能受到回旋吸收线形成区吸积柱几何的影响。

3.7 长时标演化

人们通过观测发现, 一些源的回旋吸收线能量存在长时标演化^[11]。Staubert 等人^[141]和 Soong 等人^[164]分析了 1996—2012 年对 Her X-1 的观测数据, 发现其平均脉冲相位谱的回旋吸收线能量呈下降趋势, 其中在 2006 年之前表现为缓慢衰减, 在 2006 年之后表现为突然衰减 (见图 10)。这一结果被 2015 年对 NuSTAR 的观测所证实^[142], 并被认为是该现象可能源于回旋吸收线形成区的几何位置变化, 或源于持续吸积过程导致的极冠处磁场结构的变化。Hemphill 等人^[175]分析了 RXTE 卫星在 1996—2004 年, 以及 Suzaku 卫星在 2012 年对源 4U 1538-52 的观测数据, 发现其平均脉冲相位谱的回旋吸收线能量增加了 5%。Mukherjee 和 Bhattacharya^[149]认为, 这一现象可能源于吸积柱磁场结构的变化。Cusumano 等人^[176]通过

观测发现, 在 2015 年源 V 0332+53 爆发期间, 其回旋吸收线能量突然下降, 而在爆发之后, 该源的回旋吸收线能量又恢复到爆发之前的大小。他们认为, 这一现象可能是由发射区几何结构变化引起的, 而非中子星磁场的衰减导致的^[146]。



注: Suzaku 2005, RXTE 2009, INTEGRAL 2005 等分别为在相应年份各卫星的观测数据。

图 10 Her X-1 回旋吸收线能量的长时标演化^[177]

4 总结与展望

回旋吸收线被发现已将近 40 年。随着空间 X 射线探测技术的提高, 回旋吸收线的观测现象越来越丰富^[11]。同时, 对回旋吸收线观测的进步也促进了中子星磁场结构、吸积环境、回旋吸收线发射机制等理论的进一步完善, 其中, 通过对谐频与基频回旋吸收线能量的比值的观测, 揭示了发射区的局部物理环境; 对复杂的回旋吸收线形态的观测为探究局部磁场畸变和不稳定性提供了线索; 对回旋吸收线形态参数间相关性的观测, 为研究回旋吸收线形成区等离子体温度、光学深度、辐射束形状和吸积几何提供了帮助; 对回旋吸收线能量与光度的关系的观测, 为研究吸积柱几何随吸积率变化开辟了一个新的方向; 对回旋吸收线的脉冲相位解析谱的观测, 有助于分析不同观测角下回旋吸收线形成区高度、几何结构、磁场分布等环境因素; 对回旋吸收线能量的长期演化的观测, 为探究吸积中子星磁场的长期演化提供了直接证据。

未来, 回旋吸收线仍是一类热门的研究课题。首先, NuSTAR 卫星等高能谱分辨率 X 射线卫星的研制发射, 有助于进一步验证回旋吸收线参数间的依赖关系, 同时也有助于深入

探测中子星的磁场结构和吸积环境等。其次, 近几年在 GRO J1008-57 中观测到, 其最大基频回旋吸收线的能量约为 76 keV, 所对应的磁场强度约为 6×10^8 T, 接近于磁星磁场的下限^[178]。该源的发现, 直接证明了强磁场中子星的存在, 同时也为研究吸积磁星与极亮 X 射线源 (ultra luminous X-ray sources) 之间的关系提供了观测证据。此外, 对 GRO J1008-57 的观测结果, 还激励观测者进一步搜寻高能量回旋吸收线。例如, 近年来中国发射的慧眼卫星, 因其具有较宽的 X 射线能量观测范围 (1 ~ 250 keV), 为发现更多高能量 (高于 80 keV) 的回旋吸收线源和强磁场中子星 (不小于 10^9 T) 提供了观测上的可能性^[21, 22]。最后, 回旋吸收线方法是直接测量中子星磁场的唯一方法, 对于射电脉冲星, 人们常利用偶极辐射假设估计中子星磁场。对比这两种方法得到的磁场结果, 可以间接佐证射电脉冲星的偶极辐射模型。由于回旋吸收线源中子星的自旋周期大多较长, 因此, 需要对长周期射电脉冲星进行精细观测。目前, 中国正在运行的 FAST 射电望远镜具有极高的射电灵敏度, 能够观测长周期脉冲星, 从而帮助验证射电脉冲星的偶极辐射模型, 分析中子星磁场结构^[179]。

