



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

CALIBRAÇÃO, MONTAGEM E ESTUDOS DOS ALVOS CIENTÍFICOS DO EXPERIMENTO protoMIRAX

RELATÓRIO FINAL DE PROJETO DE INICIAÇÃO CIENTÍFICA (PIBIC/CNPq/INPE)

Prieslei Estefanio Dominik Goulart Santos (FEG-UNESP, Bolsista
PIBIC/CNPq)

E-mail: pri1819@yahoo.com.br

Dr. João Braga (DAS, INPE, Orientador)

E-mail: braga@das.inpe.br

Julho de 2008

Índice

1 Radiação Eletromagnética	2
2 Fótons e a Absorção Atmosférica.....	3
3 Interação da Radiação.....	3
3.1 Efeito Fotoelétrico	4
3.2 Efeito Compton	4
3.3 Produção de Pares.....	6
4 Detectores	6
4.1 Contadores Geiger	6
4.2 Contadores Proporcionais.....	7
4.3 Detectores de cintilação.....	8
5 Processos de Emissão de Raios-x.....	8
5.1 Emissão Térmica de um Gás Quente.....	8
5.1.1 Bremsstrahlung	8
5.1.2 Linhas de Emissão	9
5.1.3 Radiação Synchrotron	9
6 O Experimento protoMIRAX.....	10
6.1 Técnica de imageamento utilizando-se Máscaras Codificadas	10
7 Estrelas Binárias	11
7.1 Massas de binárias espectroscópicas	12
7.2 Evolução de um Sistema Binário.....	13
7.2.1 Introdução	13
7.2.2 Sistemas Binários de Classe 1: Binárias de Raios -x Massivas (MXRBs).....	13
7.2.3 Pulsares	14
7.2.4 Sistemas Binários de Raios-x de Baixa Massa (LMXB).....	16
8 Supernovas	17
9 Considerações Finais	18

1 Radiação Eletromagnética

A radiação eletromagnética é a fonte primária do nosso conhecimento sobre o universo. O desenvolvimento da astronomia só foi possível graças a essa “luz” que é emitida de fontes distantes sob a forma de radiação eletromagnética. Existem dois tipos de tratamento da radiação que são equivalentes. A radiação eletromagnética pode ser descrita em forma de ondas eletromagnéticas ou em forma de partículas, mais precisamente em forma de **fótons**.

A onda eletromagnética é a propagação dos campos elétrico e magnético juntos e ela viaja no vácuo à velocidade da luz que é igual a 300 mil Km/s. Fótons são simplesmente partículas que correspondem a pacotes discretos de energia. Logo a radiação eletromagnética corresponde às ondas ou a fótons.

A principal característica da radiação eletromagnética é ou sua frequência ou seu comprimento de onda, e eles se relacionam através da equação:

$$c = \lambda \nu \text{ (Eq. 1)}$$

onde c é a velocidade da luz, λ é o comprimento de onda e ν é a frequência da radiação incidente.

Existem faixas de frequências (ou comprimentos de onda) que recebem diferentes nomes. O **Espectro Eletromagnético** é a união de todas essas faixas e corresponde a todos os valores possíveis de frequência (ou comprimento de onda) da radiação eletromagnética. Os nomes e as fronteiras das faixas são históricos não são precisamente definidos. A tabela abaixo se refere a alguns nomes e suas respectivas faixas de frequências.

Espectro de Radiação Eletromagnética				
Região	Comp. Onda (Angstroms)	Comp. Onda (centímetros)	Frequência (Hz)	Energia (eV)
Rádio	$> 10^9$	> 10	$< 3 \times 10^9$	$< 10^{-5}$
Micro-ondas	$10^9 - 10^6$	$10 - 0.01$	$3 \times 10^9 - 3 \times 10^{12}$	$10^{-5} - 0.01$
Infra-vermelho	$10^6 - 7000$	$0.01 - 7 \times 10^{-5}$	$3 \times 10^{12} - 4.3 \times 10^{14}$	$0.01 - 2$
Visível	$7000 - 4000$	$7 \times 10^{-5} - 4 \times 10^{-5}$	$4.3 \times 10^{14} - 7.5 \times 10^{14}$	$2 - 3$
Ultravioleta	$4000 - 10$	$4 \times 10^{-5} - 10^{-7}$	$7.5 \times 10^{14} - 3 \times 10^{17}$	$3 - 10^3$
Raios-X	$10 - 0.1$	$10^{-7} - 10^{-9}$	$3 \times 10^{17} - 3 \times 10^{19}$	$10^3 - 10^5$
Raios Gama	< 0.1	$< 10^{-9}$	$> 3 \times 10^{19}$	$> 10^5$

Tabela 1: Espectro eletromagnético.

(Fonte: <http://www.if.ufrgs.br/oei/cgu/espec/intro.htm>)

Dizer que uma onda eletromagnética de frequência ν é detectada é a mesma coisa que dizer que um fóton (ou fótons) de frequência ν é (são) detectado (s) .

Astrônomos geralmente se referem à radiação na faixa de rádio e do óptico em termos de ondas caracterizando-as com o comprimento de onda λ , enquanto que eles se referem aos raios-x e raios gama como fótons caracterizando-os com uma energia E . A energia de um fóton em joules é:

$$E = h\nu \quad (\text{Eq.2})$$

onde ν é a frequência do fóton e h é a constante de Planck e vale $6,626069 \cdot 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s}$. Ao lidar com partículas fundamentais astrofísicos geralmente se referem a essas partículas em termos de uma unidade mais convencional, o elétron-volt (eV), onde $1 \text{ eV} = 1,602176 \cdot 10^{-19} \text{ J}$.

