

APLICAÇÕES ASTRONÔMICAS DE UM MÉTODO DE IMAGEAMENTO EM RAIOS- γ

C. A. Wuensche, J. Braga, U. B. Jayanthi, T. Villela

Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais

1 Introdução

O desenvolvimento da astronomia de raios- γ foi severamente prejudicado, ao longo dos anos, pelas dificuldades experimentais inerentes à detecção de fótons de origem cósmica nestas energias. Os instrumentos utilizados empregavam blindagens massivas para proporcionar direcionalidade através de colimação. O resultado era um telescópio pesado com uma área de detecção pequena, resolução angular pobre, e, naturalmente, nenhuma capacidade imageadora. Ademais, a produção local de raios- γ nos sistemas massivos de blindagem contribuam de maneira significativa para o já sério problema de intensos ruídos de fundo, fazendo com que se tornasse extremamente difícil a distinção entre fluxos de origem cósmica e o ruído indesejável.

O alto poder de penetração dos raios- γ faz com que a radiação eletromagnética acima de ~ 10 keV não possa ser focalizada por lentes ou espelhos, uma vez que os fótons não podem ser desviados de uma maneira ordenada. Um dos principais obstáculos ao desenvolvimento da astronomia de raios-X duros e raios- γ de baixa energia tem sido, portanto, a dificuldade técnica de se construir instrumentos capazes de obter imagens.

A técnica de reflexão razante empregada com sucesso no "Einstein Observatory" (Giacconi *et al.*, 1977) torna-se progressivamente mais difícil à medida em que são consideradas energias mais elevadas, requerendo a utilização de materiais de altíssima capacidade refletora e exigindo ângulos de incidência extremamente pequenos. Algumas tentativas de se obter imageamento até 40 keV têm sido apresentadas (ver, por exemplo, Elvis, Fabricant, and Gorenstein, 1987), mas, em geral, a tecnologia necessária para o desenvolvimento de telescópios deste tipo e os custos envolvidos tornam o imageamento por focalização acima de ~ 10 keV impraticável. É portanto necessário o desenvolvimento de técnicas alternativas, baseadas em sistemas capazes de manipular os fótons individualmente, levando-se em consideração o caráter corpuscular da radiação eletromagnética. O objetivo deste trabalho é mostrar o emprego da técnica de máscara codificada num telescópio de raios- γ . Inicialmente expõe-se o método de reconstrução de imagens, com um breve resumo do princípio de funcionamento da máscara. Em seguida discute-se a relação sinal/ruído para os arranjos uniformemente redundantes (AUR) que

constituem a máscara. Finalmente, uma descrição sucinta do telescópio MASCO apresenta as principais características do projeto como um todo, incluindo alguns detalhes sobre a gôndola (sistemas de apontamento e estabilização).

2 Formação de Imagens

O processo dominante na interação de raios- γ de baixa energia com a matéria, o efeito Compton, pode ser empregado para espalhar fótons de determinadas energias e direções para outras, o que forma a base de uma classe de imageadores—o telescópio Compton. No entanto, a qualidade do processo de imageamento é baseada em medidas da energia e da transferência de momento entre os fótons incidentes e espalhados. Com o nível atual de tecnologia de detectores, não se consegue resoluções angulares melhores do que alguns graus. Uma classe de telescópios imageadores de raios- γ utilizam uma série de elementos opacos e transparentes para modular o feixe incidente. Em um extremo deste tipo de instrumentos estão sistemas nos quais o sinal de raios- γ é multiplexado temporalmente e não é necessária nenhuma sensibilidade à posição no detector (os colimadores de modulação). No outro extremo estão os sistemas que empregam somente multiplexação espacial, para os quais se faz necessário o uso de detectores sensíveis à posição de incidência dos fótons (os sistemas de abertura codificada). Existem também casos intermediários para os quais a multiplexação temporal é acompanhada pelo uso de detectores de resolução espacial rudimentar, como é, por exemplo, o caso dos colimadores de modulação rotatórios.

