高能天体物理

2019年春季学期

hfeng@tsinghua.edu.cn
S-619 蒙民伟楼 / 理科楼223
Tel. 62792153

观测和理论都有

上课地点：蒙民伟S327
实验课地点待定
(自带笔记本) ssh -Y

教材： Malcolm S. Longair
High Energy Astrophysics (第2版比较适用，第3版加入了新的观测)
Frank, King & Raine
Accretion Power in Astrophysics (吸积物理的详细、经典的描述)

预备知识：量子力学、电动力学、Linux的基本操作、大作业(观测建议书)如何用英文完成 用Chandra 目前最好的望远镜

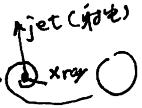
高能的核心是吸积，大概~80%的高能活动都是吸积过程

课程安排： 讨论45% [作业45%
实验40% [X射线天文、数据处理20%、时变10%、图像分析10%
大作业15% [Chandra的建议书
5月31日会讨论写法
6月14日会答辩
是否是学术上比较好的proposal
应该是早期想象idea

高能天文就是时域天文
因为是小尺度，$\tau \sim ms$；且吸积的不稳定
因而有长时标变化

时变 → 吸积特征
都是实测数据

→ 和Hubble的联合分析
现在是多信使天文学的建立时期



什么是高能天体物理

来自天体的高能辐射 (x ray或更高)
来自天体的极端过程

→ x射线可能是普通热天体的部分 (吸积盘的温度则是光学辐射)

极端温度 (高温等离子体的黑体谱就是x ray)
极端密度 (致密天体：WD、NS、BH，极强的引力)
都会有吸积过程，辐射x ray (吸积盘~10^7K)
那么致密天体，尤其是中子星，也是核物理的研究
目标，其内部的物质组成以及状态方程
都未知
黑洞是无毛的，而它的物理现象不重要
所以反而简单
→ 意思为太强，一些光就
会发生反应而
消失：除非
旋转中子星

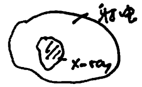
极端磁场 (中子星典型磁场 10^{12} Gs $= 10^8$ T，磁星 $10^{14\sim15}$ Gs
实验室最多是百T
地球表面 ~Gs
利用磁通守恒 $B_\odot R_\odot^2 \simeq B_{NS} R_{NS}^2$ ($B_\odot \sim 10^2$ Gs，$R_\odot \sim 10^7$ km，$R_{NS} \sim 10$ km)
→ 真空被极化，决定成为双折射晶体
[~电子的荷质比]

极端速度 (相对论喷流
恒星、黑洞、SMBH都有喷流，在不同尺度上

多波段观测的意义

同一天体的不同物理过程 (黑洞和吸积盘 + 喷流
Blazar的同步辐射 + I.Compton)
同一物理过程在不同波段的radiate (高温吸积盘、同步辐射)
物理过程随时变化 CGRB早期为Gamma
全时有x-ray、radio、optical
光学、射电有更高的分辨率和灵活性较高
Fermi : 0.1~1.0°
Chandra : 1"
HST : 0.1" (直径~大~些分辨率)
VLA/VLBA : 亚角秒 ~ m角秒

Crab (pulsar 风云)

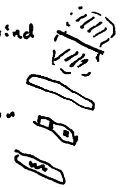


光学
射电
(射电同步辐射存在)
时间久远，中心有pulsar转动，作为高能粒子加速器，产生x-ray
同步辐射 (同步辐射存在不同，亦在中心产生)

超新星遗迹 CasA

X-ray、Optical、Radio、IFR
图像相似
(SN的动能转化、加热尘埃等，产生辐射壳层)

M82星系
x-ray : galactic-wind
光学 : star
IR : star formation
射电 : 同步过程



来自于x-ray的是
和恒星形成的星风、SN

举例： Perseus A 星系团
团簇的IGM (ICM) 有高温气体 (virial定律，V越大T越高) → x-ray
Jet产生的射电气泡，射线结构，温度变化，x-ray减少
还有许多等离子体产生的光学辐射

极端的爆发 (SN、GRB
~大质量恒星核坍缩后形成的产生

为什么要在空间观测X射线

射电高易在地面

大气透明 + 昼夜都能观测 不受天气影响

光学、红外、存在 window

X-ray 必须在天上，甚至将Gamma-ray 可以将整个地球做探测器

气球、

探空火箭（导弹）～曝光3~5min，催生了整个X-ray 天文学

卫星

X-射线天文学史

1948年，探空火箭发现太阳的X-ray（日冕、晓和耀斑）

1962年，第一次测到太阳系外的X-ray（Sco X-1，明亮的中子星）

是2002年NP的奖励之一 Giacconi R.　银河最亮的源

1970-1973 第一个天文卫星 Uhuru（自由，斯瓦希里语言）

第一次 X-ray 巡天（2-20keV，10^{-3} Crab）

339个X射线源 ～ 有准直器，可得到源的位置（4U- 记为 4 Uhuru Catalog）

发现了来自星系团的 X-ray 弥散辐射

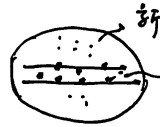
1978-1981 Einstein

第一个成像X-ray 卫星

1990-1999 ROSAT

德国

发现超过10^5个X-ray源



1995-2012 Rossi X-ray Timing Explorer

ASM (all-sky monitor)

大量的 X-ray 暂现、有关星体的时变

PCA（正比计数器阵列

大面积时变探测器

高分辨时间特征振荡的发现

测量了BH和星体旋转的全貌

对河内的BH与NS的认识有了质的飞跃

现役主要望远镜　Chandra 空间分辨率最好，灵敏度最好

XMM-Newton

Suzaku（发射失败）

Swift（小型卫星，快速响应能力强，易观测暂现源）

中国的空间X射线天文　HXMT（慧眼）

Einstein 探针，软X-ray 全天监视

eXTP 增强型时变和偏振卫星（未来最有前途项目）

极光计划：清华领导的微纳天文（立方星）项目

偏振探测

作业：练习文献的查找 ADS arxiv

高能光子与物质的相互作用

截面：光子与靶作用概率的大小

$\sigma n \Delta x = -\Delta I / I \xrightarrow{积分}$ $I = I_0 e^{-x\mu\rho}$ ← 衰减系数 $= I_0 e^{-x/\lambda}$

n：单位体积的靶数

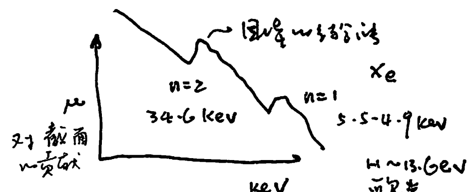
（绝大部分情况 n 比较小）

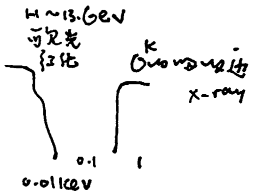
光深 $I/I_0 = e^{-\tau}$ $\begin{cases} \tau \ll 1 & 光薄 \\ \tau \gg 1 & 光厚 \end{cases}$ 与波长有关 optical 大气光薄，x-ray 大气光厚

与作用机制有关 完全电离的等离子体 一直散射 $\sigma_{sc} \gg 1$ 但不吸收 $\sigma_{abs} \simeq 0$

光电吸收 $\sigma_K \simeq \frac{25}{(h\nu)^{7/2}}$ ← 应用铅等重元素挡 x-ray

光电子能量 $h\nu \gg$ 结合能

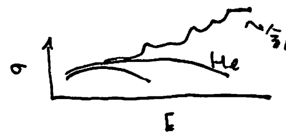




K
O 的吸收边（光电吸收 Z）x-ray

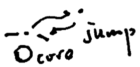
重元素：O 比较丰，所以截面大

星际介质对 x-ray 的吸收截面贡献 Z



金属，对高能的吸收重要

光电吸收后的特征辐射：特征 x 射线或俄歇电子



星际介质的 Fe 线明显

He II λ4686（He 第二个电子的电离能 54.4eV 是 soft-x-ray 计数器 而更软 x-ray 或 UV 才能电离）

俄歇电子

Compton 散射

光子和自由电子的散射

Compton 望远镜

低能时为 Thomson 散射

$\sigma \simeq \sigma_T = 6.653 \times 10^{-29}\ m^2$，与 ν 无关

高能时为 Compton 散射，与 ν 有关

逆 Compton 散射：光子能量变化 γ^2 倍。

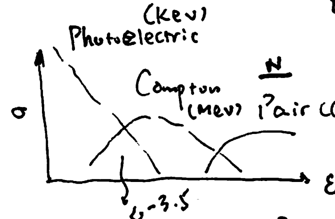
因而，相对论喷流可产生 Gamma-ray

正负电子对产生

$h\nu \geq 2m_ec^2$，MeV 以上发生，越高越容易发生

必须通过核 $\sigma \propto Z^2$

保证动量守恒



高 Z 的元素，Compton 占主导区域变小

因而 Compton 望远镜不能用重元素

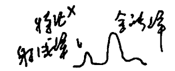
逆 Compton 散射光子的能量变化为多少？ γ^2

6keV 光子发生光电吸收，产生电子的能量为多少？在探测器中沉积的能量为多少？

与结合能 ε 有关（核 type，电子所在层数）

沉积能量仍可能是 6keV（不断激发，转化为；或变为探测器的振动能，热能）

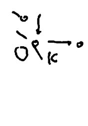
特征 x 线逃出（σ 小）



He II 线的产生机制？

He II 被电离 He III.（He I → He II 26eV，He II → He III 54.4eV）

He III 与自由电子结合，其中一个渠道产生 He II 线



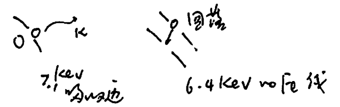
K 层被打出

外层填充 产生特征 x 线或俄歇电子（可能性更大）

特征 x 线最可能为 L→K

因此吸收较大；接着 M→L 一层一层。

吸积盘辐射中的 Fe 线是如何产生的？



截面随能量的变化

$\sigma \simeq \frac{25}{(h\nu)^{7/2}}$（有台阶）

ISM 中对 x 射线的吸收，主要是什么元素起作用？

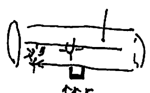
实际是金属（而不是中性氢，但一般将 column den rescale 到 H）

Lec 2　高能天文 X/γ 射线探测器与探测方法

正比计数器　气体探测器．（光电效应产生光电子）

光电子电离气体原子数为高子．电子对．

电子向阳极漂移．



电子与阳极靠近，电子被加速

而产生次级电离

高（正比地放大）

PMT

这才产生一个脉冲

$w \sim$ Xe 21.5ev（σ大．常用）

　　　Ar 26.2ev　大气不太适合

• 设计

Cascade 条件

气体平均电离能 20-30 ev．平均自由程 $10^{3} \sim 10^{4}$ ev

自由程内足电离能 ⇒ $E > 10^4 \ V/cm$

平板电容器．不太可能

（$D = 10cm$，$U > 100kV$）

圆柱电容器 $E = \frac{U}{r \ln b/a}$

$b = 10cm$．$a = 10\mu m$．$U = 1kV$

只有 $r < 0.01cm$ 时．产生雪崩放大．

所以电子从而产生．在一定区域放大．满足正比

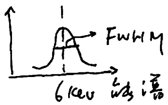
条件

• 平均电子电离对

$N = E/w$（w：平均电离能）

不是泊松过程（电离前后次相关），而是法诺分布．$\sigma_N^2 = FN$

能量分辨率 FWHM　$\frac{\Delta E}{E} = 2.35 \frac{\sigma_N}{N} = 2.35 \sqrt{\frac{wF}{E}}$



N要比较大．才能探测到

$2.35\sigma_N$ 是 Gauss 分布的半高全宽

w小的．能量分辨率更好

由于很大区域的涨落．实际分辨率会变差．

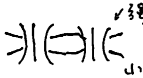
（现在的探测器基本达到极限）

例子：PCA / XTE

由单丝改变为多丝正比计数（Nobel Price）

多丝间距最多 mm（快 a ~ μm）

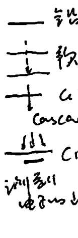
例子：平面二维位置灵敏正比计数器（GEM）



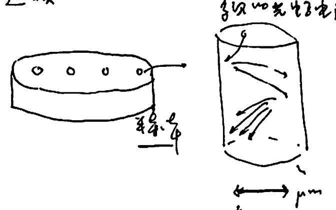
电子通过就会加速

1个变几千个

极光计划偏振仪



微通道板



Einstein/HRI

ROSAT/HRI

Chandra/HRC

优点：位置分辨率极好（μm），时间分辨率也好

缺点：几乎没有能量分辨能力，只能计数

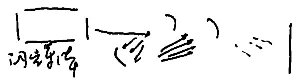
（原因．第一次电离的位置决定 N）

闪烁探测器

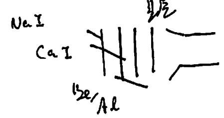
X射线与探测器材料作用．产生激发（不是电离）：退激产生闪烁光子并在

光电倍增器内放大

PMT



例子：HXMT 望远镜．

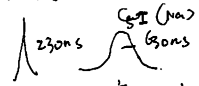


一个PMT，探测

输出信号的衰减时间不一样

可以判定在哪一层（不同晶体的发光衰减时间不一样）

（⇒ 脉冲形状甄别）



决定时间分辨（和计数率）

闪烁探测器的优点：

可以用高Z材料．做得很大

对硬 x-ray．Gamma 的探测有很大的优点．

电荷耦合器件（CCD）

Chandra．XMM 都用了，是现在的主流．

结构简单．但读出慢

光学CCD只能测流量，不能测颜色（只有CCD测量，都被PS过

因为有filter与合成）

X射线CCD可以测量单光子能量．

（可见光．1光子产生一个电子-空穴对．不看颜色．

X射线能量高．电离多个电子-空穴对．在半导体中）

$N \propto E$

普通相机 通过快门控制曝光时间；电荷转移时无光线入射

Chandra 没有快门 没有挡光板，电荷在转移，光还在入射 ⇒ 产生假像

无法区分 是自然的光子 和一个偏的光子.

(能谱的 distort)

Chandra 最快 3.2 s 读出一次 (单帧曝光)

所以不能 观测流量太强的源. 否则产生

堆积. (与光子来时间隔的分布有关)

没有堆积

中心太亮. 反而没有 readout

曝光 → 电荷转移 → 读出

CCD 读出条纹: Streak 沿读出方向存在

半导体像素探测器

像素大. 多路读出/更快. 能量分辨率更好 ω 对 Si 是 3.62 eV

ΔE @ 6 keV 可以为 120 eV

微量热器

吸收光子 产生微弱的温度变化 $\Delta T = E/MC$ ← 热容

必须工作在 0 K 附近. 且热敏电阻要好.

能量分辨率即好, 可达 eV (第二代利用超导转变温度.

(没有 N 的涨落、二次 更灵敏)

总能量)

X 线衍射光栅 [很细的结构]

透射 prism

XMM/RGS

反射 prism

Chandra/LETG

1 和 2 级图像重合

但可用 CCD 的能量分开

缺点是效率低 (因为 0 级 不能观测, 1 级的量低)

$\Delta\lambda \sim 0.05 \sim 0.07$ Å

$\Delta E \sim 10^{-1} \sim 10^{-2}$ eV 只能观测低能光子 (可以衍射)

高能天文的成像方法

X 射线反射 (掠射入射)

$n_{真空} = 1 \Rightarrow n_{材料} < 1$ (⇒ 但可引起电子共振)

全反射. 可以反全射

$n_{材料} \simeq 0.999$, 角度很小 掠入射.

Chandra HRMA 抛物 + 双曲 聚焦 (缩短焦距), 但只有 5′ 内才能成像

完美的加工, 10 m focus length. 亚角秒分辨率

考虑了尺度的厚度涨落 (越粗糙, 漫反射越严重)

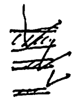
完美对称的拼接

$\theta_c \propto 1/E$. 10 keV ~ 0.5° 由于加工的第一次反射会与 focus

↑ 30 keV ~ 0.05° 已经很高. 因而没法探测更高能光子

掠角

更 硬X射线. 反射 θc 太小. 解决方案: 转为 Bragg 衍射



Bragg 衍射

通过各层厚度不同.

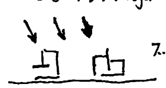
New-Star (USA)

可以反射连续谱.

再高能的 X-ray. Bragg 衍射也没法做

(只能做到几十 keV)

可以编码孔径成像



不同方向入射. pattern 不同

欧洲 INTEGRAL/IBIS

SWIFT/BAT — 随机编码板

准直型探测器, 扫描源即可成像

李惕碚 — 直接解调方法. 可以去掉背底. 分辨率可达

准直孔的尺度的 1/10.

