



MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO NACIONAL DE PESQUISAS ESPACIAIS

INPE-9283-TDI/818

**ASTROFÍSICA DE ALTAS ENERGIAS: DESENVOLVIMENTO DO
TELESCÓPIO MASCO E OBSERVAÇÕES DE GRO J1744-28 COM
O TELESCÓPIO SIGMA**

Jorge Mejía Cabeza

Tese de Doutorado em Ciência Espacial/Astrofísica, orientada pelo Dr. Thyrso Villela Neto, aprovada em 01 de março de 2002.

INPE
São José dos Campos
2002

523.03

MEJÍA CABEZA, J.

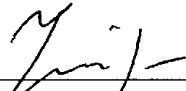
Astrofísica de altas energias: desenvolvimento do telescópio MASCO e observações de GRO J1744-28 com o telescópio SIGMA / J. Mejía Cabeza - São José dos Campos: INPE, 2002.

173p. – (INPE-9283-TDI/818).

1. Telescópios. 2. Raios-X. 3. Raios gama. 4. Técnicas de imageamento. 5. Centros. 6. Galáxias. 7. Pulsares. 8. GRO J1744-28. I. Título.

Aprovado pela Banca Examinadora em cumprimento a requisito exigido para a obtenção do Título de **Doutor em Astrofísica.**

Dr. João Braga



Presidente/INPE-SJCampos/SP

Dr. Thyrso Villela Neto




Orientador/INPE-SJCampos/SP

Dr. Francisco José Jablonski


Membro da Banca/INPE/SJCampos-SP

Dr. Udaya Jayanthi




Membro da Banca/INPE/SJCampos-SP

Dr. Eduardo Janot Pacheco



Membro da Banca
Convidado USP-São Paulo/SP

Dr. Jorge Horvath



Membro da Banca
Convidado USP-São Paulo/SP

Candidato (a): Jorge Mejia Cabeza

São José dos Campos, 1º de março de 2002.

A

Orfa Yineth y Jorge Enrique

Por toda la paciencia que me tuvieron

Y por todo el cariño que me ofrecieron

En todos estos años de repetidas ausencias de casa.

*Mas hay también un día ¡oh Tierra! un día... un día... un día
en que levamos anclas para jamás volver;
un día en que discurren vientos ineluctables...
¡Un día en que ya nadie nos puede retener!*

Porfirio Barba Jacob
(Canción de la vida profunda)

AGRADECIMENTOS

Ao Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, e em particular à Divisão de Astrofísica, pela oportunidade de realizar o curso de Doutorado nesta instituição.

Ao Thyrso, meu orientador, pela permanente disposição e pela compreensão e apoio nos momentos mais difíceis.

Aos colegas pós-graduandos, em especial a Agenor Pina e José Luiz Melo, por compartilhar comigo tanto os momentos de vacas magras quanto os de vacas gordas, cientificamente falando.

Aos colegas que trabalharam comigo no desenvolvimento do telescópio MASCO: Alexandre Magno Alves, Antônio Claret Palerosi, Edson Rodrigues da Silva, Elisete Rinke, Flávio D'Amico, João Braga, Luiz Antonio Reitano, Luiz Carlos de Almeida, Luiz Gonzaga de Arantes, Marcos Okada, Maurício Marsi, Petrônio Noronha de Souza e Raphael de Almeida da Fonseca, porque sem eles o desenvolvimento do projeto MASCO teria sido muito mais difícil.

Ao pessoal do projeto SIGMA no CEA/Saclay, na França, e em especial ao Prof. François Lebrun, pela acolhida e a colaboração durante o meu estágio naquela instituição.

Aos amigos da Colômbia: Angel José Chacón, Blanca Inés Prada, José Bernardo Mayorga, Lisa Prato, Luis Ibáñez, Oscar Gualdrón e ao pessoal do Centro Halley de Aficionados a la Astronomía, porque com eles aprendi a gostar de olhar para o céu.

Aos amigos de Ribeirão Preto: Susana, Victor, Regina, Mauricio, Norberto, Cássia, Márcio, Cristiane, Raquel, Carlos, Mônica e o pessoal da creche Carochinha, pela ajuda e os ensinamentos brindados em todos esses anos de amizade e convívio.

À minha família na Colômbia, que soube esperar pacientemente pelo meu retorno.

À FAPESP e ao CNPq, pelo apoio financeiro ao projeto MASCO.

À CAPES pela concessão das bolsas com as quais os meus estudos foram financiados.

E se por acaso tiver esquecido a alguém, peço desculpas porque não foi por mal: pode ter certeza de que também lhe sou grato,

JORGE

RESUMO

Neste trabalho são apresentados resultados correspondentes ao desenvolvimento do telescópio MASCO e à análise de imagens em altas energias da região do Centro Galáctico obtidas com o telescópio SIGMA. O MASCO utiliza uma máscara codificada rotatória MURA 19x19 e foi desenvolvido para obter imagens de alta resolução de fontes cósmicas entre 50 keV e 1,3 MeV, a bordo de balão estratosférico. Descreve-se a implementação dos sistemas mecânico e de controle de atitude, desenvolvidos para satisfazer as condições de vôo e garantir a determinação das coordenadas de apontamento do telescópio com uma precisão <15'. Apresentam-se os resultados da caracterização do sistema imageador: resolução espacial de 1,8 cm em 60 keV e de 1,95 cm em 511 keV; resolução espectral de 25,8% em 60 keV e 9,8% em 511 keV; resolução temporal de 25 μ s; área efetiva de 154,4 cm² em 75 keV e de 170,2 cm² em 500 keV; sensibilidade (3σ ; 6 horas de observação) de $1,3 \times 10^{-5}$ fótons.cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹ em 75 keV. Foi desenvolvido o *software* de reconstrução de imagens para o MASCO, que considera os efeitos de deriva do telescópio durante os vôos e do giro aparente do céu provocado pelo uso de uma montagem altazimutal. Imagens feitas em laboratório com as técnicas de máscara, máscara-antimáscara e máscara rotatória são apresentadas, junto com simulações dos efeitos de deriva do telescópio e do giro aparente do céu, assim como as correções aplicadas. É mostrado que o giro aparente do céu pode ser usado como uma alternativa para reconhecer a verdadeira posição da fonte no campo de visada do telescópio, dentre as imagens múltiplas geradas pelo processo de reconstrução, inerente a telescópios que utilizam máscaras codificadas URA em que o padrão básico é estendido. Dados do Centro Galáctico obtidos com o SIGMA foram analisados para comparar os algoritmos de redução e análise de dados de ambos instrumentos. Estudou-se o comportamento da fonte GRO J1744-28 durante parte dos *outbursts* de 1996 e 1997. Em 1996, a fonte apresentou um fluxo de $85 \pm 6,4$ mcrab (35-75 keV). Em 1997, o fluxo na mesma faixa de energia foi de $52 \pm 7,4$ mcrab. Nos dois casos, o espectro da fonte foi bem ajustado por um modelo de Bremsstrahlung térmico opticamente fino com temperaturas kT_{Bremsms} de 28 ± 7 keV e de 18_{-7}^{+12} keV, e fluxos de $(3,6 \pm 0,6) \times 10^{-4}$ e de $(2,3 \pm 0,7) \times 10^{-4}$ fótons.cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹ em 50 keV, respectivamente. Em nenhuma das duas observações a fonte foi detectada em energias acima de 75 keV. Combinando os resultados das observações de 1997 do SIGMA e do BATSE, encontrou-se evidência de que os *bursts* de GRO J1744-28 neste período foram produzidos por instabilidade no fluxo do material acretado. Para as outras sessões de observação da região do Centro Galáctico em que GRO J1744-28 não foi detectado foram estimados limites superiores da sua intensidade. O uso da técnica de máscara codificada permitiu identificar inequivocamente GRO J1744-28 dentro do campo denso do Centro Galáctico, evitando a contaminação por outras fontes na determinação de suas características. Especificamente, durante o segundo *outburst* foi possível isolar o sinal de GRO J1744-28 da contribuição das fontes 1E1740.7-2942 e GRS 1737-31, presentes no campo de visada, obtendo-se evidência de que esta última fonte pode ter contaminado as medidas feitas com o BATSE para o mesmo período e induzido a resultados errôneos reportados anteriormente na literatura.

**HIGH-ENERGY ASTROPHYSICS:
DEVELOPMENT OF THE MASCO TELESCOPE AND
GRO J1744-28 OBSERVATIONS WITH THE
SIGMA TELESCOPE**

ABSTRACT

In this work, the results corresponding to the development of the MASCO telescope and to the analysis of high-energy images of the Galactic Center region obtained with the SIGMA telescope are presented. The MASCO telescope employs a rotating MURA-based coded mask and it was designed to obtain high-resolution images of cosmic sources in the 50 keV to 1.3 MeV energy band on board stratospheric balloons. The assembling process of the gondola and of the attitude control systems is described. These systems were designed to ensure the determination of the telescope's pointing coordinates with a precision better than 15' during the flights. The main characteristics of the imaging system are presented: spatial resolution of 1.8 cm at 60 keV and 1.95 cm at 511 keV; spectral resolution of 25.8% at 60 keV and 9.8% at 511 keV; temporal resolution of 25 μ s; effective area of 154.4 cm² at 75 keV and 170.2 cm² at 500 keV; sensitivity (3σ ; 6h of observation time) of 1.3×10^{-5} photons.cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹ at 75 keV. The MASCO image reconstruction software was developed, which takes into account the effects of the telescope's drift during the flights and of the apparent sky movement caused by the use of an alt-azimuthal mounting. Laboratory images of a radioactive source obtained with mask, mask-antimask and rotating mask techniques are presented, as well as simulations of the effects of the telescope's drift and apparent sky movement, with the corresponding applied corrections. It is shown that the apparent sky movement can be used as an alternative to determine the real cosmic source image out of the spurious images present in the reconstruction process inherent to telescopes that employ non-rotating extended URA masks. Galactic Center data from the SIGMA telescope were analyzed in order to compare the reduction and data analysis processes of both instruments. The behaviour of the source GRO J1744-28 was studied during part of its 1996 and 1997 outbursts. In 1996, the source's flux in the 35 to 75 keV energy band was 85 ± 6.4 mcrab. In 1997, the source's flux in the same energy band was 52 ± 7.4 mcrab. In both cases, the source's spectra were well fitted by an optically-thin thermal Bremsstrahlung with temperatures kT_{Brems} of 28 ± 7 keV and 18^{+12}_{-7} keV, and fluxes of $(3.6 \pm 0.6) \times 10^{-4}$ and $(2.3 \pm 0.7) \times 10^{-4}$ photons.cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹ at 50 keV, respectively. The source was not detected at energies above 75 keV. Combining the SIGMA and BATSE data for the 1997 outbursts, it was found evidence showing that the bursts in this period were produced by instability in the accretion process. For the remaining sessions, upper limits for the source flux intensities were determined. With the coded mask technique, it was possible to identify, in an unambiguous way, GRO J1744-28 in the very crowded region of the Galactic Center, avoiding the contamination by other sources in the determination of its characteristics. Specifically, during the second outburst it was possible to isolate the signal from the sources GRO J1744-28, 1E1740.7-2942 and GRS 1737-31, obtaining evidence that this last source could have contaminated the BATSE measurements in the same period, leading to erroneous results previously reported in the literature.

SUMÁRIO

	Pág.
LISTA DE FIGURAS	
LISTA DE TABELAS	
INTRODUÇÃO	21
CAPÍTULO 1 – ASTROFÍSICA DE ALTAS ENERGIAS	25
1.1 Acresção como Fonte de Energia	25
1.2 Acresção em Sistemas Binários	27
1.3 A Região do Centro Galáctico	31
1.4 Outras Fontes de Radiação de Altas Energias	34
CAPÍTULO 2 – FORMAÇÃO DE IMAGENS COM MÁSCARA CODIFICADA	35
2.1 Formação de Imagens de Fontes Celestes em Altas Energias	35
2.2 Princípio de Funcionamento dos Telescópios de Máscara Codificada ...	35
2.3 Máscaras do Tipo URA	37
2.4 Máscaras Rotatórias	42
2.5 Telescópios de Máscara Codificada em Astronomia de Altas Energias ..	43
CAPÍTULO 3 – TELESCÓPIO MASCO: DESCRIÇÃO GERAL	47
3.1 Sistema Imageador	47
3.1.1 Detector Sensível à Posição	47
3.1.2 Máscara Codificada	52
3.1.3 Blindagem Ativa	56
3.1.4 Sistema de Aquisição de Dados	57
3.2 Sistema de Apontamento e Recuperação de Atitude (SARA)	63
3.2.1 Requisitos do Projeto	63
3.2.2 Solução Implementada	64
3.2.2.1 Sensores	64
3.2.2.2 Atuadores	70
3.2.2.3 Módulo de Processamento Central e <i>Software</i> de Controle	74
3.3 Sistema Mecânico	77
3.3.1 Requisitos de Projeto	77
3.3.2 Solução Implementada	78
3.3.3 Amortecedores <i>Honeycomb</i>	79
3.4 Comparação com Outros Instrumentos	82
CAPÍTULO 4 – PROJETO DO SISTEMA DE RECONSTRUÇÃO DE IMAGENS DO TELESCÓPIO MASCO	87
4.1 Reconstrução de Imagens: Procedimento Básico	88

4.2	Correção dos Erros de Apontamento	91
4.3	Efeito da Deriva do Telescópio nas Imagens Reconstruídas	93
4.4	Variação de Sensibilidade na Superfície do Detector	95
4.5	Máscara Rotatória	99
4.6	Giro Aparente do Céu	100
CAPÍTULO 5 – RESULTADOS DOS TESTES DO TELESCÓPIO MASCO		105
5.1	Testes do Sistema de Apontamento e Referência de Atitude	105
5.2	Quantificação das Características do Detector Principal do Telescópio MASCO	110
5.2.1	Resolução Espacial	110
5.2.2	Resolução Espectral e Relação Canal/Energia	112
5.2.3	Área Útil e Área Efetiva do Detector Principal do MASCO	112
5.2.4	Padrão de Sensibilidade (<i>flat-fielding</i>) do Detector	116
5.2.5	Sensibilidade do Telescópio MASCO	104
5.3	Blindagem Ativa	118
5.4	Reconstrução de Imagens	120
5.4.1	Máscara Codificada	120
5.4.2	Máscara-Antimáscara	122
5.4.3	Máscara Rotatória	126
5.4.4	Fonte no CDVPC	130
CAPÍTULO 6 – OBSERVAÇÕES DO BURSTING PULSAR GRO J1744-28 COM O TELESCÓPIO SIGMA		137
6.1	Telescópio SIGMA	137
6.1.1	Características Básicas do Telescópio SIGMA	137
6.1.2	Codificação dos Dados	141
6.1.3	Reconstrução de Imagens	142
6.2	Observações da Fonte GRO J1744-28 (o <i>Bursting Pulsar</i>) com o Telescópio SIGMA	143
6.2.1	GRO J1744-28, o <i>Bursting Pulsar</i>	143
6.2.2	Observações	144
6.2.3	Curva de Luz e Espectro de GRO J1744-28	145
6.2.4	Natureza dos <i>Bursts</i>	151
6.3	Conclusão	154
CAPÍTULO 7 – CONCLUSÕES		157
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS		163

LISTA DE FIGURAS

	Pág.
2.1 Princípio de funcionamento da técnica de máscara codificada	37
2.2 Exemplos de padrões que têm sido propostos para telescópios de máscara codificada	41
2.3 Princípio de funcionamento da técnica de máscara-antimáscara.....	42
2.4 Imagens simuladas considerando a máscara estacionária (a) e em rotação permanente (b)	44
3.1 Telescópio MASCO	48
3.2 Distribuição dos 19 TFM acoplados ao detector principal do telescópio MASCO	49
3.3 Malha resistiva usada no telescópio MASCO para a determinação das coordenadas de interação dos fótons de altas energias no detector principal	51
3.4 Distribuição dos componentes do sistema detector do telescópio MASCO no interior da câmara de pressurização	52
3.5 Padrão básico da máscara MURA 19X19 usada no telescópio MASCO	53
3.6 Campos de visada totalmente codificado, parcialmente codificado e não codificado do telescópio MASCO	54
3.7 Mecanismo de rotação da máscara	55
3.8 Diagrama de blocos da eletrônica do sistema de aquisição de dados do telescópio MASCO	60
3.9 Representação em blocos do sistema de apontamento e referência de atitude do telescópio MASCO	65
3.10 Representação dos ângulos fornecidos pelo sensor solar digital.....	67
3.11 Princípio de funcionamento do sensor solar digital	67
3.12 Anel de suporte e eixo de elevação do telescópio MASCO	70
3.13 Elementos do sistema redutor de velocidade da Harmonic Drive®	71
3.14 Esquema do princípio de funcionamento do redutor de velocidade da Harmonic Drive®	71
3.15 Representação em corte da roda de reação do telescópio MASCO	73
3.16 Representação em corte do mecanismo desacoplador de momento angular do telescópio MASCO	73
3.17 Diagrama de blocos do fluxo de sinal do SARA	76
3.18 Estrutura modular da gôndola	80
3.19 Estrutura modular do telescópio MASCO	81
3.20 Representação do telescópio MASCO em configuração de vôo e detalhamento de alguns dos subconjuntos mais importantes	84
4.1 (a) Padrão de reconstrução amostrado (fator de amostragem=5) e	

	suavizado por convolução com a resposta do sistema detector a uma fonte pontual e (b) resultado da operação de correlação de (a) com o padrão da máscara com o mesmo fator de amostragem	90
4.2	Imagens simuladas considerando o efeito de deriva do telescópio e máscara codificada simples	97
4.3	Diagrama de fluxo do procedimento de reconstrução de imagens aplicado ao telescópio MASCO	101
4.4	Imagens simuladas reconstruídas sem correção do efeito do giro aparente do céu	103
5.1	Estabilização da elevação em função do tempo durante o acompanhamento de um alvo celeste	107
5.2	Precisão de apontamento em azimute em função do tempo durante o acompanhamento de um alvo celeste	108
5.3	Mudança de alvo em elevação com o telescópio permanecendo 2 minutos em posição de calibração	109
5.4	Mudança suave de alvo em elevação com precisão de acompanhamento melhor que 1° e mudança brusca de alvo com <i>overshoot</i> menor que 20%	109
5.5	Configuração de teste utilizada na determinação da resolução espacial do sistema detector do telescópio MASCO	110
5.6	Distribuição de eventos na superfície do detector correspondente a uma fonte de ²⁴¹ Am colimada(a); distribuição de eventos ao longo do eixo X do detector (b); e distribuição de eventos ao longo do eixo Y do detector (c)	111
5.7	Espectro de duas fontes radioativas (²⁴¹ Am e ²² Na) na frente do detector (a); espectro correspondente ao ruído ambiente (b); e espectro original corrigido pelo ruído ambiente (c)	113
5.8	Posição eletrônica de inibição de fótons de 60 keV na superfície do detector principal do telescópio MASCO em função da posição geométrica	114
5.9	Padrão de sensibilidade do detector principal do telescópio MASCO	117
5.10	Sensibilidade estimada do telescópio MASCO	119
5.11	Imagem reconstruída utilizando como entrada o registro correspondente à fonte + ruído	121
5.12	Sombra projetada pela fonte de ²⁴¹ Am através da máscara, depois da subtração do padrão de ruído obtido em condições equivalentes às do registro da fonte (a); sombra projetada pela fonte, corrigida pelo efeito de não uniformidade na sensibilidade do detector (b); imagem reconstruída (c); e fragmento da imagem reconstruída (d). RSR = 10,94	124
5.13	Sombra projetada pela fonte de ²⁴¹ Am sobre o detector depois da	

	subtração do padrão obtido com antimáscara do padrão com máscara (a); sombra projetada pela fonte, corrigida pelo efeito de não uniformidade na sensibilidade do detector (b); imagem reconstruída (c); e fragmento da imagem reconstruída (d). RSR = 12,14	128
5.14	Imagem de uma fonte radioativa de ^{241}Am localizada próximo do centro do CDV com a aquisição feita com máscara rotatória (a) e (b); imagem da mesma fonte, localizada a $4,4^\circ$ da posição anterior (c) e (d)	130
5.15	Imagem da fonte de teste de ^{241}Am próxima do centro do CDV usando a técnica de máscara-antimáscara. RSR=13,07	132
5.16	Imagem da fonte de teste de ^{241}Am a $5,5^\circ$ do eixo de observação. RSR= 13,91	133
5.17	Imagem da fonte de teste de ^{241}Am a $8,3^\circ$ do eixo de observação. RSR = 8,17	134
5.18	Imagem da fonte de teste de ^{241}Am a 11° do eixo de observação. RSR=4,51	135
5.19	Mudança da RSR em função da posição da fonte no CDV	136
6.1	Fotografias do telescópio SIGMA (a) e da sua máscara codificada (b)	140
6.2	Imagem integrada da região do CG, na faixa de energia de 40 a 75 keV. Todas as observações no período 1990 a 1994 foram incluídas	141
6.3	Imagens de contornos da região do CG obtida com o telescópio SIGMA em (a) março de 1996 e (b) março de 1997, na banda de energia de 35 a 75 keV	146
6.4	Curva de luz de GRO J1744-28 na banda de energia de 35 a 75 keV para as campanhas de março de 1996 (a) e de março de 1997 (b) realizadas pelo telescópio SIGMA	148
6.5	Curva de luz de GRO J1744-28 na banda de energia de 35 a 75 keV para todas as campanhas de observação do telescópio SIGMA na direção da região do CG, iniciando no dia 1 de dezembro de 1989	149
6.6	Espectro de GRO J1744-28 combinando os dados dos instrumentos PCA/XTE e SIGMA, na banda de energia de 1 a 100 keV	152
6.7	Distribuição de temperatura espectral, kT, derivada a partir da emissão de <i>bursts</i> (losangos) e da emissão persistente (quadrados) de GRO J1744-28 de acordo com as observações do BATSE	153
6.8	Média diária do fluxo persistente de GRO J1744-28 na faixa de energia de 30 a 100 keV, determinada a partir dos dados do BATSE	154