2 Fótons e a Absorção Atmosférica

No vácuo os fótons podem viajar livremente sem serem impedidos durante a sua rota. Só é possível estudar a radiação proveniente de um corpo celeste se os fótons que são emitidos por ele alcançar os instrumentos que são usados para coleta de dados.

As regiões entre as estrelas contêm gases diluídos que podem absorver fótons de certas frequências, logo os fótons correspondentes à essas frequências não chegam aos instrumentos. Outra fonte de absorção e talvez a principal delas é a atmosfera terrestre. Para certas frequências a atmosfera é totalmente transparente e a coleta de dados pode ser feita no solo mesmo, como no caso da astronomia óptica e de rádio, porém para outras, a atmosfera é totalmente opaca e as observações e a coleta de dados não podem ser feitas no solo, e geralmente são usados balões de altas altitudes, foguetes e satélites. Mesmo com a possibilidade de se fazer observações no solo muitas vezes as observações feitas no espaço são muito melhores e proporcionam melhores dados, por exemplo: no solo a resolução alcançada na faixa do óptico é aproximadamente 1", enquanto que o telescópio espacial Hubble chega a alcançar 0,05" no espaço.

3 Interação da Radiação

Consideremos um feixe de radiação com energias correspondentes às faixas de raios-x e raios gama incidindo sobre uma placa de matéria. Por se tratar de radiação de altas energias existem vários processos de interação da mesma com a matéria. As três mais importantes e que são de mais interesse para esse trabalho são: Efeito Fotoelétrico, Efeito Compton e Produção de Pares. Nesses processos há transferência total ou parcial da energia do fóton e o fóton de radiação incidente pode desaparecer ou ser desviado de sua rota por um grande ângulo.

3.1 Efeito Fotoelétrico

Tendo conhecimento da exigência de Planck de que a energia das ondas eletromagnéticas fosse $0, h\nu, 2h\nu, \dots, nh\nu$, Einstein propôs em 1905 uma nova teoria demonstrando o caráter corpuscular da luz. Ele afirmou que a energia radiante estava quantizada em pacotes discretos, os **quantum** de energia que mais tarde foram chamados de **fótons**. Ele imaginou que a fonte de radiação emitiria um pulso eletromagnético durante a transição de um estado de energia $nh\nu$ para o estado de energia $(n-1)h\nu$. Esse pulso é um quantum de energia ou um fóton.

O **efeito fotoelétrico** ocorre quando a radiação proveniente de uma fonte, um fóton, incide sobre uma superfície metálica fazendo com que haja a emissão de um **fotoelétron**. Ele ocorre devido à interação do fóton com o átomo como um todo, ou seja, o fóton é absorvido e desaparece totalmente.

A energia cinética do fotoelétron pode ser determinada facilmente. Consideremos um fóton com energia $h\nu$ suficiente para que tal efeito ocorra, e consideremos um átomo isolado no qual a interação ocorre. O fotoelétron que é emitido possui energia cinética K menor do que a energia cinética do fóton original. Sendo E_L a energia necessária para arrancar um elétron das camadas do átomo, a energia do fotoelétron é dada por:

$$K = h\nu - E_L \quad (\text{Eq. 3})$$

Existem duas possibilidades para que o vazio devido à emissão do fotoelétron desapareça. A primeira delas é que o material pode se rearranjar criando assim uma nova configuração para sua estrutura fazendo com que o vazio desapareça. A segunda delas é que o átomo pode capturar um elétron do meio, caso ele não esteja no vácuo, fazendo com que esse vazio desapareça sem que haja necessidade de uma reestruturação das camadas do átomo.

A energia de ligação de alguns materiais é geralmente da ordem de alguns elétron-voltz, logo se a energia do fóton incidente é da ordem de alguns quiloelétron-voltz o fotoelétron carregará então praticamente toda a energia do fóton.

Einstein recebeu o Premio Nobel em 1921 por ter feito a descrição teórica do efeito fotoelétrico.

3.2 Efeito Compton

Em 1923, Compton fez com que raios-x incidissem sobre um alvo de grafite. Caracterizando a radiação pelo comprimento de onda, Compton mediu a intensidade dos raios-x para diversos ângulos de espalhamento e percebeu que o comprimento de onda da radiação espalhada era maior do que o da radiação incidente.

Compton fez um tratamento da radiação em termos de fótons. Ele afirmou que a interação ocorria entre um elétron do alvo e o fóton de radiação incidente. Primeiramente ele considerou que o elétron estava livre e em repouso. Os fótons de comprimento de onda λ então colidiam com o elétron transferindo parte de sua energia para ele e sendo desviado

por um ângulo θ e com um comprimento de onda λ' maior que λ . O comprimento de onda dos fótons espalhados é maior do que o dos fótons incidentes devido à transferência de energia para o elétron.

Através das equações de conservação de energia e de momento Compton chegou a uma equação que envolve o comprimento de onda dos fótons incidente e espalhado por um ângulo θ , que ficou conhecida como Equação de Compton:

$$\lambda' - \lambda = \Delta \lambda = \frac{h}{m_0 c} (1 - \cos \theta) \quad (\text{Eq. 4})$$

onde h é a constante de Planck, m_0 é a massa de repouso do elétron e c é a velocidade da luz no vácuo.