(现在比不过 New Star 了. 30 年前很厉害)

Gamma 射线 Compton 望远镜. 高能量的 经典探测 (102 keV ~ 10 MeV)

对产生望远镜 (10² GeV) e^+e^- ← 探测

更高能的 辐射 (TeV), 利用大气的 切连科夫 (高能 Gamma, 产生电子簇射 产生 e. e 的 切连科夫辐射 可被 PMT 探测) 阵列 ns 成像

e.g. HESS and VERITAS

不能用 CCD 探测 (CCD ~ 1 s 的 读出速度, 会 积累大量本底)

◎ 去除方向 即为入射方向

望远镜的灵敏度

"能测的最小物理量"

（连续谱、QPO、线谱测量都有灵敏度定义

现在就指能测到的最弱的信号）

能探测到：给定置信度/概率，能辨认出这不是本底引起的

$$\sigma_{本底} \simeq \sqrt{BAt}$$

B: cts/cm²/s，A: area，t: time

设置信度 σ，望远镜的灵敏度极限（可测的源的流强）

$$R = \frac{\sigma\sqrt{BAt}}{\eta A t} = \frac{\sigma}{\eta}\sqrt{\frac{B}{At}} \quad [ph/cm^2/s]$$

η：探测器效率，A：面积

A↑，B↓，越灵敏　　σ≃3~5 就可认为是探测

注意 cts (counts)(计数) 和 ph (photons)(光子数) 意义不一样，差一个效率，如 5 cts 可对应 7 photons

Crab Nebula 常作为标准源，R = 1 mCrab 即可测到 $\frac{1}{1000}$ Crab 流强的源

（现在发现 Crab 流强是会变化的）

要将 ph/cm²/s 转为 erg/cm²/s 要假定谱形状

观测时间无限长，是否意味着灵敏度会无穷好，可测得无限弱的源。

实际的本底并非那么简单

比如，测本底区域与源区域本底强度可能不同

因而，B 可能测不准

另外，B 的测量可能有系统性的 Bias } 本底事实上测不到

长时间后，系统误差主导

若系统 err 为 e_s 时，即为 $\frac{1}{\sqrt{BAT}} = e_s$ 给出观测有效时间最长为 $t_{max} = \frac{1}{e_s^2 BA}$，此时极限灵敏度为 $R_{min} = \sigma B e_s/\eta$

$t > t_{max}$，灵敏度没法再提高

准直型望远镜更显著，因为无法直接测本底

空间高能望远镜本底来源

光子本底 — 宇宙弥漫 X/γ：各向同性

大气反照 X/γ（大气被宇宙线激发的次级辐射）

粒子感生本底

宇宙线的瞬时本底

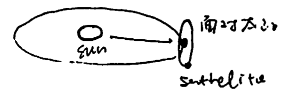
宇宙线轰击的延时本底（材料活化）

地磁场束缚的带电粒子

→ 集中在南大西洋异常区与南北极

因此，高能卫星最希望赤道轨道

探究计划用的太阳同步轨道



每天都会经过南北极与异常区

探究项目大作业

可以每组观测一个源

每组4人，交一份作业

Lec 3 吸积的物理过程（最核心的内容） 2019.03.15 冯骅 教授

吸积能：为致密天体的能量释放 ← 为能释放的主要来源
重要的概念

- 爱丁顿极限 ← 影响天体物理的很多观测
- 吸积盘：标准薄盘的结构
- 标准吸积盘模型 → 标准盘（中等吸积率，极低吸积率 thermo 盘，极高吸积率 slim 盘） 有解析解
- 双星中的物质转移

吸积能

物质 m，吸积体 M，半径 R，物质从 r=∞ 处移到 R，释放的引力能 GmM/R

吸积能与 M/R 成正比

越致密，能量越强

e.g. NS，$M=1M_\odot$，$R=10km \Rightarrow \varepsilon = 10^{20}$ erg/g

$H\to He$ 聚变能为 6×10^{18} erg/g，远没有吸积强

WD $M=1M_\odot$ $R=10^{9}cm \Rightarrow \varepsilon = \frac{1}{50}\Delta E(H\to He)$

吸积的功率 $\frac{dE_{acc}}{dt} = \frac{GM}{R}\dot{m} = \eta \dot{m} c^2$

η 吸积效率（吸积能的转换效率）

$\dot{m}$ 吸积率

$\frac{GM}{Rc^2}$：
聚变 $H\to He \sim 0.007$
- $NS \sim 0.15$
- $BH \sim 0.5$ $R_s = \frac{2GM}{c^2}$，最小稳定圆轨道 $3R_s$ ~ 不转的，R_s ~ 旋转黑洞
- $WD \sim 0.00015$

NS 和 BH 的差别：NS 吸积物质到达表面，能量都释放；BH 有视界，吸积物质可能不释放能量就进入 horizon.

爱丁顿极限

吸积能达到的最大光度

（引力与辐射压平衡）

assum：为球对称吸积体，完全电离的 H 被吸积..

σ_T ~ 电子的 Thomson 散射提供 P_{rad}（质子截面小，Thomson 的）

有多种成分时，不一样

有强磁场时，各向动量被束缚，只有径向动量

有喷流的

Eddington 的假设很简单，但得到的结果很重要

计算：p-e 对引力 GMm_p/R^2.

光子 $E=h\nu$，$p=\frac{h\nu}{c}$ 提供的力 $\frac{dp}{dt}=f$，$(\ldots)$ $P_{rad} = d\Sigma\frac{h\nu}{c}/dt = \frac{L}{c}$

会不会落入星体，e 被吹走？（不会，有库仑力，宏观不能带电）

一个电子受到的辐射压 $\frac{L\sigma_T}{4\pi R^2 c}$

★ $L_{Edd} = \frac{4\pi c G M m_p}{\sigma_T}$ 只与 M 有关

$= 1.3\times10^{38} \frac{M}{M_\odot}$ erg·s^{-1}（随 σ_T 的变化，可在 1.25 ~ 1.5 变化）

恒星级 BH

$M\sim10M_\odot$，$L_{Edd}\sim10^{39}$ erg·s^{-1}

SMBH

$M\sim10^{6}M_\odot$，$L_{Edd}\sim10^{44}$ erg·s^{-1}，和星系总光度相当

是类星体的能量来源，甚至会掩盖星系的光度

光子温度 kT_{rad} ~ $h\nu$（出射光子）

若以黑体辐射 $T_b = \left(\frac{L_{acc}}{4\pi R^2\sigma}\right)^{1/4}$ → 必须有足够大的吸收光深才行，辐射达到热平衡

若吸积能完全转化为热能 $\frac{GM(m_p+m_e)}{R} = 2\times\frac{3}{2}kT \Rightarrow T_{th} = \frac{GMm_p}{3kR}$

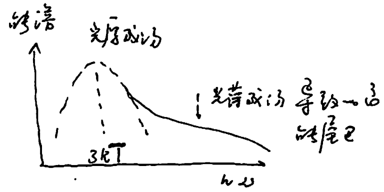
吸积能转为辐射后光子立刻逃逸（e.g. 韧致辐射，带电粒子的能量～光子的能量）

实际时：$T_b \lesssim T_{rad} \lesssim T_{th}$ 给出参数范围

黑体辐射给出下限 最高

e.g. 中子星，$M=1M_\odot$ $R=10km$

$1keV \lesssim h\nu \lesssim 50MeV$



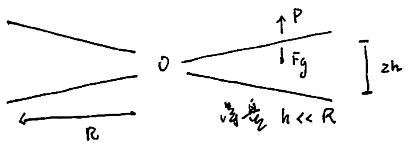
WD.

$6eV \lesssim h\nu \lesssim 100keV$

紫外 EUV 段，可以看到 X-ray 光谱

薄盘的形成

assume: 盘质量 << 吸积体质量 $M_{disk} \ll M$, 自引力忽略



垂直的平衡:

$$\frac{\partial P}{\partial z} = \frac{GM\rho\sin\theta}{R^2} = \frac{GM\rho}{R^2}\frac{h}{R}$$

垂直方向压力梯度 导致 $\frac{P}{h} = -\frac{GM\rho h}{R^3}$

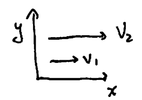
当地声速 $c_s^2 = \frac{P}{\rho}$. (取决于热状态)

开普勒速度 $v_\phi^2 = \frac{GM}{R}$ (取决于引力场状态)

$\Rightarrow \frac{h}{R} = \frac{c_s}{v_\phi} \ll 1$ for 薄盘

由于 $c_s \ll v_\phi$, 压力波的传播不高效, 会使Kepler运动接近平衡状态

角动量的 loss → 吸积
(粘滞)　　和径向移动



在R处半径的圆环

扭矩 ~ $G(R) = \eta R\frac{\partial\Omega}{\partial R}(2\pi RH)R$

$= 2\pi R^3\nu\Sigma\frac{\partial\Omega}{\partial R}$

$f_x = \eta\frac{\partial v_x}{\partial y}$

$f = \eta R\frac{\partial\Omega}{\partial R}$ (切向黏应力)

单位面积的切力

$\nu = \frac{\eta}{\rho}$ 为动粘滞系数

$\Sigma = \rho H$ 为面密度

$$\underset{\text{环上净力矩}}{\frac{\partial G}{\partial R}dR} \to \underset{\substack{\text{环上净功率}\\ [R,R+dR]}}{\Omega\frac{\partial G}{\partial R}dR} = \underbrace{\frac{\partial}{\partial R}(G\Omega)dR}_{\text{扭矩径向传递的总功率}} - \underbrace{G\frac{\partial\Omega}{\partial R}}_{\text{功能转为热能}}dR$$

粘滞也是辐射的来源

单位面积的辐射功率

$$D(R) = \frac{G\frac{\partial\Omega}{\partial R}dR}{dS} = \frac{1}{2}\nu\Sigma\left(R\frac{\partial\Omega}{\partial R}\right)^2$$

$dS = 4\pi R\,dR = 2面 \times 2\pi R \times dR$

假定: $\Omega = \Omega_{kepler} = \left(\frac{GM}{R^3}\right)^{1/2} \Rightarrow D(R) = \frac{9}{8}\nu\Sigma\frac{GM}{R^3}$

求解稳态薄盘的结构

assume: $H \ll R$. $\frac{\partial}{\partial t} = 0$. $\Omega = \Omega_{Kepler}$

质量守恒: $\dot M = 2\pi R\Sigma(-v_R)$ = constant

半径R处单位时间的角动量传输率: $\dot M v_\phi R = 2\pi R^3\Sigma(-v_R)\Omega$

环上净扭矩 $\frac{\partial G}{\partial R}dR$ 　环上的角动量的变率: $\frac{\partial}{\partial R}[2\pi R^3\Sigma v_R\Omega]dR$ 　两者相等

事实上, 扭矩产生的就是因为角动量向外输运

$G(R) + C = 2\pi R^3\Sigma v_R\Omega$

加上 G(R) 的表达式 有 $-\nu\Sigma\frac{d\Omega}{dR} = \Sigma(-v_R)\Omega + \frac{C}{2\pi R^3}$

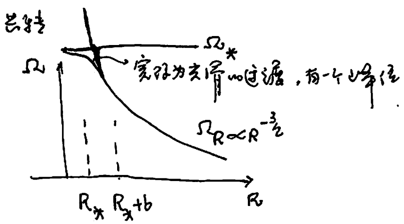
边界条件:

(物体表面, 比速度自转) 内边界 $R = R_* + b$ 处, $\left\{\begin{array}{l}\Omega(R_*+b) = \Omega_K\\ \Omega'(R_*+b) = 0\end{array}\right.$

$b \ll R_*$

物质与星体形成边界层

而星体的转速 < Ω_K



所以

$$C = 2\pi(R^3\Sigma v_R\Omega)_{R_*+b} = 2\pi\left(R^{3/2}\Sigma v_R\sqrt{GM}\right)_{R_*+b}$$

$$= -\dot M\sqrt{GM(R_*+b)}$$

$$\simeq -\dot M\sqrt{GMR_*}$$

单位时间内星体表面转移到吸积星的角动量

吸积的过程可以加速星体的自转 (e.g. 毫秒脉冲星的产生)

单位面积释放的粘滞能

$$D(R) = \frac{1}{2}\nu\Sigma\left(R\frac{\partial\Omega}{\partial R}\right)^2$$

$$= \frac{3GM\dot M}{8\pi R^3}\left(1 - \left(\frac{R_*}{R}\right)^{1/2}\right) \overset{R \gg R_*}{\propto} \frac{1}{R^3}.$$

$$L_{disk} = \int_{R_*}^{\infty} D(R)\,2\pi R\,dR \cdot 2 = \frac{1}{2}\frac{GM\dot M}{R_*} = \frac{1}{2}L_{acc}$$

即吸积能量的一半会被辐射出

粘滞吸积盘的表面辐射

$D(R)=\sigma T^4(R) \Rightarrow T(R)=\left[\frac{3GM\dot M}{8\pi R^3\sigma}\left(1-\left(\frac{R_*}{R}\right)^{1/2}\right)\right]^{1/4}$ $\quad R\gg R_*$ $\quad \propto R^{-3/4}$

$R_{max}=\frac{49}{36}R_*$ 时，最高温度 $T_{max}=0.488T_*$

在此处 $\frac{\partial\Omega}{\partial R}=0$. 没有差速旋转

（所以最高温度不在 R_* 处）

更简单的推导

$u=\frac{GM\Delta m}{R}$, $E_K=\frac{u}{2}$ 维里化, $\Delta u=\frac{GM\Delta m}{R^2}\Delta R$

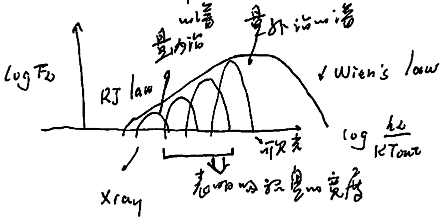
$$\Delta E_K=\frac{GM\Delta m}{2R^2}\Delta R$$

$$\underbrace{\Delta E_r=\Delta u-\Delta E_K}_{\text{辐射出去的能量}}=\frac{GM\Delta m\Delta R}{2R^2}=4\pi R\Delta R\sigma T^4\Delta t \qquad \dot M=\frac{\Delta m}{\Delta t}$$

立即就有 $T^4\propto R^{-3}$

注意：这里忽略了径向的辐射压。

实际吸积盘的谱：多温黑体谱



吸积盘的纵向结构

$P=\underbrace{\frac{\rho kT_c}{m_p\mu}}_{\text{热压}}+\underbrace{\frac{4\sigma}{3c}T_c^4}_{\text{辐射压}}$

$F(z)=-\frac{16\sigma T^3}{3\kappa_R\rho}\frac{\partial T}{\partial z}$ 辐射主要为光学厚介质中的辐射转移

κ_R：Rossland 平均的 opacity

$D(R)=\int_0^H\frac{\partial F}{\partial z}dz=\frac{4\sigma}{3\tau}(T_c^4-T_H^4)$

于是，可以得到 disc 的结构，问题是粘滞力的系数 ν 是多少

若考虑分子交换导致的 ν $\quad \nu\sim\lambda\tilde v$ （λ：平均自由程，$\tilde v$：热运动平均速度）

比值 $R_e=\frac{v_\phi R}{\lambda\tilde v}$（惯性力）$>10^{14}$（典型的吸积盘），严重不稳定

必然存在湍流

$$\nu_{turb}\sim\lambda_{turb}\tilde v_{turb}\simeq\alpha c_s H$$

λ_{turb}：湍流尺寸，$\tilde v_{turb}$：湍流速度

（α 近似）

这样，方程就封闭了 ~ 所谓 α model 很重要

并且具体的形式可见 H 不确定地依赖 α

标准吸积盘 model 假定 光厚

$\left.\begin{array}{l} M_{盘}\ll M_{吸积体} \\ P_{rad}\ll P_{thermal}\end{array}\right\}$ 都与观测是相符合的

前面假定了产生的能量都由 Radiation 释放. 事实上吸积盘不稳定时 adv（径流）也可带走能量.

$\left.\begin{array}{l} \text{ADAF 盘} \to \text{低吸积率盘} \\ \text{slim 盘} \to \text{高吸积率盘}\end{array}\right\}$ 都称为厚吸积盘.