6.9	Distribuição da relação entre as médias diárias da emissão persistente e da emissão em <i>bursts</i> na faixa de energia de 30 a 100 keV, α , de GRO J1744-28 obtida a partir dos dados do BATSE	155
-----	---	-----

LISTA DE TABELAS

	Pág.
1.1 Fontes detectadas pelo SIGMA na Região do CG durante os primeiros 4 anos de observação	33
3.1 Características principais do experimento MASCO	59
3.2 Formato digitalizado dos dados correspondentes a cada evento fotônico	61
3.3 Formato dos bancos de memória	62
3.4 Formato do arquivo de dados gravado no disco rígido	63
3.5 Principais características dos sensores utilizados no SARA	66
3.6 Pesos dos principais elementos do experimento MASCO	78
3.7 Características principais de alguns dos mais importantes instrumentos imageadores com máscara codificada em altas energias	85
4.1 Resultados das simulações de imageamento de uma fonte pontual de alta energia com o telescópio MASCO considerando os efeitos da deriva e da precisão limitada dos sensores do SARA e utilizando a técnica de máscara-antimáscara	99
6.1 Principais características do telescópio SIGMA	139
6.2 Relatório das observações do telescópio SIGMA da região do CG contendo as coordenadas de GRO J1744-28 em março de 1996 e março de 1997	147

INTRODUÇÃO

O estudo da radiação eletromagnética emitida por fontes cósmicas é atualmente a mais importante fonte de informação sobre o Universo, já que as observações de raios cósmicos e neutrinos, por enquanto, estão limitadas à sondagem de algumas fontes específicas e as ondas gravitacionais ainda não foram detectadas. Entretanto, foi só nas últimas décadas que a exploração do céu em bandas de energia diferentes das do visível ou rádio tornou-se possível. Particularmente graças à conquista espacial, hoje os observatórios no solo e no espaço se complementam para observar o céu em mais de 15 décadas do espectro eletromagnético, desde ondas de rádio até raios gama.

Dentre todas estas “novas astronomias”, a de raios gama é uma das mais árduas, devido a motivos experimentais associados com a energia dessa radiação. A grande sensibilidade dos telescópios tradicionais (e.g., ópticos, rádio) vem do fato de que o sinal emitido pelos astros é concentrado sobre pequenos detectores por meio de estruturas com grandes áreas coletoras. Quanto menor o comprimento de onda da radiação eletromagnética, mais dificilmente essa radiação pode ser refletida ou refratada, o que dificulta o uso de espelhos, comum em outros domínios do espectro eletromagnético, para a produção de imagens na faixa de altas energias. Não sendo possível concentrar a radiação gama, a superfície coletora de fótons termina sendo então equivalente à do próprio detector. Assim, para se ter um instrumento com uma boa sensibilidade é necessário aumentar o tamanho do seu detector.

Por outro lado, cada fóton gama contém uma grande quantidade de energia. Por esta razão, serão recebidos muito menos fótons de um astro que emite na banda gama do que de outro que emite a mesma potência em uma banda diferente do espectro eletromagnético, o que leva a um necessário aumento no tempo de exposição para se ter um sinal estatisticamente apreciável da fonte celeste. Contudo, maior tempo de exposição, juntamente com uma maior área coletora, implica uma maior contribuição do ruído de fundo.

Finalmente, assim como muitas das “novas astronomias”, a de raios gama deve ser feita a bordo de foguete, balão ou satélite, para evitar a opacidade da atmosfera terrestre, o que introduz dificuldades adicionais, principalmente relacionadas com a manutenção das coordenadas de apontamento dos instrumentos de observação durante longos períodos de tempo.

Apesar de todas estas dificuldades, a astronomia de raios gama se apresenta como uma área privilegiada para descobrir e estudar os astros em que se produzem as maiores transferências de energia do Universo. No caso em que o meio emissor é opticamente espesso, a radiação emitida, caracterizada por um espectro de corpo negro, atinge seu máximo de intensidade na banda gama se a temperatura, T , for muito elevada, o que pode ser encontrado em discos de acreção de matéria sobre objetos compactos, como estrelas de nêutrons ou buracos negros. Já se o meio for opticamente fino isso nem sempre acontece. Assim, por exemplo, partículas aceleradas a altas velocidades podem emitir radiação gama em um meio frio e opticamente fino.

Junto com estes processos de emissão em espectro contínuo, existem também mecanismos de emissão em forma de linhas. De forma semelhante à forma como fótons no visível e ultravioleta são emitidos pelos átomos em processos de desexcitação eletrônica, fótons gama são emitidos em processos de desexcitação de núcleos atômicos, permitindo identificar o núcleo emissor. Esta propriedade faz da espectroscopia gama uma ferramenta única para o estudo de fenômenos muito energéticos associados a fontes tão diversas como explosões de supernova, novas, estrelas de nêutrons ou o próprio Sol. Desta forma, podem ser citadas como exemplo as observações da emissão do ^{56}Co ($E=848$ keV e 1237 keV) associadas com a SN1987a pelo satélite *Solar Maximum Mission* (Matz et al. 1988) ou por instrumentos a bordo de balão (Sandie et al. 1988; Cook et al. 1988; Rester et al. 1989; Mahoney et al. 1988; Gehrels et al. 1988; Tueller et al. 1990) assim como as da emissão do ^{26}Al ($E=1809$ keV) no Plano Galáctico feitas com o satélite HEAO-3 (Mahoney et al. 1984) ou de ^{26}Al e ^{44}Ti ($E=1.157$ keV e 1809 keV) com o telescópio Comptel/CGRO (Diehl et al. 1995; Oberlack et al. 1996; Dupraz et al. 1997). Um outro processo, desta vez de natureza não nuclear, capaz de produzir uma linha espectral em altas energias é a aniquilação de pósitrons e elétrons, que transforma a energia de repouso de duas partículas em dois fótons de 511 keV cada um.

Os astrônomos contam com a radiação gama, dado o seu poder de penetração, para explorar regiões inacessíveis em outros comprimentos de onda como, por exemplo, o centro da nossa Galáxia. Em uma escala ainda maior, o Universo como um todo é particularmente transparente aos raios gama. Uma das grandes ambições dos astrônomos gama é, então, coletar informações sobre os confins do universo observável.

Com um campo de pesquisa tão amplo, não é de se estagnar os esforços feitos nas últimas décadas para praticar este tipo de observações. No que se

segue deste trabalho, será feita uma descrição do desenvolvimento do telescópio MASCO, um instrumento projetado e construído para obter imagens e espectros de fontes celestes na banda de energia correspondente a raios-X duros e raios gama de baixa energia, e em particular do *software* desenvolvido para o processamento dos dados coletados. Exemplos de imagens obtidas em laboratório serão apresentados mostrando a potencialidade deste instrumento. Adicionalmente, e para dar um exemplo da aplicação da técnica de máscara codificada em astrofísica de altas energias, serão apresentados os resultados da análise dos dados do telescópio SIGMA relativos à região do Centro Galáctico, mais especificamente da fonte GRO J1744-28 durante os dois *outbursts* que ela apresentou nos anos de 1996 e 1997.

No Capítulo 1 será feita uma breve descrição do âmbito astrofísico em que este trabalho se insere, a saber, dos tipos de fontes e fenômenos associados com emissão de radiação na faixa de energia de funcionamento do telescópio MASCO.

No Capítulo 2 será descrita a técnica de imageamento conhecida como máscara codificada, utilizada neste telescópio, assim como uma breve apresentação da história da aplicação desta técnica em astronomia de raios-X e gama.

No Capítulo 3 será apresentado o telescópio MASCO, detalhando as características dos seus sistemas mecânico, de apontamento e referência de atitude e de aquisição de dados. Será feita uma comparação de suas características com as de outros instrumentos semelhantes, especialmente com as do telescópio SIGMA, cujos resultados astrofísicos deram um grande impulso à pesquisa em astrofísica de altas energias.

No Capítulo 4 será descrito o algoritmo de tratamento de dados desenvolvido para ser aplicado às observações feitas com o telescópio MASCO. Especificamente, serão considerados os procedimentos para a obtenção de imagens e de espectros, assim como as correções dos efeitos introduzidos durante as observações a serem realizadas a ~40 km de altitude a bordo de balão estratosférico, principalmente os relacionados com a deriva do telescópio e o giro aparente do céu.

No Capítulo 5 serão apresentados os resultados dos testes em laboratório do telescópio MASCO, incluindo a quantificação das principais características do

instrumento e a obtenção de imagens com máscara codificada simples, máscara-antimáscara e máscara rotatória.

No Capítulo 6 será discutido um exemplo de aplicação da técnica de máscara codificada. Serão apresentados os resultados da análise dos dados correspondentes às observações da região do Centro Galáctico pelo telescópio SIGMA e, em particular, da fonte GRO J1744-278 durante os dois *outbursts* apresentados em 1996 e 1997.

Finalmente, algumas páginas serão dedicadas a apresentação das principais conclusões deste trabalho e das sugestões para o futuro do telescópio MASCO.

CAPÍTULO 1

ASTROFÍSICA DE ALTAS ENERGIAS

Antes de apresentar os resultados correspondentes a esta tese, algumas páginas serão dedicadas a uma breve descrição das principais fontes astrofísicas que emitem radiação eletromagnética na faixa de energia de raios-X duros e raios gama e que são, portanto, possíveis alvos do telescópio MASCO, assim como dos fenômenos físicos associados. No próximo capítulo serão apresentadas a técnica de imageamento com máscara codificada e uma resenha dos principais instrumentos astronômicos que fazem ou fizeram uso desta técnica.

1.1 Acresção como Fonte de Energia

A acresção de matéria e a conseqüente extração de energia potencial do material acretado é considerada hoje a principal fonte de energia de uma boa parte das fontes astrofísicas que emitem radiação de altas energias. Se uma partícula de massa m cai sobre a superfície de um corpo celeste de massa M_* e raio R_* , uma quantidade de energia potencial gravitacional, ΔE , é disponibilizada, sendo dada por

$$\Delta E = \frac{GM_*m}{R_*} . \quad (1.1)$$

No caso de uma estrela de tipo solar, este valor é pequeno, da ordem de 10^{-6} vezes a massa da partícula em repouso. Entretanto, este valor pode ser da ordem de 10% para uma estrela de nêutrons, de massa $M \approx M_{\text{sol}}$ (em que M_{sol} corresponde à massa do Sol) e raio $R \approx 10$ km, podendo ser liberada uma energia de até $\sim 10^{20}$ erg para cada grama de material acretado. Uma partícula que cai no campo gravitacional de um objeto colapsado (uma estrela de nêutrons ou, ainda, um buraco negro) pode ter um acréscimo de energia igual, ou até superior, a 10% da sua massa em repouso.

A título de comparação, a energia que pode ser extraída da matéria pelo processo de fusão nuclear, cujo máximo se dá na transformação de hidrogênio em hélio, não pode ser maior que $(0,007)mc^2$ (Frank et al. 1992). A

acresção de matéria por um astro compacto se apresenta então *a priori* como um processo muito eficiente para retirar energia da matéria.

Para se referir ao processo por meio do qual um gás adquire energia desta forma no campo gravitacional de um objeto celeste, têm sido correntemente usados os termos “acresção” ou “acrécimo” dentro do ambiente da astrofísica, onde eles também têm se tornado comuns para se referir ao processo de captura de matéria por um corpo celeste, em oposição ao fenômeno de ejeção de matéria. Uma discussão mais detalhada sobre esses processos pode ser encontrada em Frank et al. (1992) e Vargas (1997).

Bondi (1952) apresentou uma análise deste problema, considerando a acresção esfericamente simétrica sobre um astro imerso em um meio gasoso que se estende até o infinito. Como a matéria cai de forma radial sobre o astro, a acresção resume-se então a um problema de uma única dimensão. Entretanto, para valores típicos de densidade do meio interestelar, este processo leva a taxas de acresção relativamente baixas. Uma situação um pouco mais eficiente, considerada a maior densidade do meio em que acontece, é aquela em que um objeto compacto em um sistema binário captura matéria da sua companheira. Assim, para uma relação M_*/R_* constante, a energia liberada no processo de acresção depende da taxa, dM/dt , em que a matéria é acretada.

Cabe notar que no caso de acresção sobre buracos negros, em que não se pode considerar como sólida a superfície sobre a qual cai a matéria acretada, a Eq. 1.1 não é mais válida, já que uma parcela considerável da energia de acresção pode desaparecer no interior do buraco negro. De qualquer forma, como uma aproximação razoável, pode se considerar que 10% da energia de acresção são irradiados durante o processo de acresção, dando como resultado uma transformação de energia potencial em radiação equivalente à de uma estrela de nêutrons de massa semelhante.

Na medida em que a acresção se torna uma fonte importante de radiação na vizinhança do objeto compacto, esta radiação influi, por sua vez, no processo de acresção, por meio do momento transferido da radiação para o material acretado via espalhamento e absorção. Considerando que a matéria acretada seja constituída de átomos ionizados, o que deve ser o caso das fontes deste tipo que emitem radiação nas faixas de raios-X duros e raios gama de baixa energia, a radiação interage, principalmente, via espalhamento Thomson, com os elétrons livres na vizinhança do astro acretante, cuja seção eficaz de interação é muito maior do que a dos núcleos atômicos. A força de atração

Coulombiana entre elétrons e núcleos leva a que estes últimos sejam arrastados devido ao movimento dos elétrons no sentido contrário ao do movimento do material acretado.

Se a luminosidade da fonte é L , a força líquida que um par elétron-íon experimenta é dada pela expressão

$$F_{líquida} = \frac{GMm_{ion}}{r^2} - \frac{L\sigma_T}{4\pi r^2 c}, \quad (1.2)$$

em que G é a constante da gravitação, M é a massa do objeto compacto, m_{ion} é a massa do íon e σ_T é a seção eficaz de Thomson. Considerando que estas duas forças são inversamente proporcionais ao quadrado da distância, existe uma luminosidade crítica para a qual elas se equilibram em toda a região em que acontece a acreção. Este valor, denominado luminosidade de Eddington, é dado pela expressão:

$$L_{Edd} = \frac{4\pi GMm_{ion}c}{\sigma_T} \approx 1,3 \times 10^{38} \frac{M}{M_{sol}} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}. \quad (1.3)$$

No caso de uma estrela de nêutrons, em que a massa é da ordem de $1,4 M_{sol}$, a luminosidade de Eddington é $L_{Edd} \approx 1,8 \times 10^{38} \text{ erg} \cdot \text{s}^{-1}$. No caso em que a luminosidade induzida pelo processo de acreção é próxima deste valor, a radiação se opõe ao fluxo da matéria acretada empurrando-a para o exterior, podendo chegar a anular o processo de acreção.

1.2 Acreção em Sistemas Binários

Como foi visto na seção anterior, devido à eficiência do processo de acreção para transformar energia potencial em radiação, as fontes em que este processo acontece, e que são as mais prováveis de serem observadas com o telescópio MASCO, são os sistemas binários em que um dos membros do sistema é um objeto compacto, o qual acreta matéria da sua companheira. Estas fontes são conhecidas como “binárias de raios-X”. Acredita-se, em geral, que nestes sistemas a estrela companheira transfira parte de sua massa para o objeto colapsado por preenchimento do lóbulo de Roche ou por efeito do vento estelar. No primeiro caso, a matéria não cai diretamente sobre o objeto compacto, formando geralmente um disco de acreção em que o momento angular da matéria acretada se dissipa por processos viscosos.

A quantidade de energia que se dissipa neste processo, L_{acc} , é dada pela relação (Frank et al. 1992):

$$L_{acc} = \frac{GM\dot{M}}{R_*}, \quad (1.4)$$

ou

$$L_{acc} \approx 1,3 \cdot 10^{36} \dot{M}_{16} \left(\frac{M_*}{M_{sol}} \right) \left(\frac{10 \text{ km}}{R_*} \right) \text{erg} \cdot \text{s}^{-1}, \quad (1.5)$$

em que \dot{M}_{16} é a taxa de acreção em unidades de $10^{16} \text{ g} \cdot \text{s}^{-1}$ (o que equivale a $\sim 1,6 \times 10^{-10} M_{sol}$ por ano). De acordo com esta expressão, é possível ver que, para a mesma taxa de acreção, as estrelas anãs brancas, com raio típico de 10^4 km , apresentam uma luminosidade de acreção muito menor do que as estrelas de nêutrons e buracos negros. Por esta razão, sistemas binários de raios-X que contêm uma anã branca têm menos chances de serem detectados com instrumentos como o telescópio MASCO do que sistemas em que o objeto compacto é uma estrela de nêutrons ou um buraco negro.

Os sistemas binários emissores de raios-X, em que a acreção se dá sobre uma estrela de nêutrons ou um buraco negro, podem ser classificados em duas famílias, dependendo da natureza da estrela companheira, a saber:

- sistemas binários de alta massa, ou HMXB (do inglês *High Mass X-ray Binary*), em que a transferência de matéria resulta, em geral, do vento estelar originado pela companheira, uma estrela de grande massa de tipo espectral O ou B;
- sistemas binários de baixa massa, ou LMXB (do inglês *Low Mass X-ray Binary*), em que a transferência de matéria, em geral, se dá pelo preenchimento do lóbulo de Roche da estrela companheira de pequena massa.

Em consequência da natureza da estrela companheira do objeto colapsado, os HMXB são sistemas mais jovens do que os LMXB. A radiação na faixa visível do espectro é produzida principalmente pela estrela companheira, sendo a sua luminosidade no visível muito maior do que na faixa de energia de raios-X. Já no caso dos LMXB, a luminosidade no visível é originada

principalmente no disco de acréscimo, sendo esta muito menor do que a luminosidade em raios-X.