Claramente, os sistemas que utilizam aberturas codificadas são mais adequados para imagear fontes cuja emissão apresenta variação temporal. Isto é extremamente importante visto que uma fração significativa das fontes de raios- γ exibe variabilidade temporal. Embora todos os sistemas de detecção nestas energias sofram de uma desvantagem no que se refere à relação sinal/ruído devido à incapacidade de concentrar o feixe, como já foi mencionado, possuem poucas limitações físicas no que se refere à resolução angular e ao campo de visada. O método de abertura codificada, em particular, torna possível a construção de telescópios imageadores com grandes campos de visada e alta resolução angular. Vários telescópios de máscara codificada foram projetados e construídos ao longo dos últimos dez anos (Althouse *et al.*, 1985; Grindlay *et al.*, 1986; Dunphy *et al.*, 1989). Com estes instrumentos foram alcançados novos e empolgantes resultados científicos, desde imagens em raios-X de energia intermediária (Skinner *et al.*, 1987) e raios-X duros (Cook *et al.*, 1988a) do complexo de fontes no centro galáctico, até a primeira imagem em raios- γ de baixa energia da supernova 1987A (Cook *et al.*, 1988b).

Para se ter uma idéia de como funciona o processo de formação de imagens com aberturas codificadas, imaginemos uma placa de chumbo com um pequeno orifício no centro em frente a um detector de raios- γ plano e sensível à posição (uma câmara "pinhole") (Fig. 1). Raios- γ vindos de diferentes direções irão incidir sobre diferentes regiões do detector. Portanto, estudando-se a distribuição espacial de eventos na superfície do detector, pode-se inferir diretamente a distribuição angular dos fótons incidentes e obter-se uma imagem. A resolução angular obtida por um instrumento deste tipo é dada pela razão entre o diâmetro do orifício e a distância entre o orifício e o plano detector. Logo,

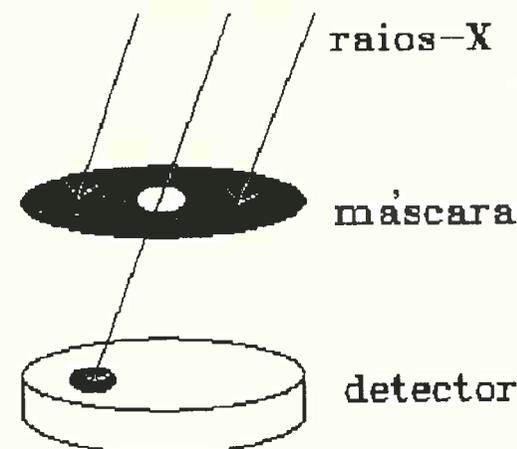


Figura 1: Uma câmara "pinhole".

quanto menor for o diâmetro da abertura, melhor será a resolução angular. Ocorre, no entanto, que quanto menor for o orifício, menor também será a área coletora de fótons, o que, conseqüentemente, prejudica a sensibilidade do telescópio.

O conceito de "abertura codificada" surgiu com o objetivo de se obter maior área coletora e preservar a resolução angular do caso anterior. Dicke (1968) propôs que, se ao invés de apenas um orifício, utilizarmos um padrão de orifícios em uma placa (uma "máscara") (Fig. 2), a posição da "sombra" desta máscara projetada no detector dependerá da direção de incidência dos raios- γ . Este método claramente preserva a resolução angular obtida no caso de apenas um orifício enquanto que aumenta a área coletora de um fator N , onde N é o número de orifícios da máscara.

Se houver apenas uma fonte de raios- γ no campo de visada do telescópio, a posição angular da mesma é obtida através da medida do desvio da sombra da máscara no detector em relação à posição central, que corresponde a fótons incidindo na direção perpendicular ao plano da máscara (Braga, 1989).

Na presença de diversas fontes de diferentes intensidades e posições, a distribuição de fótons no detector corresponde a um padrão de sombras superpostas que não guarda praticamente nenhuma semelhança com o padrão de orifícios da máscara; no entanto, se utilizarmos um padrão de aberturas adequado, esta codificação do detector contém toda a informação necessária para que se obtenha a imagem original. A fim de que sejam recuperadas a direção e a intensidade de cada fonte, faz-se necessária a utilização de métodos de reconstrução que reproduzam da melhor maneira possível a distribuição de fontes no campo de visada a partir da distribuição de fótons no detector.