吸积盘的时间标度

粘滞时标

$t_{visc}=\frac{R^2}{\nu}=\frac{R}{v_R}$ $\qquad$ 时标：平衡被打破时，重回平衡所需的时间

动力学时标

$t_\phi=R/v_\phi$ $\qquad t_z$.

热时标

t_{th}

双星中的吸积过程：

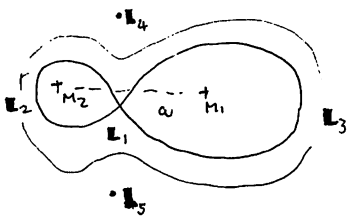
两种物质转移方式 { 洛希瓣溢出 (Roche-lobe overflow)
风吸积 (wind-fed accretion)

X-ray 双星的分类

按伴星质量来分 $>1M_\odot$ 大质量 X-ray 双星
$<1M_\odot$ 小质量 X-ray 双星 (决定伴星的演化)

双星中的吸积是产生吸积盘的主要原因
→ 对ISM的吸积不是主要原因 (计算 Bondi Radius)

双星轨道的计算 和引力势能 等势面的计算



洛希半径的近似 $\frac{R_2}{a} \simeq 0.462\left(\frac{M_2}{M_1+M_2}\right)^{1/3}$

$$\bar{\rho} = \frac{3M_2}{4\pi R_2^3} \simeq 110 P_{hr}^{-2}\ \mathrm{g\,cm^{-3}}$$

↑ 通过双星周期就可以知道伴星的密度

双星总角动量守恒
质量转移时，洛希半径的变化

$q = \frac{M_2}{M_1} > 5/6$ 时. R_2 减小. 一定是加剧的吸积，不稳定，持续发生.

$q < 5/6$ 时. R_2 ↑. 会阻碍吸积，其它途径损失角动量后，才继续吸积.
(带磁的星风，
引力波)

风吸积： 大质量恒星，可达 $10^{-6}\sim10^{-5} M_\odot/yr$，$v_\infty \simeq v_{escape}$，可求得俘获半径
风速

结论：星风往往很慢，吸积率低，x-ray双星的光度小；但风吸积更稳定

边界层上的能量释放 ↓ 动能之差

$\dot{E} = \frac{1}{2}\dot{M}R_*^2(\Omega_K^2-\Omega_*^2)$ 这是不对的. 向星体转移角动量时. 还会转移能量

$-G_*\Omega_*$

$= \frac{GM\dot{M}}{2R_*}\left(1-\frac{\Omega_*}{\Omega_K}\right)^2$ ～ 即引力势能的一半在辐射中释放
近似另一半. 在边界层上释放

e.g. 黑洞没有边界层.
所以能量可能反向传

强磁场中子星或白矮星上的吸积.

$\mu = B_* R_*^2$

$B \sim \mu/r^3$

$P_{mag} \sim \frac{B^2}{8\pi} = \frac{\mu^2}{8\pi r^6}$，磁压随 r 衰减很快

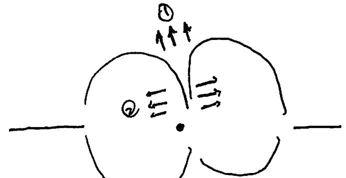
考虑物质下落的冲击压 $P_{ram} = \rho v^2$. $v_{ff} = \left(\frac{2GM_*}{r}\right)^{1/2}$

可知道半径 $r = r_M = 5.1\times10^8\,\dot{M}_{16}^{-2/7} m_1^{-1/7} \mu_{30}^{4/7}$ 时. 物质将无法
穿透磁力线. 将沿着磁力线运动，在星体的两极流向星体

实际的 Alfvén 半径 $R_M \simeq 0.5\, r_M$

强引力 计算 — 由盘吸积变为柱吸积
(Beam effect.
流强是时间的函数)

— 流强的调制 ~ 自转.
没有时计算到多强 →
的 L 变化



辐射可由 ① 还是 ② 出来？

可由偏振来探测. 偏振面垂直于磁场
(是个偏振光过滤器)

Swift-J0423
银河系最强的磁场源

重要的问题 { 盘的不稳定 + 演化方程 以及 推导

Ch4
实验1 X射线能谱分析


线 continuum → 望远镜 → 探测器 →
吸收
(高能吸收少 >2keV 基本不吸收)

与能量分辨率有关
(半高宽)

(Z探测器)

如何由output 猜测 input?

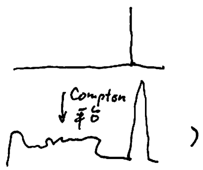
1. 探测器的响应

ev 入射光子 → 探测器 放大器 → 电荷 Volt 电压信号 → AD转换 Channel 能道

Ch = aE+b ~ 一般可以当成线性的(忽略高阶项)

可用实验来测定 Energy-Channel 关系
(用已知元素的光谱来标定)

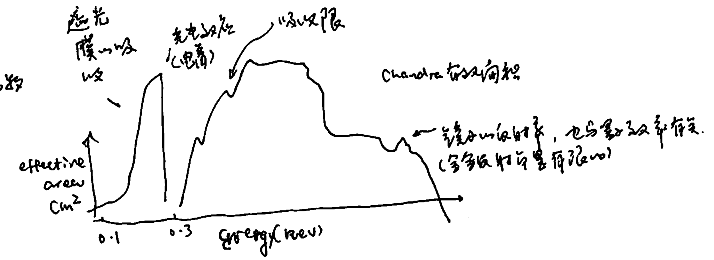
统计涨落与噪声引起的展宽
可以当成高斯的,也有non-Gaussian的成份



光电效应 Compton 特征x-ray逃逸 引起能道分布(Compton平台+全能峰 更复杂)

2. 探测器的有效面积

与 镜的反射率
滤镜吸收
窗吸收
探测器量子效率
...
等有关,一般是能量的函数



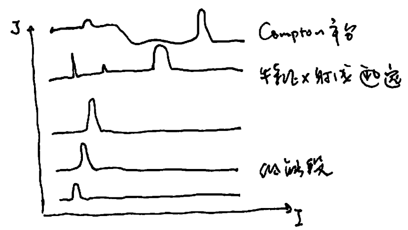
在地面上扫描得到.

3. 能谱的反卷积

RMF (Redistribution Matrix File)

$R(I,J) = \int_{E_{J-1}}^{E_J} R(I,E)\,dE \,/\, (E_J - E_{J-1})$

$E_{J-1} < E < E_J$ 的光子 在各能道上产生计数的比率



AMF (Auxiliary Response File) 有效面积和能量的关系

探测器 = 入射谱^E × RMF × ARF

认为的问题是,用 I 反推 E

不能直接取逆,因为是病态方程(E有一点变化,就导致 I 变化很多)
noise
甚至误差与误差

可以正向建模

$C(I) = \int_0^\infty f(E) R(I,E)\,dE$
入射能谱分布
仪器响应
探测到的count 随能道的分布

$\Rightarrow \chi^2 = \sum \frac{(C(I) - C_p(I))^2}{\sigma(I)^2}$
理论预言的计数,对应于 $f_p(E)$
各能道的计数涨落方差. $\sim \sigma(I) = \sqrt{C(I)}$
C(I) 很大时才能假设
minimize χ^2 即可

拟合的好坏用自由度 dof
χ^2 + dof → P
得到一个数据偏离预言的几率,一般是 50% 时是最优的(否则可能过拟合)
χ^2 符合自由度为 ν 的 χ^2 分布
ν = 能道数 − 自由参数数目

当 $\chi^2 \sim \nu$ 时拟合较好

参数的置信区间:改变参数使 χ^2 改变,例如改变参数使 $\Delta\chi^2 = 1$,可以得到 0.68 的置信区间

Confidence	Parameters 数目 1	2	3
1σ − 0.68	1.0	2.3	3.5
2σ − 0.90	2.7	4.61	6.25
3σ − 0.99	6.63	9.21	11.30

实验: 1. 对已知model的能谱拟合练习
2. Chandra 能谱分析
参考 XSPEC 用户手册
登陆 166.111.89.81
见实验讲义

回顾Ch3

什么情况下吸积盘辐射效率高
转动，引力势大（一般不与质量相关，黑洞）

Eddington光度的意义，与什么有关 ~ 电子的T散射
反力的引力

吸积盘的角动量转移（就是粘滞）~ 粘滞

薄盘的定常条件 h/R, c_s/v_ϕ 两方面的条件

稳态薄盘的标准模型方程

以方程
- m守恒 ($\dot{M}=\mathrm{const}$)
- J守恒 ($G=?$)
- E守恒（没有耗散 ... 辐射耗散项）

- 薄 $h/R \ll 1$
- 稳态 $\frac{\partial}{\partial t}=0$
- $\Omega=\Omega_K$
- 边界条件（零力矩，无转速情况下）

辐射：光学厚的黑体（用于联合 $T(H)\simeq T(0)$）的温度转移

α近似的成功之处

α盘—标准盘的特点：薄，光厚，冷盘，质量是外，$v_r/v_\phi \ll 1$，气体压（如何）
- 辐射压 内区不稳定
- 热压 → 外区主导，可以光滑

~$R^{-3/4}$（证据：对比观测）
（ADAF，SLIM以外的其余类型关系，因为T的温度不同）

吸积盘的三个主要时标
- 粘滞 — 物质向径向传递的时标，最长
- 动力学时标 ~ 和速度最快的，动力学破坏、恢复的时标
- 热时标 ~ 热平衡破坏后的恢复，次小的

边界层 边界层的光度 ~ 一半（它的动能转移到星体）加速星体自转
吸积盘的光度 = 一半 ~ 白矮星致动主要在边界层

吸积盘在强磁场时 ~ 磁压与冲击压的平衡

双星吸积
- Roche瓣溢出 → 盘吸积
- 星风 → 球吸积

研究度与X-ray binary的周期相关

- 伴星 $<1M_\odot$ low mass binary ~ 一般是洛希瓣溢出
- 伴星 $>1M_\odot$ high mass binary ~ 洛希瓣溢出有，风吸积更多

Ch4 ~ Ch5 白矮星与中子星 S317 [illegible]老师
2019年3月29日

双星中的白矮星：激变变星 (Cataclysmic Variables, CV)
中心star 抛射出 planetary nebula
中心的简核 → 白矮星

CV = 白矮星 + 普通恒星
典型尺度：地月轨道大小

CV的两种形式的能量释放
- 吸积能：效率 0.02% << 氢聚变 0.7%
- 热核聚变：物质落在表面后发生

e.g. Dwarf Novae

吸积盘的热粘滞不稳定性

- 质量守恒 $R\frac{\partial\Sigma}{\partial t}+\frac{\partial}{\partial R}(R\Sigma v_R)=0$
- L守恒 $R\frac{\partial}{\partial t}(\Sigma R^2\Omega)+\frac{\partial}{\partial R}(R\Sigma v_R R^2\Omega)=\frac{1}{2\pi}\frac{\partial G}{\partial R}$

$$\frac{\partial\Sigma}{\partial t}=\frac{3}{R}\frac{\partial}{\partial R}\left(R^{1/2}\frac{\partial}{\partial R}(\nu\Sigma R^{1/2})\right)$$

ν是Σ的函数，非线性

使用对稳态解 Σ_0 的扰动 $\Delta\Sigma$，令 $\mu=\nu\Sigma$，可有

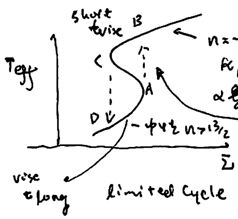
$$\frac{\partial\Delta\mu}{\partial t}=\frac{\partial\mu}{\partial\Sigma}\frac{3}{R}\frac{\partial}{\partial R}\left(R^{1/2}\frac{\partial}{\partial R}(\Delta\mu R^{1/2})\right)$$ [Δμ的扩散方程]

- >0 扩散，稳定
- <0 反扩散，不稳定

时间尺度 t_{visc}，称为粘滞不稳定性

从连续性方程理解
$\frac{\partial\rho}{\partial t}+\nabla\cdot(\rho v)=0$，$\frac{\partial\rho_0}{\partial t}=0$
扰动 $\rho=\rho_0+\rho_1$，$v=v_0+v_1$，则有
$\frac{\partial\rho_1}{\partial t}+\rho_0\nabla\cdot v_1=0$ （$\frac{\partial\rho_1}{\partial t}=-\rho_0\frac{\partial v_1}{\partial x}$，一维）
而流速应正比于密度梯度 $v_1=-B\frac{\partial\rho}{\partial x}$
联立即有 $\frac{\partial\rho_1}{\partial t}=\rho_0 B\frac{\partial^2\rho}{\partial x^2}=\rho_0 B\nabla^2\rho$
[Δμ的扩散方程是类似下的连续方程]
$\rho_0 B>0$，扩散稳定。
$\rho_0 B<0$，流向高ρ，不稳定

吸积盘不稳定性的曲线



$n\approx-3.5$ 完全电离
$\kappa_R\propto\rho T_c^{\,n}$
α盘 $T\propto\Sigma^{(13-2n)/4(7-2n)}$
—中性 $n>13/2$

氢电离温度 ~6500K
热量跑不出去，加速电离，直至从A→B，时标 T_{th}（热平衡重新建立）
（不稳定）

Polar

强磁场的吸积星 ~ 整个流(物质,吸积盘)都受磁场的 trap,成为共转的一部分

双星中的中子星

↳ Ⅱ型的 SN 的产物

Milky 中应有上亿中子星(极少),但并不都有吸积盘

脉冲星的辐射有灯塔效应,目前仅观测到几千颗

中子星的内部结构 模型
- 大气层
- 外壳
- 内壳
- 中子物质区
- 内核区?

中子星的自转极限

$P > \frac{3\pi}{\rho^2 G}$ ~ 没有问题,可观测,证实不是白矮星(Crab $P=33ms$)

中子星的辐射: 孤立中子星表面的热辐射 : 双温 model / 连续谱温度幅度

不能太老,不能太年轻
(太冷) (不热)

从热辐射可推导中子星的半径 ← 受引力红移
能谱

射电脉冲星 1967. Hewish and Bell

* 旋转驱动的中子星

磁偶极辐射的中子星 → 和自转转速的 $\dot{\Omega} = -k\Omega^n$

$$-\frac{dE}{dt} = \frac{2|\ddot{P}_m|^2}{3c^3} = \frac{2\Omega^4 P_{m0}^2}{3c^3}$$

垂直分量才有效 $P_{m0} = P_\perp \sin\Omega t$

另外,$E = \frac{1}{2}I\Omega^2$

$\Rightarrow \frac{d\Omega}{dt} \propto -\Omega^3$ 也造成 spin slow down

$n=3$,制动指数(braking index,反映了转折间)

$n = \frac{\Omega\ddot{\Omega}}{\dot{\Omega}^2} = 2 - \frac{P\ddot{P}}{\dot{P}^2}$

实际测量的值并不都是 3,因为 I,P_{m0} 不都是常数

↑ 地壳运动

核的翻转等

$\Rightarrow$ 积分得到 time,若 $\Omega_0 \gg \Omega$ 有

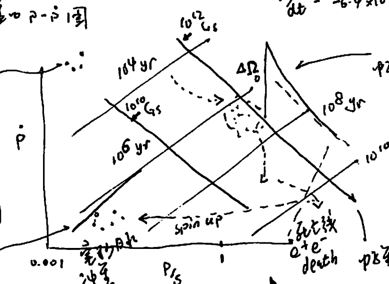
$$t = \frac{\Omega}{-(n-1)\dot{\Omega}} \quad (\text{spin down 年龄})$$

$$= \frac{P}{2\dot{P}}$$

Crab 测出为 $t \simeq 1400yr$

$\frac{dE}{dt} = -6.4\times10^{31}W$

中子星的 P-$\dot{P}$ 图



新生星的脉冲星 (P小,$\dot{P}$大)

Spin down $\propto \Omega^3$ 很快,观测不到

spin up limit 不可能加速得太快

毫秒脉冲星 (B弱,老星吸积复生)

中子星的 Glitch 现象 (转动惯量的突然变化,源自 starquake 调整)

~ 年龄等值线

中子星的 spin down 路径线

新 FRB: 源于磁星区 在 $P\dot{P}$ 图上方

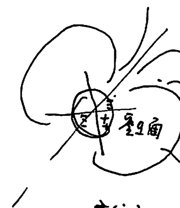
中子星表面 $B_s = \frac{P_{m0}}{R^3} \xrightarrow{d\Omega/dt} B_s \simeq \frac{3c^3M}{20\pi^2R^4}(P\dot{P})^{1/2} \simeq 3\times10^{19}(P\dot{P})^{1/2}$ Gauss