Para que um objeto de massa M e raio R emita radiação de corpo negro detectável além de 30 keV, sua temperatura T deve ser superior a $\sim 10^7$ K. No entanto, para manter esta emissão por um tempo relativamente grande, a sua luminosidade, $L=4\pi R^2\sigma T^4$, não pode ultrapassar de forma permanente a luminosidade de Eddington, o que pode ser expresso como:

$$4\pi R^2 \sigma T^4 \leq 10^{38} \frac{M}{M_{sol}} \text{ erg}\cdot\text{s}^{-1} . \quad (1.6)$$

Por outro lado, para evitar o estado de buraco negro, o seu raio deve ser maior que o seu raio de Schwarzschild, condição que pode ser expressa como:

$$R > 2 \frac{MG}{c^2} . \quad (1.7)$$

Combinando estas duas expressões, conclui-se que o raio do astro deve ser tal que $R < 475 T_7^{-4}$ km, em que T_7 é a temperatura do meio em unidades de 10^7 K. Assim sendo, os meios susceptíveis de emitir em forma estável radiação em energias superiores a 30 keV não são, provavelmente, os meios opticamente espessos, como os discos de acreção descritos anteriormente. Esses discos emitem em abundância radiação em forma de fótons de raios-X moles, especialmente quando a acreção acontece a uma taxa próxima do limite de Eddington.

Entretanto, na vizinhança de objetos em que há processos de acreção podem também ser encontrados meios mais difusos que são o local de uma emissão intensa de fótons de raios-X duros e raios gama de baixa energia, produzidos por espalhamento Compton inverso de fótons de raios-X moles por elétrons energéticos. O espectro dos fótons resultantes deste tipo de processo é então alterado por espalhamentos múltiplos. Este fenômeno, chamado de “comptonização”, foi modelado analiticamente por Sunyaev e Titarchuck (1980). O modelo destes dois autores se aplica ao caso de um meio de geometria simples, como uma esfera ou um disco, em que a temperatura dos elétrons, T_e , é menor ou igual a 10^8 K. Neste caso, a seção eficaz Compton é igual à seção eficaz de Thomson.

No processo de Comptonização, a evolução do espectro da fonte é dominada primariamente por espalhamento Compton. Nesta situação, o plasma deve ser rarefeito de forma que outros processos, como Bremsstrahlung, não contribuam com fótons extras no sistema. Igualmente, ele deve ser quente já que a transferência de energia por colisão é maior se a matéria for mais quente do que a radiação.

Seja um regime não relativístico no qual $kT_e \ll m_e c^2$ e $\hbar\omega \ll m_e c^2$. A mudança líquida de energia dos fótons para cada colisão com um elétron é dada por:

$$\frac{\Delta\varepsilon}{\varepsilon} = -\frac{\hbar\omega}{m_e c^2} + \frac{4kT_e}{m_e c^2} . \quad (1.8)$$

Esta equação estabelece a condição para a qual a energia é transferida para ou desde o campo de fótons.

No caso em que os elétrons são mais quentes do que os fótons, como indicado acima, duas situações podem acontecer:

- τ_e (profundidade óptica para espalhamento Thomson) $\gg 1$. Neste caso, os fótons seguem um caminho aleatório para sair da região analisada com um número de espalhamentos $N=\tau_e^2$;
- $\tau_e \ll 1$, o número de espalhamentos $N=\tau_e$.

Assim, a condição para que o espectro dos fótons sofra uma distorção significativa por espalhamento Compton é dada por

$$y = \frac{kT_e}{m_e c^2} \max(\tau_e, \tau_e^2) \geq \frac{1}{4} , \quad (1.9)$$

em que y é chamado de parâmetro de comptonização e representa a amplitude da troca de energia entre os fótons e os elétrons. Um parâmetro adicional pode ser definido para descrever o processo de comptonização no modelo de Sunyaev e Titarchuk: o parâmetro x , que indica o valor da energia a partir da qual o espalhamento Compton domina. Este parâmetro é dado pela expressão:

$$x = \frac{h\nu_c}{kT_e} , \quad (1.10)$$

em que h e k são respectivamente as constantes de Planck e de Boltzmann, m_e é a massa do elétron e ν_c é a frequência correspondente à energia E_c para a qual $y=1$, ou seja, tal que:

$$\max[\tau(E_c), \tau^2(E_c)] = \frac{m_e c^2}{4kT_e} . \quad (1.11)$$

De acordo com os valores respectivos de x e y , as seguintes situações podem ser encontradas: (1) se $y \ll 1$, o modelo de Sunyaev e Titarchuk implica que o espectro incidente é pouco modificado pelo meio difusor; (2) se $y \gg 1$ e $x \ll 1$, o efeito dos elétrons se faz muito importante, transformando o espectro incidente em um espectro de Wien à temperatura T_e ; e (3) se $y \gg 1$ e $x \approx 1$, os múltiplos espalhamentos sofridos pelos fótons incidentes transformam o espectro original em uma lei de potência com um corte em alta energia.

Usado pela primeira vez para interpretar as observações da fonte binária de raios-X Cyg X-1 em raios-X duros (Sunyaev e Titarchuk 1980), este modelo é ainda hoje de uso corrente. É importante notar que para poder tirar alguma conclusão a partir da aplicação do modelo de comptonização anteriormente descrito é necessário que a significância estatística das medidas de fluxo seja elevada. Caso contrário, é suficiente ajustar os dados a uma simples lei de potência da forma $N_f(E) \propto E^{-\alpha}$, em que N_f denota o número de fótons de energia E emitidos pela fonte por intervalo de energia e α é o índice espectral.

1.3 A Região do Centro Galáctico

Desde a década de 1970, várias observações da região do Centro Galáctico (CG) têm sido feitas com instrumentos detectores de raios-X não imageadores a bordo de balões e satélites. Desta forma foi possível descobrir uma emissão intensa e variável em altas energias oriunda desta região (para uma revisão histórica ver, por exemplo, Gehrels e Tueller 1992). Da mesma forma, instrumentos baseados em detectores de Ge permitiram observar emissão em forma de uma linha estreita correspondente à aniquilação de elétrons-pósitrons originada nesta região (e.g., Leventhal et al. 1978). Estes fenômenos foram inicialmente associados com um possível buraco negro de grande massa localizado no centro dinâmico da Galáxia (Gentzel e Townes 1987).

Evidências dinâmicas apontam para a presença de uma concentração de massa da ordem de $2 \times 10^6 M_{\text{sol}}$ em uma região com um raio de $\sim 0,046$ pc em torno do CG (Gentzel et al. 2000; Ghez et al. 2000; Chakrabarty e Saha

2001). Por comparação com os núcleos ativos de galáxias, em que se supõe que a presença de um buraco negro de grande massa em processo de acreção de matéria seja a fonte da intensa emissão observada, espera-se que o núcleo da Via Láctea emita em raios-X e gama, ainda que em menor escala.

Observações desta região feitas com o telescópio SIGMA durante o período de 1990 a 1994 mostraram que a contribuição dos parsecs centrais da Galáxia para o fluxo de raios-X duros desta região é muito pequena (Churazov et al. 1994), da ordem de 4×10^7 menor que o esperado para um buraco negro de $10^6 M_{\text{sol}}$ acretando gás à máxima taxa estável (Goldwurn et al. 1994). Considerando que a resolução angular do telescópio SIGMA é suficientemente elevada para resolver sem ambigüidade esta região, fica claro, a partir das imagens integradas feitas com este instrumento, que não há nenhuma fonte intensa e persistente coincidente com o centro dinâmico da nossa Galáxia.

Entretanto, observações recentes com o satélite Chandra mostraram inicialmente uma emissão na faixa de energia de 2 a 10 keV da ordem de $2 \times 10^{33} \text{ erg.s}^{-1}$, após a correção pela absorção de hidrogênio neutro (Baganoff et al. 2001a), e posteriormente um *burst* de emissão na mesma faixa de energia, com uma duração de $\sim 10^4$ s (Baganoff et al. 2001b). Por analogia com o comportamento variável dos núcleos ativos de galáxias, e considerando que as características temporais do *burst* observado são consistentes com escalas de tempo dinâmicas para uma região de $\sim 10 R_s$ em torno de um buraco negro de $2,6 \times 10^6 M_{\text{sol}}$, estas observações apoiam a idéia da presença de um buraco negro supermassivo no centro da Galáxia, mesmo não sendo totalmente descartada a possibilidade de existência de um outro tipo de fonte para este fenômeno. Embora este tipo de emissão não tenha sido observado em outras oportunidades, faz-se necessário um monitoramento contínuo desta região tanto em altas energias quanto em outros comprimentos de onda para entender melhor a sua natureza.

Por outro lado, com o telescópio SIGMA foi possível observar pelo menos 16 fontes pontuais localizadas em um campo de $\sim 6^\circ$ em torno do CG, em energias superiores a 40 keV (Vargas et al. 1996; Churazov et al. 1997). Estas fontes incluem candidatos a buraco negro (1E1740.7-2942, GRS 1758-258 e GRS 1716-249), pulsares de raios-X (GX 1+4), *burst*ers (GX354-0, Terzan 2 e A1742-294), o *Bursting Pulsar* GRO J1744-28 e algumas fontes de natureza ainda desconhecida (SLX1735-269 e GRS1743-290). Na Tabela 1.1 são apresentados os valores de fluxo das fontes visíveis no mapa integrado correspondente às observações do CG durante os 4 primeiros anos de

funcionamento do telescópio SIGMA, em energias superiores a 35 keV (Goldwurm et al. 1994).

No Capítulo 6 serão apresentados os resultados da análise dos dados correspondentes às observações do CG pelo SIGMA, especificamente daqueles relacionados com o comportamento da fonte GRO J1744-28 durante o período de funcionamento desse instrumento. Vale a pena ressaltar que o telescópio SIGMA só fez imagens em modo apontado de forma rotineira até outubro de 1994. A partir desse momento, e devido a limitações na sua capacidade de controlar o apontamento, só foram feitas algumas observações específicas neste modo, em particular aquelas correspondentes aos dois *outbursts* de GRO J1744-28.

TABELA 1.1 – FONTES DETECTADAS PELO SIGMA NA REGIÃO DO CG DURANTE OS PRIMEIROS 4 ANOS DE OBSERVAÇÃO

Fonte	Fluxo (mcrab) 35 a 75 kev	Fluxo (mcrab) 75 a 150 keV	Natureza da fonte
GRS 1716-249	139,0±2,8	175,8±3,3	Candidato a BN
Terzan 2	21,7±1,9	12,1±2,2	Burster de raios-X
GX 354-0	25,8±2,1	13,5±2,4	Burster de raios-X
GX 1+4	29,2±2,1	12,2±2,4	Pulsar de raios-X
SLX 1735-269	14,8±1,6	5,2±1,9	Desconhecida
1E1740.7-2942	65,5±1,6	69,9±1,9	Candidato a BN
A1742-294	8,0±1,6	4,9±1,9	Burster de raios-X
GRS 1743-290	10,1±1,6	<1,9	Desconhecida
GRS 1758-258	42,1±2,2	40,4±1,9	Candidato a BN

FONTE: adaptada de Goldwurm et al. (1994).

A partir das observações do SIGMA é possível constatar a elevada variabilidade da emissão da maior parte das fontes observadas nesta região em escalas temporais relativamente curtas (Churazov et al. 1994). O telescópio MASCO permitirá fazer um monitoramento periódico destas fontes durante um período de tempo esperado de 5 anos a partir de 2002, principalmente no que diz respeito a mudanças de estado das fontes conhecidas ou ao aparecimento de fontes ainda desconhecidas do tipo *burster*.

Muito provavelmente, todas as fontes detectadas pelo SIGMA na região do CG correspondem a sistemas binários contendo uma estrela de nêutrons ou um buraco negro (Goldoni et al. 1998). No caso particular da fonte SLX1735-269,

Grebenev et al. (1997) argumentam que ela pode ser considerada um candidato a buraco negro (CBN) devido ao fato de apresentar um espectro duro ajustado por uma lei de potência com índice $\alpha \sim 1,1$ na faixa de raios-X, além da ausência de *bursts* de raios-X ou pulsações durante o período das observações com os instrumentos a bordo do satélite GRANAT. Em casos como este, o telescópio MASCO permitirá fazer um monitoramento do comportamento das fontes de natureza ainda desconhecida, nos permitindo conhecer melhor as suas características e ajudando a resolver a incógnita sobre a sua natureza.

1.4 Outras Fontes de Radiação de Altas Energias

Com o aparecimento da supernova 1987a na Grande Nuvem de Magalhães, em fevereiro de 1987, houve a primeira oportunidade de se estudar a emissão de radiação de altas energias de uma supernova de tipo II. As primeiras detecções de raios-X duros e raios gama desta supernova foram feitas por vários instrumentos a bordo de satélite durante os meses de julho e agosto de 1987 (Sunyaev et al. 1987, 1988; Dotani et al. 1987; Matz et al. 1988), posteriormente às quais foram feitas observações com instrumentos a bordo de balão (Cook et al. 1988; Mahoney et al. 1988; Ubertini et al. 1989). No caso desta fonte, foi detectada inicialmente uma emissão de radiação de altas energias em forma de contínuo com intensidade crescente e espectro relativamente duro para energias superiores a 10 keV (Dotani et al. 1987), para depois diminuir em intensidade na medida em que o resto da supernova tornou-se opticamente fino para os fótons de 847 keV e 1238 keV das linhas de ^{56}Co (Sunyaev et al. 1989). Este evento astrofísico deixou claro que esta é um tipo de fonte para cuja observação e estudo são necessários instrumentos com elevada resolução angular e temporal, como o telescópio MASCO.

Feita esta sucinta apresentação dos principais tipos de fontes e fenômenos astrofísicos que podem ser considerados alvos científicos do telescópio MASCO, os próximos capítulos serão dedicados à discussão das características técnicas deste instrumento, ao processo de seu desenvolvimento, à estratégia de observação e redução de dados a ser empregada e aos resultados da análise dos dados do telescópio SIGMA relativos à região do CG, especificamente da fonte GRO J1744-28.

CAPÍTULO 2

FORMAÇÃO DE IMAGENS COM MÁSCARA CODIFICADA

2.1 Formação de Imagens de Fontes Celestes em Altas Energias

Imagens na banda de energia de raios-X moles (até alguns keV) podem ser obtidas por focalização de fótons sobre um detector apropriado, como nos telescópios de incidência rasante. Esta técnica, já utilizada em vários instrumentos (e.g., EINSTEIN/HEAO-2, ROSAT, EXOSAT, ASCA, Chandra, XMM-Newton), permite desviar os fótons fazendo-os convergir sobre um detector criando imagens de forma análoga a como é feito por reflexão ou refração em espelhos ou lentes nos comprimentos de onda da luz visível.

Entretanto, para energias superiores a algumas dezenas de keV, o poder de penetração dos fótons é elevado o suficiente para tornar esta técnica impraticável. Uma classe alternativa de técnicas de formação de imagens é baseada na codificação da direção de incidência dos fótons no processo da detecção, sem formação direta de imagens. A imagem do céu tem que ser reconstruída por decodificação *a posteriori*, tornando-se uma técnica de duas etapas, diferentemente do procedimento direto das técnicas de focalização. Estas técnicas alternativas são conhecidas como de multiplexação. Elas podem ser divididas em duas classes: multiplexação temporal e multiplexação espacial (Caroli et al. 1987). No primeiro caso é implementado algum tipo de varredura do CDV, de tal forma que a posição da fonte é indicada pela posição do máximo de intensidade observado durante a varredura. Já o segundo caso, que será explicado em detalhe no presente capítulo, é conhecido como Sistemas de Máscara Codificada. Esta técnica já foi e ainda será usada em vários instrumentos a bordo de satélite ou balão, dentre os quais podem ser citados como representativos: SIGMA, GRIP, INTEGRAL e MASCO.

2.2 Princípio de Funcionamento dos Telescópios de Máscara Codificada

Esta técnica se baseia no princípio da câmara obscura ou de orifício (*pinhole camera*). Quando a luz vinda de uma fonte entra em uma caixa escura através de um orifício em uma de suas superfícies, uma imagem é formada na superfície oposta cuja qualidade (resolução angular, θ) depende da

distância, D , entre as duas superfícies e do diâmetro, d , da abertura, de acordo com a expressão:

$$\theta \propto d/D . \quad (2.1)$$

No caso dos fótons de altas energias, a idéia básica consiste em colocar um anteparo opaco com um pequeno orifício na frente de um detector capaz de registrar a posição em que os fótons incidem nele (ao que daremos o nome de “detector sensível à posição” ou DSP). Por analogia com a câmara de orifício, a distribuição espacial de eventos no detector permite inferir a distribuição angular das direções de incidência dos fótons e obter uma imagem da fonte.

Contudo, a detecção de fontes celestes de raios-X e gama, que têm uma baixa intensidade natural, requer o uso de instrumentos com a maior abertura possível, o que levaria a pensar que o princípio acima mencionado não fosse aplicável. Entretanto, podem ser utilizados muitos orifícios pequenos na abertura de entrada do instrumento, alcançando-se uma grande abertura efetiva, enquanto se mantém a elevada resolução angular própria dessa técnica. A idéia original de empregar um padrão de elementos opacos e transparentes para fazer imagens em altas energias foi proposta por Dicke (1968). Ele mostrou que o uso de um padrão de orifícios aleatoriamente distribuídos na abertura de entrada, abrangendo ~50% dela, é “uma forma eficiente de se fazer imagens de conjuntos de estrelas emissoras de raios-X”.

Desta forma, pode ser visto que, ao mesmo tempo em que o número de fótons incidentes no detector aumenta, a sombra nele projetada tem uma certa relação com a direção de incidência dos fótons, como se mostra na Figura 2.1. Se houver apenas uma fonte pontual no campo de visada (CDV) do telescópio, a sua posição será dada pelo deslocamento da sombra no detector em relação à posição central. Na presença de várias fontes, o padrão registrado não guarda semelhança evidente com a máscara, porém contém em forma codificada a informação necessária para reconstruir a imagem do céu. É importante notar que a distribuição de orifícios na máscara não pode ser periódica (e.g., um tabuleiro de xadrez), já que, sendo assim, um deslocamento da sombra igual a um número inteiro de períodos é equivalente a uma sombra sem deslocamento, dificultando a reconstrução apropriada da imagem original.

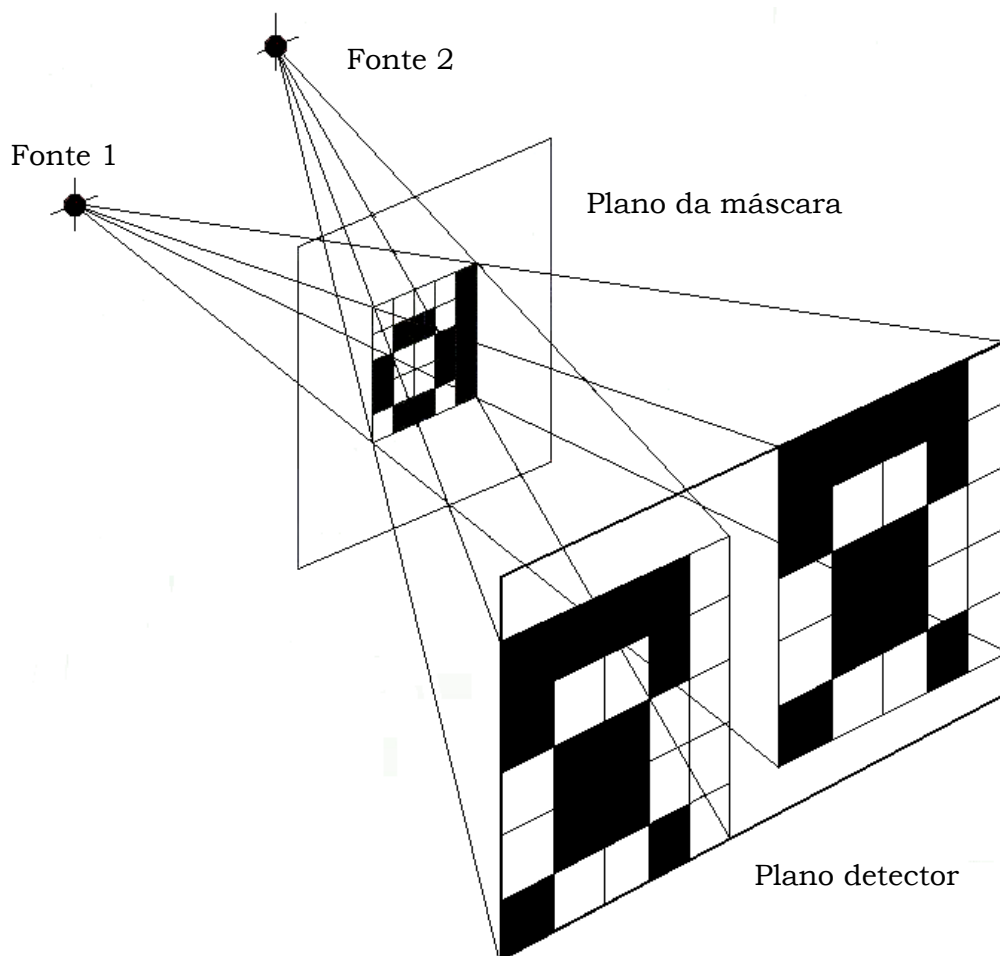


Fig. 2.1 – Princípio de funcionamento da técnica de máscara codificada. Duas fontes, localizadas em posições diferentes no CDV do instrumento, projetam sobre o detector sombras deslocadas. O valor do deslocamento da sombra fornece uma medida da posição relativa das duas fontes.