Além de proporcionar capacidade imageadora a um telescópio de raios- γ , o uso de máscaras codificadas propicia uma vantagem adicional, que é a medida simultânea das

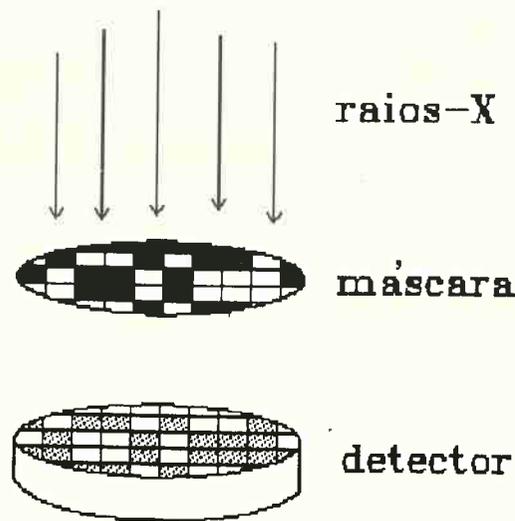


Figura 2: A máscara codificada.

fontes e do ruído de fundo, evitando assim as incertezas associada a eventuais variabilidades temporais na emissão das fontes e variações nas condições nas quais o instrumento realiza as medidas. Em telescópios convencionais, para os quais fonte e ruído de fundo devem ser medidos separadamente, a existência de erros sistemáticos decorrentes destas variações é bastante frequente e constitui séria limitação para a qualidade dos dados.

Um algoritmo para reconstrução digital de imagens por máscara codificada pode ser estabelecido da seguinte maneira: representemos o padrão básico de aberturas na máscara por uma matriz M na qual as aberturas são identificadas pelo número 1 e os elementos opacos, por 0. A máscara, na verdade, será uma extensão cíclica deste padrão, de forma a fazer com que, para qualquer posição angular no céu dentro do campo de visada do telescópio, seja sempre projetada no detector uma sombra correspondente a um padrão básico completo (permutado ou não).

A distribuição de fótons na superfície do detector é representada por uma matriz D na qual cada elemento representa o número de fótons que interagiram em uma subdivisão (pixel) da área do detector de dimensões iguais às dimensões da célula básica da máscara, para um determinado tempo de integração. A distribuição de fontes de raios- γ no campo de visada é representada por uma matriz O (de "Objeto") na qual cada elemento representa o número de fótons provenientes de um ângulo sólido correspondente a um elemento de resolução do sistema (uma "caixa de céu"), para o mesmo tempo de integração. Representemos ainda o ruído no detector por uma matriz R . Com estas definições, podemos escrever:

$$D = O * M + R \quad (1)$$

onde $*$ é o operador correlação.

As imagens podem ser reconstruídas utilizando-se vários métodos. Um dos métodos mais eficientes é o método de correlação (Fenimore and Cannon, 1978). Neste caso, o objeto reconstruído é definido como sendo:

$$\hat{O} = D * G \quad (2)$$

onde G é a "função de decodificação", definida de tal forma que $M * G$ seja o mais próximo possível de uma função δ . Existe uma classe de arranjos, os "arranjos uniformemente redundantes" (AUR) cujas funções de autocorrelação são funções δ somadas a termos constantes removíveis ($M * M = \delta + \text{nível dc}$). Alguns exemplos de AUR estão na Fig. 3. Substituindo os elementos iguais a zero na matriz M pelo valor -1, podemos construir uma função G tal que $M * G$ seja exatamente uma função δ . Neste caso, a reconstrução da imagem é "perfeita" a menos de um fator de ruído constante, como pode ser visto substituindo o valor de D da equação 1 em 2.

$$\hat{O} = O + R * G \quad (3)$$

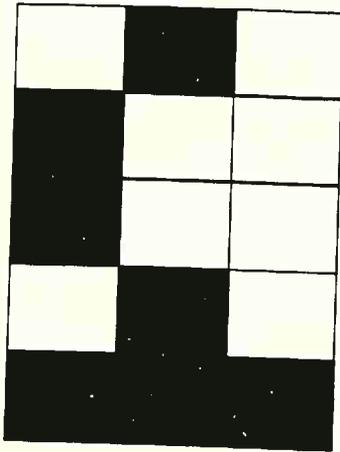
Em uma análise digital, representamos as funções como matrizes, e podemos reescrever a equação 2 sob a seguinte forma:

$$\hat{O}(i, j) = D * G = \sum_k \sum_l D(k, l) G(k + i, l + j) \quad (4)$$

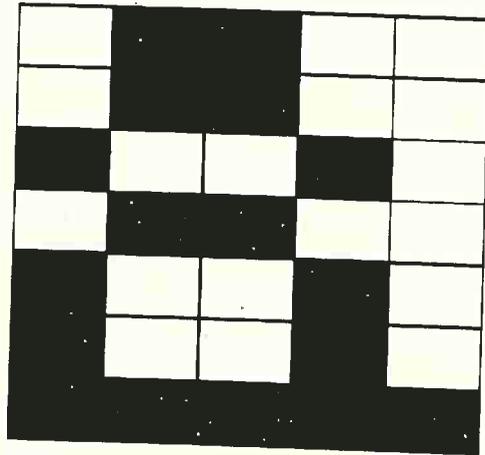
O pixel (i, j) da imagem conterá a contribuição total da respectiva caixa de céu, adicionada a possíveis contribuições de lobos secundários de outras fontes presentes no campo de visada, e possuirá ruído estatístico inerente ao processo de contagem de fótons. Os lobos secundários contribuem para o chamado "ruído intrínseco" da imagem. No caso geral de padrões aleatórios da máscara, estas pequenas contribuições de outras regiões do céu causam confusão entre fontes fracas. Pode-se ver na Figura 4 a distribuição de fótons da linha de 122 keV provenientes de uma fonte de Co^{57} sobre a superfície de um detector cilíndrico. São evidentes as sombras criadas pelos AUR da máscara. Essa imagem foi obtida em laboratório com a fonte colocada a 25 m de distância do detector, sendo que nesse caso o ruído de fundo já foi subtraído. A Figura 5 mostra a imagem reconstruída da fonte de Co^{57} a partir do algoritmo descrito acima. A determinação da posição do pico é evidente, e a relação sinal/ruído em casos semelhantes é sempre bastante alta.

No caso de uma observação astronômica real, existem diversos fatores que complicam a análise simples descrita acima. Como já foi mencionado, observações na faixa de raios-X duros e raios- γ são caracterizadas por intensos ruídos de fundo sobre fontes fracas. Logo, as flutuações estatísticas inerentes ao processo de contagem de fótons em cada pixel, que obedecem à estatística de Poisson, afetam significativamente a qualidade das imagens. Outro fator de extrema importância é a resolução espacial do detector utilizado e sua variação em função da energia dos fótons. É fácil ver que o efeito de uma resolução espacial pobre no detector é o de produzir uma imagem "fora de foco", ou seja, as bordas dos elementos da máscara projetadas no plano detector são mal definidas.

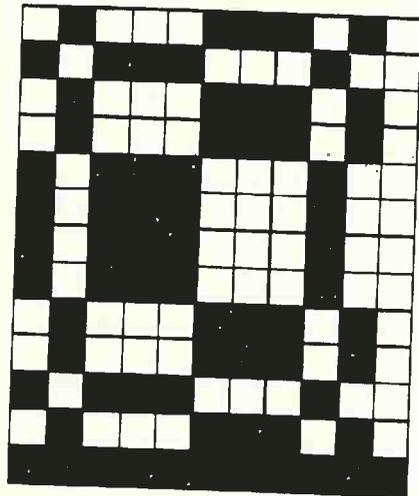
5 x 3



7 x 5



13 x 11



19 x 17

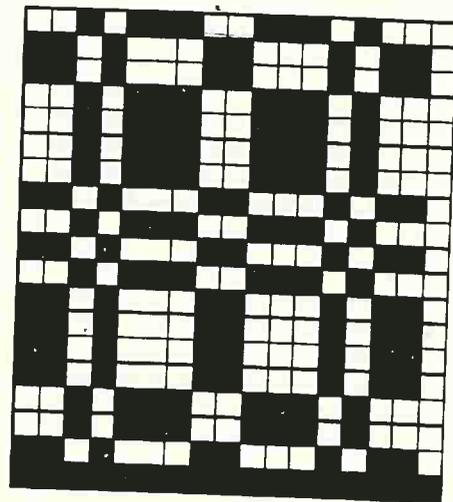


Figura 3: Exemplos de AUR. Esses arranjos são baseados em números primos contíguos e foram construídos de acordo com o algoritmo de Fenimore e Cannon (1978).



Figura 4: Distribuição de fótons de 122 keV sobre a superfície de um detector cilíndrico.