Sendo ν a frequência dos fótons incidentes e ν' a frequência dos fótons espalhados, a energia $h\nu'$ dos fótons espalhados em termos do ângulo de espalhamento é dada por:

$$h\nu' = \frac{h\nu}{1 + \frac{h\nu}{m_0 c^2} (1 - \cos \theta)} \quad (\text{Eq. 5}).$$

A energia do elétron de recuo é dada por:

$$E_{e^-} = h\nu - h\nu' = h\nu \left[\frac{\frac{h\nu}{m_0 c^2} (1 - \cos \theta)}{1 + \frac{h\nu}{m_0 c^2} (1 - \cos \theta)} \right] \quad (\text{Eq. 6})$$

Se $\theta \approx 0$, $h\nu \approx h\nu'$, ou seja, a energia dos fótons incidentes é praticamente igual à energia dos fótons espalhados e a energia cinética é praticamente zero.

Se $\theta = \pi$, o elétron terá máxima energia possível para a frequência ν do fóton. As energias do fóton espalhado e do elétron serão respectivamente:

$$h\nu' = \frac{h\nu}{1 + 2 \frac{h\nu}{m_0 c^2}} \quad (\text{Eq. 7}) \quad \text{e} \quad E_{e^-} = h\nu \left[\frac{2 \frac{h\nu}{m_0 c^2}}{1 + 2 \frac{h\nu}{m_0 c^2}} \right] \quad (\text{Eq. 8}).$$

Diferentemente do efeito fotoelétrico, o efeito Compton não ocorre entre o fóton e o átomo como um todo e sim entre o fóton e um elétron do átomo. Deve-se enfatizar também que o fóton desaparece durante o efeito fotoelétrico enquanto que no efeito Compton o fóton é apenas defletido por um ângulo θ em relação à sua direção de chegada.

3.3 Produção de Pares

A produção de pares ocorre quando um fóton altamente energético colide com um núcleo atômico produzindo como resultado um par elétron-pósitron. O pósitron é uma partícula com todas as propriedades do elétron, exceto pelo sinal de sua carga que é positivo. A energia mínima do fóton para que esse fenômeno ocorra é $2m_0c^2$ (1,02 MeV) onde m_0 é a massa de repouso do elétron e c é a velocidade da luz no vácuo.

Nesse processo o fóton desaparece totalmente e é repostado pelo par elétron-pósitron. Ambos percorrem trajetórias espirais após a produção do par, porém a espiral do elétron possui sempre distâncias menores do ponto onde ele se encontra até o centro da trajetória do que as distâncias do pósitron. Isso se deve ao fato do núcleo repelir o pósitron pois ambos possuem cargas o com mesmo sinal. O par viaja alguns milímetros dentro do material até que toda sua energia cinética ganha na interação seja dissipada.

4 Detectores

Basicamente detectores são aparelhos que absorvem fótons e os converte em sinais elétricos. Esses sinais elétricos são gravados sob a forma de pulsos e através deles pode-se obter medidas características dos fótons que os geraram.

Existem vários tipos de detectores, desde os mais simples até os mais complexos, e geralmente as interações que ocorrem dentro do detector são aquelas descritas nos capítulos iniciais deste relatório. O objetivo dos detectores astronômicos atuais gravar dados sobre fótons que sofreram interação e a partir deles obter informações à respeito das posições de chegada, do espectro e do tempo de chegada para cada fóton em particular. A análise dos dados é toda feita por computadores com a ajuda de diversos softwares os quais devem atender as necessidades de análise de cada tipo de radiação. Será feita uma breve introdução sobre alguns tipos de detectores apresentando para cada um deles seu princípio de funcionamento.

4.1 Contadores Geiger

O princípio de funcionamento de um Contador Geiger é simples e muito bem conhecido. Ele consiste no uso de um tubo que possui dois eletrodos. Um deles, o cátodo, é o eletrodo de revestimento interno do tubo e o outro, o ânodo, consiste num fio central coaxial. Dentro do tubo no espaço entre os eletrodos há um gás inerte posto a uma pressão tal que uma descarga esteja a ponto de ocorrer. O gás geralmente usado é o argônio com uma pequena proporção de um outro gás orgânico, ambos a baixa pressão. Com a chegada da radiação de alta energia ocorre ionização das moléculas que compõem o gás produzindo um elétron. O elétron é então acelerado devido à diferença de potencial entre os eletrodos, e, conforme ele vai ganhando energia, ele vai ionizando novas moléculas que produzem mais elétrons que também são acelerados e assim o processo se repete novamente para cada um desses novos elétrons. Após várias repetições desses processos os elétrons alcançam o eletrodo central no qual causam um pulso de corrente elétrica que guarda informações a

respeito da radiação. O fator de amplificação pode ser até da ordem de 10^8 elétrons para cada um elétron proveniente de uma ionização.

Existem duas desvantagens no uso de Contadores Geiger que devem ser mencionadas. A primeira delas é que no Contador Geiger a avalanche de elétrons rapidamente se satura e devido à essa saturação o pulso que é detectado é independente da energia original do fóton. A segunda desvantagem é que a resposta para um evento faz com que o detector fique fora de operação por um intervalo de tempo até que ele esteja pronto para fazer uma nova leitura. Esse intervalo de tempo no qual o detector faz a leitura do evento é conhecido como **tempo morto**, e é uma característica comum de todos os detectores em geral. Para os contadores Geiger o tempo morto é tipicamente $200\ \mu s$.

A primeira detecção de radiação de alta energia de uma fonte extra-solar ocorreu em 1962 e foi feita por contadores Geiger a bordo de um foguete.

4.2 Contadores Proporcionais

Contadores proporcionais são detectores muito parecidos com contadores Geiger tanto na estrutura quanto no funcionamento, porém existem algumas diferenças que devem ser destacadas.