2.3 Máscaras do Tipo URA

Diferentes tipos de máscaras codificadas já foram propostos, cujos princípios de funcionamento são análogos àquele da idéia original do Dicke: padrões não periódicos de aberturas. Mas, como resolver o problema de decodificar a informação registrada quando gerada por várias fontes pontuais no CDV? Os principais métodos de análise podem ser classificados como de deconvolução e de correlação (Fenimore e Canon, 1978). Neste trabalho só será detalhado o segundo grupo por ter sido este o método adaptado para a análise dos dados coletados com o telescópio MASCO. Para entender como ele funciona, é

conveniente lembrar que a imagem construída por um sistema óptico pode ser expressa pela relação:

$$I(x,y) = O(x,y) * A(x,y) + B(x,y) , \quad (2.2)$$

em que $I(x,y)$ e $O(x,y)$ são a distribuição em intensidade da imagem e do objeto, respectivamente, $A(x,y)$ é a resposta em intensidade do sistema a uma fonte pontual (*System's Point Spread Function*), $B(x,y)$ é um termo que representa o ruído de fundo (sistemático) e $*$ é a operação de convolução.

Nos métodos de correlação, procura-se uma função $G(x,y)$ tal que ao fazer o produto de correlação, indicado pelo símbolo \otimes ,

$$\begin{aligned} O'(x,y) &= I(x,y) \otimes G(x,y) \\ O'(x,y) &= O(x,y) * [\mathbf{A(x,y)} \otimes \mathbf{G(x,y)}] + B(x,y) \otimes G(x,y) \end{aligned} \quad (2.3)$$

o termo entre colchetes seja próximo de uma função delta de Dirac. Caso ele seja exatamente uma função delta o resultado $O'(x,y)$ será

$$O'(x,y) = O(x,y) + B(x,y) \otimes G(x,y), \quad (2.4)$$

sendo o objeto completamente reconstruído, exceto por um termo de ruído.

Esta função de decodificação, $G(x,y)$, está diretamente relacionada com o padrão de orifícios utilizado na abertura. No caso de distribuições aleatórias de orifícios, pode ser usada a própria função que descreve a distribuição de orifícios de entrada. Neste caso, o produto indicado tem como resultado um pico central de altura igual à metade da área de entrada, mas os lóbulos laterais não são perfeitamente planos.

Existe um grupo de arranjos conhecido como “*pseudonoise arrays*” para o qual é possível gerar funções A e G tais que a sua convolução seja uma função delta de Dirac. Estes arranjos são baseados no fato de que o número de vezes em que uma distância particular entre orifícios acontece é uma constante independente de qualquer que seja a separação considerada, ou seja, as separações são uniformemente redundantes. Por isso, eles são chamados também de Arranjos Uniformemente Redundantes (*Uniformly Redundant Arrays*, ou URAs) (Fenimore e Cannon 1978).

Um algoritmo que pode ser usado para implementar este tipo de arranjos é indicado a seguir, considerando que o padrão deve ter dimensões r vezes s , com r e s sendo números primos e $r - s = 2$:

$$A(i, j) = \begin{cases} 0, & \text{se } i = r \\ 1, & \text{se } j = s, i \neq r \\ 1, & \text{se } Cr(i) \cdot Cs(j) = 1 \\ 0, & \text{em qualquer outro caso,} \end{cases} \quad (2.5)$$

em que

$$Cr(i) = \begin{cases} 1, & \text{se } \exists x \in Z, 1 \leq x < r \mid i = \text{RESTO}(x^2, r) \\ -1, & \text{em qualquer outro caso,} \end{cases} \quad (2.6)$$

com $1 \leq i \leq r$, $1 \leq j \leq s$ e a função *RESTO* (a , b) sendo o resto da divisão a/b (Fenimore e Cannon 1978).

A função G está dada por:

$$G(i, j) = \begin{cases} 1, & \text{se } A(i, j) = 1 \\ -1, & \text{se } A(i, j) = 0. \end{cases} \quad (2.7)$$

Um Arranjo Hexagonal Uniformemente Redundante (*Hexagonal Uniformly Redundant Array* ou HURA) foi utilizado pelo grupo do Caltech (Cook et al. 1984) na construção do telescópio GRIP (*Gamma-Ray Imaging Payload*), o qual fez observações do resto de supernova do Caranguejo, do quasar 3C273, do CG, da SN1987a, entre outros alvos, funcionando em uma banda de energia de 30 keV a 5 MeV. Este tipo de máscara tem as mesmas propriedades dos URA retangulares, exceção feita à forma e ao fato de que ela se transforma em antimáscara com um giro de 60° , cujas vantagens associadas serão descritas na mais adiante.

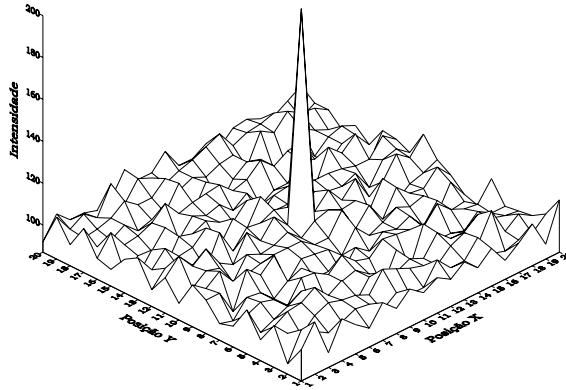
No caso particular do telescópio MASCO (Villela et al. 1995), será utilizado um Arranjo Uniformemente Redundante Modificado (*Modified Uniformly Redundant Arrays*, ou MURAs) (Gottesman e Fenimore 1989). Ele tem a particularidade de ser quadrado, o que permite um melhor aproveitamento da superfície dos detectores tipicamente construídos com formato circular. De forma semelhante ao HURA utilizado no GRIP, o padrão específico utilizado no telescópio MASCO se transforma em sua antimáscara com um

giro de 90°, exceto por um elemento. O algoritmo utilizado na construção dos padrões MURA é idêntico àquele dos arranjos URA, com $r = s$ (r sendo um número primo), sendo que a função de decodificação G é construída como segue:

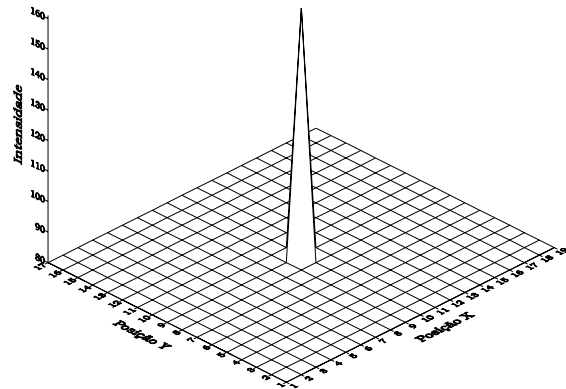
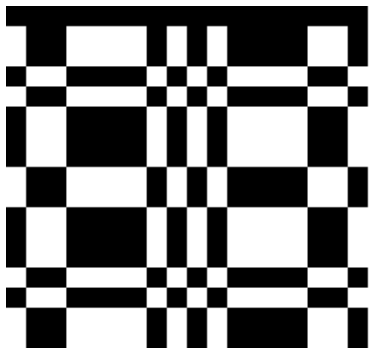
$$G(i, j) = \begin{cases} 1, & \text{se } i + j = 0 \\ 1, & \text{se } A(i, j) = 1, (i + j \neq 0) \\ -1, & \text{se } A(i, j) = 0, (i + j \neq 0) \end{cases} \quad (2.8)$$

Na Figura 2.2 estão representados alguns exemplos de máscaras codificadas e a correspondente *Point Spread Function* (PSF) quando a reconstrução é feita por correlação com o próprio padrão da máscara. Note-se que, nem sempre, este produto é uma função delta de Dirac. No caso particular da máscara MURA 19x19, mostrada na mesma figura e usada no telescópio MASCO, uma PSF com lóbulos laterais planos é obtida quando a reconstrução é feita por correlação com uma função que difere do padrão da máscara por um elemento, como foi indicado no algoritmo acima. Uma amostra de tipos de máscaras codificadas usadas em astronomia, assim como das suas correspondentes PSF, pode ser visto em Skinner e Rideout (1995).

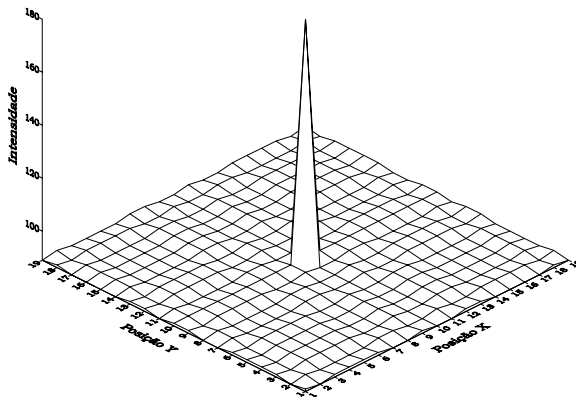
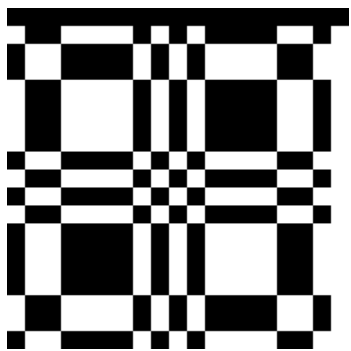
A observação da mesma região do céu com a máscara e a antimáscara durante períodos iguais de tempo permite melhorar a relação Sinal/Ruído (RSR) consideravelmente (Braga et al. 1991), eliminando efeitos sistemáticos não dependentes do tempo. Na Figura 2.3 está esquematizado o princípio de funcionamento desta técnica. No painel da esquerda, a imagem é construída com a máscara e no da direita com a antimáscara, nos dois casos fazendo-se a suposição de que a fonte está localizada no eixo de visada do instrumento. No primeiro painel, um elemento de detector que corresponda a um orifício da máscara observa o sinal da fonte e ruído (sistemático), enquanto que um elemento que corresponda a um elemento do anteparo registra somente ruído (sistemático), situação que se inverte quando se faz a imagem com a antimáscara. Notar que, na figura mencionada, o padrão de ruído não foi representado como sendo uniformemente distribuído sobre o detector, que é o caso em que a técnica se torna útil. A soma das imagens construídas com a máscara e com a antimáscara é igual à imagem construída com a diferença entre as distribuições de fótons obtidas com a máscara e a antimáscara, o que elimina boa parte dos erros devidos ao sistema imageador. Fazendo a subtração dos dois registros indicados, pode-se ver que, para cada elemento da matriz do detector, o sinal correspondente ao ruído é anulado, mesmo sendo este sinal não uniforme sobre a superfície do detector.



(a)



(b)



(c)

Fig. 2.2 – Exemplos de padrões que têm sido propostos para telescópios de máscara codificada: (a) padrão de orifícios aleatoriamente distribuídos; (b) padrão URA 17x19; (c) padrão MURA 19x19. Notar que somente o padrão URA apresenta autocorrelação com lóbulos laterais planos.

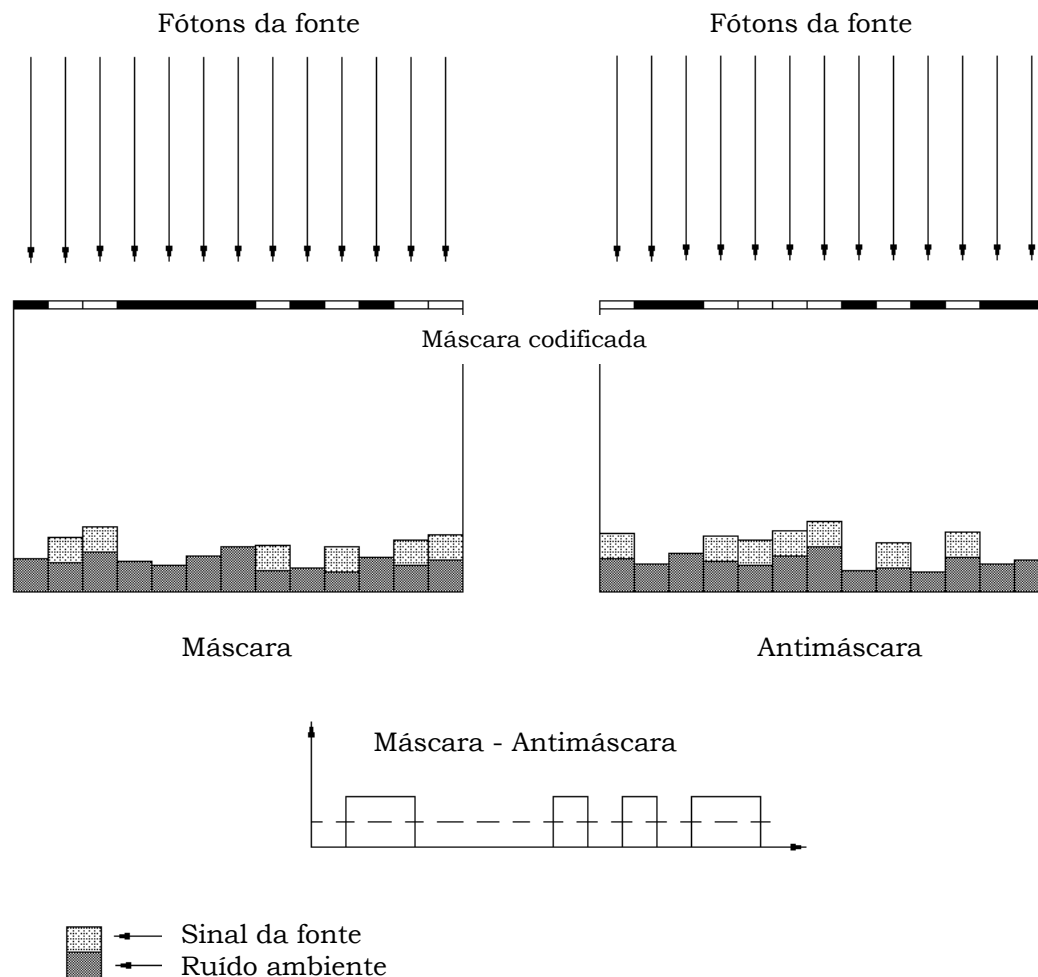


Fig. 2.3 – Princípio de funcionamento da técnica de máscara-antimáscara: quando um registro é subtraído do outro, a contribuição correspondente à fonte é somada enquanto que a do ruído ambiente é anulada, mesmo sendo este último não uniformemente distribuído sobre o detector.

2.4 Máscaras Rotatórias

Para garantir uma reconstrução apropriada da imagem do céu, o padrão básico da máscara deve poder ser totalmente mapeado no DSP, ou seja, o detector deve ter, pelo menos, o mesmo tamanho da sombra do padrão básico da máscara. Entretanto, para que o sinal de fontes fora do eixo de visada seja totalmente codificado, a máscara deve ser maior que o detector para que fontes fora do eixo de visada também projetem uma sombra completa do

padrão básico da máscara sobre ele. Para conseguir isso, a máscara é construída como uma repetição do padrão básico. No caso do telescópio MASCO a máscara é formada por nove mosaicos. Isso faz com que o princípio de funcionamento seja parcialmente invalidado (i.e., a máscara deve ser formada por uma distribuição não periódica de orifícios), levando a que na reconstrução apareçam fontes fantasmas, que são repetições das fontes verdadeiras, dificultando a determinação da posição real das fontes celestes. Uma outra forma de ver este problema é a seguinte: duas fontes no CDV separadas por um ângulo igual ao projetado pelo padrão básico da máscara produzem sombras idênticas e sobrepostas, o que impede que sejam identificadas como fontes diferentes. No processo de reconstrução, então, é impossível determinar a verdadeira posição das fontes, tendo-se uma localização possível para cada uma das repetições do padrão básico.

Como solução para esta ambigüidade, pode ser utilizado o conceito básico dos telescópios de multiplexação temporal, mantendo-se a máscara em rotação permanente. No processo de reconstrução, o conjunto de dados é primeiro dividido em subconjuntos correspondentes a intervalos de orientação fixa da máscara, sendo estes subconjuntos agrupados em pares máscara-antimáscara. Para cada um dos pares, a imagem é reconstruída como indicado nas seções anteriores. O resultado é uma série de imagens parametrizadas pelo ângulo de rotação da máscara. A superposição destas imagens gera uma imagem final em que a fonte aparece na sua posição verdadeira e as fontes fantasmas aparecem como anéis em torno dela. A verdadeira posição da fonte é codificada por meio da diferença existente entre o centro de giro da sombra e o centro de giro da máscara, projetado no plano do detector.

Uma simulação deste resultado é mostrada da Figura 2.4. Em a) é mostrada a imagem reconstruída supondo que a máscara permanece estacionária durante a observação, com a linha que vai do detector à fonte fazendo um ângulo de $2,5^\circ$ com o eixo de observação do telescópio; em b) aparece a imagem reconstruída considerando a rotação permanente da máscara. Notar a presença dos anéis “fantasma”. Finalmente, estes anéis podem ser removidos “manualmente” obtendo-se assim a imagem final.

2.5 Telescópios de Máscara Codificada em Astronomia de Altas Energias

Vários telescópios de máscara codificada foram utilizados nas últimas décadas para realizar observações de fontes celestes em raios X e gama. Por exemplo, em 1976, Proctor et al. (1978) fizeram observações de uma região de

2° em torno do CG com um telescópio de máscara codificada a bordo de um foguete Skylark, na banda de energia 2,2 a 10,2 keV.