算数为 $-1/2$

脉冲星的磁场 $B\sim10^{12}G$,旋转产生的 Lorentz力/引力 $\simeq 10^{12}$

电场 $E \simeq 2\times10^8$ statvolt $\cdot cm^{-1}$

电荷剥离,形成磁层



开放磁场线: 极冠区,加速粒子 | $\gamma \simeq 10^\circ\sim20^\circ$,外部更大一点,所以能观测到

转速 $\geq c$,不能闭合

闭合磁场线: 磁层

$\vec{E}^{(in)}$ 可以计算出来 → 中子星内部

$\vec{E}^{(out)}$ ~ 中子星外部 } 边界条件 ← 假设外部是真空的真空解

存在磁层(等离子体区域),其实并不稳定的

脉冲星的辐射机制: 没有定论

亮温度: 流量一温度的关系 $I_\nu = \frac{2\nu^2}{c^2}kT_b$

$10^{23}\sim10^{26}K$

$kT_b \sim 10^{17}-10^{22}eV$ 这不符合直观(温度太高,不可能是热辐射)

应该是相干辐射 $I \propto (N I_0)^2$

同步辐射 → 外间隙 同时辐射(相干) → 相干
$t_{syn} \simeq 10^{-18}s$(垂直的分量立刻辐射掉,平行速度下降,所以只沿着加速区)

曲率辐射(沿磁力线运动时)为主的

$\lambda >> l$. 辐射具有相干性

脉冲星的高能辐射 → 目前未知区域，(注：是否在 polar cap 和区域) { 极冠 / outer gap

(Crab 不同波段相位对齐 → 辐射区一致

Vela 不同相位 → 不同的辐射区)

最有利的工具是 x-ray 偏振探测。

正负电子对的产生

$Z + e^+e^-$ 级联过程产生大量 e^+e^-

必须有强磁场、强电场(转速快)

$BP^{-2} \gtrsim 10^{12}\ G/s^2$ ← 低于此值不是脉冲星

(脉冲星的死亡线)

毫秒脉冲星 { 新形成的(自转变慢，spin down) NS / 伴星吸积加速

spin-up 吸积加速

最快：转速 { 和 Ω_K / 内盘转

Alfven 半径 $r_M = \left(\frac{B^4 R^{12}}{8GM\dot{M}^2}\right)^{\frac{1}{7}}$ 处，若自转速度与 Ω_K 相等，则

不再加速(不再吸积，物质全被抛出)

↘ 螺旋桨效应

\+

所决定的 Lead

↓

spin up limit

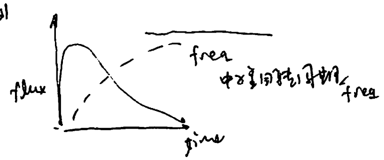
吸积驱动的中子星 { 高质量 / 低质量

吸积率 ↑ → spin up rate ↑

热核驱动的中子星：表面吸积物质的积累热核燃烧 ～ 很短的时间内爆发出光

Resisten flux ↑ → 爆发间隔 ↓

点火点的不对称，旋转后产生周期性调制



Ch6 黑洞双星

黑洞作为致密星的两个

↓ 结构主要由质量决定

↘ 电荷与自转

寻找双星中的黑洞(排除法)

star. 是致密星的 X 射线辐射和光度

两个条件：致密天体，X 射线辐射，光学对称光度

决定

质量足够大

白矮星 ≲ 1.4 $M_\odot$

中子星 < ~3 $M_\odot$

(物态方程不确定，因此边缘模糊，但 3 $M_\odot$ 是上限)

困难：需要伴星吸积，发出 x-ray，必须有伴星

精确地测质量不容易

双星质量测定

动力学方法：测伴星的速度曲线(拟合速度曲线得 K_2，Period，

(目前 ~20 个)

伴星的光谱型确定 M_2，再由光变曲线测 i)

{ 开普勒定律 / 质量 M_2 / 视向最大速度 K_2 / 质量函数 $f(M) = \frac{PK_2^3}{2\pi G}$

部分观测

可得伴星质量，倾角未知，也有 $M_1 > f(M)$ 下界

注意：喷流的方向与黑洞的自旋有关，轨道的黑洞全部的倾角

射电

使内部盘面与轨道面不一样

很亮的 x-ray 自射，edge on 观测

会遮住

e.g. 2007 年，第一例对系外的黑洞测量质量。

(kpc 系内 → Mpc 系外。

流强更弱，光谱不易测得。

这时

，表面全被遮住伴星，才能测得周期、速度

而掩食一定是大倾角系统

e.g. 黑洞就能测得 20 多个，其质量分布对恒星演化模型有巨大影响的

存在 metal 不同形成大的黑洞

↓

一定已的金属高度的大的吸收(E.S 截面)

形成很大的压力，进而导致星风质损

黑洞X射线双星的辐射状态

LMXB 吸积盘

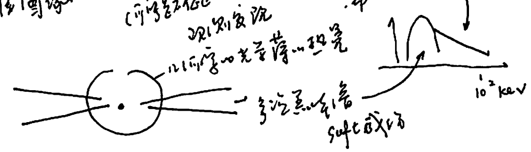
HMXB 持续源 (High Mass x-ray Binary) ~星风吸积的量形成

黑洞双星的标准图像

(可能是不稳定性导致吸积通道)

观测发现

以前的光学薄的热晃



幂律谱 hard 成分，对应热通度

多温黑体谱

soft 成分

标准的 ADAF 模型，可以解释观测的结构

宁静态：热吸积流，辐射效率低，此时将能量带入视界

$L_x \sim 10^{30.5} \sim 10^{33.5}\ erg \cdot s^{-1}$ 可能比中子星更弱辐射

热主导态：吸积盘内半径保持不变

最好研究的态

$$T(r) = \frac{T_{in}}{R_{in}^{-3/4}} r^{-3/4}$$

$L_{disk} \simeq 4\pi\sigma R_{in}^2 T_{in}^4$，特别简洁的公式

只有 R_{in} 是常数（表明吸积盘到了最内稳定圆轨道），才有 L_{disk} 稳定

可以用以限制黑洞质量、自旋。

硬态：硬态射电与X射线流量具有强相关性

（喷流才有强射电）

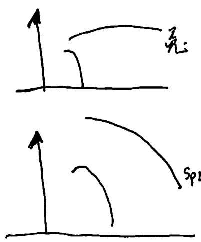
Steep Power-law 态：

出现在很亮时（可能是高吸积率）

此时标准盘不适用

↓

研究得不清楚



功率谱 (Fourier 变换后) 有明显的峰

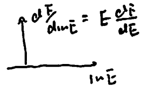
功率谱没有明显的峰

中间态

注意，横轴是 $\ln E$ 时，纵轴

用 $\frac{dF}{d\ln E}$ 更有意义，面积代表

能谱积分



（穿入的积分器）

用光子计数 phs/s/cm²/keV 时，不对区

可以算 error.

LMXB 的更亮辐射

T 的翘曲，内盘通过的自射，伴星的黑体辐射时共同贡献

EF_E

M_V - 关系

$L_V \propto L_X^{1/2} P^{2/3}$

↑ X射线和外盘的通量系数

黑洞双星的快速光变

(LFQPO

低频的准周期振荡)

机制仍然不清楚

高频准周期振荡，较为更稳定

弱磁场

如何鉴别黑洞双星与中子星双星：

质量有差别，最大高于观测速度，中子星的吸积、辐射线 — 无法鉴别低质量黑洞 ($1 \sim 2 M_\odot$)

可否不测质量 ~ 中子星有表面沿接，可以多个点体成的

中子星的独有现象：同步脉冲（与自转有关），可以有更快的光变特征

I 型 x-ray 爆发（必须有硬表面）

测量黑洞的自旋：比质量更难（能谱法）

{ SMBH → 铁线

x-ray binary → 铁线不明显

$a_* = \{0, 1$ ← 无量纲自旋

$R_{ISCO} = 6 R_g$

$R_{ISCO} = R_g$

← 反向与同旋

最内稳定圆轨道有差别

↓

吸积盘中间有一个洞

$L_{disk} = 4\pi\sigma R_{in}^2 T_{in}^4$

↑ 可以测得

问题 R_{in}, T_{in} 难测，高速旋转的辐射转换 → beam 效应 + 引力红移 + doppler 效应，难算圆形

$\cos i$ 也难测

2 $\cos i$

辐射的各向异性.

beam effect 带来的 2

可能通过偏振峰除 $\cos i$ 与 a^* 的简并

Ch7

实验 2 — X射线时变分析

不同频率下的能量分布：功率谱

离散 Fourier 变换

$$a_j = \sum_{k=0}^{N-1} x_k e^{i\frac{2\pi j}{N}k} \quad (j = -\tfrac{N}{2}, \cdots, \tfrac{N}{2}-1)$$

离散的序列（一般是 Poisson）

要求是等时间间隔的

假设 x_k 是 Poisson

$$P_j = \frac{2}{N_{ph}}|a_j|^2 \quad \text{(Leahy 归一化功率谱)}$$

服从自由度为 2 的 χ^2

$\langle P_j \rangle = 2$

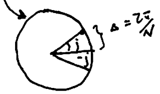
$\sigma^2(P_j) = 2 \times dof = 4$

$\sigma(P_j) = 2$

} 归一化的 P_j 便于我们做统计分析

除 $\frac{2\pi}{N}j = 0$ 或 π 外，有对称性点

（沿虚轴）



在 $P_j \sim N$ 图上，每个点都是独立的 dof=2 的 χ^2 分布

$Q(P_j | 2) \times$ number of trials 给出显著度

（随机的噪声 P 的累积）

Pulsar 时变分析：要将地球收到的光子信号转到太阳系质心

Parseval 定理：
$$\sum_{k=0}^{N-1}|x_k|^2 = \frac{1}{N}\sum_{j=-N/2}^{N/2-1}|a_j|^2$$

$$Var(x_k) = \sum_k (x_k - \bar{x})^2 = \frac{1}{N}\sum_j |a_j|^2 - \frac{1}{N}a_0^2$$

直流项，不关心，要先减掉

$|a_j| = |a_{-j}|$，总是成对出现

$$= \frac{N_{ph}}{N}\left(\sum_{j=1}^{N/2-1} P_j + \frac{1}{2}P_{N/2}\right)$$

光变的幅度：

$$\frac{rms}{mean} = \sqrt{\tfrac{1}{N}Var(x_k)}\Big/\bar{x} = \sqrt{\frac{\sum_{j=1}^{N/2-1} P_j + \frac{1}{2}P_{N/2}}{N}}$$

定义 $Q_j = \frac{P_j}{\lambda} = \frac{P_j}{N_{ph}/T} = \frac{P_j}{N_{ph}}\frac{1}{1/T} = \frac{P_j}{N_{ph}\Delta f}$

称为 rms normalization

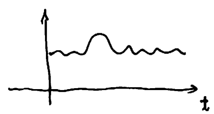
平均计数率

每一 F 变换的分辨率（最小频率）

而 Δt 决定 F 变换的最高频率

$(rms/mean)^2/Hz$

单位频率下的 ~~?~~ 功率，其它的物理量的变化幅度



随机信号的涨落幅度

$\frac{rms}{mean}$ 可以表征

e.g. 100% → 大涨落

1% → 小信号

0% → 直流

对功率谱的并道和拟合

并道可以将 Poisson 分布变为近似的 Gaussian（$N \geq 25$）

把序列先分成 MW 段，每段求功率谱再平均

频域上对相邻 W 个点平均，得功率谱

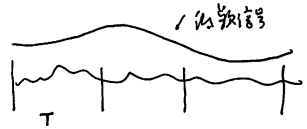
最终功率谱服从自由度为 2MW 的 χ^2_{MW} 分布

每点

每点的误差 $\sigma_{P_j} = \frac{P_j}{\sqrt{MW}}$

可近似为

（这个误差可以用来做 χ^2 拟合）



$[\Delta f = 1/T]$ 而如果 T 很长，可看到很低频的信号；往往是不需要的

T 也不能太短，否则每段之间不是"对齐"的，也不变成每段之间的功率谱不能对应

QPO 准周期振荡

锐度参数：$Q = \frac{\nu}{FWHM} > 2$

相干参数

高等物理实验选课说明

理科楼C302
2019 04 16
宁传刚 教授

实验内容 核物理实验 理科楼C214
- 光学实验 六教 6B705
- 近代物理 理科楼C337 六教6B802

选课 step1. 注册，填写个人信息
step2. 开始选择实验 (清华 web)
step3. 9~16周 周一、二下午1:30；实验前预习(提前一周)
实验数量≥6，建议7
从原子、光、核物理每个领域选一个；实验前要预习，口头抽查报告
每个实验可容纳2同学
讲义网上有，有新加的实验(目录上没有)，以后和我们讲解
找张钊(C214)老师调整实验
zhao-zhang@mail.tsinghua.edu.cn

核物理实验基本知识和放射性防护

1895年. Conrad Roentgen 发现X射线 (1901. Nobel Prize)
阴极射线附近的底片易于曝光
不被偏振，未被挡住，穿透力很强

$\boxed{^{111}Rg}$ 錀

1914 Laue. 1915 Bragg父子 1917 Barkla 1924 Siegbahn, 1927 Compton
1936 Debye 先后因X-ray获得 Nobel Prize
1962 Perutz 1962 Crick 1964 Crowfoot Hodgkin 1976 Lipscomb
1979 Cormack 1981 Siegbahn 1985 Hauptman 1988 Deisenhofer
先后获得 Nobel Prize

1896年. Becquerel 发现铀 Uranium (1903. Nobel Prize)
第一次发现天然放射性，人类历史上第一次在实验室观测到放射性现象

1897年 J.J. Thomson 发现电子 (1906 Nobel Prize)，其子发现电子波动性也获奖
打破原子不可分的观念
阴极射线是带电粒子，可在磁场中偏转

1903. 居里夫妇 物理奖
1911 居里夫人 化学奖
1935 女儿女婿 化学奖
1965 二女婿 二女婿 和平奖

1898年. Pierre Curie and Marie Curie 发现钋与镭 (1903 Nobel Prize)

1898年. Rutherford (Thomson的学生) 证实α粒子是氦原子核，β射线是电子；发现原子里有核的 (1908年化学奖. 发现原子里可以分割的，而不是靠射线获奖)

1900. Villard 在镭中发现γ射线
1932年 Chadwick (Rutherford的学生) 发现中子 (1935年 Nobel Prize)

β衰变 能量、动量、角动量守恒问题
β衰变放出的电子，能谱是连续谱；Pauli 猜出，还有另一个中性粒子被放出才能保证能量守恒：

1930 Pauli 提出中微子概念
1988年. 发现 ν_μ
1995 发现 ν_τ

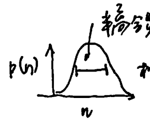
实验：β衰变能谱测量，可同时分辨内转换与能谱.