Um dado muito importante sobre o fóton que sofreu a interação é a sua energia original. Nos contadores Geiger o pulso detectado é independente da energia original do fóton como mencionado anteriormente, porém em um contador proporcional não. O contador proporcional é operado a uma voltagem mais baixa, logo a saturação do pulso detectado é evitada. Pode-se então determinar a energia do fóton pois a intensidade do pulso é proporcional à energia original da interação. Em contadores Geiger o ganho pode chegar até 10^8 elétrons enquanto que nos contadores proporcionais esse ganho é reduzido de 10^4 a 10^5 elétrons, porém a detecção ainda pode ser feita por aparelhos amplificadores convencionais ou um outro amplificador qualquer. O contador proporcional recebeu esse nome devido a essa proporcionalidade que existe entre a energia original do fóton e a intensidade do pulso detectado.

O contador proporcional pode fazer detecção de radiação de energia mais baixa, de algumas centenas de elétrons-voltz. Por isso deve-se abrir uma janela pequena no tubo para que os fótons com essa energia possam atravessá-la e serem detectados sem serem absorvidos pelas paredes dos detectores. Ao usar essa técnica há perda das moléculas de gás por difusão, logo o gás deve ser continuamente repostado para compensar essas perdas.

Em contadores proporcionais pode-se determinar a posição da interação dos raios-x usando-se um ânodo resistivo. É feita uma comparação da intensidade e da forma do pulso detectado de ambos os terminais do ânodo e essa comparação determina a posição da interação. Da mesma forma esse conceito pode ser estendido ao caso bidimensional proporcionando assim um imageamento plano da fonte. Esse tipo de contador proporcional é chamado de **Contador Proporcional Sensível à posição**.

4.3 Detectores de cintilação

Os detectores de cintilação receberam esse nome por detectar “flashes” ou cintilações de luz que são emitidos quando elétrons das camadas mais externas de um átomo do material passam de seu estado de energia para um estado de energia mais baixo.

Um fóton ionizante de alta energia pode remover elétrons tanto das camadas mais externas quanto das mais internas e quando há a remoção de um dos elétrons mais internos o átomo fica com um “buraco” que instantaneamente é tampado com deslocamento de um dos elétrons das camadas externas. Esse deslocamento produz um flash de luz que é então detectado.

A vantagem de usar um detector de cintilação é que os fótons provenientes da fonte podem ser detectados continuamente sem que haja intervalos de tempo de detecção entre as interações, ou seja, não há tempo morto para esses aparelhos. Outra vantagem é que até certo grau a intensidade do flash depende da energia do fóton original. Porém, apesar de alcançar essas vantagens o nível de ruído dos detectores de cintilação é bem alto visto que 3% da energia dos raios-x é convertida em radiação detectável com um conseqüente aumento nas flutuações estatísticas em seus números.

Os detectores de cintilação também podem fazer detecção de raios cósmicos, logo é necessário saber fazer uma distinção entre os pulsos de raios cósmicos e os pulsos de raios-x. Os raios-x produzem pulsos pontudos em um curto intervalo de tempo devido a sua rápida absorção pelo material do detector enquanto que os raios cósmicos geralmente percorrem um caminho mais longo causando no detector um pulso mais alargado e sem ponta.

5 Processos de Emissão de Raios-x

Como já foi dito no início deste relatório, o desenvolvimento da Astronomia só é possível se a radiação emitida pelas estrelas alcançarem os detectores para que esses possam gravar os dados e a partir daí obter informações sobre as fontes.

Discutiremos agora os principais processos de emissão de raios-x por fontes astrofísicas. Esses processos são de origem térmica e a partir da detecção dos raios-x gerados, pode-se obter o espectro da radiação e então deduzir quais são os processos de emissão e as condições físicas da fonte.

5.1 Emissão Térmica de um Gás Quente

5.1.1 Bremsstrahlung

Consideremos um gás com baixa densidade de modo que ele seja transparente à própria radiação. O gás se encontra em equilíbrio térmico quando a energia média de suas partículas é a mesma para todas elas. O equilíbrio é alcançado porque a energia térmica é

compartilhada através de colisões entre as partículas e ela é determinada somente pela temperatura. Quando a temperatura alcançada for alta o bastante as moléculas do gás começarão a se ionizar gerando então íons e elétrons. Sabe-se que carga acelerada emite radiação e como dentro do gás encontramos campos elétricos devido aos íons, os elétrons então desviaram suas trajetórias na presença destes campos. Quando isso ocorre eles então emitem radiação, e essa radiação é chamada de **Bremsstrahlung**. De acordo com a literatura elétrons em equilíbrio térmico possuem uma distribuição bem determinada de velocidades e a radiação das colisões íons-elétrons é um “continuum” com forma característica que é determinada somente pela temperatura. Para temperaturas acima de um milhão de graus, a radiação emitida é predominantemente raios-x.

5.1.2 Linhas de Emissão

As linhas de emissão ocorrem quando um elétron rápido colide com um íon que contém elétrons presos. A transferência de energia para este íon faz com que seus elétrons passem para um nível de energia mais alto, fazendo com que o íon fique em seu estado excitado. Os elétrons voltam rapidamente ao estado inicial emitindo fótons com energias características do espaçamento dos níveis de energia através do qual o elétron excitado passa. Essa radiação aparece como linhas espectrais com energias determinadas pelas espécies de íons que emitiram.

A radiação térmica possui então uma mistura de Bremsstrahlung Térmico e Linhas de Emissão contendo também pequenas contribuições de outros tipos de radiação, que são desprezíveis porque estamos lidando com raios-x, e raios-x dependem somente desses dois processos.