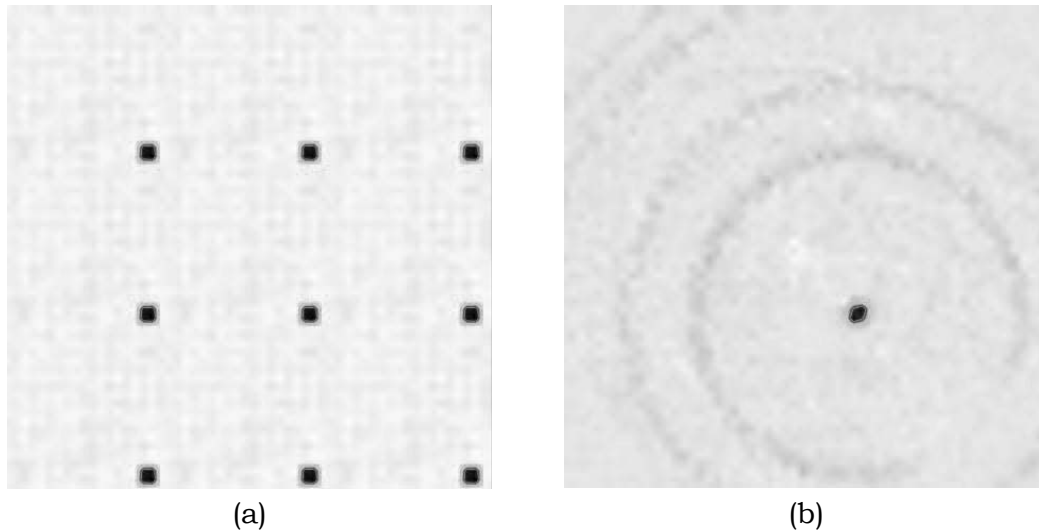


Fig. 2.4 – Imagens simuladas considerando a máscara estacionária (a) e em rotação permanente (b).

Em 1985, um telescópio duplo para raios-X a bordo do Spacelab 2 (Skinner et al. 1986), foi utilizado para mapear aglomerados de galáxias na faixa de energia de 2,5 a 25 keV, com resoluções angulares de 3 e 12 minutos de arco, em um CDV de $6,4^\circ \times 6,4^\circ$.

Em 1987, o módulo Kvant, contendo um observatório astrofísico de altas energias, foi anexado à estação espacial MIR. Um dos instrumentos a bordo era o telescópio de máscara codificada COMIS (*COded Mask Imaging Spectrometer* ou TTM, da abreviatura em russo). O telescópio operava na faixa de energia de 2 a 30 keV, com uma resolução angular de 2 minutos de arco em um CDV de $15^\circ \times 15^\circ$ (Brinkman et al. 1983).

O TTM funcionou também como um instrumento de teste para uma versão mais avançada desenvolvida pela *Space Research Organization Netherlands* em Utrecht (Holanda), que funciona desde 1996 a bordo do satélite italiano Beppo-SAX (Jager et al 1997).

Até 1992, o telescópio ART-P, a bordo do satélite GRANAT, realizou observações do céu em paralelo com o telescópio SIGMA, entre 4 e 60 keV,

com uma resolução angular de 6 minutos de arco num CDV de $1,8^\circ \times 1,8^\circ$ (Sunyaev et al. 1990).

Desde 1995, funciona a bordo do satélite Rossi XTE o *All-Sky Monitor* (ASM). Ele consiste em 3 câmeras de máscara codificada de campo amplo ($6^\circ \times 90^\circ$), equipadas com contadores proporcionais com área coletora total de 90 cm^2 , trabalhando na faixa de energia de 2 a 10 keV, com resolução angular de $3' \times 15'$.

Para energias superiores a algumas dezenas de keV, encontram-se alguns exemplos de telescópios a bordo de balão estratosférico, principalmente os telescópios GRIP (Cook et al. 1984), que fez várias observações ao longo de sete campanhas entre 1988 e 1995; e EXITE (Grindlay et al. 1986; Bloser et al. 2001), que fez observações da Nebulosa do Caranguejo, Cyg X-1. 3C273 e NGC 4151, entre outros.

A bordo de satélite destaca-se o telescópio SIGMA (*Système Imageateur Gamma à Masque Aléatoire*), que funcionou entre 1989 e 1997, estando principalmente dedicado à observação da região do CG (Paul et al. 1991; Bouchet et al. 2001). Este instrumento será descrito em mais detalhe no Capítulo 6, onde uma comparação será feita com o telescópio MASCO.

Destacam-se também os instrumentos a bordo do satélite INTEGRAL, a saber, o imageador IBIS (ISGRI + PICSIT; 20 keV a 10 MeV), o espectrógrafo SPI (20 keV a 8 MeV) e o monitor JEM-X (3 a 35 keV). Este observatório, planejado para ser colocado em órbita terrestre no ano de 2002, permitirá a realização de observações em alta energia tendo como objetivo principal o mapeamento do Plano Galáctico (*Galactic Plane Survey - GPS*).

O telescópio MASCO, projetado para voar a bordo de balão estratosférico, é mais um instrumento que vem se somar ao reduzido conjunto de instrumentos deste tipo. O capítulo a seguir será totalmente dedicado à descrição deste experimento, capacitado para realizar observações de fontes cósmicas na faixa de energia correspondente a raios-X duros e raios gama de baixa energia, e com características semelhantes ao GRIP e comparáveis ao SIGMA. Inteiramente projetado e construído no Brasil, este é um instrumento cientificamente competitivo, que deve fornecer resultados científicos durante pelo menos cinco anos em séries de dois vôos por ano, a partir de 2002.

CAPÍTULO 3

TELESCÓPIO MASCO: DESCRIÇÃO GERAL

O telescópio MASCO, mostrado na Figura 3.1, é um instrumento projetado e construído para obter imagens e espectros de fontes astrofísicas em energias correspondentes a raios-X duros e raios gama de baixa energia ($50 \text{ keV} < E < 1300 \text{ keV}$), com observações realizadas a bordo de balão estratosférico em uma altitude de $\sim 40 \text{ km}$ (Villela et al. 1994, 1995, 2002). Para fazer imagens, o telescópio utiliza a técnica de máscara codificada combinando uma máscara MURA 19×19 com um sistema detector baseado em um cristal de NaI(Tl) que fornece a posição dos eventos fotônicos, e cuja primeira versão foi descrita por D'Amico (1997). Com uma carga útil de $\sim 2100 \text{ kg}$, o experimento usará um balão de $\sim 1.120.671 \text{ m}^3$ inflado com hidrogênio para atingir a altitude de vôo.

Neste capítulo será feita uma descrição do telescópio MASCO, dividindo-o para isso em três subsistemas, a serem analisados de forma independente: sistema imageador, sistema de apontamento e referência de atitude e sistema mecânico. Serão indicados os requisitos que cada um destes subsistemas deve satisfazer e as soluções implementadas para cada um dos casos. Especial ênfase será dada ao sistema imageador, componente principal do telescópio como instrumento de observação astronômica em altas energias.

3.1 Sistema Imageador

3.1.1 Detector Sensível à Posição

O elemento detector sensor de posição (DSP) do telescópio MASCO é um cristal de NaI(Tl) de $\sim 41 \text{ cm}$ de diâmetro e $\sim 5 \text{ cm}$ de espessura fabricado pela Harshaw Chemical Company, protegido na sua parte frontal por uma janela de $\sim 0,13 \text{ mm}$ de espessura de alumínio. Acoplados opticamente em sua parte posterior encontram-se 19 tubos fotomultiplicadores (TFM) Hamamatsu R1317 em uma configuração de câmara de Anger (Anger 1958), como mostrado na Figura 3.2.



Fig. 3.1 – Telescópio MASCO.

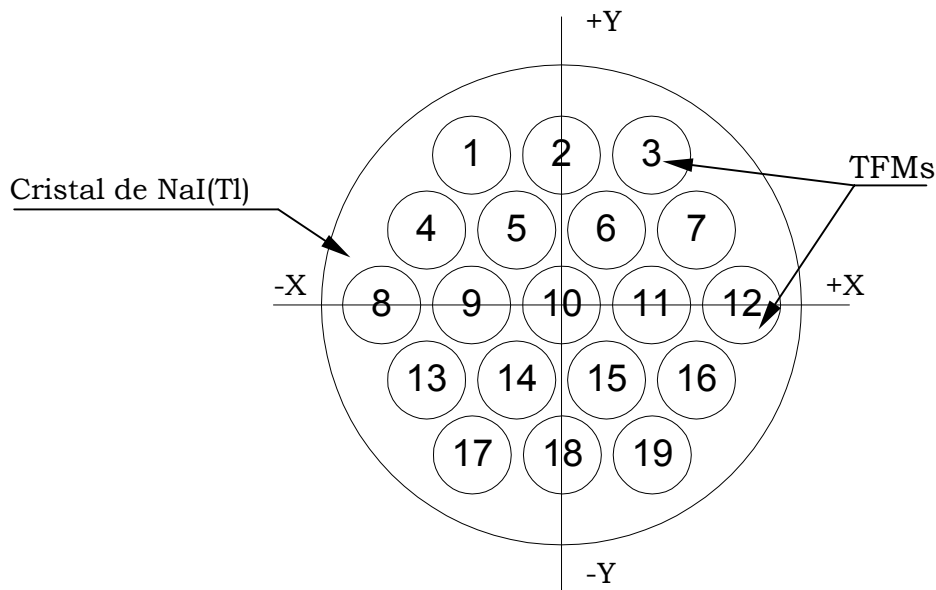


Fig. 3.2 – Distribuição dos 19 TFM acoplados ao detector principal do telescópio MASCO.

Para determinar a posição de incidência dos fótons de altas energias na superfície do detector, o sinal gerado em cada um dos 19 TFM como resposta ao pulso emitido pelo cristal é utilizado para alimentar uma malha de resistores em que é feita uma soma ponderada dos 19 sinais. Cinco resistores estão associados a cada um dos TFM, quatro dos quais têm valores de resistência que dependem da posição do TFM em relação aos eixos principais de referência do cristal, de acordo com a expressão:

$$R_i \propto \frac{1}{d_i}, \quad (3.1)$$

em que d_i é a distância do centro do i -ésimo TFM até um dos eixos de referência.

O detalhamento da malha resistiva é mostrado na Figura 3.3. Cinco sinais são gerados como saídas da malha de resistores, quatro deles associados com a posição de interação dos fótons com o cristal, e denotados por +X, -X, +Y e -Y. O quinto sinal de saída da malha resistiva está associado com uma medida da energia depositada pelos fótons no cristal. A medida eletrônica da posição de incidência dos fótons é obtida de acordo com a relação:

$$\begin{aligned}
X_{ele} &= \left[\frac{(+X) - (-X)}{(+X) + (-X)} \right], \\
Y_{ele} &= \left[\frac{(+Y) - (-Y)}{(+Y) + (-Y)} \right].
\end{aligned}
\tag{3.2}$$

A transformação destas coordenadas eletrônicas em coordenadas geométricas é dada por:

$$X_{geo} = k_1 X_{ele},$$

$$Y_{geo} = k_2 Y_{ele},$$

em que as constantes de proporcionalidade, k_1 e k_2 , são obtidas por calibração com o uso de uma fonte radioativa colimada localizada sobre posições geométricas conhecidas. Como já foi mencionado, o valor da energia depositada pelos fótons no cristal pode ser obtido a partir da quinta linha da malha resistiva. Esta linha é proporcional à soma dos sinais dos 19 TFM, que por sua vez é diretamente proporcional à energia depositada, em virtude da linearidade do processo de cintilação. Adicionalmente, este parâmetro também pode ser determinado por meio de uma relação de proporcionalidade com a soma das quatro linhas $+X$, $-X$, $+Y$ e $-Y$, de acordo com a expressão:

$$\text{Energia} \propto [(+X) + (-X) + (+Y) + (-Y)].$$

Analogamente ao caso da posição geométrica, a constante de proporcionalidade pode ser obtida por calibração com fontes radioativas de energia conhecida. Durante os vãos, uma fonte de calibração (^{241}Am , 60 keV) será instalada na parte superior da gôndola. Esta fonte será observada periodicamente com o objetivo de estabelecer, junto com a linha de aniquilação de pósitrons atmosférica, possíveis mudanças nas características da eletrônica de aquisição de dados devidas a variações de temperatura e pressão.

Como é mostrado na Figura 3.4, o sistema detector está localizado no interior de um vaso de pressurização, que mantém o sistema a uma pressão próxima da atmosférica, evitando assim a geração de arcos voltaicos no sistema de alimentação (alta tensão) dos TFM durante os vãos do instrumento a bordo de balão estratosférico.

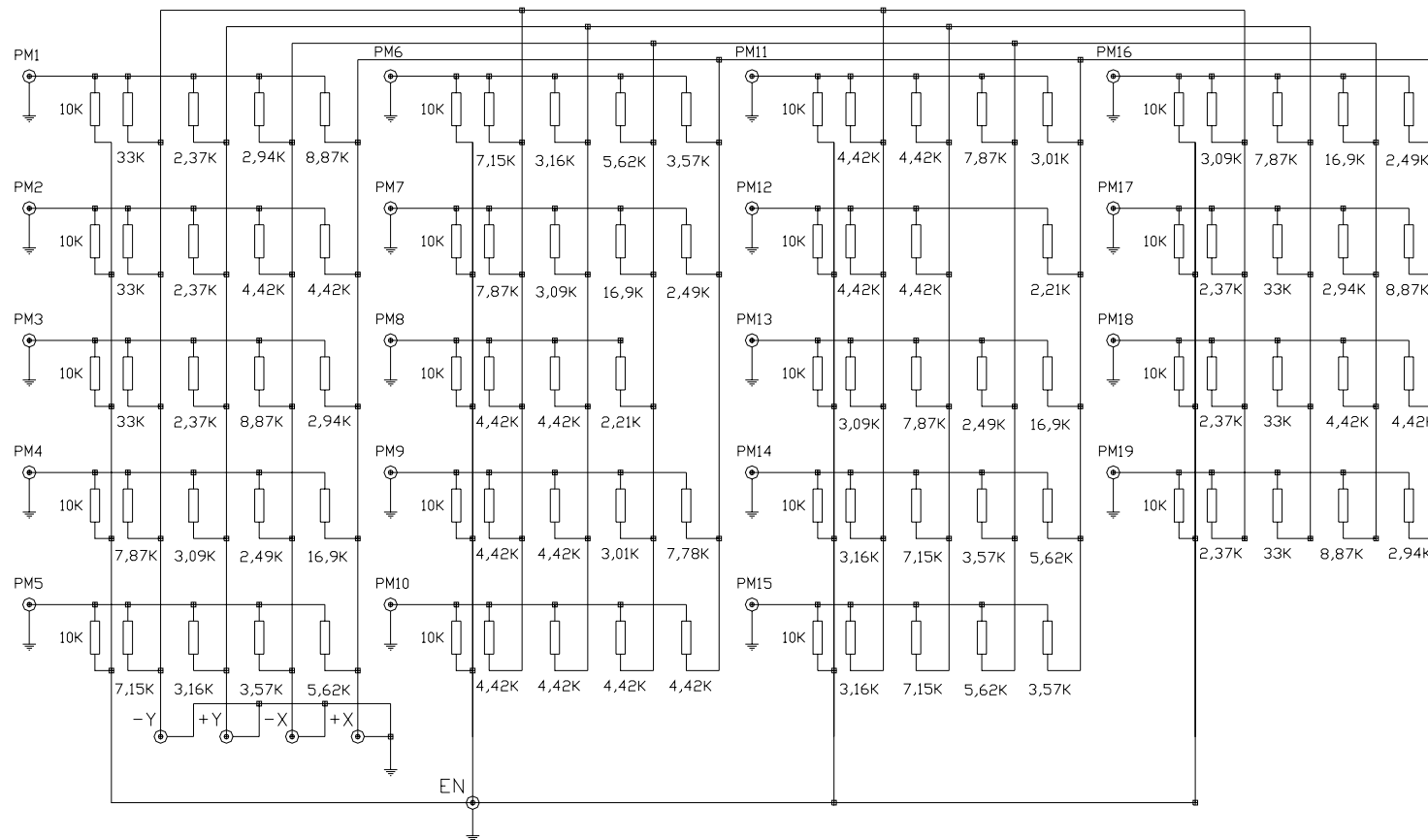


Fig. 3.3 – Malha resistiva usada no telescópio MASCO para a determinação das coordenadas de interação dos fótons de altas energias no detector principal.

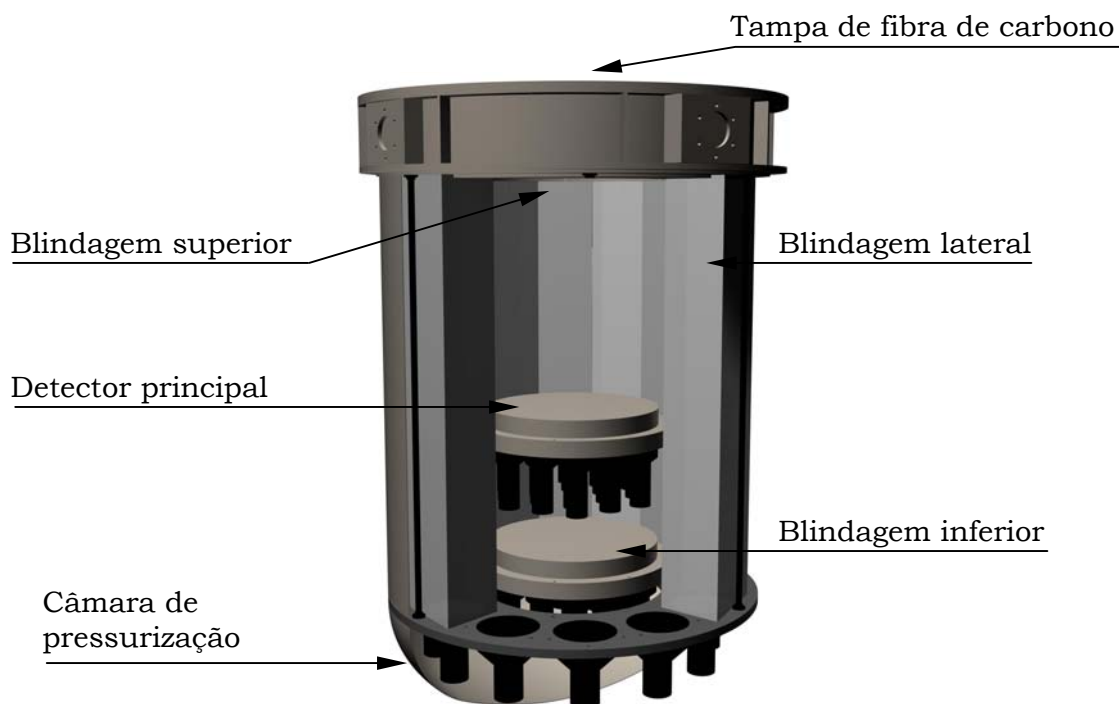


Fig. 3.4 – Distribuição dos componentes do sistema detector do telescópio MASCO no interior da câmara de pressurização.

3.1.2 Máscara Codificada

Na escolha do elemento codificador os seguintes parâmetros devem ser considerados: resolução espacial do DSP, área útil do DSP, resolução angular esperada e CDV desejado. O primeiro parâmetro determina o tamanho da célula básica da máscara enquanto que o segundo limita o tamanho do padrão básico da máscara, devido ao fato de que a sombra do padrão da máscara deve ser completamente projetada sobre o detector.

No caso do telescópio MASCO, foi selecionada uma máscara codificada MURA de 19x19 elementos, com células quadradas de 1,25 cm de aresta e 2 cm de espessura (Villela et al. 1995). Feitos de chumbo, estes elementos apresentam uma opacidade de 85% em 500 keV. O padrão selecionado para a máscara, e mostrado na Figura 3.5, tem a propriedade de se transformar na sua antimáscara (exceto por um elemento) por uma rotação de 90°, o que o torna apropriado para uma implementação simples da técnica de máscara-antimáscara. Esta é a primeira vez em que um padrão tipo MURA é utilizado em um telescópio imageador de altas energias. Embora um padrão deste tipo

esteja planejado para ser usado no telescópio INTEGRAL, este instrumento não utiliza as técnicas de máscara-antimáscara ou máscara rotatória para a obtenção de imagens.