参考文献:

- [1] Burderi L, King A R. *ApJ*, 1998, 505: L135
- [2] Miller C. *Nature*, 2002, 420: 31
- [3] Özel F. *Nature*, 2006, 441: 1115
- [4] 刘鹏, 张洁, 支启军, 等. *天文学报*, 2018, 59: 03
- [5] Shapiro S L, Teukolsky S A. *White Dwarfs and Neutron Stars*. New York: John Wiley and Sons, 1983: 285
- [6] Harding A K. *Frontiers of Physics*, 2013, 08: 679
- [7] 张承民, 杨国深, 刘明成. *天文学进展*, 1994, 12: 91
- [8] Bhattacharya D, van den Heuvel E P J. *Physics Reports*, 1991, 203: 1
- [9] Walter R, Lutovinov A A, Bozzo E, et al. *The Astronomy and Astrophysics Review*, 2015, 23: 2
- [10] Caballero I, Wilms J. *Memorie della Societa Astronomica Italiana*, 2012, 83: 230
- [11] Maitra C. *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 2017, 38: 50
- [12] Mészáros P. *High-energy Radiation from Magnetized Neutron Stars*. Chicago: Univ Chicago Press, 1992: 25
- [13] Trümper J, Pietsch W, Reppin C, et al. *ApJ*, 1978, 219: 105
- [14] Makishima K, Mihara T, Nagase F, et al. *ApJ*, 1999, 525: 978
- [15] Heindl W A, Rothschild R E, Coburn W, et al. *American Institute of Physics Conference Series*, 2003, 714: 323
- [16] Santangelo A, Segreto A, Del Sordo S, et al. *AAS*, 2000, 32: 1230
- [17] Caballero I, Pottschmidt K, Marcu D M, et al. *ApJ*, 2013, 746: L23
- [18] DeCesar M E, Boyd P T, Pottschmidt K, et al. *ApJ*, 2013, 762: 61
- [19] Suchy S, Fürst F, Pottschmidt K, et al. 2012, *ApJ*, 745: 124
- [20] Jaisawal G K, Naik S. *7 Years of MAXI: Monitoring X-ray Transients*. Saitama, Japan: RIKEN, 2017: 153
- [21] 李惕碚, 吴枚. *物理*, 2008, 37: 648
- [22] 张双南. *中国科学: 物理学 力学 天文学*, 2012, 42: 1308
- [23] Müller S, Ferrigno C, Kühnel M, et al. *A&A*, 2013, 551: A6
- [24] Pottschmidt K, Kreykenbohm I, Wilms J. *ApJ*, 2005, 634: L97
- [25] Nishimura O. *ApJ*, 2014, 781: 30
- [26] Basko M M, Sunyaev R A. *MNRAS*, 1976, 175: 395
- [27] Becker P A, Klochov D, Schönherr G, et al. *A&A*, 2012, 544: A123