5.1.3 Radiação Synchrotron

A Radiação Synchrotron também é conhecida como Bremsstrahlung Magnético. Se um elétron viaja em uma região que contém um campo magnético ele mudará sua direção porque há uma força perpendicular agindo na direção perpendicular do movimento, logo ele é acelerado e emite radiação eletromagnética. A frequência da radiação depende da energia do elétron, da intensidade do campo magnético e da direção do movimento relativo ao campo.

Se existe um campo magnético isotrópico que está alinhado com a velocidade da partícula, o espectro dependerá do campo magnético e do espectro de energia dos elétrons. Se o campo magnético está alinhado, a radiação será polarizada, que é uma indicativa de emissão synchrotron.

5.1.4 Radiação de Corpo Negro

Um Corpo Negro é um corpo com refletividade zero e que absorve a mesma quantidade de radiação que emite. O espectro de um corpo negro apresenta um pico de emissão que depende somente da temperatura. A energia dos fótons também depende da temperatura, e, quanto mais alta é a temperatura mais alta é a energia dos fótons.

As estrelas irradiam como um corpo negro com temperaturas de 2500K até 40000K. A temperatura determinada para uma estrela é chamada de “temperatura efetiva”. Ela corresponde à temperatura das camadas mais externas da estrela, pois a radiação que chega até os detectores vem dessas regiões. A radiação das camadas mais internas não escapa da estrela. Se a temperatura efetiva é acima de um milhão de graus, a estrela emitirá radiação de corpo negro com fótons na faixa dos raios-x.

6 O Experimento protoMIRAX

O grupo de Astrofísica de Altas energias da Divisão de Astrofísica do INPE está desenvolvendo um projeto de um satélite astronômico de raios-x, o Monitor imageador de Raios-x (MIRAX). O principal objetivo da missão é caracterização completa de fenômenos transientes em um grande número de sistemas binários de raios-x.

Os instrumentos do MIRAX serão capazes de analisar fenômenos que envolvem tantos raios-x duros quanto raios-x moles. Eles consistem em duas câmeras de raios-x duros e uma para raios-x moles que serão apontadas para a região central do plano Galáctico durante 9 meses por ano. No restante do tempo elas apontarão para alvos específicos. O MIRAX fornecerá uma base de dados que permite estudar os fenômenos de variação de raios-x de longa e curta duração. O objetivo de maior importância da missão é fornecer uma cobertura temporal de vários buracos negros de acreção, incluindo uma caracterização detalhada dos estados de transição espectral desses sistemas (Braga; MIRAX-TEAM, 2005).

O INPE está desenvolvendo um protótipo do experimento Mirax, o **protoMIRAX**. O protoMIRAX irá testar as partes do software da missão MIRAX em um ambiente quase-espacial, dentre elas estão o sistema imageador, o software de aquisição de dados e os algoritmos de reconstrução que serão utilizados na missão. Como consequência desses testes o protoMIRAX será capaz de obter alguns dados científicos das fontes que serão observadas por ele.

O protoMIRAX consiste em uma câmera de raios-x que terá 196 detectores de Telureto de Cádmiio e Telureto de Zinco, CdZnTe (CZT), cujas características são: alta eficiência fotoelétrica para centenas de KeV, boa resolução de energia a temperatura ambiente. Os detectores operam em uma faixa de energia de 25 à 200 KeV, e possuem uma área sensível de 196 cm². Na frente do plano detector será montado um colimador de 70 mm de altura, com separação de 15 mm entre os centros das células de modo que os detectores estarão no fundo da célula colimadora.

Os detectores são capazes de fornecer a posição x-y da interação, a energia dessa interação com resolução de 1 KeV e possibilidade de pixelização, que propicia excelente resolução espacial. O tempo morto é desprezível para taxas de conta de menos de 100 contas por segundo.

6.1 Técnica de imageamento utilizando-se Máscaras Codificadas

Será montada a uma distância de 70 mm do plano detector uma Máscara Codificada cuja função é fornecer um código espacial dos fluxos de raios-x incidentes. A configuração

da máscara permite obter a posição angular da fonte, que depende da direção de incidência da radiação.

Se a máscara consistisse em um único orifício a resolução angular obtida seria dada pelo diâmetro do orifício dividido pela distância da máscara ao detector. A área coletora, porém, seria muito pequena devido ao pequeno diâmetro desse orifício, pois um diâmetro maior consistiria em perda de resolução angular. Máscaras com apenas um orifício inviabilizariam qualquer projeto científico. As Máscaras codificadas consistem basicamente em orifícios e aberturas de modo que se forme um padrão. A resolução angular obtida por um orifício é então mantida e a área coletora aumenta por um fator N , onde N é o número de orifícios da máscara. A máscara projetará uma sombra no plano detector e a posição dessa sombra nos fornecerá a posição angular da fonte no campo de visão dos detectores. É necessária uma configuração que evite que haja ambigüidades quanto à posição da fonte. Por isso uma configuração idêntica a um tabuleiro de xadrez não é desejável. Quando há mais de uma fonte de radiação a distribuição de fótons no detector corresponde a um padrão de sombras superpostas que não guardam praticamente nenhuma semelhança com o padrão de orifícios da máscara.

É possível reconstruir a imagem do céu através de métodos matemáticos que relacionam a matriz M , que representa a máscara e cujos elementos valem 1 para aberturas e 0 para células opacas, com a matriz D , que representa o detector cujos elementos são dados pelo número de fótons em uma subdivisão da área do detector (pixel).

Os detectores de CZT combinados com a técnica de máscaras codificadas fornecerão excelentes instrumentos de imageamento e espectroscopia de raios-x duros até algumas centenas de KeV.