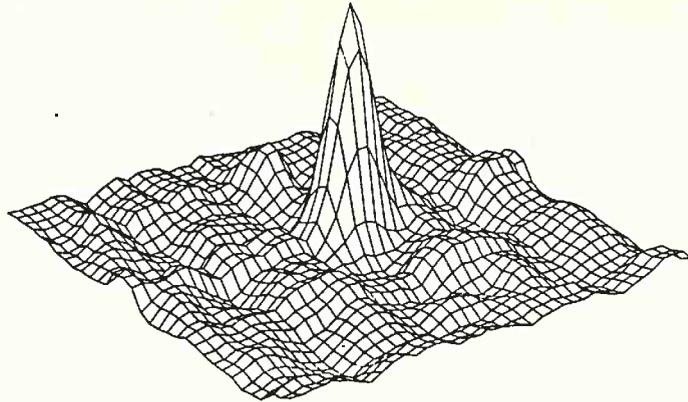


Figura 5: Imagem reconstruída da linha de 122 keV do Co^{57} .

2.1 A relação sinal/ruído (RSR) dos AUR

A *SPSF* ("system point-spread function") é uma função utilizada para caracterizar as propriedades de um sistema imageador na presença de uma fonte pontual. No caso dos AUR, ela será uma matriz contendo $N-1$ elementos nulos (na ausência de flutuações estatísticas) e um elemento não-nulo correspondente à contribuição da fonte. Sendo S o fluxo de fótons por segundo que passa por um elemento da máscara, o fluxo total sobre o detector do sistema utilizado será NS , onde N é o número de elementos abertos da máscara.

As flutuações nas imagens reconstruídas com AUR se deverão apenas à estatística de Poisson associada aos fótons que passam por cada um dos pixels da máscara. A expressão para a RSR deverá ser algo como a razão entre o valor esperado para a altura do pico e o desvio RMS da região externa ao pico.

No caso de uma fonte astronômica pontual, pode-se adotar o seguinte procedimento: define-se uma "caixa de céu", correspondente a uma certa região de céu onde existam uma ou mais fontes de interesse. O fluxo de cada elemento (i,j) dessa caixa de céu sobre o detector será NS_{ij} , que corresponderá ao pico da imagem reconstruída. A Figura 6 mostra uma simulação da "sombra" da máscara, correspondente à 20000 fótons de energia igual a 100 keV incidindo sobre a superfície de um detector em um ângulo de 1° em relação à perpendicular ao plano da máscara e de 45° em relação aos eixos que definem o padrão da máscara. Na Figura 7 vê-se a imagem reconstruída a partir da distribuição da Figura 6. O processo é idêntico no caso de duas ou mais fontes. A Figura 8 mostra uma simulação da "sombra" da máscara sobre o mesmo detector, com 20000 fótons incidindo em um ângulo de 1° em relação à perpendicular ao plano da máscara e de 45° em relação aos eixos que definem o padrão da máscara, 10000 fótons incidindo em uma direção defasada de 180° em azimute e 10000 fótons de ruído de fundo uniforme. A Figura 9 mostra a imagem reconstruída a partir da distribuição da Figura 8, com claro destaque para os diferentes picos. A região em torno do pico seria perfeitamente plana e de valor esperado igual a zero, caso não se levasse em conta a contribuição do ruído de fundo (definido como o sinal observado caso a máscara fosse totalmente opaca)

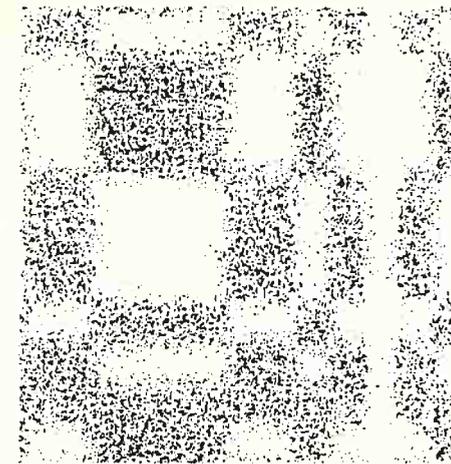


Figura 6: Simulação da sombra da máscara sobre um detector, no caso de somente uma fonte incidente.

e não houvessem flutuações estatísticas. Uma fonte considerável de ruído de fundo é a produção secundária de fótons devido à interação de raios- γ de alta energia com os materiais em torno do detector e com o próprio detector. Pode-se mostrar (Braga, 1990) que o ruído de fundo aparece como um termo de nível constante na reconstrução do objeto. Assim sendo, esse termo pode ser facilmente removido.