- [28] Becker P A. *ApJ*, 1998, 489: 790
- [29] Schönherr G, Wilms J, Kretschmar P, et al. *A&A*, 2007, 472: 353
- [30] Schwarm F W, Schönherr G, Falkner S, et al. *A&A*, 2017, 597: A3
- [31] Tanaka Y. *Proceedings of IAU Colloq 89*. New York: Springer, 1986: 198
- [32] Coburn W, Heindl W A, Rothschild R E, et al. *ApJ*, 2002, 580: 394
- [33] Becker P A, Wolff M T. *ApJ*, 2007, 654: 435
- [34] White N E, Swank J H, Holt S S. *ApJ*, 1983, 270: 711
- [35] Manousakis A, Walter R, Audard M, et al. *A&A*, 2009, 498: 217
- [36] Fürst F, Pottschmidt K, Wilms J, et al. *ApJ*, 2014, 784: L40
- [37] Wheaton W A, Doty J P, Primi F A, et al. *Nature*, 1979, 282: 240
- [38] Heindl W A, Coburn W, Gruber D E, et al. *ApJ*, 1999, 521: L49
- [39] Ferrigno C, Falanga M, Bozzo E, et al. *A&A*, 2011, 532: A76
- [40] Bhallerao V, Romano P, Tomsick J, et al. *MNRAS*, 2015, 447: 2274
- [41] Rivers E, Markowitz A, Pottschmidt K, et al. *ApJ*, 2010, 709: 179
- [42] Cusumano G, di Salvo T, Burderi L, et al. *A&A*, 1998, 338: L79
- [43] Clark G W, Woo J W, Nagase F, et al. *ApJ*, 1990, 353: 274
- [44] Rodes-Roca J J, Torrejón J M, Kreykenbohm I, et al. *A&A*, 2009, 508: 395
- [45] Li J, Zhang S, Torres D F, et al. *MNRAS*, 2012, 426: L16
- [46] Tuerler M, Chenevez J, Bozzo E, et al. *The Astronomer's Telegram*, 2012, 3947
- [47] Lutovinov A A, Tsygankov S S, Postnov K A, et al. *MNRAS*, 2017, 466: 593
- [48] Tsygankov S S, Lutovinov A A, Krivonos R A, et al. *MNRAS*, 2016, 457: 258
- [49] La Barbera A, Santangelo A, Orlandini M, et al. *A&A*, 2003, 400: 993
- [50] Kreykenbohm I, Kretschmar P, Wilms J, et al. *A&A*, 1999, 341: 141
- [51] Kendziorra E, Mony B, Kretschmar P, et al. *NASA Conference Publication*, 1992, 3137: 217
- [52] Nakajima M, Mihara T, Makishima K. *ApJ*, 2010, 710: 1755
- [53] Makishima K, Mihara T, Ishida M, et al. *ApJ*, 1990, 365: L59
- [54] Coburn W, Kretschmar P, Kreykenbohm I, et al. *The Astronomer's Telegram*, 2005, 381
- [55] Jaisawal G K, Naik S. *MNRAS*, 2016, 461: L97
- [56] Mihara T, Makishima K, Kamijo S, et al. *ApJ*, 1991, 379: L61
- [57] Jaisawal G K, Naik S. *MNRAS*, 2015, 453: L21
- [58] Coburn W, Heindl W A, Gruber D E, et al. *ApJ*, 2001, 552: 738
- [59] Bodaghee A, Tomsick J A, Fornasini F M, et al. *ApJ*, 2016, 823: 146
- [60] Burderi L, Di Salvo T, Robba N R, et al. *ApJ*, 2000, 530: 429
- [61] Nagase F, Corbet R H D, Day C S R, et al. *ApJ*, 1992, 396: 147
- [62] D'Ai A, Cusumano G, La Parola V, et al. *A&A*, 2011, 532: A73
- [63] Tendulkar S P, Fürst F, Pottschmidt K, et al. *ApJ*, 2014, 795: 154
- [64] Tsygankov S S, Krivonos R A, Lutovinov A A. *MNRAS*, 2012, 421: 2407
- [65] McBride V A, Wilms J, Coe M J, et al. *A&A*, 2006, 451: 267
- [66] Heindl W, Coburn W, Kreykenbohm I, et al. *The Astronomer's Telegram*, 2003, 200
- [67] Roy J, Choudhury M, Agrawa P C. *ApJ*, 2017, 848: 124
- [68] Heindl W A, Coburn W, Gruber D E, et al. *ApJ*, 2001, 563: L35
- [69] Orlandini M, Dal Fiume D, Frontera F, et al. *ApJ*, 1998, 500: L163
- [70] Makishima K, Mihara T. *Proceeding of the Yamada Conference XXVIII*. Tokyo, Japan: Universal Academy Press, 1992: 23
- [71] 于光雯, 王伟. *天文研究与技术*, 2016, 13: 11
- [72] Enoto T, Makishima K, Terada Y, et al. *PASJ*, 2008, 60: 57
- [73] Orlandini M, Frontera F, Masetti N, et al. *ApJ*, 2012, 748: 86
- [74] Terada Y, Mihara T, Nakajima M, et al. *ApJ*, 2006, 648: L139
- [75] Yamamoto T, Sugizaki M, Mihara T, et al. *PASJ*, 2011, 63: 751