7 Estrelas Binárias

Considere duas estrelas que estão próximas uma da outra a ponto de estarem ligadas gravitacionalmente, e que descrevem órbitas em torno de um centro de massa comum. Quando essas duas condições acontecem ao mesmo tempo elas são chamadas de Estrelas Binárias ou Estrelas Duplas. Um outro grupo de estrelas binárias são chamadas de estrelas duplas aparentes ou binárias aparentes, e que correspondem a estrelas que estão próximas no céu mas se encontram à distâncias diferentes da terra. Nesse caso elas não estão ligadas gravitacionalmente e não descrevem órbitas em torno de um centro de massa comum. Nessa parte do trabalho nossa atenção estará voltada às estrelas binárias descritas no início desse texto.

Basicamente mais de 50% das estrelas do céu correspondem a sistemas com duas ou mais estrelas. Existem quatro tipos de estrelas binárias. São elas:

Binárias Eclipsantes: Quando o plano da órbita das duas estrelas estão no mesmo plano de visão da terra chamamos essas estrelas de binárias eclipsantes pois durante o movimento de translação de ambas em torno do centro de massa uma estrela pode eclipsar a outra.

Binárias Visuais: Correspondem as estrelas ligadas gravitacionalmente e que estão separadas por uma distância muito grande, da ordem de dezenas a centenas de unidades

astronômicas. Devido a grande separação elas podem ser vistas por um telescópio como duas estrelas separadamente.

Binárias Astrométricas: São duas estrelas que estão próximas uma da outra na qual uma delas apresenta um brilho bem menor do que o brilho da companheira. As estrelas menos brilhantes são detectadas devida as ondulações do movimento da companheira que é mais brilhante.

Binárias Espectroscópicas: As binárias espectroscópicas possuem uma distância de separação muito pequena, por isso elas se movem rapidamente em torno do centro de massa. Pode-se identificá-las como binárias olhando para as linhas espectrais de cada uma delas. Considerando fixa a estrela primária, a segunda estrela órbita a primeira. Quando a segunda estrela segue sua órbita se aproximando da terra há um desvio para o azul em suas linhas espectrais devido ao efeito Doppler. Quando a estrela se afasta da terra o desvio que ocorre é para o vermelho. Essa técnica também é usada para detectar planetas em torno de outras estrelas e tem demonstrado resultados significativos.

7.1 Massas de binárias espectroscópicas

O comprimento de onda de uma fonte que se movimenta com velocidade v é deslocado devido ao efeito Doppler e é dado por:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c} \cos \left(\frac{1}{1 - \frac{v^2}{c^2}} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad (\text{Eq. 9})$$

Como $v \ll c$ a relação se torna:

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}. \quad (\text{Eq. 10})$$

v representa a componente da velocidade projetada sob o plano de observação.

A velocidade da estrela em torno do centro de massa pode ser determinada através do efeito Doppler.

Como as estrelas se movem em torno do centro de massa a relação abaixo é válida:

$$\frac{a_1}{a_2} = \frac{M_2}{M_1} \quad (\text{Eq. 11})$$

Temos também que $2\pi a_1 = v_1 P_1$ e $2\pi a_2 = v_2 P_2$. Pela terceira lei de Kepler:

$$\frac{M_1 + M_2}{M_\odot} = \frac{[\alpha(UA)]^3}{[P(\text{anos})]^2} \quad (\text{Eq. 12})$$

As massas das estrelas de um sistema binário podem ser determinadas através do método descrito acima, porém deve-se enfatizar que o plano das órbitas dos sistemas binários em sua grande maioria não se encontram sobre o plano da órbita do campo de visão da terra, logo as velocidades estelares medidas devem ser projetadas sobre o plano verdadeiro da órbita do sistema binário.

7.2 Evolução de um Sistema Binário

7.2.1 Introdução

O modo como uma estrela evolui depende de sua massa. Na fase final de sua evolução ela pode se tornar um objeto compacto que é caracterizado por apresentar altas densidades e um forte campo gravitacional sobre outros objetos ao seu redor.

Quase sempre as estrelas de um sistema binário apresentam diferentes massas e por este motivo a evolução de cada membro se dá de forma diferente. Um dos membros pode se tornar um objeto compacto antes que o outro saia da seqüência principal no Diagrama HR¹. Quando isso ocorre o objeto compacto pode acretar matéria da estrela companheira por dois processos, através do vento estelar ou através da transferência de matéria pelo ponto Lagrangeano. Tais sistemas são chamados de sistemas de acreção. O objeto compacto pode ser uma anã-branca, uma estrela de nêutrons ou um buraco negro. Quando a matéria é acretada ao objeto compacto ocorre a liberação de ondas gravitacionais sob a forma de raios-x.

Os sistemas binários de acreção estão divididos em duas grandes classes e nessa parte do trabalho será apresentada a evolução de cada uma dessas classes.

7.2.2 Sistemas Binários de Classe 1: Binárias de Raios –x Massivas (MXRBs)

Uma característica marcante das estrelas é que elas possuem o chamado “**vento estelar**”. Vários são os fatores que contribuem para que exista o vento estelar: a turbulência na atmosfera da estrela causada pelo movimento do fluido que a constitui, a força centrífuga proveniente de seu movimento de rotação e as explosões que ocorrem devido as reações termonucleares são alguns desses fatores. Esse vento estelar contém uma grande quantidade de matéria e essa matéria que é acretada ao objeto compacto quando as partículas que a constitui sofrem uma influencia do campo gravitacional causado por ele, no caso de sistemas binários. Quando isso ocorre dizemos que o sistema binário pertence à **Classe 1**.

¹Diagrama que relaciona a luminosidade de uma estrela com sua temperatura superficial.