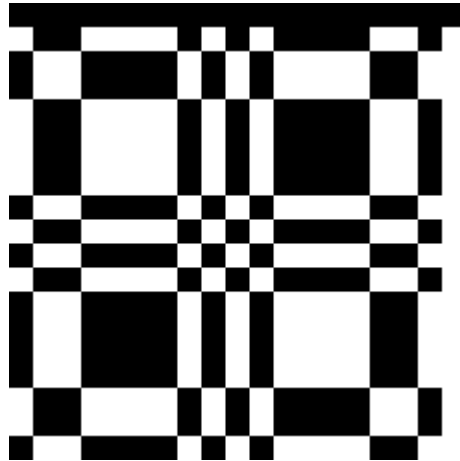


Fig. 3.5 – Padrão básico da máscara MURA 19X19 usada no telescópio MASCO.

O terceiro parâmetro acima mencionado, a resolução angular geométrica esperada para o telescópio (ver Eq. 2.1), define a distância entre a máscara e a superfície do detector, que no caso do telescópio MASCO é de 3,05 m. Finalmente, para garantir o tamanho do campo de visada totalmente codificado (CDVTC), o padrão da máscara deve ser repetido, formando um mosaico. Sendo o CDV desejado de 14° , o padrão da máscara foi repetido formando um mosaico que cobre uma área circular de 1 m de diâmetro.

Com esta configuração, então, pode ser definido um CDVTC circular de 14° de diâmetro. Uma fonte localizada nele projeta sobre o detector a sombra completa de um padrão básico da máscara. Define-se também um campo de visada parcialmente codificado (CDVPC) com sensibilidade inversamente proporcional ao ângulo até o eixo de visada do telescópio e diâmetro máximo de 23° . Uma fonte localizada nele projeta sobre o detector uma sombra parcial do padrão básico da máscara. Sinais vindos de fontes localizadas além dos 23° e até $\sim 70^\circ$ não sofrem qualquer codificação, contribuindo unicamente para o ruído de fundo. A representação esquemática destes parâmetros é mostrada na Figura 3.6. Mas detalhes relacionados com a obtenção destes valores podem ser vistos em Caroli et al. (1987).

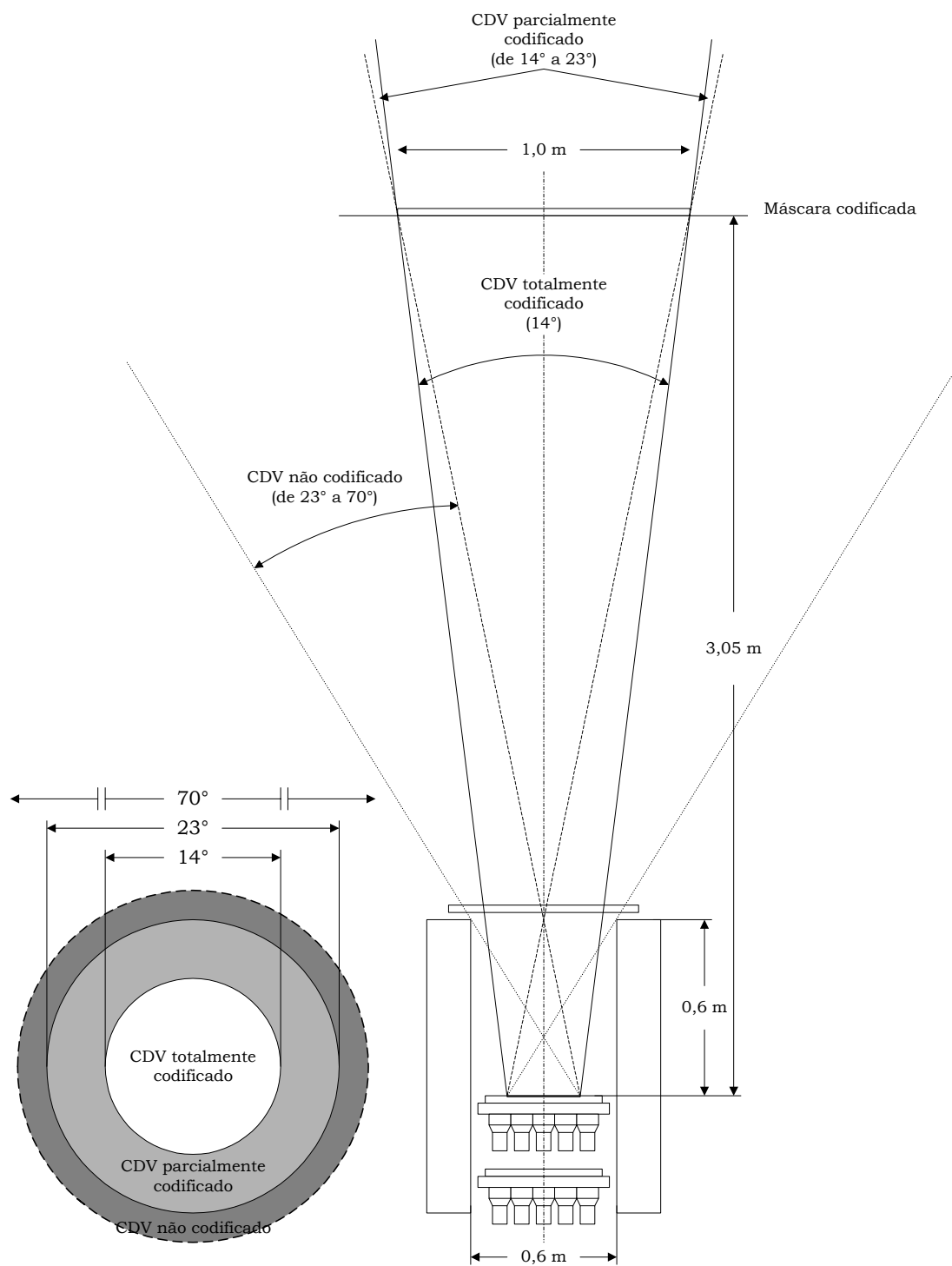


Fig. 3.6 – Campos de visada totalmente codificado, parcialmente codificado e não codificado do telescópio MASCO.

Como já foi descrito no Capítulo 2, o uso de mosaicos introduz uma ambigüidade na identificação da verdadeira posição das fontes no CDV, aparecendo uma possível localização para cada repetição do padrão básico. Em outras palavras, fontes fantasma aparecem na imagem reconstruída, que são repetições indistinguíveis da fonte real. Para resolver este problema, foi proposto inicialmente manter a máscara codificada em rotação permanente, a uma velocidade aproximada de 1 rpm. Com este objetivo foi implementado um mecanismo de rotação cujo desenho mecânico pode ser visto na Figura 3.7. Ele consiste em dois anéis concêntricos. O menor, ou de suporte, tem em um dos seus extremos uma superfície lisa, ou pista, sobre a qual deslizam 6 pares de rodas fixas no anel externo. Pela superfície externa deste outro anel, ao qual está fixa a máscara codificada, passa uma correia lisa que transmite o movimento de um motor de corrente contínua (RS 400-444, 12 N.m, 12 V, 20 rpm). A relação entre os diâmetros da polia fixa no eixo do motor e do anel externo garante a velocidade de rotação indicada acima.

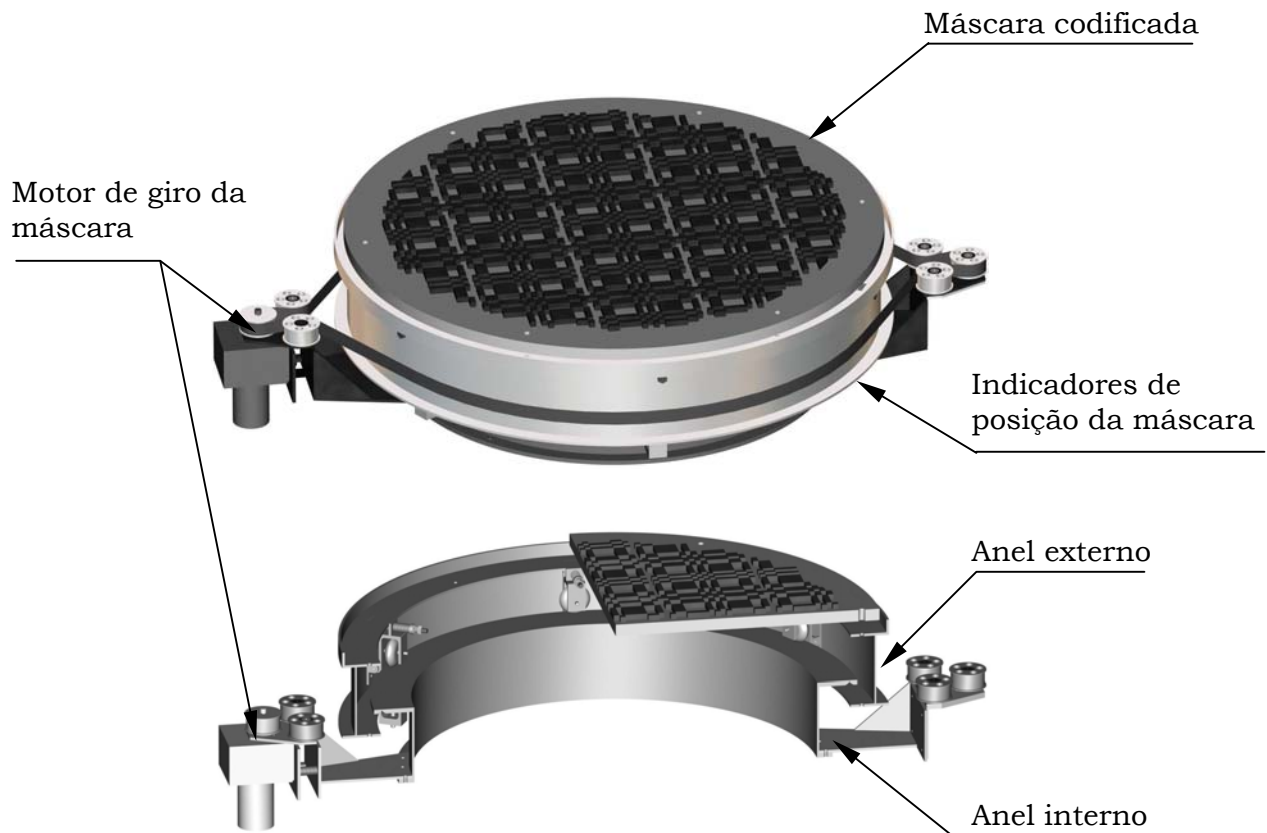


Fig. 3.7 – Mecanismo de rotação da máscara.

Para monitorar a posição angular da máscara, foi instalado um codificador de posição angular relativa de 64 posições por rotação e um contador de 5 bits intermediário. A informação relativa à posição da máscara é lida para cada evento fotônico registrado e guardada nos arquivos do sistema de aquisição, junto com as demais informações mencionadas na Seção 3.1.4.

O sistema de codificação funciona da seguinte forma: na posição inicial, ou zero, dois microinterruptores são acionados, inicializando o sistema. Ao longo da circunferência do sistema de rotação da máscara, 64 ressaltos atuam sobre um dos dois microinterruptores. A cada passagem de um dos ressaltos, um contador de 7 bits é incrementado (0 a 127, sendo que o último bit, de segurança, deve ser sempre nulo). Um segundo contador, de 5 bits, é ativado simultaneamente para acompanhar o relógio de base do sistema. Este contador divide a separação entre dois ressaltos em 32 partes. Quando um evento fotônico válido acontece, os dois contadores são lidos, guardando-se então o valor do último ressalto ultrapassado e o tempo transcorrido desde a passagem por esse ressalto. Completando-se uma volta, o segundo microinterruptor é acionado reinicializando os dois contadores.

Esta implementação da técnica de máscara rotatória foi testada com propósitos de imageamento e os resultados correspondentes são apresentados no Capítulo 5.

3.1.3 Blindagem Ativa

A blindagem do telescópio tem como objetivo principais limitar o tamanho do CDV não codificado, reduzindo a quantidade de fótons não codificados que atingem o detector, assim como garantir a rejeição de sinais correspondentes a fótons ou partículas carregadas que interagem tanto com a blindagem e como com o detector, sem depositar nele toda a sua energia, em um sistema conhecido como de anticoincidência. Neste sistema de blindagem por anticoincidência, quando um fóton atinge algum dos elementos da blindagem, depositando energia nele, um sinal é gerado no TFM correspondente. Este sinal é utilizado para impedir que seja registrado qualquer evento que aconteça no detector em um tempo menor que o tempo de viagem da luz dentro do telescópio.

A blindagem lateral do telescópio MASCO é constituída por um conjunto de 12 blocos independentes de cintilador orgânico, localizados um ao lado do outro formando um poço em torno do detector principal. Cada bloco tem uma espessura de 15 cm e um comprimento de 1 m, e é observado por um TFM

Hamamatsu R1416. A blindagem inferior é composta por um segundo cristal de NaI(Tl), idêntico ao cristal principal, do qual são usados somente 5 dos 19 TFM nele acoplados. A blindagem superior é feita com um disco de cintilador orgânico de três milímetros de espessura observado por três TFM Burle S83062E localizados radialmente e com uma separação de 120° entre eles. O uso de cintiladores operando em anticoincidência com o detector principal é uma forma eficiente de diminuir o ruído de fundo em um detector de raios-X e gama, evitando o peso elevado e a produção interna de radiação gama dos materiais normalmente usados em blindagens passivas, como o chumbo.

Os cintiladores orgânicos utilizados na blindagem do telescópio foram desenvolvidos no Brasil, em colaboração com o Instituto de Pesquisas Energéticas e Nucleares (IPEN), por polimerização de soluções de monômero de estireno contendo 0,4% de 2,5-difeniloxazola (PPO) e 0,04% de 1,4-bis(5-feniloxazol-2-yl) benzeno (POPOP). A polimerização foi induzida de duas formas: aquecimento a baixa temperatura e catalise química. As transmitâncias de duas amostras de cintilador plástico foram medidas para uma espessura de 10 mm, assim como o espectro da emissão de luminescência, na faixa espectral de 200 a 800 nm, usando-se uma fonte de raios gama de ¹³⁷Cs para excitar os cintiladores (D'Amico et al. 1999).

Na Tabela 3.1 estão indicadas as principais características dos cintiladores orgânicos desenvolvidos, assim como as do telescópio MASCO como um todo.

3.1.4 Sistema de Aquisição de Dados

O Sistema de Aquisição de Dados (SAD) tem como função digitalizar, formatar, armazenar e transmitir as informações relativas aos eventos fotônicos, como a posição de interação do fóton na superfície do detector e a correspondente energia depositada, o horário do evento e a posição da máscara nesse momento. Tais informações são guardadas sempre que o evento estiver dentro dos limites de energia especificados para o instrumento e seja validado pelo sistema de anticoincidência. Adicionalmente, são arquivados o número total de interações na blindagem lateral, o número total de interações no cristal dentro da faixa de energia e o número total de interações no detector principal, mesmo fora da faixa de energia. A eletrônica do SAD (veja Figura 3.8) é composta por cinco placas com circuitos conversores analógico-digital (ADC's) de 12 bits, uma placa de leitura da posição da máscara codificada, uma placa com dois bancos de memórias de 64 *keywords* para armazenagem dos dados adquiridos, uma interface para compatibilizar barramentos e um microcomputador compatível com IBM-PC

(Pentium 300 MHz, 32 MB de memória RAM, 60 GB de espaço em disco rígido e *disk-on-chip* de 2 MB) com especificação para funcionamento em condições de temperatura e pressão correspondentes à altitude de vôo. O sistema é temporizado por meio de um relógio da OSLA de 10 MHz (1 ppm) de alta precisão e estabilidade, compensado termicamente.

No processo de aquisição, o sinal da linha de energia gerado pelo sistema detector (saída da malha somadora) é utilizado para determinar se, no pico, ele se encontra dentro da faixa de energia especificada para o instrumento. Para isso ele ativa dois comparadores de tensão: LLD (*lower-level discriminator*) e ULD (*upper-level discriminator*). Caso o evento seja validado pelo LLD, o processo de digitalização é iniciado para os cinco sinais gerados pelo sistema detector (+X, -X, +Y, -Y, energia). Além dos 12 bits de cada um dos ADCs, quatro bits adicionais são gerados, os quais são utilizados como identificadores da linha correspondente (ID), dando assim 16 bits para cada valor digitalizado. Nesse momento, dois parâmetros adicionais são determinados: o horário do evento e a posição da máscara. Os valores de ID correspondem aos 4 bits mais significativos do byte gerado segundo a seqüência indicada na Tabela 3.2.

Uma vez que os sinais são digitalizados, estes valores são transferidos para um banco de memória intermediário no caso de não se ter sinal do sistema de anticoincidência e o valor da linha de energia ser menor que o valor do ULD. O sistema conta com dois bancos de memória de 64 *keywords* cada um, de tal forma que enquanto um dos bancos está sendo completado com os valores digitalizados o outro está sendo lido pelo microcomputador. São necessários 9362 eventos para completar um banco de memória. O formato da montagem dos bancos de memória é mostrado na Tabela 3.3.

O tempo gasto entre a ocorrência de um pulso válido e a sua digitalização e transferência para o banco de memória determina o tempo morto do sistema, ajustado para $\sim 25 \mu\text{s}$. Qualquer outro evento que aconteça neste intervalo é desconsiderado.