O termo de ruído de uma imagem incluirá a contribuição da ou das fontes associadas aos pixels (i,j) da caixa do céu escolhida, as contribuições somadas de todas as fontes no campo de visada que não se encontram na caixa do céu e o ruído de fundo (Braga, 1990). Como a contagem de fótons obedece à estatística de Poisson, o termo de ruído será igual à raiz quadrada do número total de contagens. Logo, é possível escrever uma expressão para o ruído como a abaixo:

$$R = (NS_{ij} + NI_t + 2NB)^{1/2} \quad (5)$$

onde

$$I_t = \sum_k \sum_l S(k,l) \quad (6)$$

é a intensidade integrada de todas as outras fontes e $2NB$ é o ruído de fundo presente em todos os $2N$ pixels do detector somados. A RSR para a posição (i,j) no objeto reconstruído a partir da observação com um sistema imageador usando AUR será:

$$RSR_{AUR} = \frac{N^{1/2}S_{ij}}{(NS_{ij} + NI_t + 2NB)^{1/2}} \quad (7)$$

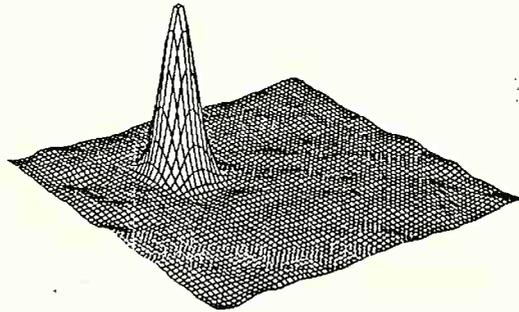


Figura 7: Imagem reconstruída a partir da figura anterior. A RSR é de 100.

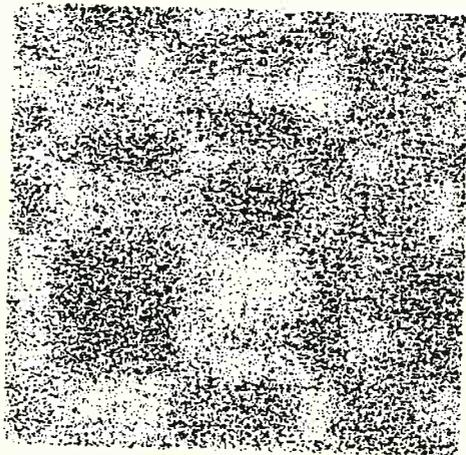


Figura 8: Simulação da sombra da máscara sobre um detector, no caso de duas fontes incidindo em diferentes direções.

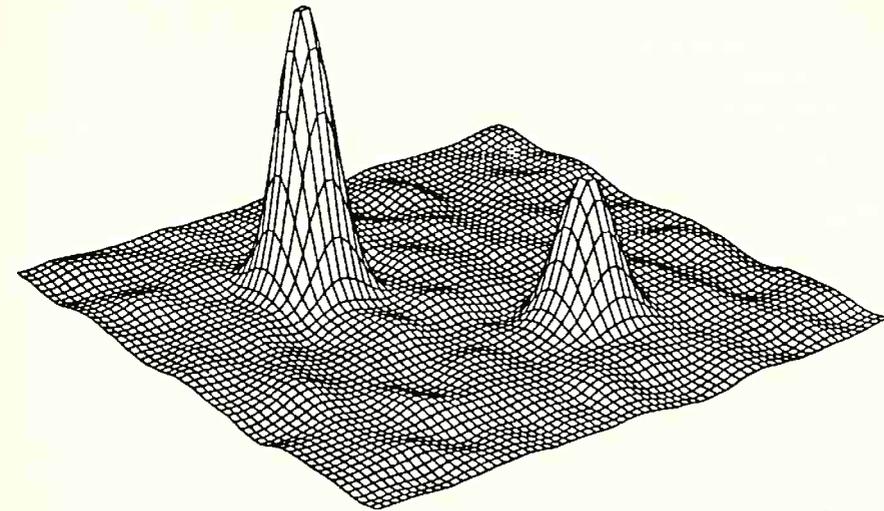


Figura 9: Imagem reconstruída a partir da figura anterior. Note-se a presença dos dois picos correspondentes às duas direções de incidência.

Maiores detalhes sobre os processos de reconstrução de imagens podem ser encontrados em Braga (1990).