As massas das estrelas binárias pertencentes ao grupo das espectroscópicas podem ser determinadas através do método descrito na página 12.

As estrelas binárias de raios-x apresentam uma variedade de objetos e padrões de comportamentos. O estudo desses objetos permite encaixá-los num grupo em que seus elementos apresentam várias características em comum. A evolução do sistema binário e como o objeto compacto acreta matéria ainda é um assunto de debate e às vezes apresentam grande incerteza. O satélite de raios -x Uhuru encontrou vários objetos que comprovam que estamos lidando com fenômenos que envolvem estrelas binárias e que esses objetos são pulsares de raios-x com períodos da ordem de segundos. Outros parâmetros orbitais tais como tais como massas das componentes, a excentricidade da órbita e o semi-eixo maior também foram descobertos.

7.2.3 Pulsares

Nos sistemas massivos as observações em ultravioleta demonstraram que a estrela que acompanha o objeto compacto apresenta um vento estelar muito intenso. Para efeito de comparação o vento solar é responsável pela perda de 10^{-14} da massa do sol por ano enquanto que nessas estrelas o vento estelar alcança massas com valores tipicamente de 10^{-6} massas solares por ano podendo apresentar valores tão altos quanto 10^{-5} massa solares por ano. Essa alta perda de massa acontece em todas as direções da superfície da estrela, o objeto compacto então pode acretar matéria proveniente desse vento estelar. Apesar de somente 0,1% dessa massa ser acretaada ao objeto compacto ainda sim esse valor é suficiente para elevar valores de luminosidades observados.

Herman Bondi e Fredi-Hoyle calcularam a quantidade de material acretado pelo objeto compacto para o caso de um corpo viajando em um meio com densidade uniforme que no nosso caso é o espaço interestelar.

Assume-se que o vento estelar flua uniformemente em todas as direções. Material dentro de um raio r_{ac} , que representa o raio de um “cilindro”, é acretado ao objeto compacto. O material é acretado se tiver energia cinética menor que a energia potencial na vizinhança do objeto compacto, o qual tem massa M_x . Isto é dado por:

$$\frac{1}{2}mv_{rel}^2 = \frac{GM_x m}{r_{ac}} \quad (\text{Eq. 13})$$

Para uma partícula de massa m , r_{ac} corresponde a:

$$r_{ac} = \frac{2GM_x}{v_{rel}^2} \quad (\text{Eq. 14})$$

onde v_{rel} é a velocidade relativa do objeto compacto e o vento estelar que é dada por:

$$v_{rel}^2 = v^2 + v_w^2 \quad (\text{Eq. 15})$$

onde $v^2 = \frac{GM_n}{a}$, sendo a o raio da órbita e M_n a massa da estrela. A quantidade de material acretado é dada pela quantidade de material dentro do cilindro de acreção, que é:

$$M_{ac} = \pi r_{ac}^2 v_{rel}^2 \rho \quad (\text{Eq. 16})$$

ρ é a densidade calculada assumindo que o vento é uniforme,

$$\rho = \frac{M_w}{4\pi a^2 v_w} \quad (\text{Eq. 17})$$

Resolvendo essas equações temos a fração do vento que é acretado:

$$\frac{M_{ac}}{M_w} = \left[\frac{M_x}{M_n} \right]^{\frac{1}{2}} \frac{\left(\frac{v}{v_w} \right)^4}{\left[1 + \left(\frac{v}{v_w} \right)^2 \right]^{\frac{3}{2}}} \quad (\text{Eq. 18})$$

Para binárias de raios-x massivas típicas a equação fornece valores da ordem de 10^{-3} a 10^{-5} .

Dentro do raio de captura o gás que vai ser acretado ao objeto compacto forma provavelmente um disco de acreção como resultado de seu pequeno momento angular. O objeto compacto que é uma estrela de nêutrons quando tratamos de pulsares, apresenta um forte campo magnético. O gás é então guiado pelas linhas de campo magnético e cai diretamente nos pontos onde se encontram os pólos magnéticos da estrela de nêutrons. É nessas regiões que ocorre a geração de raios-x. Os raios-x não são emitidos uniformemente devido à presença de material acima dos pontos onde eles são formados. Conforme a estrela de nêutrons acreta material do gás ela aumenta sua velocidade angular em torno de seu eixo de rotação e, as linhas de campo magnético acabam sendo distorcidas devido a essa rotação fazendo então com que o eixo norte-sul desse campo esteja deslocado do eixo de rotação da estrela de nêutrons. Quando a estrela de nêutrons apresenta essas características dizemos que ela é um **Pulsar**, pois devido ao deslocamento do eixo de rotação em relação ao eixo norte-sul do campo magnético, surge um fenômeno conhecido como “efeito farol” e a estrela de nêutrons emite radiação que sai pelos seus pólos magnéticos.

7.2.4 Sistemas Binários de Raios-x de Baixa Massa (LMXB)

Quando a estrela que compõe o sistema binário não é massiva ela não possui um vento estelar intenso o bastante para que o objeto compacto aumente consideravelmente sua massa somente acretando massa devido a ele. A estrela precisa então evoluir para uma Gigante para que a transferência de massa seja considerável. Quando isso ocorre a estrela preenche o seu **Lóbulo de Roche**² e transfere massa por um ponto de equilíbrio conhecido como Ponto Lagrangeano³. A matéria transferida não pode cair direto na estrela e, devido ao seu momento angular, ela forma um disco de acreção em torno do objeto compacto. O disco de acreção é responsável pela ampla variedade de comportamentos encontrados para tais sistemas. Quando o objeto compacto acreta matéria proveniente do disco de acreção ele emite raios-x. Portanto, um Sistema Binário de Raios-x de Baixa Massa (Low Mass X-Ray Binary, LMXB) é caracterizado por apresentar uma estrela de massa baixa que transfere matéria e que a acreção pelo objeto compacto se dê devido à sua evolução para o ramo das Gigantes.