原子核的放射性

原子核的质子和中子数不成比例时，可自发衰变，发出一条/多条射线

一居里：$\simeq 3.7\times10^{10}$ Bq
(1 Bq = 1秒衰变1次)

衰变规律 (统计规律)
由核结构决定，与外部条件无关 (温度、压力)
单个核无法确定，要大量服从统计规律



盖革计数器

相对宽度 $\frac{\sigma}{N}\simeq\frac{1}{\sqrt{N}}$
$\sigma=\sqrt{N}$

指数衰减律 $N=N_0 e^{-\frac{t}{\tau}}$
$^{131}_{53}$I 碘的半衰期 8.04天

射线与物质的相互作用

重带电粒子 (如α) → 电离与激发
一张纸就可以挡住 (铝中射程 23μm, 空气中3.8 cm) 5.3MeV α (^{210}Po)

β射线 → 电离与激发、轫致辐射
空气中 ~7.6m (铝中 ~0.5cm) for 2.27MeV (^{90}Y, 最大能量)

γ射线 → 光电效应
与能量有关 康普顿效应
电子对效应

水中 17.5cm (混凝土 8.5cm, 铅中 0.78cm) for 0.662MeV (^{137}Cs)
非常重要的屏蔽材料

快中子：弹性散射、非弹性散射

慢中子：俘获（核反应）

水 5.4cm ~ 富含H，容易被物吸收（两者质量相当）

铝 6.8cm

石墨 6.6cm

各类探测器

气体探测器

电子被电离

↓ 加速

阳极

~ 收集信号，转化为电信号

优点：成本低廉，结构简单，易制作成大尺寸

缺点：分辨率较差，探测效率低（气体截面小）

闪烁探测器

闪烁荧光

↓

PMT → Cascade

优点：晶体截面大探测效率高、能量范围大，成本低使用方便

缺点：分辨率较差（5%~7% for ^{137}Cs）

半导体探测器

入射粒子

PN结产生电子空穴对

↓

收集电子，能量测量

优点：能量分辨率好，线性好

特征峰的谱线测量

缺点：需要在低温下工作

放射性的防护

分类 { 电离辐射 — 可电离物质，与组织分子作用使其活性变化
非电离辐射 — 紫外射线，只有热效应 }

辐射剂量单位 Sv（希弗）~ J/kg

$$\underset{Sv}{H} = \underset{J/kg}{D} \times W_r \times W_t$$

W_r：辐射种类品质因子（α=20，γ=1，p=2）；W_t：人体器官品质因子 } 可重表辐射

针对人身伤害，不是能量

放射性强度：1秒衰变的次数　1Ci = 3.7×10^{10} 次/秒　Sv是一个累积量，mSv/h 才是强度量

^{3}H 0.54-2.2 Bq/day

^{222}Rn } 食物中的放射性物质

^{226}Ra 0.01 Bq/day

0.2mSv 北京~纽约之间往返（宇宙线）

2.4mSv 工作正常，一年的辐射量（水泥等含铀、钍，土壤有^{238}U）

6.9mSv 胸部断层扫描(CT)，一次胸片 0.04mSv

100 mSv 患癌的人增加（血液中白细胞减少）

3000~5000 mSv，半数的人死亡

7000~10^4 mSv 全员死亡

外照射防护的一般原则 { 时间防护
距离 ..
屏蔽 .. }

α	一张纸
β 韧致辐射 射出随X-ray	铝，有机玻璃+铁
γ	铅，铁，混凝土
中子	水，石蜡

操作放射源：用镊子
不直接打开封装，小心别掉

实验室不能喝水吃东西，离开前洗手（避免内照射）

实验室的都是V类源，10mCi~μCi，均为低危险源

Ch8

活动星系核和超大质量黑洞　　2019 04 26

AGN 特点：

- 张角小，似点源
- 高光度，和整个星系可相当
- 多波段辐射
- 很强的发射线（以 2000 km/s 分宽线与窄线，或 $\Delta\lambda/\lambda$ ~0.05 宽线，0.002 窄线）
  - ~ 而星系主要的特征是吸收线，吸收线占主导
- 光变：大多数活动星系核有高度的光变
  - ~ 星系的光变 ≃ 单恒星的光变 / $\sqrt{N}$ ≃ 0
- 有些射电活动

$L_{Edd} = 10^{38}$, when $M \simeq M_\odot$

$\Delta t = \frac{L}{c}$ ← 天体尺度

↑ 光变时标　（黑洞 L ~3km，L_{disk} ~10km）

{ 射电弱 80-85%：LINER，Seyfert < 1, 2 宽线+窄线 / 窄，射电弱 Quasars
射电噪 15-20%：{ 射电强 Quasars，射电星系，耀变体 } }

Seyfert Galaxies 40年代

强的高电离辐射

宿主大部分是旋涡星系

分为 { Type 1 宽(10^4 km/s) + 窄线(10^2 km/s)
Type 2 只有窄线 }

类星体 50年代 射电巡天发现

{ Quasars ~ 射电发现的
QSOs ~ 光学发现的 } 现在不区分

在宇宙学红移上发现，目前已有10多万个（主要是SDSS），最大红移 z=7.54

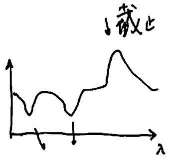
HST 发现大部分 QSOs 都有宿主星系

（与 Seyfert 相同，都是高吸积率的黑洞

Seyfert 是地球周围的，QSOs 是高红移的，现在都分叫 Quasars）

Quasars 谱 的 Ly-α 截止:

有大量的中性氢, Lyα Forest
(暗弱之中)



- 不同红移的 Lyα Forest 产生的吸收线
- 所以 Quasar 可以用于探测大尺度结构
- 或有大量连续的 Lyα Forest, 就成为了一种截止

x-ray 可判定 Quasar 的 Type 1, Type 2

{吸收的柱密度 $>10^{22}$, 为 2 型
否则为 1 型

(光学则是按线宽来分类)

射电星系

{有 Jet — 一型 FR , 大部分辐射来自核和喷流
有射电瓣 — 二型 FR

尺度 ~ 100kpc

有时, 分类并不那么明确

耀变体 (Blazar; BL Lac Objects; OVVs)

BL Lac 有很弱的或无发射线, 有剧烈的光变

与 Quasar 差别很大

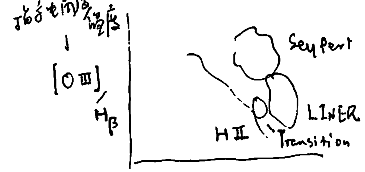
LINERs 和 ULIRGs

低电离发射线核区 (电离比 Quasar 弱, 比 HII region 强) [OIII 线更弱]

大部分也是 AGN

比 Seyfert 线更宽, 但 Seyfert 有高电离线 [OIII 等]

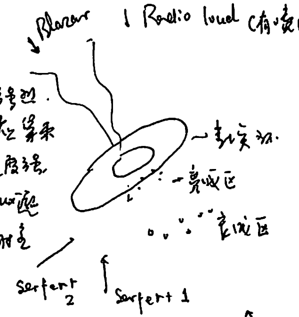
区分发射线星系核的判据 — BPT diagram



[OI] / Hα → 相隔很远而相邻的线, 避免消光的影响

只有部分电离区有, 完全电离就没有了
因而指示部分电离区大小.

AGN 统一 model



中心引擎: SMBH

吸积盘:
$\left\{\begin{array}{l} L \propto M \ \text{(吸积率} \propto M) \\ L \propto T^4 S \propto T^4 M^2 \end{array}\right. \rightarrow T \propto M^{-1/4}$

$M = 10 M_\odot$ keV ← X-ray 吸积盘

$M = 10^9 M_\odot$ 10eV ← 紫外/光学的吸积盘

面积. 吸积盘内径 $\propto M$

增加较快

光深厚, 辐射峰在 UV 波段

宽 : 光学薄

⋮

SMBH 存在的证据

AGN 的活动时间尺度

Δt = 星系活动尺度 × 活动星系比例 $= 10^8 yr$

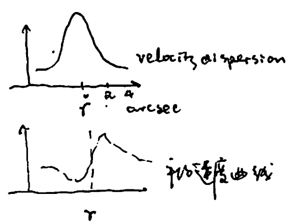
$10^{10} yr$　　1%

自该吸积就可积累的 SMBH

$\eta \sim 0.1$, $L \sim 10^{45} erg/s$ 　 $M \sim \frac{L \Delta t}{\eta c^2} \sim 10^7 M_\odot$

黑洞质量的估计

恒星动力学方法 {球对称质量分布, 和轨道是圆的, 恒星密度与速度成正比 → Boltzmann 方程, Jeans 方程 → 投影到视向积分

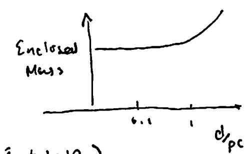


e.g.
M31 → $3 \times 10^7 M_\odot$

银河系中央黑洞 Sgr A^* $M_\bullet = 2.9 \times 10^6 M_\odot$

直接观测单个恒星的运动

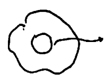
(红外自适应光学. 50 arcsec 的精度 + 视向速度)



两个团队.
一个利用 ESO 的 VLT
一个利用 Keck

Event Horizon 望远镜对 M87* 黑洞的观测　　未来2以克cm波. 现在测到mm波才是高辐射极限

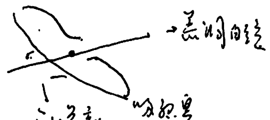
model：光薄、几何厚的 ADAF 盘
差不多，环状结构
1.3mm的辐射来自电子的同步辐射



黑洞的光子捕获半径，$\sim 6GM/c^2 = 3R_{sch}$
$\simeq$ 最小稳定圆轨道

由于引力透镜效应，中心圆放大到了 $6GM/c^2$，比如还需自旋参数

吸积盘中的 maser（水分子的受激发射 → 单色性好，可测到很好的速度变化）
可以很高精度地测量质量



的引力拖拽，使吸积盘呈扭曲

发射线线宽 从宽线区测量 mass

$$M = f\,\frac{v_{BLR}^2 R_{BLR}}{G}$$

宽线区的线宽，e.g. $v = \frac{\sqrt{3}}{2}$ FWHM　如随机分布圆轨道

几何/动力学 model

R_{BLR} 可用时间延迟 τc 来测（很难）→ 只有50个已测
另外，宽线区尺寸与中央黑洞的光度 L_λ（电离能力）有关，可借 L_λ 来测 R_{BLR}

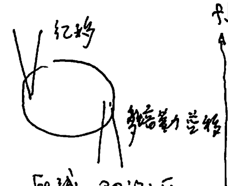
非直接测量方法：吸积盘能谱
X射线光变（最短的时变尺度 / break frequency 来估计黑洞质量）

并非所有星系中央都有SMBH
M33 星系核中心没有SMBH（无核球星系）～ 是否是无merge星系而保留了宇宙早期直接形成的SMBH的前身 LMBH
可能是大质量pop III star坍缩，或气体云直接坍缩导致
黑洞和宿主星系的关系. M–σ relation
星系bulge的速度弥散
或 L_{bulge}
→ 黑洞的增长与核球增长有关系（feed back?）

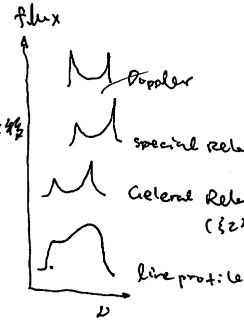
如：M_{bulge} 中只有 0.1% 是 $M_\bullet$，这相当惊人.
R_{bulge} 与 $R_\bullet$ 相差9个数量级

黑洞合并：超大质量黑洞双星
NGC 6240. Chandra 发现相距 1kpc 的双AGN，暗示AGN可以通过并合增长.

活动星系核的辐射
吸积盘（紫外、光学）冕（X射线）
线辐射 { 红外-光谱
Fe线（宽线）
…



Fe线的观测可以直接检验GR



若有spin 则最内稳定圆轨道更小，GR效应更显著

不同的AGN，光度越大，Fe线越不明显
（电子被完全电离了没有特征线）

同步辐射
逆Compton散射（～X射线，可产生Gamma ray）} 同步自Compton散射
自由-自由辐射
Compton散射

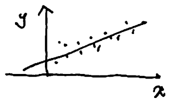
Introduction to Astronomical Linear Regression Analysis

1. OLS: Multivariate ordinary linear regression

- 最小二乘法
- 区间估计和
- prediction

问题的提法: $y = \beta_0+\beta_1 x+\epsilon$

response (y); predictor / regressor (x); 随机噪声 / random error (ϵ)



假定 $\epsilon \sim N(0,\sigma^2)$，也即 $p(y|x) = N(y \,|\, \beta_0+\beta_1 x, \sigma^2)$

$$\begin{cases} E(y|x) = \beta_0+\beta_1 x \\ \sigma^2(y|x) = \sigma^2 \end{cases}$$

Data: $y_i \doteq \beta_0+\beta_1 x_i+\epsilon_i$

Least Square Criterion $S(\beta_0,\beta_1) = \sum_{i=1}^{n} (y_i - \beta_0 x_i - \beta_1)^2$

点估计 $(\hat\beta_0,\hat\beta_1) = \underset{(\beta_0,\beta_1)}{\text{minimize arg}}\; S(\beta_0,\beta_1)$

$$\begin{cases} \hat\beta_0 = \bar y - \hat\beta_1 \bar x \quad \text{/ 回归线过重心} \\ \hat\beta_1 = \dfrac{\sum y_i x_i - n\bar x \bar y}{\underbrace{\sum x_i^2 - \frac{1}{n}(\sum x_i)^2}_{S_{xx}}} \end{cases}$$

可以证明: $\hat\beta_0, \hat\beta_1$ 的估计是无偏的

并且 $\sigma^2(\hat\beta_0)$ 和 $\sigma^2(\hat\beta_1)$ 都可以计算

$$\begin{cases} \sigma^2(\hat\beta_0) = \dfrac{\sigma^2}{S_{xx}} \\ \sigma^2(\hat\beta_1) = \sigma^2\left(\dfrac{1}{n} + \dfrac{\bar x^2}{S_{xx}}\right) \end{cases}$$

$\sum e_i = \sum y_i - \hat y_i = 0$

$\sum y_i = \sum \hat y_i$

$\sum e_i y_i = 0$

$\sum e_i x_i = 0$

$E(SS_{Res}) = (n-2)\sigma^2$ / 自由度

$SS_{Res} = \sum (y_i - \hat y_i)^2$ ← Residual Sum of Squares

$SS_T = \sum (y_i - \bar y)^2 = \hat\beta_1 S_{xy} + SS_{Res}$ ← Total Sum of Squares

$\hat\sigma^2 = \dfrac{E(SS_{Res})}{n-2} = MS_{Res}$ mean Sum of Squares

区间估计 $\hat E(y|x_0) = \beta_0+\beta_1 x_0$

$\mathrm{Var}(\hat y|x_0) = \mathrm{Var}(\hat\beta_0+\hat\beta_1 x_0) = \sigma^2\left[\dfrac{1}{n} + \dfrac{(x_0-\bar x)^2}{S_{xx}}\right]$ / 是关系而非点的 error

关系的估计区间，由于 $\hat y$ 符合t分布，所以为

$$\hat\mu_{y|x_0} \pm t_{\alpha/2,\, n-2} \sqrt{MS_{Res}\left(\frac{1}{n} - \frac{(x_0-\bar x)^2}{S_{xx}}\right)}$$

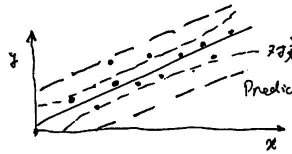
- 统计误差 / 涨落，Sample 引起 → 可估计
- 系统偏差 ~ model 的 bias，已知的 → 可校正
- 系统误差：某些测得手段的 error 手段，未知的 → 可估计

  e.g. iid 不成立，random error，变量的影响

Prediction 的区间估计

$\hat y_0 = \hat\beta_0 + \hat\beta_1 x_0$

$\mathrm{Var}(y_0 - \hat y) = \sigma^2\left(1 + \underbrace{\frac{1}{n} + \frac{(x_0-\bar x)^2}{S_{xx}}}_{\text{回归线 error}}\right)$ ↑ 本身的方差



对关系的不确定度区间

Prediction 的 1-sigma 区间

MLR: multiple linear regression

$\vec y = X\vec\beta + \vec\epsilon$ $\qquad \hat\beta = (X'X)^{-1}X'\vec y$ ($'$: transpose)

$\hat\sigma^2$ 都可以得到 $= MS_{Res} = \dfrac{SS_{Res}}{n-p}$ $(p = k+1)$

预测的区间估计 也都可得到 / 观测

Weighted Least Square (WLS)

如果 error 之间不相关，但 variance 不同，则应该对观测加权作 Sum of Square

Maximum Likelihood Estimation (MLE)

least square
- 无论 ϵ error 的分布 无关系.
- 可做假设 testing. CI 构建. (如果假定 error 的分布)

MLE: 对 ϵ 分布必须有一个假定 e.g. $NID(0,\sigma^2)$

对 β_0, β_1 的估计，和 OLS 一样.