TABELA 3.1 – CARACTERÍSTICAS PRINCIPAIS DO EXPERIMENTO MASCO

Parâmetros gerais do experimento			
Peso total	~2100 kg		
Material da gôndola	Alumínio 5052; tubos de seção retangular		
Dimensões da gôndola	7 m x 2 m x 2 m		
Peso da gôndola	330 kg		
Peso do telescópio	~800 kg, incluído o mecanismo de elevação		
Altura de Vôo	~40 km		
Duração Típica de Vôo	12 h		
Tamanho do Balão	~1.120.671 m ³		
Tipo de Montagem	Altazimutal		
Precisão de apontamento	<15'		
Sistema Imageador			
Detector			
Faixa de Energia	50 keV a 600 keV (primeiro vôo)		
Detector	NaI(Tl); diâmetro=40,64 cm; espessura=5,08 cm. 19 TFM acoplados em configuração de câmara de Anger		
Diâmetro efetivo	~27 cm		
Resolução espacial	18 mm em 60 keV; 19,5 mm em 511 keV		
Resolução angular	14' em um CDV circular de 14°		
Resolução em energia	~10% FWHM em 511 keV		
Resolução temporal	25 µs		
Área efetiva	154 cm ² em 75 keV 184 cm ² em 250 keV 175 cm ² em 650 keV		
Sensibilidade (6 h de observação, 3σ)	1,30x10 ⁻⁵ fótons cm ⁻² s ⁻¹ keV ⁻¹ em 75 keV 6,28x10 ⁻⁶ fótons cm ⁻² s ⁻¹ keV ⁻¹ em 250 keV 3,93x10 ⁻⁶ fótons cm ⁻² s ⁻¹ keV ⁻¹ em 650 keV		
Máscara			
Padrão	Quadrado; MURA 19x19 elementos		
Distância ao plano detector	3,05 m		
Massa	93 kg		
Diâmetro	1,00 m		
Célula básica	1,25 x 1,25 cm; 2 cm de espessura; chumbo		
Blindagem			
Tipo	Ativa Lateral: 12 módulos de cintilador orgânico de 15 cm de espessura e 1 m de comprimento Inferior: cristal de NaI(Tl), idêntico ao detector principal Superior: disco de cintilador orgânico de 3 mm de espessura		
Características dos cintiladores			
	Orgânico		NaI(Tl)
	Polimerização por aquecimento	Polimerização por catálise	
Comprimento de onda de máxima luminescência (nm)	425	425	415
Temperatura de escoamento (°C)	83	83	651
Transmitância óptica	80% (em 425 nm)	80% (em 425 nm)	---
Índice de refração	1,51	1,58	1,85
Densidade (g.cm ⁻³)	1,08	1,04	3,67
Tempo de decaimento da luminescência (ns)	2,78	3,37	230

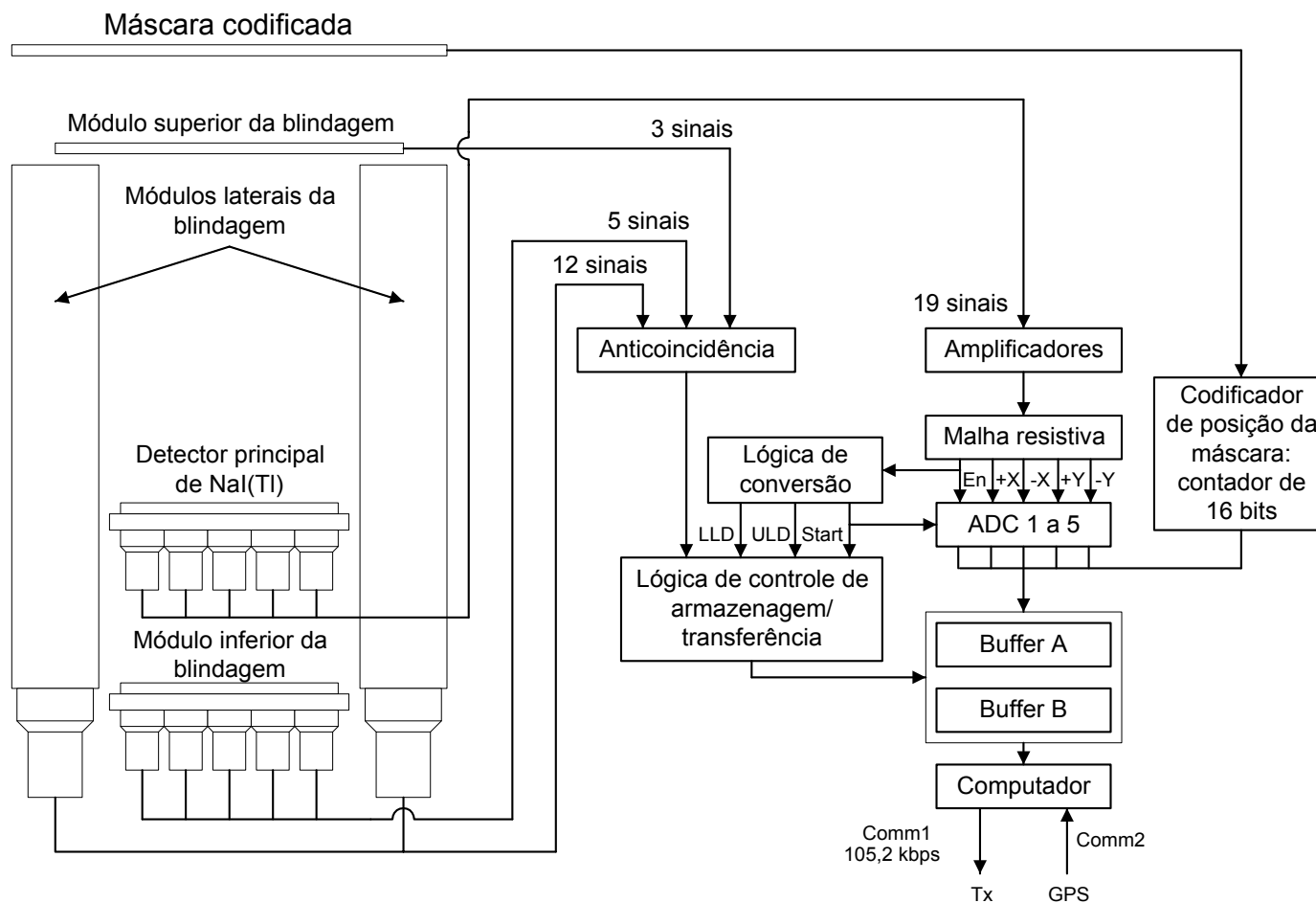


Fig. 3.8 – Diagrama de blocos da eletrônica do sistema de aquisição de dados do telescópio MASCO.

TABELA 3.2 – FORMATO DIGITALIZADO DOS DADOS CORRESPONDENTES A CADA EVENTO FOTÔNICO

Sinal convertido	Valor Hexadecimal do byte	ID					
		bit 15	Bit 14	bit 13	bit 12	bit 11 a bit 0	
Linha + X	0XXX	0	0	0	0	12 bits convertidos pela placa ADC1	
Linha - X	1XXX	0	0	0	1	12 bits convertidos pela placa ADC2	
Linha + Y	2XXX	0	0	1	0	12 bits convertidos pela placa ADC3	
Linha - Y	3XXX	0	0	1	1	12 bits convertidos pela placa ADC4	
ENERGIA	4XXX	0	1	0	0	12 bits convertidos pela placa ADC5	
Pos. Máscara	8XXX	1	0	0	0	5 bits tempo + 7 bits do contador	
Horário	XXXX	-	-	-	-	16 bits do relógio	

Após completar um banco com dados válidos, a lógica de controle dos bancos de memória informa ao PC (por meio de um pulso positivo ou STATUS) que um banco de 64 *words* está disponível para ser lido. Uma vez transferidos os dados do banco de memória para o PC, são lidos os valores das contagens integradas da blindagem lateral, do detector principal dentro da faixa de energia e do detector principal total (CIPL, CIF1 e CIX). Estes valores são anexados no final do *frame* do banco lido, assim como a leitura do GPS (do inglês *Global Positioning System*), que fornece latitude, longitude, altitude e horário de referência. O *frame* assim construído é armazenado em disco e, simultaneamente, transferido para o solo via *link* telemétrico a uma taxa de 115.200 bits/s (porta assíncrona do PC com padrão RS232). O formato do arquivo guardado em disco é mostrado na Tabela 3.4.

TABELA 3.3 – FORMATO DOS BANCOS DE MEMÓRIA (capacidade de 65.534 *words* de 16 bits cada uma)

Endereço (hx0000)	ID e canal + X (evento 0)
	ID e canal - X (evento 0)
	ID e canal + Y (evento 0)
	ID e canal - Y (evento 0)
	ID e canal EN (evento 0)
	TAG Tempo (evento 0)
	ID e Posição máscara (evento 0)
	ID e canal + X (evento 1)
	ID e canal - X (evento 1)
	ID e canal + Y (evento 1)
	ID e canal - Y (evento 1)
	ID e canal EN (evento 1)
	TAG Tempo (evento 1)
	ID e Posição máscara (evento 1)
	⋮
	ID e canal + X (evento 9361)
	ID e canal - X (evento 9361)
	ID e canal + Y (evento 9361)
	ID e canal - Y (evento 9361)
	ID e canal EN (evento 9361)
	TAG Tempo (evento 9361)
Endereço (hxFFFD)	ID e Posição máscara (evento 9361)

TABELA 3.4 – FORMATO DO ARQUIVO DE DADOS GRAVADO NO DISCO RÍGIDO

linha + X (Evento 0)
linha - X (Evento 0)
linha + Y (Evento 0)
linha - Y (Evento 0)
linha EN (Evento 0)
TAG Tempo (Evento 0)
Posição Máscara (Evento 0)
⋮
Linha + X (Evento 9361)
Linha - X (Evento 9361)
Linha + Y (Evento 9361)
Linha - Y (Evento 9361)
Linha EM (Evento 9361)
TAG Tempo (Evento 9361)
Posição Máscara (Evento 9361)
CIPL
CIF1
CIX
ANO (GPS)
MÊS (GPS)
DIA (GPS)
HORA (GPS)
MINUTO (GPS)
SEGUNDO (GPS)
MILISSEGUNDO (GPS)
LATITUDE (GPS)
LONGITUDE (GPS)
ALTITUDE (GPS)
CONTADOR DE ARQUIVO

3.2 Sistema de Apontamento e Referência de Atitude (SARA)

3.2.1 Requisitos do Projeto

Como já foi mencionado, o telescópio MASCO voará a bordo de balão a uma altitude de ~40 km, onde se encontrará submetido a condições variáveis, e às vezes imprevisíveis, de velocidade e aceleração. Assim, por exemplo, o experimento poderá sofrer o efeito de ventos de mais de 100 km.h^{-1} agindo sobre as superfícies do balão (~100 m de diâmetro) e da gôndola. Igualmente, mudanças na temperatura ambiente podem levar a que ele experimente movimentos bruscos de ascensão ou queda. Por outro lado, dependendo da

configuração final da experiência, o efeito do vento sobre superfícies não simétricas da gôndola pode provocar movimentos de pêndulo plano ou esférico com amplitude da ordem de 1° , ou ainda rotação em torno do eixo vertical, com magnitude da ordem de $1^\circ/\text{s}$. O sistema de controle deverá estar preparado para reagir a todas estas perturbações e manter o telescópio apontado em forma estável na direção das coordenadas do alvo científico. Considerando a resolução angular esperada para o instrumento de ~ 14 minutos de arco, o SARA deverá fornecer as coordenadas de apontamento com uma precisão de alguns minutos de arco. É importante ressaltar que não foi possível ter uma especificação *a priori* da maior parte dos sensores e atuadores do SARA, sendo utilizados vários elementos disponíveis no INPE, tais como os giroscópios, os acelerômetros, os sensores solares e os sensores estelares.

3.2.2 Solução Implementada

O Sistema de Apontamento e Referência de Atitude (SARA) do telescópio MASCO tem por objetivo realizar o apontamento e a estabilização da atitude do telescópio nos eixos de azimute e elevação. Para isso, o SARA é constituído por um conjunto redundante de sensores (sensor solar digital, rastreador solar, giroscópio de dois eixos, codificador de posição angular, bússola eletrônica, acelerômetros, sensor estelar CCD e GPS) e atuadores (mecanismo de elevação, desacoplador de momento angular e roda de reação) interligados por um computador de controle compatível com IBM-PC ou Módulo de Processamento Central (MPC). Na Figura 3.9 é mostrado o SARA em um diagrama de blocos. Nela são representados os sensores e atuadores na sua relação com o MPC e a comunicação com o solo. Cada um dos elementos deste sistema será descrito com mais detalhes nas seções seguintes.

3.2.2.1 Sensores

Na Tabela 3.5 estão resumidas as principais características de cada um dos sensores que fazem parte do SARA na sua atual configuração. Nesta tabela, o termo elevação cruzada refere-se ao giro do telescópio em torno do eixo de observação.

A bússola eletrônica fornece uma medida, em forma digital, da direção de apontamento em relação ao campo magnético local. Este instrumento consiste em um sensor do tipo *fluxgate*, uma placa com a eletrônica associada e um *software* de controle que permite ajustar parâmetros específicos das saídas individuais por meio de uma porta RS232.

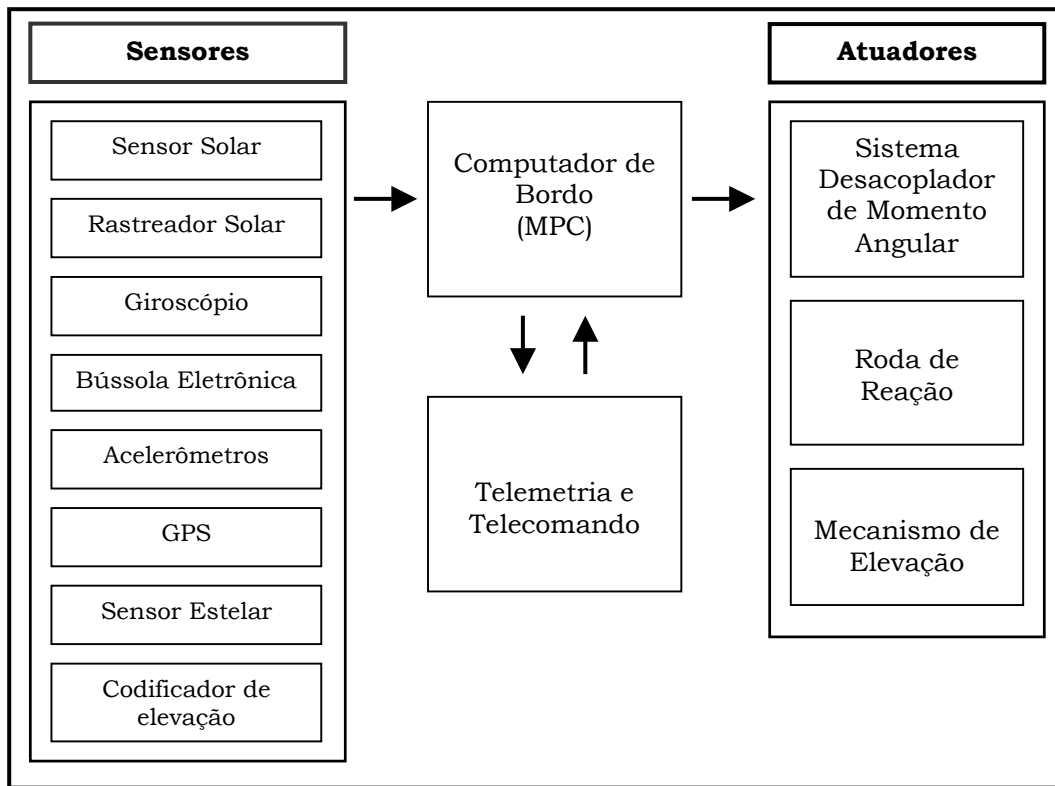


Fig. 3.9 – Representação em blocos do sistema de apontamento e referência de atitude do telescópio MASCO.

O sensor solar digital fornece uma medida, em forma digital, dos ângulos formados pelo vetor Sensor→Sol com dois eixos de referência perpendiculares na estrutura do sensor (ângulos A e B na Figura 3.10). A unidade sensora consiste, basicamente, em uma fenda e um fotodetector. A luz solar incide sobre a unidade sensora formando um ângulo θ . A imagem da fenda sobre o detector integrado muda de posição de acordo com essa inclinação. Uma máscara com o código GRAY é usada sobre o detector para registrar a posição da imagem da fenda e, com ela, a elevação do Sol, como indicado na Figura 3.11.

TABELA 3.5 – PRINCIPAIS CARACTERÍSTICAS DOS SENSORES UTILIZADOS NO SARA

SENSOR	Coordenadas fornecidas	Resolução	Exatidão	Outras Características
Bússola Eletrônica	Azimute	6'	30'	O sensor mais confiável, testado em vôo real, corrigido de desvio magnético.
Sensor Solar Digital	Azimute, elevação e elevação cruzada	4'	De 8' a alguns graus	Fabricado pelo INPE. Localizado no telescópio. Torna-se menos exato conforme o Sol se aproxima do zênite.
Rastreador Solar	Azimute, elevação e elevação cruzada	0,3'	De 8' a alguns graus	Fabricado pela UCSB (USA). Localizado na gôndola. Torna-se menos exato conforme o Sol se aproxima do zênite.
Sensor Estelar (2 unidades)	Azimute, elevação e elevação cruzada	0,5'	1'	Fabricado pelo INPE. Alta precisão, porém lento.
Acelerômetro (2 unidades)	Elevação e Elevação cruzada	4'	De 8' a 30'	Não detecta diretamente a pendulosidade devida à gravidade.
Giroscópio	Azimute e elevação	< 0,1'	< 3'	Possui deriva variável e deve ser atualizado periodicamente.
Codificador Angular	Elevação relativa do telescópio	1,5'	3'	Deve ser inicializado sempre que o computador for desligado.
GPS	Altitude, latitude, longitude e tempo	1 m e 0,1 s	De 1 a 300 m e 2 s	A posição do balão em relação ao solo é necessária para o cálculo das coordenadas de referência (alvo).

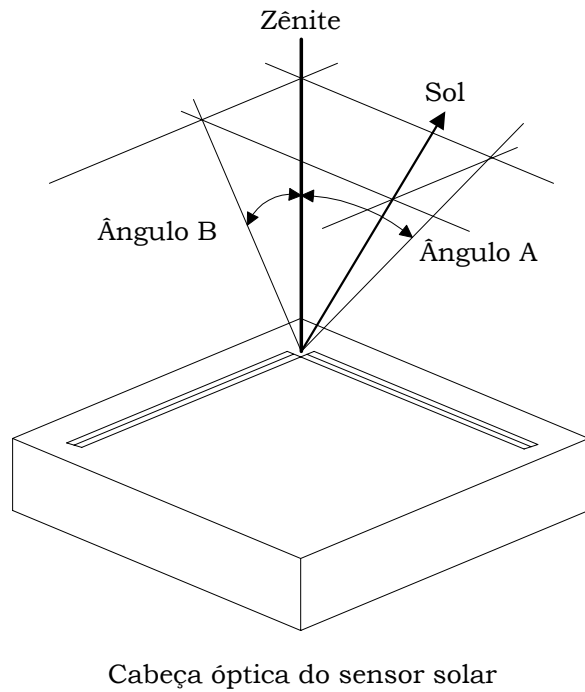


Fig. 3.10 – Representação dos ângulos fornecidos pelo sensor solar digital.

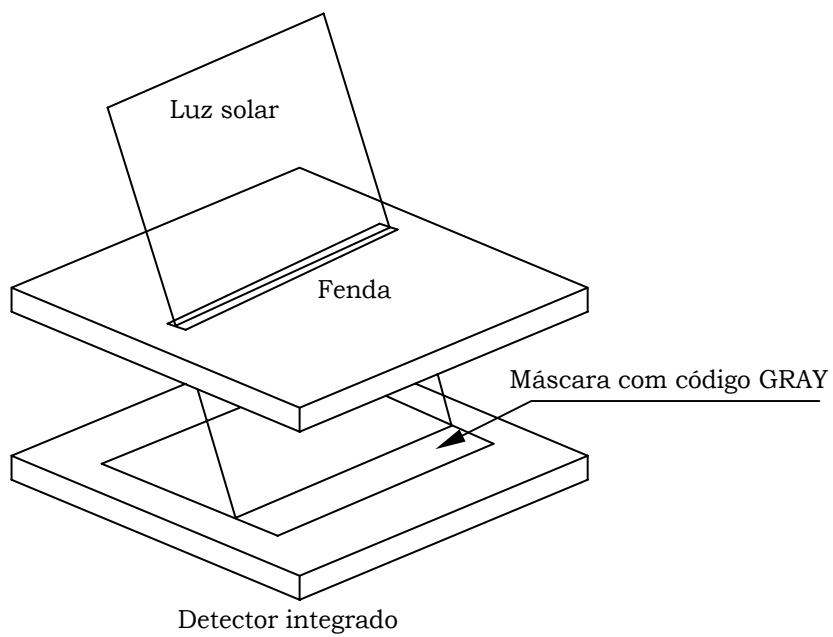


Fig. 3.11– Princípio de funcionamento do sensor solar digital.

O rastreador solar é formado por uma cabeça óptica móvel que aponta sempre na direção do Sol e uma eletrônica para a leitura e transferência das coordenadas de apontamento. Quando ligado, dois motores entram em funcionamento para fazer com que a cabeça óptica varra metade da esfera celeste até o Sol entrar no CDV. A imagem do Sol é projetada sobre quatro fotossensores simetricamente localizados em relação ao centro da imagem. A cabeça continua a se deslocar até que os sinais dos quatro fotossensores sejam iguais. Dois codificadores, um para cada eixo, fornecem permanentemente as coordenadas de apontamento do instrumento em relação ao plano da sua base, com uma resolução de 16 bits, sendo que a melhor precisão é obtida com o Sol próximo do horizonte.

O sensor estelar CCD é um instrumento projetado para determinar as coordenadas de apontamento a partir de uma imagem do céu contendo pelo menos três estrelas. Ele consiste em uma câmara CCD com a óptica correspondente e um microcomputador (compatível com IBM-PC) para análise das imagens em tempo quase real.

Para determinar as coordenadas de apontamento, uma imagem do céu é capturada. Ela é préprocessada subtraindo-se um mapa de pixels defeituosos e armazenando-se as informações relativas aos pixels cujos brilhos sejam superiores a 2σ do valor da moda da distribuição de brilho da imagem. Dentre eles são selecionados os conjuntos de pelo menos 5 pixels adjacentes no interior de uma janela de 5x5 pixels, sendo eles considerados como imagens estelares. A posição das estrelas no plano do detector é determinada usando-se algoritmos de interpolação, que geram resultados com precisão de até 0,1 pixel.