-
- [76] Mihara T, Yamamoto T, Sugizaki M, et al. The Astronomer's Telegram, 2010, 2796
- [77] Doroshenko V, Suchy S, Santangelo A, et al. A&A, 2010, 515: 1
- [78] Yamamoto T, Mihara T, Sugizaki M, et al. PASJ, 2014, 66: 59
- [79] Wilson C A, Finger M H, Camero-Arranz A. ApJ, 2008, 678: 1263
- [80] Klochkov D, Santangelo A, Staubert R, et al. A&A, 2008, 491: 833
- [81] Mihara T. PhD Thesis. Tokyo: Univ of Tokyo, 1995
- [82] Bonning E W, Falanga M. A&A, 2005, 436: L31
- [83] Ferrigno C, Segreto A, Santangelo A, et al. A&A, 2007, 462: 995
- [84] Orlandini M, dal Fiume D, del Sordo S, et al. A&A, 1999, 349: L9
- [85] Jaisawal G K, Naik S. MNRAS, 2015, 448: 620
- [86] Jaisawal G K, Naik S, Paul B. ApJ, 2013, 779: 54
- [87] Iaria R, Di Salvo T, Matranga M, et al. A&A, 2015, 577: A63
- [88] Manousakis A, Walter R, Audard M, et al. American Institute of Physics Conference Series, 2009, 1126: 325
- [89] Chakrabarty D, Koh T, Bildsten L, et al. ApJ, 1995, 446: 826
- [90] Galloway D K, Morgan E H, Levine A M. ApJ, 2004, 613: 1164
- [91] Rappaport S, Clark G W, Cominsky L, et al. ApJ, 1978, 224: L1
- [92] Clark D J, Hill A B, Bird A J, et al. MNRAS, 2009, 399: L113
- [93] in't Zand J J M, Baykal A, Strohmayer T E. ApJ, 1998, 496: 386
- [94] Clark G W. ApJ, 2000, 542: L131
- [95] Clark G W, Woo J W, Nagase F. ApJ, 1994, 422: 336
- [96] Bozzo E, Ferrigno C, Türler M, et al. A&A, 2012, 545: A83
- [97] Mason A B, Norton A J, Clark J S, et al. A&A, 2011, 532: A124
- [98] Quaintrell H, Norton A J, Ash T D C, et al. A&A, 2003, 401: 313
- [99] Zhang S, Qu J L, Song L M, et al. ApJ, 2005, 630: L65
- [100] Qu J L, Zhang S, Song L M, et al. ApJ, 2005, 629: L33
- [101] White N E, Mason K O, Sanford P W, et al. MNRAS, 1976, 176: 201
- [102] Delgado-Martí H, Levine A M, Pfahl E, et al. ApJ, 2001, 546: 455
- [103] van der Meer A, Kaper L, van Kerkwijk M H, et al. A&A, 2007, 473: 523
- [104] Pearlman A B, Corbet R, Pottschmidt K. American Astronomical Society Meeting Abstracts, 2013, 221: 142
- [105] Liu Q Z, van Paradijs J, van den Heuvel E P J. A&A, 2005, 442: 1135
- [106] Rodriguez J, Tuerler M, Chaty S, et al. The Astronomer's Telegram, 2009, 1998
- [107] Corbet R H D, Krimm H A. The Astronomer's Telegram, 2009, 2008
- [108] Smith D A, Takeshima T. The Astronomer's Telegram, 1998, 36
- [109] Wilson C A, Finger M H, Coe M J, et al. ApJ, 2003, 584: 996
- [110] Kii T, Hayakawa S, Nagase F, et al. PASJ, 1986, 38: 751
- [111] Kaper L, van der Meer A, Najarro F. A&A, 2006, 457: 595
- [112] Koh D T, Bildsten L, Chakrabarty D, et al. ApJ, 1997, 479: 933
- [113] Trümper J, Kahabka P, Oegelman H, et al. ApJ, 1986, 300: L63
- [114] Yamamoto T, Nakajima M, Yamaoka K, et al. The Astronomer's Telegram, 2010, 3070
- [115] Rosenberg F D, Eyles C J, Skinner G K, et al. Nature, 1975, 256: 628
- [116] Finger M H, Wilson R B, Harmon B A. ApJ, 1996, 459: 288
- [117] Huckle H E, Mason K O, White N E, et al. MNRAS, 1977, 180: 21
- [118] Friedhorsky W C, Terrell J. ApJ, 1983, 273: 709
- [119] Staubert R, Pottschmidt K, Doroshenko V, et al. A&A, 2011, 527: A7
- [120] Stollberg M T, Finger M H, Wilson R B, et al. IAUCIRC, 1993, 5836: 1
- [121] Kuehnel M, Mueller S, Kreykenbohm I, et al. The Astronomer's Telegram, 2012, 4564
- [122] Parmar A N, Stella L, Ferri P, et al. IAUCIRC, 1985, 4066: 1
- [123] Stollberg M T, Finger M H, Wilson R B, et al. ApJ, 1999, 512: 313