但对 σ^2 的估计是有偏的 (渐近无偏，低估了方差)

Ch 9

第七章 相对论喷流

→ 成因并没有明确的解释

黑洞双星的喷流

喷流的成分、辐射与产生机制

高能天体物理的大问题 { 粒子加速的机制 → 喷流；强偏P，G.R，$\vec{B}$ 下物质的状态。

X射线双星的喷流

致密的喷流 ~AU ~10AU

连续的（稳定的）；

静态硬态下测到；VLBA可以观测流动

大尺度的喷流 ~pc = 20×10⁴AU

离散的；在态转换时产生

+ 同步辐射比较大

$F_\nu \propto \nu^\alpha$，$\alpha \sim 0$ 或 $\gtrsim 0$

可用带吸收的同步辐射描述

射电与 x ray 流强存在好的相关性，$\alpha = 0.7$。

喷流 → 冕/吸积

除非不同时观测

否则达到3个数量级，所有源都是

称为硬态喷流的 fundamental plane

（在AGN里也有类似的 x-ray，radio 相关性

喷流的能源

{ L_J 喷流的总功率

L_X x-ray 辐射功率

L_R radio 光度

from 光度同步辐射

$$\left\{\begin{array}{l} L_R \propto L_J^{17/12} \simeq L_J^{1.4} \\ L_R \propto L_X^{0.7} \end{array}\right.$$

from 观测

$\hookrightarrow L_J = L_X^{0.5}$

$\rightarrow L_T = L_X + L_J = \dot{m}$

吸积盘总功率 · x-ray 辐射 · $AL_X^{0.5}$

↑ 动能，以Jet形式带走

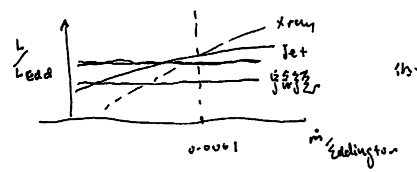
→ 能量的年流，黑洞没有吸收分功能

当 $L_X \gg L_J$ 时，$L_X \propto \dot{m}$，$L_J \propto \dot{m}^{0.5}$

（与标准盘一致）

$L_X \ll L_J$ 时，$L_X \propto \dot{m}^{4/2} = \dot{m}^2$，$L_J \propto \dot{m}^{2/2} = \dot{m}$

} 两条线相交界的区域 $L_X = L_J$

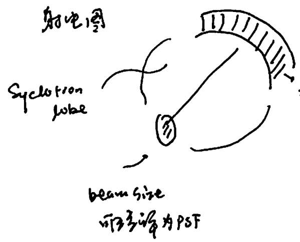


低吸积率时，Jet 主导

是吸积盘暗弱时，中子星比黑洞亮

所以中子星比黑洞亮的原因可能是 { Jet 的作用是喷流；黑洞吸收了动能

射电图



→ 轫致 Bremsstrahlung，由于边缘增量，只能看到一个环

和 Jet 与 ISM 作用

产生激波，加热气体，产生轫致辐射 ～ 可由来测量 Jet 的动能

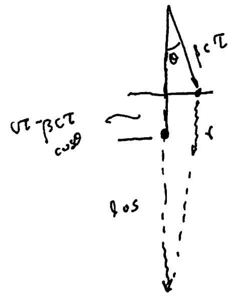
[环的X射线亮度 $L \sim \varepsilon \sim T$

激波 → T_e → n_e → 气体密度]

总能量

大尺度的喷流

存在超光速运动 — 视觉效应



当 β > 1/√2 时，δ > √2 时才

可能出现视超光速 ～ 也即，视超光速时，一定是相对论的喷流

如果能同时测到两个喷流方向

v_r 远离的 jet

接近的 Jet v_a 的角速度，就能确定相对的测量距离

los

如果距离已知，就能测得喷流速度与倾角

测距离的方法：造父变星、TRGB、Tully-fisher、Ia SN；造父的变星

喷流辐射的相对论效应

致亮效应 $\delta_a = \frac{\nu_a}{\nu_0}$

$\delta_r = \frac{\nu_r}{\nu_0}$

流强改变（接近和远离不一样）

～ 可以判断哪个在接近，哪个在远离

流强大 → 变得更硬（差别很大，则只能看到一侧的喷流。所以像我们的 AGN jet 只能看到一侧的喷流）

流强小 → 变得更软

2. Astronomical Data

系统误差：对不同的系统，intrinsic 关系可能不同

测量误差：存在不对称的

与测量有关.

有选择效应.

有饱和数据、非探测 (non-detected data)

error 之间有关联 (eg. V and B-V)

问题：regression line $f(y|x)$ or $f(x|y)$

将OLS的计算为统计语言 $\hat{\beta}_1 = \mathrm{Cov}(x,y)/\mathrm{Var}(x)$, $\hat{\beta}_0 = \bar{y} - \hat{\beta}_1 \bar{x}$ y as a function of x

$\hat{\beta}_1 = \mathrm{Var}(y)/\mathrm{Cov}(x,y)$, $\hat{\beta}_0 = \bar{y} - \hat{\beta}_1 \bar{x}$ x as a function of y.

OLS有不同的做法 x|y.

y|x

bisector

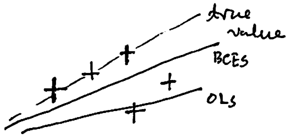
最小化垂直距离

Bivariate Correlated Errors and intrinsic Scatter (BCES estimator)

$x = \underset{\uparrow\,\text{intrinsic}}{x'} + \sigma_x$ $y = y' + \sigma_y$ ，且 σ_x，σ_y 有相关性

关心的是 $y' = \beta_1 x' + \beta_0 + \epsilon$

立即可得OLS结果 $\hat{\beta}_1 = \dfrac{\mathrm{Cov}(x,y) - \langle \sigma_{xy} \rangle}{\mathrm{Var}(x) - \langle \sigma_x^2 \rangle}$



横轴的误差有时不可忽略

Intrinsic and Measurement WLS

既有 Intrinsic Variance,

又有 measurement Variance 的情况

本征的误差也不可忽略

FITEXY 广泛使用，被写到IDL程序里

minimize $\chi^2_{EXY} = \sum_{i=1}^{n} \dfrac{(y_i - \beta_0 - \beta_1 x_i)^2}{\sigma_{y,i}^2 + \beta_1^2 \sigma_{x,i}^2}$ 既包含x轴，也包含了y轴的误差

Bayes estimator (Kelly 2007)

$$\eta_i = \alpha + \beta \xi_i + \epsilon \quad \text{(intrinsic)}$$
$$\begin{cases} x_i = \xi_i + \epsilon_{x,i} \\ y_i = \eta_i + \epsilon_{y,i} \end{cases}$$

$\xi_i \sim p(\xi_i|\psi) \rightarrow$ 假设 ξ 是混合高斯的 $\sum_k \pi_k N(\xi_i|\mu_k, \sigma_k^2)$ （ψ）

$$\begin{cases} \eta_i|\xi_i,\alpha,\beta,\sigma^2 \sim N(\alpha + \beta\xi_i, \sigma^2) \quad (\theta) \\ y_i, x_i|\eta_i, \xi_i \sim N_2([\eta_i, \xi_i], \Sigma_i) \end{cases}$$

$\rightarrow$ 测量误差 $\epsilon_{x_i}, \epsilon_{y_i}$ 的关联

二维的正态分布

Likelihood of data $p(x,y,\xi,\eta|\theta,\psi) = p(x,y|\xi,\eta)\,p(\eta|\xi,\theta)\,p(\xi|\psi)$

$p(x,y|\theta,\psi)$ 也就可margin得到，仍然是混合高斯的乘积.

这样可以做MLE.（LINMIX 这个包）

或者 Bayes

若 $K \to \infty$，那么就得 ξ 是 flat 的分布

FITEXY 和最大化MLE 并不相同

non-detection data，可以将一个探测到的概率嵌入到上面的model中

建议使用BCES或LINMIX

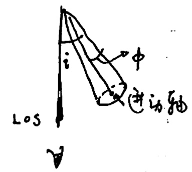
喷流的物质成份

电子/正电子 还是电子/重子？

只有河内源 SS 433 得到了证实，有巴尔末及 He I 线系（多普勒红移与蓝移）

↓ 一定有重子 ↑ 不是 ISM，一定是 Jet

HP有160天的周期变化 → 喷流在进动



模型拟合可得 Jet 的速度，i，φ 等角度，及进动周期

而后，VLA 可直接 resolve Jet，发现喷流的速度也在变化 0.24c～0.28c

SS 433 → X射线辐射

Fe、Ni 等的高次电离线 也可被观测到

说明还有重元素被吸积

J1550

另一个带 X-ray 喷流的源：Chandra 先期的测量是横向发现，其是碰撞激波的（激波加热）

从 radio 到 X-ray，能谱是很好的幂律谱，估计是同步辐射

假设能量均分，那么可估计磁场，还可以估计到相应的电子能量 → 极高的

可证明 $\frac{u_e}{L} \propto B^{-3/2}$ 电子与光子逆 Compton 散射，还可以观测到 Gamma 光子

因此，若有 X-ray 喷流，一般是极高能电子。

极高能电子可能是 Jet 与 ISM 作用，激波加热产生

喷流的 X-ray、红外、radio 联合观测，可推断 Jet 产生的图像

能量辐射吸积盘的内部物质（X-ray 辐射减弱），产生 Jet，然后绝热膨胀冷却（红外先达最大值，然后 radio 达最大值）

AGN 的喷流

对某个源观测表明：喷流的产生与 X-ray 降低一一对应

喷流的细部结构：

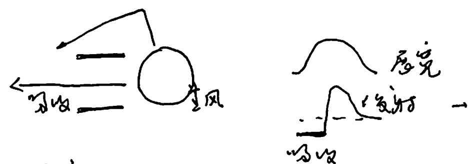
两个 Blazar 的探测，爆发过程中光学偏振角的改变。

猜测：喷流细部有螺旋结构

激波到此时，则与辐射由当地的 B 决定

激波向前推进时，就有变化的 B，也有变化的偏振角

吸积盘的外流：Jet 与星风的关系



→ P Cygni Profile

低的吸积率：硬态，Jet 主导

高的吸积率：软态，辐射压产生星风

两种状态可转换

和黑洞特性有

中子星中的相对论喷流

只有一个源，Circinus X-1 观测到相对论喷流

有 I 型 X-ray 暴，一定是中子星

Jet 的视速度达 15c，应该是极端相对论的喷流

- 若喷流是由吸积盘产生，中子星、黑洞应该都有
- 中子星转速只能到 kHz，黑洞无限制

所以若喷流与中央致密天体有关，则可能中子星没有

Ch10 实验3　Chandra和HST的联合图像分析　2019 05 10

[illegible]教授

[illegible]5321

寻找X-ray源的光学对应体

→ 获得更多信息，了解其物理性质；但是需要高质量的观测数据和光学辐射

→ 了解其周围环境；特别是对于X-ray，需要光学对应体来定位

Chandra分辨率～1arcsec

定位精度～0.8arcsec（90%，偏轴<3′）

HST分辨率～0.1arcsec，灵敏度也高

但是图像的绝对astrometry不好（HST本身的问题）

校正HST的绝对Astrometry：用2MASS源表定位（多星定位）

可达100 marcsec精度

对比Chandra和HST图像：由于HST灵敏度好，在Chandra的X-ray误差范围内，可能有多个源，无法确定哪一个是光学对应体

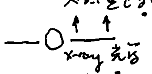
可找一些既有X-ray，又有光学的源，来对准

测光系统　Johnson-Cousins UBVRI系统

实际的滤镜和系统可能不同（F555W HST 与Johnson V 不完全一致）

wide filters

HST转Johnson需要找临近的filter，假设谱型，用SED来转化



对热星也许是多温度黑体谱

通过加热，使光学辐射很强（远高于黑体谱的）

由于光学区的谱受温度影响，因而重要的光学黑体方程会改变

黑体谱的 $L = \sigma T_{eff}^4$　光度～T_c

$\frac{T_c^4}{\pi} \sim T_{eff}^4$

大约反向

所以，加热后 T_{eff}^4 增加，但由于个很大，T_c^4 增加不明显，因而光度增加不明显（相当于穿了很厚的棉袄）

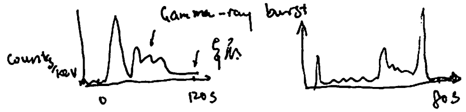
吸积盘的结构改变不明显

Ch11

第十一章　伽玛射线暴

发现：1967年，美国军事卫星Vela（用于探测核试验）首次探测到Gamma射线暴

之后又有多次探测；1973年发表于ApJ.



Gamma暴的时变特征

每年1~2/每天，典型10s时标，光变曲线单峰或多峰

强烈变化，可持续10^3s，无规律

时间度量：　t_{90} = 95%光子到达时间 − 5%光子到达时间；也可用 $t_{50} = t_{75\%} - t_{25\%}$

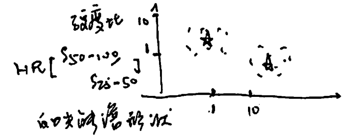
也可以用半高全宽，但对于多峰的不好描述

长暴与短暴：Gamma暴可以2s分为长暴与短暴（猜想：造成Gamma暴的物理机制不是一个，具有连续特征的机制）

是一个统计规律

引入硬度比后

长暴偏软，而短暴偏硬



此外，在更短的区域也有来自地球的Gamma射线闪（大气雷暴活动）

加速高能电子，产生轫致的Gamma-ray

Gamma暴的瞬时能谱

0.1−1MeV 能量典型的区

折断谱峰～百keV（能量多在百keV，但光子数多在更低的）

暴暴之间差别大，经验上可用两个光滑相接的幂律谱描述（Band谱）

Gamma暴的空间分布 CGRO/BATSE观测

由于硬度量有限，只能有些许通道，加长的探测；多通道for短时探测

多个探测器的角间不同，可重建Gamma暴的来向（5°精度）；允许全天空探测

根据流强分布

共获2704个Gamma暴事件（Fluence，积分流量；Peak，最大流量）

Gamma暴的空间分布几乎均匀（角向空间各向同性）— 不是来自于银河系、太阳系；应该是有宇宙学起源

（e.g. Fermi的Gamma-ray可以探测到银河的Gamma-ray，多来自银盘，还有一些点源）

但是非均匀分布　$L = 4\pi R_{max}^2 C_{min} = 4\pi R^2 C_{max}$ → 假定peak是一个标准烛光

Gamma-ray的探测阈值

对应最大距离 R_{max}

$\langle V/V_{max}\rangle = 0.3 \pm 0.5$，因而Gamma暴是空间非均匀的，可能是因为不同红移的暴能量不同

Gamma暴的afterglow（余辉）

意大利的BeppoSAX　宽视场相机确定位置（角精度）
成像望远镜follow up观测

1997首次观测到Gamma-ray暴后有X-ray余辉，流强指数衰减（先升后减）光学亦衰减 → 也可以测X-ray红移

通过X-ray确定精确位置，在同一位置观测到了光学对应体 → 一个星系的红移 $z=0.835$
光度渐衰减

证实了Gamma暴的宇宙学起源

Gamma暴的能源问题和致密性问题

E_{iso} 可达 $2M_\odot c^2$，若能量是各向同性的 — 能源问题

光变时标 ms，区域 300km，通过 $\gamma\gamma$ 转化 e^+e^- 等，得到区域内有大量光子，不应该辐射出来 — 致密性问题

若相对论火球沿视向运动，$\Gamma=100$，就可解决问题（能量不各向同性；视向大小变小）

因此辐射是喷流

喷流存在的证据：能量在时间上的转折，与预期吻合

转折是几何效应

不可知道能量被高估数百倍

GRB的总能量可估计得 $10^{50\pm5}$ erg，与SN的能量差不多
（非常宽的分布）
可以探测很远，能达到 $z\sim10$

GRB的物理机制

HETE-2探测器（2000~2007），目的是建立GRB全球协同网络（GCN）
可在分钟时间内将定位信息发给全球做follow up

Swift（2004至今），专门的GRB探测器，自主定位速度 75s→50s

每年90暴左右，几乎所有长暴都观测到X-ray余辉，其中一半还有光学余辉

长暴的宿主星系都是star-forming的，且与star-forming region成协

长暴和星系中央的分布与恒星分布一致，表明GRB可能是大质量恒星坍缩形成的（即伴随SNe）

后来，证实GRB和SNe有强力成协，但并非所有SNe都伴随Gamma暴；或者所有GRB都有SNe
有beam效应，并不是都能看到（并非总能看到）；未必都能看到（暗）

晚期有微弱红移长暴都与SNe成协

问题：短暴没有余辉探测，无法测距离，仍然无法解决

2005 Swift首次测到短暴余辉，与个别星系成协（宿主没有大质量star）

HETE-2、Chandra、HST联合精确确定了短暴余辉的位置，$z=0.16$，
位于不规则星系的边缘

长暴	短暴
宿主的形成（star forming）	发生的宿主SFR范围广
与SNe成协	余辉较弱，衰减更快
可能大质量star坍缩形成	和SNe不成协
	可能是双星合并

光球层（热辐射）　ISM
→ jet → 内激波 γ → 外激波 X·光学

也可能是电磁喷流而非物质喷流
（磁能耗散产生GRB）

我国天宫二号的POLAR可测GRB的偏振
（Compton散射）
只能测偏振的上限（都是零上限）测量，因而只能偏振
排除了螺旋磁场的GRB模型

GRB研究的进步意义：

宇宙早期的探针（可达 $z\sim10$）→ 需要更精确定位，快速捕捉光学余辉；需要在X-ray余辉后随观测光学余辉 → 需要一个红外望远镜follow up，测光谱（红移信息）