3 O experimento

Encontra-se atualmente em fase de desenvolvimento no INPE um telescópio imageador para operar na faixa de energia compreendida entre 50 keV e 5 MeV, com uma resolução angular de 1° em um campo de visada de 20°. Como elemento imageador, será utilizada uma máscara codificada, juntamente com um sistema de anti-máscara, utilizado para reduzir erros sistemáticos. A Figura 10 é uma representação da gôndola que levará o telescópio, sendo que as simulações da estrutura do telescópio já estão concluídas. Este experimento, denominado MASCO, terá sensibilidade e resolução suficientes para obter imagens de excelente qualidade das regiões de maior densidade de fontes de raios- γ , como o Centro Galáctico.

O detector principal é um cristal de NaI(Tl) do tipo "Anger Camera", de 41 cm de diâmetro e 5 cm de espessura, opticamente acoplado a 19 fotomultiplicadoras de 8 cm de diâmetro, proporcionando uma resolução espacial de ~10 mm a 100 keV. O detector será circundado por um sistema de blindagem ativa, composto por material plástico, para diminuir o nível de ruído de fundo. Uma máscara codificada, formada por elementos de chumbo, e seguindo um padrão AUR, será colocada a uma distância de 2,5 m do detector. Essa máscara será constituída de um mosaico de matrizes 2x2 (onde

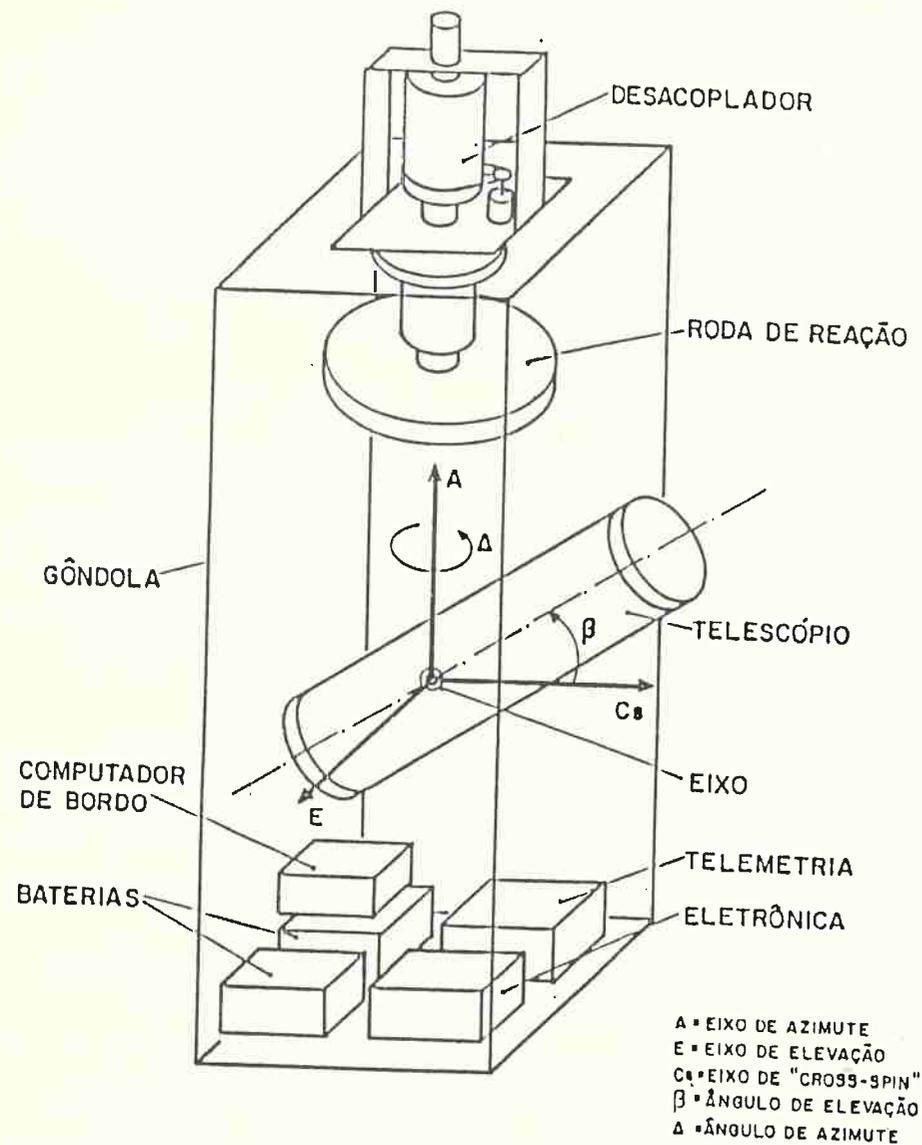


Figura 10: O experimento MASCO.