-
- [124] Koyama K, Kawada M, Takeuchi Y, et al. *ApJ*, 1990, 356: L47
- [125] Cutler E P, Dennis B R, Dolan J F. *ApJ*, 1986, 300: 551
- [126] White N E, Pravdo S H. *ApJ*, 1979, 233: L121
- [127] Mason A B, Clark J S, Norton A J, et al. *MNRAS*, 2012, 422: 199
- [128] Corbet R H D, Krimm H A, Skinner G K. *The Astronomer's Telegram*, 2010, 2559
- [129] Morel T, Grosdidier Y. *MNRAS*, 2005, 356: 665
- [130] Wen L, Remillard R A, Bradt H V. *ApJ*, 2000, 532: 1119
- [131] Jonker P G, van der Klis M. *ApJ*, 2001, 553: L43
- [132] Koyama K, Nagase F, Ogawara Y, et al. *PASJ*, 1989, 41: 461
- [133] Nishiuchi M, Koyama K, Maeda Y, et al. *ApJ*, 1999, 517: 436
- [134] Finger M H, Koh D T, Nelson R W, et al. *Nature*, 1996, 381: 291
- [135] Iyer N, Mukherjee D, Dewangan G C, et al. *MNRAS*, 2015, 454: 741
- [136] Enoto T, Makishima K, Terada Y, et al. *PASJ*, 2008, 60: 57
- [137] Heindl W A, Coburn W, Gruber D E, et al. *American Institute of Physics Conference Series*, 2000, 510: 173
- [138] Robba N R, Burderi L, Di Salvo T, et al. *ApJ*, 2001, 562: 950
- [139] Kreykenbohm I, Coburn W, Wilms J, et al. *A&A*, 2002, 395: 129
- [140] Staubert R, Shakura N I, Postnov K, et al. *A&A*, 2007, 465: L25
- [141] Staubert R, Klochkov D, Wilms J, et al. *A&A*, 2014, 572: A119
- [142] Staubert R, Klochkov D, Vybornov V, et al. *A&A*, 2016, 590: A91
- [143] Caballero I, Kretschmar P, Santangelo A, et al. *A&A*, 2007, 65: L21
- [144] Sartore N, Jourdain E, Roques J P. *ApJ*, 2015, 806: 193
- [145] Schwarm F W, Ballhausen R, Falkner S, et al. *A&A*, 2017, 601: A99
- [146] Doroshenko V, Tsygankov S S, Mushtukov A A, et al. *MNRAS*, 2017, 466: 2143
- [147] Fürst F, Pottschmidt K, Wilms J, et al. *ApJ*, 2014, 780: 133
- [148] Maitra C, Raichur H, Pradhan P, et al. *MNRAS*, 2017, 470: 713
- [149] Mukherjee D, Bhattacharya D. *MNRAS*, 2012, 420: 720
- [150] Mushtukov A A, Tsygankov S S, Serber A V, et al. *MNRAS*, 2015, 454: 2714
- [151] Tsygankov S S, Lutovinov A A, Churazov E M, et al. *MNRAS*, 2006, 371: 19
- [152] Doroshenko R, Santangelo A, Doroshenko V, et al. *MNRAS*, 2015, 452: 2490
- [153] Bellm E C, Fürst F, Pottschmidt K, et al. *ApJ*, 2014, 792: 108
- [154] Mészáros P, Nagel W. *ApJ*, 1985, 298: 147
- [155] Araya R A, Harding A K. *ApJ*, 1996, 463: L33
- [156] Araya R A, Harding A K. *ApJ*, 1999, 517: 334
- [157] Wang J C L, Wasserman I, Lamb D Q. *ApJ*, 1993, 414: 815
- [158] Nakajima M, Mihara T, Makishima K, et al. *ApJ*, 2006, 646: 1125
- [159] Klochkov D, Doroshenko V, Santangelo A, et al. *A&A*, 2012, 542: L28
- [160] Wang Y M, Frank J. *A&A*, 1981, 93: 25
- [161] Lamb F K, Pethick C J, Pines D. *ApJ*, 1973, 184: 271
- [162] Shakura N I, Sunyaev R A. *A&A*, 1973, 24: 337
- [163] Klochkov D, Staubert R, Santangelo A, et al. *A&A*, 2011, 532: A126
- [164] Soong Y, Gruber D E, Peterson L E, et al. *ApJ*, 1990, 348: 641
- [165] Klochkov D, Staubert R, Postnov K, et al. *A&A*, 2008, 482: 907
- [166] Maitra C, Paul B. *ApJ*, 2013, 763: 79
- [167] Suchy S, Pottschmidt K, Wilms J, et al. *ApJ*, 2008, 675: 1487
- [168] Suchy S, Pottschmidt K, Rothschild R E, et al. *ApJ*, 2011, 733: 15
- [169] Maitra C, Paul B, Naik S. *MNRAS*, 2012, 420: 2307
- [170] Iwakiri W B, Terada Y, Mihara T, et al. *ApJ*, 2012, 751: 35
- [171] Maitra C, Paul B. *European Physical Journal Web of Conferences*, 2014, 64: 06008