恒星形成与宇宙再电离的探针（$z\sim5$，GRB亮达18mag，而宿主只能达到28mag）

与引力波联合，可研究
NS-NS
BH-NS的并合

双星并合后的可能辐射

tidal瓦解中子星 → 抛出物质
NS-NS并合成BH，吸积剩余物质，通过盘风抛出物质 } → Kilonova

抛出中子物质，产生重的放射性物质而衰变产热
（r-process，加热）

BH会产生喷流，产生GRB和余辉

17年，当引力波探测器对双NS并合联合定位；1.7s后，Fermi探测到短暴 sGRB；10.9h后测到光学对应体，上面有一个SN源，衰减很快
LIGO - Hanford - Livingston　Virgo
28 deg² 的定位误差
是引力波可直接测距

9天后．Chandra 看到 x-ray 余辉
16天后．地面看到射电余辉

通过联合的 SED．可证明这存在一个 kilonova
（包含辐射转变）

还表明，中子星并合是形成重元素的主要机制
Siegel 2019，认为，大质量恒星的核坍缩也可产生 r 过程，
并．并是主要的重元素形成机制

170天后．光学遗迹衰减，与喷流 model 符合
（VLBI 也证实 jet 产生了射电）

意义：GW170817 测试了 GW 的速度
验证了短伽马暴的机制（使 GRB 的物理框架大致形成）
为重元素的形成机制提供了证据
GW 可直接测距．提供测 hubble 的新渠道

双中子星并合后的产物
/ 粗物态方程．旋转有关
稳定中子星
/ 旋转偏极辐射．减速后坍缩为 BH
supermassive NS (100s) → BH
hypermassive NS (10-100ms) → BH
黑洞

Rawlinson 2013，10^2s 后不稳定坍缩
薛永泉 2019，10^3s 后不稳定坍缩

第九章 超新星遗迹

2016.06.10
王祥玉 教授
Thu 蒙民伟科技楼 S327

SN 在演化末期，前身星 M 大致 > 8 $M_\odot$ / 相对稳定
↓
星风损失 mass loss
坍缩过程的 mass loss } 非常不稳定

核心在引力下坍缩，释放的能量驱散大部分物质，剩下 NS/BH．
↓
壳型 SN 遗迹　射电．光学．x-ray 来自壳层
x-ray 一般是热辐射．也可有非热成分
壳层全膨胀，没有能量注入（一直扩张）

类蟹超新星遗迹（脉冲星风云）　中间充满辐射，类似 Crab，或称脉冲星风云
x-ray．射电．光学来自中间区域；x-ray 是非热辐射
内部具有运动；能量全部来自快速脉冲星的星风持续注入（主要加速粒子来自于磁能，可以沿自加速）～ 所以．不会形成星系一般不移动 SN 遗迹

超新星爆发
阶段1：自由膨胀（10^4 km/s 抛射）
2：绝热膨胀
3：辐射冷却阶段
4：与星际介质混合并消失

壳层超新星遗迹

大如壳层遗迹 Cygnus loop，处于 Sedov 末期．冷却的开始
速度可用中心能量的谱线来估计．　$R_{now} = 20pc$，$V_{now} = 115$ km/s（Hα 测得）
（边缘光谱的）

$t \simeq 0.4 \frac{R_{now}}{V_{now}} = 65000$yr
原始的星际介质密度 $\rho_0 = 2 \times 10^{-24}$ g/cm^3
（光射线 + 谱线估计）
$T_1 \sim 2 \times 10^5$K

t_0 时刻．SN 爆发，抛射 m_0．能量 E_0 物质（$v \gg c_s$．因而必有激波）
扫过 ISM，将其推至激波前．

在 t 时刻．激波面速度 v

$m_0 \gg \frac{4\pi}{3}\rho_0 R_s^3(t)$ 时．　$m_0 v_0 \simeq m_0 v_s(t)$，速度不变，自由膨胀

Sedov 阶段：绝热膨胀
激波面．速度 10^3 km/s．同时有反射激波
此时．不能再等速运动

扫过的质量 ≫ m_0．此时动力学由 E_0 和星际介质 ρ_0 决定

$$\frac{E_0}{\rho_0} \sim \frac{mc^2}{m/R^3} \sim \left(\frac{R}{t}\right)^2 \sim R^5 t^{-2}$$

$$R \propto \left(\frac{E_0}{\rho_0}\right)^{1/5} t^{2/5}$$

Taylor 用此公式估计了原子弹的当量．

Sedov-Taylor 解

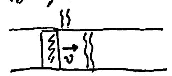
$$t = 0.4\,\frac{R_s(t)}{V_s(t)}$$
↑
减速因子　可估计 SN 遗迹年龄

加热后 $P_1 = \frac{3}{4}\rho_0 v_s^3$

$$T_1 \sim 10K \left(\frac{v_s}{km/s}\right)^2$$

只要 10^3 km/s，就可产生 $T_1 \sim 10^7$ 的温度．可产生 x-ray

激波的产生



压缩气体以 c_s 向外传播压力信息
使外部压力也升高
当 $v > c_s$ 时．信息不能传递出去．
先然形成不连续的压力，即激波

通过基本的守恒律，可以得到

$$\frac{T_1}{T_0} = \frac{2\gamma(\gamma-1)m^2}{(\gamma+1)^2}$$

$m = \frac{v_0}{c_0}$ ← 激波速度 / ← 声速，为马赫数

冷却阶段：壳层 $T < 10^6$ 时．电离重元素开始复合．产生重离子（进一步加剧冷却，辐射．复合．是正反馈）

混合与消失：$v_s < 20$ km/s $< c_s$．无法形成激波．开始混合与消失．

蟹状星云

观测事实：x-ray的区域比光学、红外要小，但都是非热辐射

（因为x-ray的同步辐射寿命短，只能在加速区看到）

x-ray的观测存在喷流，成图瞬变化。

有19%的x-ray射线被偏振，应是同步辐射

脉冲星的释放电子与ISM形成激波，加热ISM形成同步辐射

近期有很多文章讨论偏振，
如果Spatial Resolved偏振
• 激波模型有光学系统，有更好的分辨率，可对局部进行偏振+光学测量
• 若测测到磁场方向，可对物理model有所帮助

第十章 高能宇宙射线

发现

密闭的验电器产生损失电荷（1903，卢瑟福）

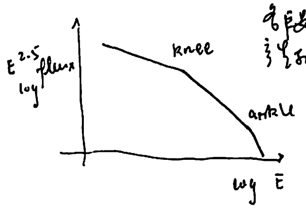
验电器的气球高空实验，海拔越高损失越快（1912，Hess）

推测引起电损的高能带电粒子来自地球，命名为 Cosmic radiation

宇宙线的组成
~90%质子
- 2%电子
- 10% He
- 1%重元素

能量密度很高
- 宇宙线 $1\,eV/cm^3$
- 星光 $0.3\,eV/cm^3$
- CMB $0.3\,eV/cm^3$
- 磁场 $0.2\,eV/cm^3$

宇宙线能谱



各段
产生机制可能不同

磁场对宇宙线的束缚
Milky Way $0.3\,\mu G$
无法trap特别高能的

GZK的截止
CMB光子
在质子静系中，若 E_γ > 某一域值，可与质子反应
反应的平均自由程 $\lambda \simeq 3\,Mpc$
截止能量 $5\times10^{19}\,eV$
（所以，大于此能量的proton必是在3Mpc以内产生）

宇宙线的丰度：

Li, Be, B 元素明显比solar偏丰

3He, 4He，以及比Fe略轻的元素，都偏丰

可能是由重元素裂变产生（由重元素与ISM的核子碰撞裂变）

可以用公式

$$\frac{dN_i(\xi)}{d\xi} = -\underbrace{\frac{N_i(\xi)}{\xi}}_{\text{衰变减少}} + \underbrace{\sum_j \frac{dN_{j\to i}}{d\xi}}_{\text{裂变由j产生i}}$$

比如，宇宙线还会衰变 CO裂变 $\rightarrow {}^{10}Be \xrightarrow[\text{β衰变}]{\tau_{1/2}=3.9\times10^6\,yr} {}^{10}B$ （${}^{10}Be$由proto-CO裂变产生，不是核合成的）

此外，宇宙线还会逃逸

"Leaky box" model

CR粒子被MW磁场束缚在盘上，在到达边缘时有一定几率逃逸

除了衰变逃逸、裂变，可以估计 ${}^7Be$、${}^9Be$、${}^{10}Be$ 的丰度。

${}^{10}Be$ 丰度约0.028，远比产生时的10%少

宇宙线的次级粒子
光子 →
- π^0衰变（$p+N\to\pi^0+x$, $\pi^0\to2\gamma$）
- 电子在ISM的轫致辐射
- 宇宙线电子的inverse compton

⇓

γ射线探测充满困难。

"不可能同步辐射"，因为否则需很甚高能的电子

射电：宇宙线电子在MW磁场的同步辐射，主要集中在银盘。

$[\nu_{max}=1.26\,B\gamma^2]$

高能粒子的加速机制

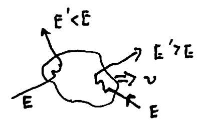
最早提出的是费米机制

（在星际云附近的）

（1949 Fermi）

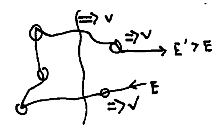
- 2阶：随机运动的磁镜
- 1阶：激波与紊乱磁场

（更显著）



平均的能量交换
∝ v^2，因此是二阶的

同样能获得幂律谱



（星风，SN，jet等都有激波）

高能宇宙线的能量产率

$$\frac{\overset{1\,eV/cm^3}{\uparrow}}{\rho}\,\frac{\rho\,\pi R_{MW}^2\,h_{MW}}{\tau} \simeq 10^{41}\,erg/s$$

能量来源是什么？

SN → $10^{51}\,erg/s$，且 $R\simeq\frac{1}{100}\,yr$，足以产生 $10^{41}\,erg/s$

大质量星星风 → $10^{37}\,erg/s$，$10^3\,km/s$（激波）

需要大批的恒星（OB星协）

（对M82，星爆星系无AGN，观察到了TeV宇宙线
不能观测到重子
证明大质量恒星可以产生CR）

× 射电双星 喷流有重子
但若作核子的相对论的
贡献也许有些问题

随堂训练题:

一个卫星的两种仪器

A: 聚焦型望远镜. $A_{eff} = 10\,cm^2$. 点扩展函数大小 $0.01\,cm$ (A_{PSF})

B: 准直型望远镜. $A_{eff} = 10^4\,cm^2$

其他条件(包括探测器)类似. 本底 $B = 1\,counts/s/cm^2$

问题: 弱源和强源分别用什么观测.

本底的涨落

解: $F = \dfrac{5\sqrt{B A_B t}}{A_{src}\, t}$

对聚焦型. $A_B = A_{PSF} \simeq 10^{-4}\,cm^{-2}$

$A_{src} \simeq 10\,cm^2$

对准直型. $A_B = A_{src} \simeq 10^4\,cm^2$

可见A的灵敏度更高

结果: 对弱源, 要灵敏度高. 且信噪比 $S/N = \dfrac{F}{\sqrt{B+F}} \simeq F/\sqrt{B}$ 也需要高灵敏度, 选聚焦型.

本底和源都有涨落.

$B \gg F$ for weak source

对强源 $S/N \simeq \dfrac{F}{\sqrt{B+F}} \propto \sqrt{F}$. 需要更多的流量才有高信噪比, 所以选准直型

2017311337
孙泽遥

实验 1：X 射线能谱拟合

第一部分：对已知模型的能谱进行拟合练习

一、能谱与模型

能谱文件	模型	模型解释
a.pi	wabs * powerlaw	wabs：星际介质吸收；powerlaw：幂率谱；diskbb：吸积盘的多温黑体谱；gaussian：高斯曲线；comptt：康普顿化模型。
b.pi	wabs * diskbb	
c.pi	wabs (diskbb + powerlaw)	
d.pi	wabs (powerlaw + gaussian)	
e.pi + f.pi	wabs * comptt	

XSPEC 的命令与能谱的说明手册：http://astro.tsinghua.edu.cn/~hfeng/xspec/

二、操作步骤

(1) 登陆后运行

> heainit	#初始化 HEASoft
> xspec	#运行 XSPEC 软件
XSPEC12> data a.pi 进入spec文件夹	#载入数据
XSPEC12> cpd /xs	#打开图像设备
XSPEC12> plot data	#画图
XSPEC12> ignore **-0.3 8.0-**	#只保留 0.3-8.0 keV 能区的数据（能量值必须输入浮点数，如果输入整数表示能道）
XSPEC12> plot data	
XSPEC12> setplot energy	#横轴设为能量
XSPEC12> plot data	
XSPEC12> plot ldata	#纵轴为对数坐标
XSPEC12> model wabs*powerlaw	#定义模型：吸收的幂率谱，回车 3 次
XSPEC12> fit 100	#拟合 100 次
XSPEC12> fit 100	#再拟合 100 次
XSPEC12> save all a.xcm	#把最优拟合结果存储到 a.xcm 文件中 如果拟合得不好 残差可能会有结构
XSPEC12> plot ldata ratio	#上图：模型与数据；下图：数据/模型的比例
XSPEC12> plot ldata chisq	#下图：以χ^2为单位的残差 [illegible] null hypothesis 的
XSPEC12> plot ldata delchi	#下图：以σ为单位的残差 [illegible] 0.05 以下
XSPEC12> error 1	#计算参数 1 的误差范围(缺省置信区间为 90%)
XSPEC12> error 2	#计算参数 2 的误差范围
XSPEC12> flux 0.3 8	#观测到的流强，能区 0.3-8 keV 单位 erg/cm^2/s
XSPEC12> newpar 1 0.0	#将吸收柱密度设为 0

XSPEC12> flux 0.3 8	#计算吸收前的流强
XSPEC12> @a.xcm	#从文件中恢复最优拟合结果
XSPEC12> fit 100	#再拟合 100 次
XSPEC12> iplot	#进入 PLT
PLT> hard a.eps/vps	#把能谱存成 EPS 图像，可用 gv 命令查看
PLT> exit	#退出 PLT
XSPEC12> exit	#退出 XSPEC

(2) 重复上述命令，拟合 b.pi（注意：使用 b.pi 对应的能谱）。

是指添加的model

(3) 对 c.pi，先用 wabs*powerlaw 模拟拟合，然后

XSPEC12> addcomp 2 diskbb	#在第 2 个能谱成分（即 powerlaw）之前添加一个新成分 diskbb，设初始值为 0.2 keV
XSPEC12> newpar 2 0.2 （第2个参数）	#另一种方法“设初始值为 0.2 keV”
XSPEC12> fit 100	#拟合 100 次
XSPEC12> fit 100	#再拟合 100 次

拟合成功标志：检查χ^2/dof 是否接近 1.0，检查残差图是否有特殊的结构。

XSPEC12> newpar 1 0.0	#将吸收柱密度设为 0　$n_H=0$后，得到的是吸收校正后的 flux
XSPEC12> flux 0.3 8	#计算吸收前的流强　然后 $L=4\pi D^2\cdot$ flux
XSPEC12> delcomp 3	#删除 power-law 成分
XSPEC12> flux 0.3 8	#计算 diskbb 成分的流强

(4) 对 e.pi 和 f.pi 的同时拟合

XSPEC12> data e.pi f.pi	#载入数据
XSPEC12> ignore 1:**-0.3 10.0-**	#对 e.pi，保留 0.3-10.0 keV 能区的数据
XSPEC12> ignore 2:**-20.0 100.0-**	#对 f.pi，保留 20-100 keV 能区的数据

提示：$T_0 \approx 1$ keV，如果自动拟合无法找到最优值，可以先猜测某些参数的值，然后固定它拟合其他参数，最后松开此参数

XSPEC12> freeze 3	#固定第 3 个参数
XSPEC12> fit	#拟合其他自由参数
XSPEC12> thaw 3	#松开第 3 个参数
XSPEC12> fit	#拟合所有自由参数

三、结果要求：

统一要求：画出最优拟合后的能谱和以σ为单位的残差（plot ldata delchi 拟合残差），给出拟合的χ^2和 dof。

能谱文件	独立要求
a.pi	给出所有参数的最优拟合值和 90%的误差范围，观测到的流强和吸收校正后的光度（假设距离 3 Mpc）。 两次(100)拟合出后χ^2并没有变化 1 1 wabs nH[10^{22}] 1.05230 1.02202 1.08352 2 2 powerlaw PhoIndex 1.76737 1.73075 1.8045 3 2 norm 0.00107587 0.00102669 0.00112801
b.pi	假设距离为 1 Mpc，吸积盘倾角$\theta = 0$，求吸积盘的内半径大小和误差范围。
c.pi	求出在 0.3-8.0 keV 能区内 diskbb 成分所占流强的百分比（吸收校正后的流强）。
d.pi	求发射线能量和 90%误差范围，推断发射线的机制。
e.pi + f.pi	给出入射光子的温度，光深，电子冕温度三个参数的最优值和误差。