os 4 elementos serão padrões AUR). Ao girarmos a máscara de 180° e, simultaneamente, uma barra opaca que se encontra fixa sobre o elemento central da máscara (que completa os padrões AUR da máscara possuindo o mesmo comprimento da maior dimensão da matriz) de 90°, teremos exatamente uma anti-máscara da máscara inicial (Fig. 11), ou seja, uma nova máscara onde os elementos vazados tornam-se opacos e vice-versa. O peso estimado do experimento é da ordem de 1500 kg. O protótipo de um experimento usando o sistema máscara/anti-máscara está em fase de conclusão no INPE, devendo ser lançado a bordo de balão estratosférico no início de 1991. Esse voo servirá também para testar os sistemas de apontamento do telescópio e de estabilização da gôndola.

Devido à absorção atmosférica, as observações deverão ser feitas a bordo de balões, a uma altitude aproximada de 40 km. O telescópio será montado em uma plataforma com capacidade de apontamento e estabilização com precisão da ordem de 20 minutos de arco. Esta plataforma utilizará um giroscópio de 2 eixos, como referência para o controle de azimute e elevação do telescópio. Para o controle do eixo de elevação, a massa de reação será a estrutura da gôndola, enquanto o eixo de azimute será controlado através de uma roda de reação. Um sensor solar corrigirá a deriva do giroscópio em vôos diurnos, e, numa segunda fase, está prevista a utilização de uma câmara CCD para identificação do campo estelar em vôos noturnos. O software para reconstrução de imagens já foi desenvolvido e testado em simulações. Também foram realizadas simulações do desempenho do controle de atitude da gôndola e da estrutura do telescópio, estando o projeto agora em fase de testes dos componentes a serem utilizados.

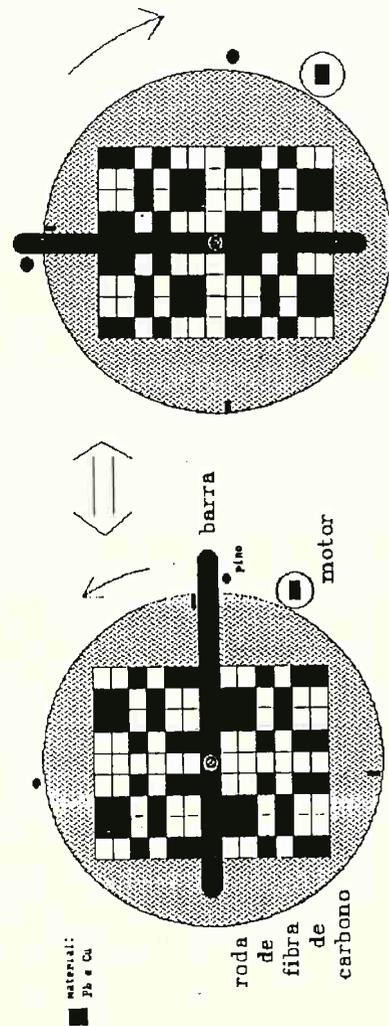


Figura 11: O sistema máscara/anti-máscara.

4 Referências

Althouse *et al.*, 1985, *Proc. 19th Int. Cosmic Ray Conf. (La Jolla)*, **3**, 299.
 Braga, J. 1989, *Boletim da Sociedade Astronômica Brasileira*, **11**(2), 45-58.
 Braga, J. *Técnicas de Imageamento em Raios-X Duros com Máscaras Codificadas*, Tese de Doutorado, Departamento de Astronomia IAG-USP, 1990.
 Cook, W. R. *et al.*, 1988a, *Bulletin of the American Astronomical Society*, **20**(4), 1070.
 Cook, W. R. *et al.*, 1988b, *The Astrophysical Journal (Letters)*, **334**, L87.
 Dicke, R. H. 1968, *The Astrophysical Journal (Letters)*, **153**, L101.
 Dunphy, P. P. *et al.*, 1989, *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research*, **A274**, 362.
 Elvis, M., Fabricant, D., Gorenstein, P. 1987, *preprint*, Harvard-Smithsonian Center for Astrophysics.
 Fenimore, E. E., Cannon, T. M. 1978, *Applied Optics*, **17**(3), 337.
 Giacconi, R. *et al.*, 1979, *The Astrophysical Journal*, **230**, 540.
 Grindlay, J. E. *et al.*, 1986, *IEEE Transactions on Nuclear Science*, **33**, 750.