- [172] Maitra C, Paul B. ApJ, 2013, 771: 96
- [173] Lutovinov A A, Tsygankov S S. Astronomy Letters, 2009, 35: 433
- [174] Schönherr G, Schwarm F W, Falkner S, et al. A&A, 2014, 564: L8
- [175] Hemphill P B, Rothschild R E, Fürst F, et al. MNRAS, 2016, 458: 2745
- [176] Cusumano G, La Parola V, D'Ai A, et al. MNRAS, 2016, 460: L99
- [177] Staubert R, Klochkov D, Fürst F, et al. A&A, 2017, 606: L13
- [178] Yamamoto T, Mihara T, Sugizaki M, et al. The Astronomer's Telegram, 2013, 4759
- [179] 南仁东, 张博, 岳友岭, 等. 现代物理知识, 2017, 03: 37

Investigation Progress of the Cyclotron Resonance Scattering Features in X-ray Binaries

YE Chang-qing^{1,2}, WANG De-hua^{1,2}, ZHANG Cheng-min^{3,4}, WU Qing-dong^{1,2}

(1. School of Physics and Electronic Science, Guizhou Normal University, Guiyang 550025, China; 2. Key Laboratory of Radio Astronomy Data Processing in Guizhou Province, Guizhou Normal University, Guiyang 550025, China; 3. National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100101, China; 4. University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 101400, China)

Abstract: The cyclotron resonance scattering features (CRSFs) in X-ray binaries are tools to directly measure the magnetic field of the neutron stars. CRSFs are the multi-order absorption features in the X-ray spectra, and more than 30 sources have been detected. The energy range is $10 \sim 80$ keV, corresponding to the magnetic field strength range of $10^7 \sim 10^9$ T. In the past years, the progress of the X-ray detection ability has greatly improved observations and theory of the CRSFs, with the findings including the ratio between the energy of the harmonic and fundamental, the complexity of the cyclotron line shapes, the corrections between the morphological parameters, the correlations between the energy and the X-ray luminosity, the pulse phase resolved spectroscopy and the long term secular evolution of the energy. In the future, the CRSFs will make a contribution to the investigations such as the detection of the high magnetic field, the probe of the magnetic field structure of the neutron star and accretion column physics, and so on.

Key words: X-ray binary; neutron star; magnetic field; cyclotron absorption line