Objeto Compacto

Se o objeto compacto que compõe o sistema for uma fonte de raios-x fraca então ele é quase que certamente uma anã branca. Se ele é um pulsar de raio-s ou apresenta bursts então ele é uma estrela de nêutrons. Se ele é luminoso e apresenta um espectro de raios-x moles então ele é um buraco negro.

Uma outra forma de determinar qual objeto compacto está presente no sistema binário é através da massa dele. Existe uma relação entre a massa e a luminosidade da estrela que permite determinar sua massa baseando-se em seu tipo espectral. A massa máxima é 1,4 massas solares para uma anã branca, 2,7 massas solares para uma estrela de nêutrons e para um buraco negro é um valor qualquer acima desse último.

Disco de Acreção

Como já foi dito anteriormente os LMXBs apresentam um disco de acreção. A parte interior do disco apresenta altas temperaturas e emite muito na faixa do ultravioleta.

Estrela secundária

As estrelas secundárias são muito fracas e frias. Em muitos casos elas só são detectadas durante os eclipses. Geralmente elas apresentam valores de massa menores que a massa do sol.

² O Lóbulo de Roche é a curva equipotencial que é traçada em torno de um sistema binário de tal forma que as estrelas que o compõem estejam inseridas cada uma em seu lóbulo e que esses lóbulos estejam conectados pelo ponto de Lagrange.

³ Ponto Lagrangeano é um ponto de equilíbrio. Um corpo colocado nesse ponto com velocidade relativa às estrelas nula permanece aí até que seu movimento seja perturbado.

Os LMXBs são os alvos principais do satélite de raios-x MIRAX.

8 Supernovas

Quando uma estrela com massa acima de 10 massas solares chega ao período final de sua evolução ela explode em uma **Supernova**. Antes de se tornarem uma estrela de nêutrons ou um buraco negro⁴ elas expelem material para o universo nessas explosões. As Supernovas correspondem então a uma das fases finais da evolução de uma estrela na qual ela começa a aumentar sua luminosidade rapidamente e a ejetar material em altas velocidades. Dependendo da massa da estrela a massa do material ejetado pode alcançar valores tão altos quanto 10 massas solares. Esse tipo de supernova ocorre em estrelas que estão no estágio final de sua evolução. Porém existem outros tipos de supernovas que estão associadas à acreção de matéria em sistemas binários. Nesse último caso a emissão de raios-x é intensa devido a esses fenômenos de acreção e uma supernova acontece sempre quando a anã branca ou a estrela de nêutrons acretaram matéria o suficiente para alcançarem seus limites de massa. Para uma anã branca esse limite é de 1,4 massas solares, que também é conhecido como limite de massa de Chandrasekhar em homenagem ao cientista que o descobriu. Para uma estrela de nêutrons esse limite é de aproximadamente 2,7 massas solares e foi determinado através de estudos recentes. Se o objeto compacto de um sistema binário for um buraco negro então não ocorrerá supernovas pois até onde se sabe buracos negros não possuem limite de massa e sugam toda matéria que passa próximo o bastante deles.

As supernovas são classificadas em Tipo 1 e Tipo 2. O que as difere é simplesmente a presença de Hidrogênio em seu espectro.

As supernovas do tipo 1 não apresentam Hidrogênio em seu espectro. Elas ocorrem em galáxias espirais e elípticas sempre que uma estrela anã branca recebe massa da companheira através do preenchimento de seu lóbulo de Roche por expansão. Estão associadas à queima explosiva do Carbono.

As supernovas do tipo 2 apresentam Hidrogênio em seu espectro e são até duas magnitudes menos luminosas que as do tipo 1. Elas ocorrem em braços de galáxias espirais e em galáxias irregulares.

As curvas de luz representam a mudança do brilho da estrela com o tempo se elas apresentam similaridades elas podem indicar que há um tipo comum de estrelas progenitoras e também mecanismos de explosão. Para as supernovas do tipo 1 essas curvas de luz são tão similares de supernova para supernova que elas são usadas para indicar distâncias de galáxias. Para as supernovas do tipo 2 há um alto grau de individualidade, o que indica que há um alto grau de individualidade e uma variação no tipo de estrelas progenitoras. Esse é o caso da última supernova da história que foi visto a olho nu, a SN1987A.

⁴ Estrelas com massas menores que 10 massas solares não podem explodir em uma supernova. Elas se transformam em uma nebulosa planetária. Elas também não podem se tornar anãs brancas porque apresentam valores de massa mais altos que o limite para que elas evoluam para esse estágio.

9 Considerações Finais

Por se tratar de um assunto extremamente rico em informações foi apresentado nesse relatório um resumo dos tópicos mais importantes referentes ao estudo do bolsista em astrofísica de altas energias. Alguns assuntos estudados com menor profundidade, porém não menos importantes, foram omitidos.

A participação do bolsista na calibração dos detectores do protoMIRAX não pôde ser concluída devido a um atraso no experimento que foi causado por falta de dispositivos eletrônicos inerentes ao funcionamento dos detectores.

O conhecimento adquirido pelo bolsista durante o período de bolsa foi, de fato, muito significativo e representou sem dúvida um passo muito importante para pesquisas mais aprofundadas em Astrofísica, especialmente em Astrofísica de Altas Energias.