误差的问题：一般来说，误差的第一位是1，保留两位有效数字

误差的第一位是≥2，保留一位有效数字

测出的值，要和误差对齐，eg. 3.6±0.4

第二部分：Chandra 能谱分析

一、数据

Chandra 对 NGC 5408 星系的观测，观测号 2885。使用 LEVEL2 文件 evt2.fits 进行数据处理。拟合星系中最亮的一个 X 射线点源的能谱。

二、操作步骤

1. 数据放置在 ngc5408 目录中，运行

```
> cd ngc5408
> ciao                          #初始化 CIAO 环境
> ds9 evt/evt2.fits             #查看 Chandra 观测图像，设置 Scale 为 Log, Color 为 b
```

2. 在最亮的 X 射线源周围画一个圈，双击，半径改为 2 arcsec（约 4 个像素大小），用鼠标把圈平移到点源的正中心，点击菜单“Region – Save Regions”，保存为 x1.reg。

3. 删除 x1.reg，在周围找一个无源的地方，画一个半径为 15 arcsec 的圆，保存为 x1_bkg.reg。

4. 运行如下命令，生成能谱文件 x1.pi，响应矩阵 x1.rmf 与 x1.arf

```
punlearn specextract
pset specextract outroot=x1
pset specextract infile="evt/evt2.fits[sky=region(x1.reg)]"
pset specextract bkgfile="evt/evt2.fits[sky=region(x1_bkg.reg)]"
pset specextract asp=evt/asol1.fits
pset specextract mskfile=evt/msk1.fits
pset specextract badpixfile=evt/bpix1.fits
pset specextract weight=no
pset specextract correctpsf=yes
pset specextract grouptype=NUM_CTS binspec=25
specextract verbose=2 clobber=yes mode=h
```

如拟合结果不好，可以再增加热辐射成分（需要一些技术）

5. 利用 XSPEC 对 x1_grp.pi 进行能谱拟合，用 wabs*powerlaw 模型。拟合结果要求：
   a) 画出最优拟合后的能谱和以σ为单位的残差（plot ldata delchi），给出拟合的χ^2和 dof;
   b) 给出所有参数的最优拟合值和 90%的误差范围;
   c) 假设距离 4.8 Mpc，观测到的流强和吸收校正后的光度;

【注意】实际对 Chandra 数据的处理要复杂得多，这里只起示范作用，省略了很多步骤。在实际科学工作中不能按照上述步骤处理 Chandra 数据，必须严格参照 Chandra 相关文献。

实验 2：X 射线的傅里叶时变分析

初始化环境变量（初始化 HEASOFT）

$ heainit

一、使用 powspec 计算光变曲线的功率谱。

> powspec normalization=1 (Leahy 归一化) 建议用Leahy归一化，第二个可以尝试

输入 powspec normalization=1

> powspec normalization=2 (rms 归一化，单位为$(rms/mean)^2$/Hz)

Leahy 归一化必须做，rms 归一化可选做。

1. filename：输入文件名 (b_4ms.lc) ~ 4ms 每bin道，2-30keV 光变曲线
   显示光变曲线的详细信息
2. Name of the window file：窗文件，使用缺省值 –
   ΔT和Δf选择，要能看到
   1. 要能看到连续成分（从0.01Hz 到 100Hz）连续谱的确定 / 直流的确定
   2. 为了连续成分+34 QPO 拟合功率谱（QPO 的 resolve）+ 直流成分拟合
3. Newbin Time or negative rebinning：对光变曲线在时间域上进行并道，如果输入正数，必须是整数乘上最小时间步长，如果输入负数-N，表示每 N 道并成一道。如果不进行并道，输入-1。
   不进行并道，否则高频成分没有
   显示新的时间步长和总共的道数
4. Number of Newbins/Interval：输入进行傅立叶变换的点数 NFFT，为了进行快速傅立叶变换，取 NFFT = 2^N，比如 1024, 2048, 4096, 8192, … 等
   总时间 T = NFFT × time 最小 step，f = 1/T 参数，应选 8192
5. Number of Intervals/Frame：时间段数目，即 M 值，屏幕上显示了总道数除于 NFFT 后取整得到的数值，输入缺省值即可。→ T_{total} 个，应尽可能地利用数据
6. Rebin results? (>1 const rebin, <-1 geom. Rebin, 0 none)：对功率谱在频域上进行并道，即 W 值，如果输入正整数，即相邻 W 个功率值进行并道，此时功率谱在线性坐标下是均匀的。如果输入负数，比如-g = -1.05，则进行几何并道，此时 W 不是常数，$W_{k+1}/W_k = g$，这时功率谱在对数坐标下的道宽是均匀的。建议 -g = -1.05 甚至多一个数量级 20 道
7. Name of output file：输出功率谱文件名，缺省即得到输入文件名后加上.fps 后缀
8. Do you want to plot your results?：是否要画出功率谱
9. Enter PGPLOT device：画图设备，输入/xw。

二、将功率谱文件转换成 XSPEC 可识别的格式，以便利用 XSPEC 进行拟合。

运行“fps2pha b_4ms.fps”，生成 b_4ms.pha 和 b_4ms.rmf，可输入 XSPEC 进行拟合。

三、在 XSPEC 里进行拟合，运行 xspec 后

1. data b_4ms.pha（输入文件）
2. cpd /xs
3. setplot energy
   model clear 清除 model
4. plot ldata（画出功率谱，因为 XSPEC 是做能谱拟合的专用工具，所以此时坐标轴显示的单位不对，真实单位横轴是 Hz，纵轴是 Leahy Power）。
5. 使用幂指数为 0 的 powerlaw 模型（常数模型）拟合白噪声，使用 lorentz 模型拟合 QPO 成分，使用 bknpower 或者多个 lorentz 模型拟合连续成分。具体拟合过程和技巧同实验 1 能谱拟合。
   如用两个 lorentz 更好，或用一个 break powerlaw（两个 lorentz 更好一点）
6. lorentz 模型含三个参数，分别是中心值，宽度 FWHM，以及所包含的总面积。面积是$(rms/mean)^2$，因此，开根号即得到相对 rms 幅度。一个 rms 需两种不同归一化，计算方法不同，还需在光谱中一个平均计数率开根得 rms 幅度
7. 拟合达到 reduced $\chi^2 < 3$ 即可。model 有 bias 时，χ^2 不可能达到 物理值 1

实验报告：列出计算功率谱所用的参数，画出拟合后的功率谱图和残差 (plot ldata del)，画出各个功率成分图 (plot ufspec)，给出拟合后的χ^2和自由度。对各个 QPOs，给出其频率和宽度 (FWHM)，以及 90%误差，并求出 Q 值和幅度 (rms/mean)。

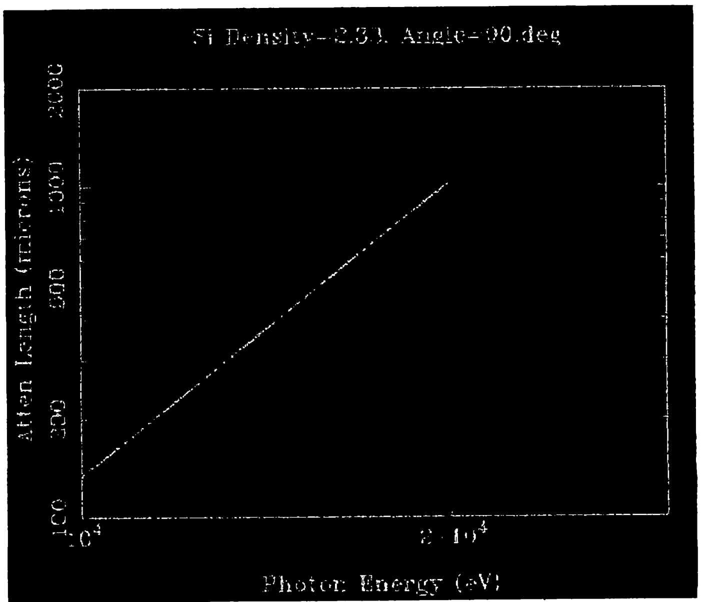
平均计数率 14184.3.4 Counts/s

陈洋遥 2017311337 HW2

1. 查材料的 http://henke.lbl.gov/optical_constants/pert_form.html 衰减长度λ可得$\lambda_{Si} = 1038\mu m, \lambda_{Xe} = 6.564 \times 10^4 \mu m$。由辐射强度的衰减公式$\frac{I}{I_0} = \exp(-x/\lambda)$可知，为使 80%的能量被吸收，也即$\frac{I}{I_0} = 0.2$，分别需要厚度

$$x_{Si} = -\ln 0.2 \times \lambda_{Si} = 1670.6\mu m \quad = 1.67\ mm$$
$$x_{Xe} = -\ln 0.2 \times \lambda_{Xe} = 1.05644 \times 10^5 \mu m \quad = 106\ mm$$

2.



在同样的网站上，可以查到 Si 探测器的衰减长度与能量的关系，其在 10-20keV 内是良好的线性关系。因此不妨设

$$\ln\left(\frac{\lambda}{\mu m}\right) = a\ \ln\left(\frac{E}{keV}\right) + b$$

根据数据点，带两个点进去，例如 E=10keV 时$\lambda = 133.7\mu m$，以及上例中 20keV 时的数据，就可以知道系数 a=2.956。

现在，可以由$\frac{I}{I_0} = \exp(-x/\lambda)$知道探测器的接收效率为

$\langle\eta\rangle = \frac{\int_{E_1}^{E_2} \eta(E) \cdot E\,dE}{E_2 - E_1} \simeq 0.98 \sim 0.97$

$$k_E = 1 - (0.2)^{\left(\frac{20}{E}\right)^a}$$

所以，对于$\frac{dI}{dE} = 8.56 \times \left(\frac{E}{keV}\right)^{-1.4} ph/cm^2/s/keV/sr$为能谱的源，其造成的本底是

$$B_1 = \int \left(\frac{dI}{dE}\right) \times k_E \times \left(\frac{\pi}{9}\right)^2 dE = 0.24\ cts/cm^2/s$$

另外，探测器本身的本底是$B_2 = 0.1 cts/cm^2/s$，所以可以计算得到总的灵敏度是

$$R = \sigma \sqrt{\frac{B_1 + B_2}{At}}$$

$F_{min} = \frac{n\sqrt{B}}{\eta\sqrt{At}}$

灵敏度：

$F_0 = F_t - B > 5\sigma_B$

对于 t=1000s 和 t=100000s，这分别就是 0.00092 cts/cm^2/s和 0.000092 cts/cm^2/s。

在Poisson 统计下 $\sigma_B = \sqrt{BAt}$

现在，假设被探测体能谱和蟹状星云一样，$\frac{dI}{dE} = K\left(\frac{E}{keV}\right)^{-2.1} ph/cm^2/s$，那么令$R = \int \left(\frac{dI}{dE}\right) \times k_E dE$就可以算出灵敏度极限下的谱系数 K，最后积分可得以 erg 为单位的探测器灵敏度为$2.12 \times 10^{-11} erg/s/cm^2$ for t = 1000s 和$2.12 \times 10^{-12} erg/s/cm^2$ for t = 100000s

cts/cm²/s

$F_{min} = \frac{5\sqrt{BAt}}{\eta A t}$

3.

XMM 本底强度见 http://xmm2.esac.esa.int/external/xmm_sw_cal/background/bs_countrate.shtml#16。其图 PN medium full frame（pattern <=4）给出本底强度为 0.005 cts/arcmin^2/s （IN FoV）。

技术手册 https://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/technical-details-epic Ch6 给出其有效面积（PN，Medium filter，1keV）1000cm^2。Ch2.2 给出 PN CDDS 空间分辨为 3.3arcmin。 N/O

Chandra ACIS-S3 的技术参数可见 http://cxc.harvard.edu/proposer/POG/html/chap6.html#tth_chAp6，其中 Figure 6.4 给出了其有效面积大约为 100-600cm^2(0.5-2keV)。Figure 6.10 给出其空间分辨为 0.418arcsec。Table6.9 给出其本底强度为 0.14cts/s/chip。Table6.2 给出其 FOV 是 8x8arcmin^2，也即本底强度为 0.002 ct2/s/arcmin^2。

Aeff @ 1keV?

由于灵敏度$R \sim \sqrt{B/A}$。所以，尽管 Chandra 的 A 只有 XMM 的 0.1~0.6 倍，但是本底只有 2/5。所以在 2keV 时（A=0.6 于 XMM）灵敏度比 XMM 好一点，但是在 0.5keV 时（A=0.1 倍 XMM）灵敏度可能比 XMM 略差。 X

① FWHM ~半高全宽

HEW/HPD 半能宽度

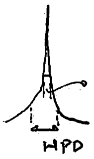
点扩散函数

↓ 用HEW

分辨率

Chandra $r\sim 0.4$ HEW ~0.8

XMM Newton 10 ~HEW



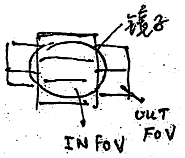
FWHM 表征高的锐度(区分多个源)时，用FWHM更佳

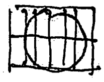
提取源谱时，比值更佳.

有时，还更可用 $R_{90\%}$

② XMM 的本底

· 注意 cts/s/chip 皆需要变为 cts/s/arcsec²

· 



扣除 IN FOV 的

再把 0.5~2keV 的 counts 加起来

③ 探测源的B，应是 $F \propto \frac{\sqrt{B}}{A}$，即B不仅来自于探测器面积.

B~计算，应该用 本底 × 分辨率的面积大小 $A_{PSF} \sim HEP^2 \simeq \pi HEP^2$

测源时，是对PSF内积分

因为Chandra的分辨率更好，所以其探测的灵敏度更好（尽管面积更小）5到10倍

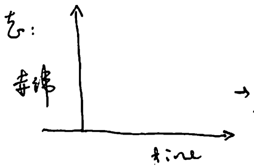
(e.g. HST 的分辨率比 keck 好，且 keck 的

通过改正大气时做不到；因而 keck 无法长时间曝光深场)

Polarlight 极光计划 小组讨论

PolarLight PPT

卫星姿态:



→ 每天有多少的时间可观测 (不需要很长, 只需要单源曝光时间)

→ 其他. Sun 都会考虑

可能的目标: Sco X-1 可以实际观测. 其他的X射线星源 {

Crab Pulsar: 偏振光的分布 模型表明 Polar Cap 或 Slot Cap 能够观测到, 可以实验检验

偏振方向: 查看文献 (e.g. 经验model) ← 可以做点检验经验的model

观测量及不确定度: Gas Pixel Detector

也可以考虑实验模拟, 测量光电子的信号

不同的偏振度, 产生不同的出射光电子分布; 每个光子可测到 (光子激发电子, 电子的trace可被GEM中激发的次级电子测到)

偏振度的测量的不确定度

例如持续时间长的爆发, 多长的时间来得及调整 若不能, 可舍弃

ToO, 提前预报的脉冲星爆发的; 没有成像能力, 准直器的Beam很大

成像方法 Fan Beam, Pencil Beam

准直器根部的宽度不一样

偏振不一样

- 分别估计源的flux
- 在探测器上的计数率 (先作业), Sco X1 ~ 7至8 Crab.

↳ { 90% 来自 nebula
10% 来自 pulsar

估计偏振的测量多好

极光文章 vol 47. 225
Experimental Astronomy

Tab 6 给出了不同源, 不同时段的计数估计 (应该用作业的, 更实际)

minimal detectable polarization (MDP)

= 99% 置信度下, 0偏振的统计涨落的上限

$$= \frac{4.29}{\mu S}\sqrt{\frac{S+B}{T}} \simeq \frac{4.29}{\mu\sqrt{N}}$$

B → 本底 估计可设为0

μ: 调制因子
Fig 13. 8keV ~ 60%
2keV ~ 10%

与实际的偏振度无关

偏振的精度估计经验公式

$3\sigma \sim \frac{2.2\times MDP}{\text{[illegible]}N}$

精确

例如. 偏振度10%

MDP ≃ 1%.

那么偏振度的不确定度3%