Conhecidas as posições, são determinadas as distâncias entre estrelas e os ângulos entre pares de estrelas, parâmetros que serão usados para encontrar a seqüência de estrelas em um catálogo previamente armazenado em disco. Uma vez identificado este padrão de estrelas no catálogo, as suas coordenadas celestes são conhecidas (ascensão reta e declinação), as que, combinadas com as coordenadas no detector e a relação de ângulo por pixel, permitem determinar as coordenadas celestes do centro do CDV. Maiores detalhes relativos a este sensor podem ser vistos em Mejía et al. (2000). Os resultados obtidos pelo sensor estelar CCD (coordenadas celestes e terrestres do centro do CDV do sensor e elevação cruzada) são enviados para o microcomputador de controle, junto com parâmetros de GPS, via porta serial e simultaneamente são armazenados em disco rígido.

Para a obtenção dos ângulos de inclinação da gôndola em relação ao plano horizontal são empregados dois acelerômetros do tipo QA-2000 da Sundstrand. Este sensor mede a deformação por flexão de uma barra no seu interior devido à força da gravidade. Quanto mais separada da posição vertical, maior a deformação. A resolução dos acelerômetros é de $0,01 \text{ m.s}^{-2}$ o que implica cerca de $0,06^\circ$ na melhor hipótese (ângulo de inclinação próximo de 0°). No entanto, os acelerômetros não funcionam bem para medir movimentos provocados pela própria gravidade, como a pendulosidade da gôndola, servindo apenas para medir rotações adicionais dela ou do telescópio em torno do próprio eixo.

Para a medida das velocidades angulares da gôndola é utilizado um giroscópio GAM-1 (SFIM) operando em conjunto com uma eletrônica de controle do tipo DG-2A. Um giroscópio com dois canais de medida está sendo usado no telescópio MASCO: elevação e azimute. Cada canal tem o sinal dividido em dois circuitos, um para medida fina e outro para medida grosseira. Em repouso, ele gera um sinal pulsado de 62 kHz. A velocidade de rotação máxima medida é de $\pm 50 \text{ graus.s}^{-1}$ (grosso) ou $\pm 1 \text{ grau.s}^{-1}$ (fino), correspondendo a uma variação da frequência do sinal pulsado entre 0 e 124 kHz. Durante um ciclo de controle, o sinal do giroscópio é integrado, gerando uma medida da mudança de posição do telescópio. Considerando um tempo aproximado de 0,2 s por ciclo, a resolução em posição detectável com os giros é melhor que 1 segundo de arco. Porém, este sensor apresenta uma deriva permanente que faz com ele tenha que ser periodicamente calibrado, tornando a sua medida um pouco menos precisa, contudo a mais confiável.

Para determinar o ângulo de elevação do telescópio em relação à estrutura da gôndola é usado um codificador de posição angular incremental Heidenhain ROD 426, com 3600 divisões para 90° , gerando uma resolução de 1,5 minutos de arco. Por ser relativo, ele deve ser inicializado deslocando o tubo do telescópio até passar pela posição zero do sensor.

Finalmente, um GPS é utilizado para determinar a localização da gôndola no espaço (latitude e longitude), assim como para obter uma referência temporal para todo o sistema (hora e data). Outros parâmetros fornecidos pelo GPS, e utilizados na determinação de atitude do telescópio, são: altitude, velocidades nas direções leste, norte e de ascensão, entre outros.

3.2.2.2 Atuadores

O mecanismo de elevação é formado por um motor Inland modelo QT 7203-C, que alimentado com uma voltagem DC de 0 a 24 V fornece um torque máximo de 28 N.m, e um sistema redutor de velocidade da Harmonic Drive® com relação de velocidades 1:100, montados como se mostra na Figura 3.12. O redutor Harmonic Drive® é composto por três peças: um rolamento de esferas com a pista interna em formato elíptico e a externa fina o suficiente para ser flexível, solidário com o eixo do motor; um cilindro de aço flexível com dentes na superfície exterior e solidário com o eixo de elevação do telescópio; e um anel circular sólido de aço com dentes na superfície interna, fixo na gôndola. Estes componentes são mostrados na Figura 3.13.

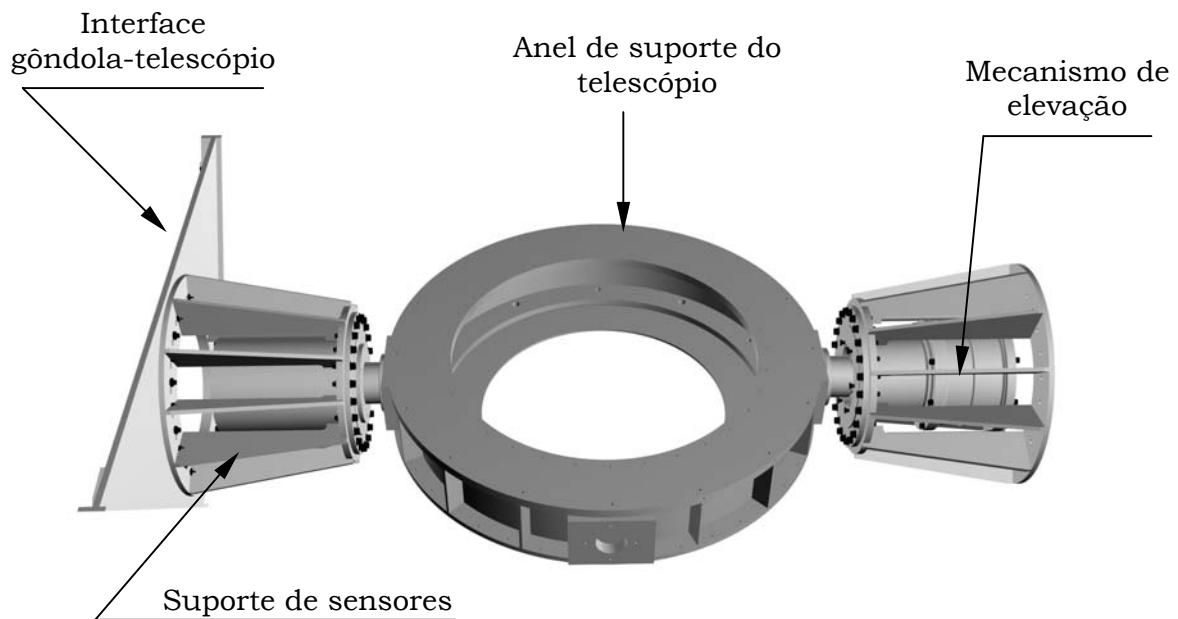


Fig. 3.12 – Anel de suporte e eixo de elevação do telescópio MASCO.

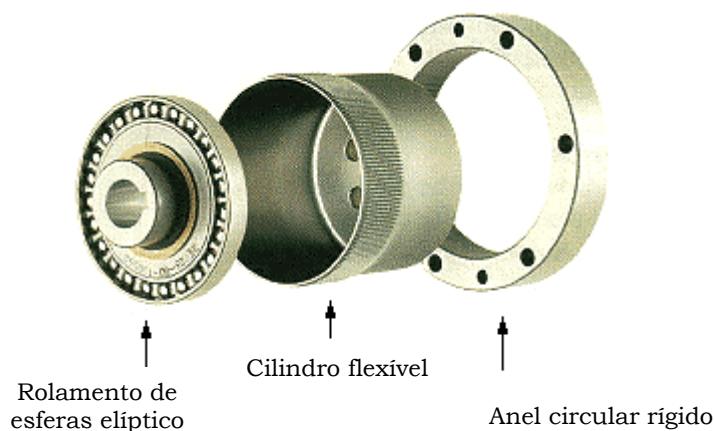


Fig. 3.13 – Elementos do sistema redutor de velocidade da Harmonic Drive®.

O princípio de funcionamento deste mecanismo é o seguinte: o cilindro flexível tem um diâmetro ligeiramente menor do que o anel circular rígido de tal forma que aquele tem dois dentes a menos ($N-2$ dentes) que este (N dentes). O cilindro flexível é mantido no mesmo formato elíptico do rolamento e seus dentes se casam com os do anel rígido pelo eixo maior da elipse. Na medida em que o rolamento elíptico gira no sentido horário, a região de casamento dos dentes se desloca com o eixo maior da elipse. Assim que o rolamento gira 360° (N dentes), o último dente do cilindro flexível casa com o dente ($N-2$) do anel rígido, fazendo com que ele retroceda um ângulo equivalente a dois dentes com relação ao anel, o que se dá sem problemas por estar montado sobre um rolamento de esferas. Cada revolução do rolamento provoca no cilindro flexível um deslocamento equivalente a dois dentes no sentido contrário sobre o anel circular. Este princípio está esquematizado na Figura 3.14.

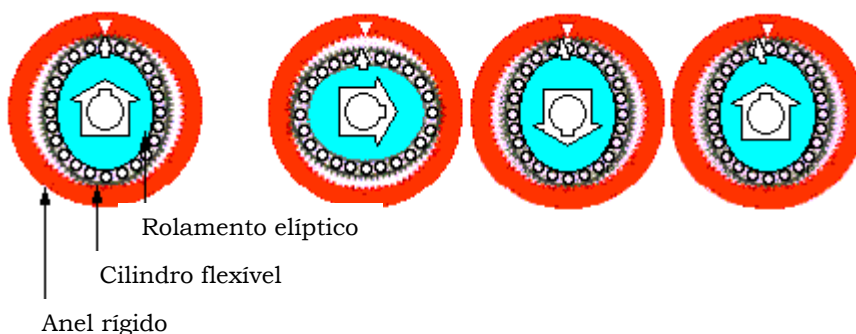


Fig. 3.14 – Esquema do princípio de funcionamento do redutor de velocidade da Harmonic Drive®.

Entre as principais vantagens deste sistema podem ser citadas:

- excelente exatidão de posicionamento e repetibilidade;
- elevada capacidade de torque;
- elevada redução de velocidade em uma montagem simples;
- vida longa, desgaste reduzido;
- reversibilidade.

Como elemento atuador para controlar o apontamento do telescópio em azimute, usa-se uma roda de reação com formato anelar, com um diâmetro de 80 cm e um momento de inércia de 5 kg.m², mostrada na Figura 3.15. A roda é acionada por um motor de terra rara Inland QT 5404-C (DC) com torque máximo de 6,8 N.m e saturação em 300 rpm. Em estado estacionário, a roda permanece estática. Se as coordenadas de apontamento em azimute variarem a roda começará a girar. A sua velocidade de rotação é determinada integrando por um curto período de tempo a medida de posição fornecida por um codificador de posição angular. O motor acoplado à roda deverá então atuar de forma a compensar o giro da roda, com o que o telescópio retornará à sua posição original. No caso de se querer mudar as coordenadas de apontamento do telescópio, o motor provocará na roda um movimento de rotação, o que fará com que a gôndola gire em sentido contrário, até atingir o azimute desejado.

O desacoplador de momento angular, mostrado na Fig. 3.16, consiste, basicamente, em três peças independentes conectadas por meio de dois rolamentos axiais de esferas. A primeira peça corresponde à metade superior do eixo do elemento, que se liga ao balão. A segunda corresponde à metade inferior do mesmo eixo, solidária com a gôndola e que forma, no presente caso, a carcaça do desacoplador. A terceira é uma peça intermediária que faz as vezes de interface entre as duas anteriores. Este último elemento se liga à carcaça por meio de uma correia dentada e um motor que, permanecendo constantemente ligado, mantém o conjunto funcionando em regime de atrito dinâmico. Com esta configuração, os giros do balão e da gôndola são independentes e não existe transferência de momento angular de um para o outro. No caso de saturação da roda de reação, um segundo motor montado entre a metade superior do eixo e a peça intermediária é acionado. Estando esta última ligada à gôndola pela correia dentada, existirá um movimento relativo entre a gôndola e o balão, que permite a transferência do excesso de momento angular da roda para o balão, dessaturando a roda de reação. Em virtude desta montagem, o desacoplador pode também ser usado para controlar o posicionamento do telescópio em azimute.

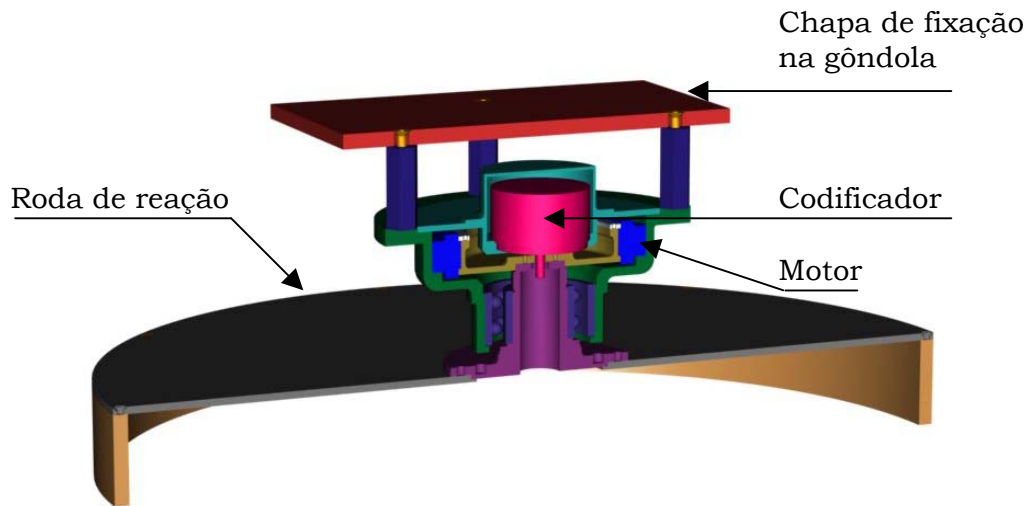


Fig. 3.15 – Representação em corte da roda de reação do telescópio MASCO.

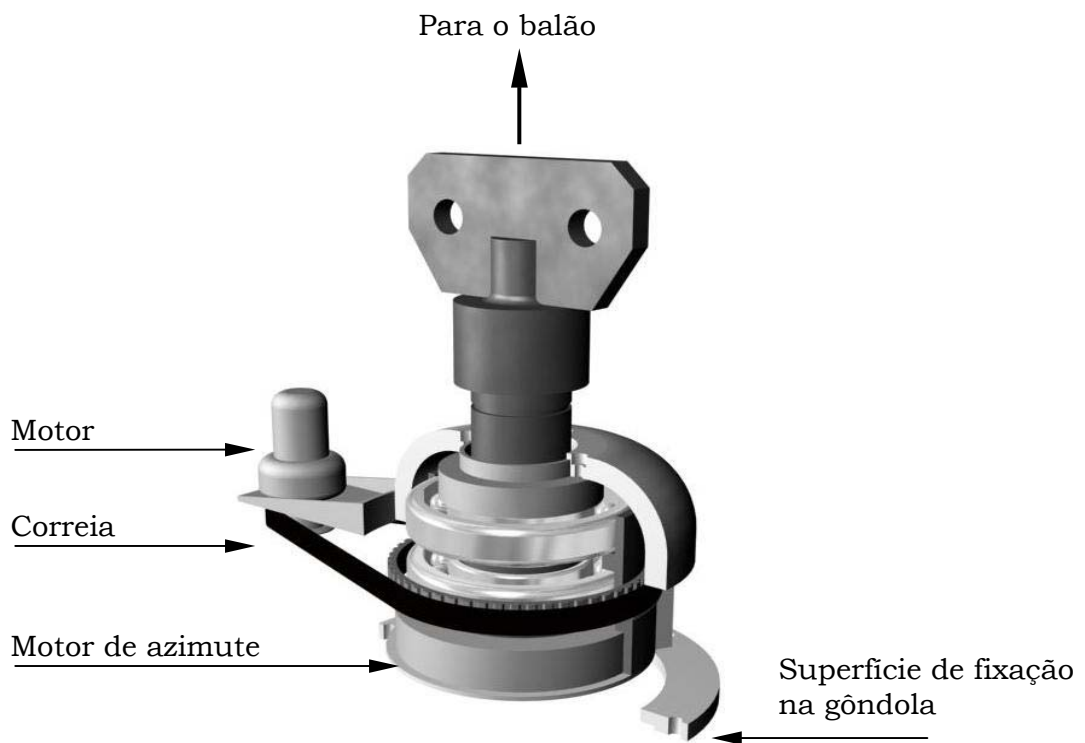


Fig. 3.16 – Representação em corte do mecanismo desacoplador de momento angular do telescópio MASCO.

3.2.2.3 Módulo de Processamento Central e *Software* de Controle

O conjunto dos sensores e atuadores descritos acima é integrado por intermédio do Módulo de Processamento Central (MPC), constituído por um computador baseado em um PC-486 (DX2, 66 MHz, ROM-Disk de 1,44 MB e 1 MB de memória RAM), pelas placas de interface Tech80 e LabCard e por um microprocessador/tradutor que recebe sinais em formato serial e paralelo e os transforma em uma única saída em formato paralelo. Um detalhamento do fluxo dos sinais do SARA é mostrado na Figura 3.17.

O *software* implementado para o SARA permite desenvolver diferentes tarefas de acordo com as necessidades específicas do momento e as circunstâncias particulares de cada situação. Assim, seis modos básicos de operação do telescópio foram implementados: pré-vôo (ou de testes), de apontamento fino, de apontamento grosseiro, de apontamento manual, de controle adaptativo e de ascensão e queda. Em cada um destes modos de operação são estabelecidas hierarquias específicas para os diferentes sensores, o que permite determinar a ação apropriada para cada situação. Os valores das medidas dos sensores e a correspondente determinação de atitude do telescópio são atualizadas a uma frequência de 5 Hz, garantindo um controle do instrumento em tempo quase real.

A primeira tarefa realizada pelo programa de controle corresponde à inicialização do computador de controle. Durante este processo, são ativados os arquivos de configuração do computador. A rotina básica de inicialização é indicada a seguir:

- *Power Up* (inicialização básica do computador);
- inicialização da bússola;
- inicialização das placas de interface Tech80 e LabCard;
- inicialização do *driver* servo/motor de azimute e elevação: voltagem negativa para aguardar comando em posição do telescópio negativa;
- travamento do telescópio;
- configuração e chamada do programa Executivo;
- inicialização das rotinas de comunicação com sensores e Terra;
- inicialização das rotinas de cálculos (determinação de atitude, parâmetros, referências e comandos).

O programa Executivo, mencionado acima, corresponde ao *software* operacional durante a operação do telescópio. O projeto correspondente a este programa está escrito em Borland C++. Após a inicialização do

computador, o programa Executivo, chamado pelo comando SARA.EXE, assume o controle do sistema, realizando as seguintes funções:

- temporização dos ciclos de cálculo;
- determinação do modo de operação do sistema;
- chamada das rotinas correspondentes a cada modo de operação;
- tratamento de interrupções.

A hipótese básica para a operação deste programa é de que o tempo total de execução das rotinas, a serem ativadas no mesmo ciclo, é inferior à duração do ciclo de cálculo. Os ciclos serão sincronizados por meio de um relógio externo que aciona uma interrupção do MPC a uma frequência de 5 Hz. Em caso de falha, pode-se usar a interrupção 1C da BIOS, que fornece uma base de tempo de 18,2 Hz, sendo o ciclo de cálculo para o sistema de controle estabelecido em termos de um número inteiro de períodos. Neste caso, a duração escolhida para o ciclo é de 165 ms (6,06 Hz).

Após a execução das tarefas previstas para o ciclo de cálculo em andamento, o programa Executivo verifica a existência de solicitações de interrupção por outros dispositivos, identificando-as e ativando as rotinas correspondentes no ciclo de cálculo seguinte.

Uma descrição mais detalhada da filosofia e do funcionamento do software do SARA pode ser encontrada em Fonseca et al. (1997), Villela et al. (2000) e Villela et al. (2002).

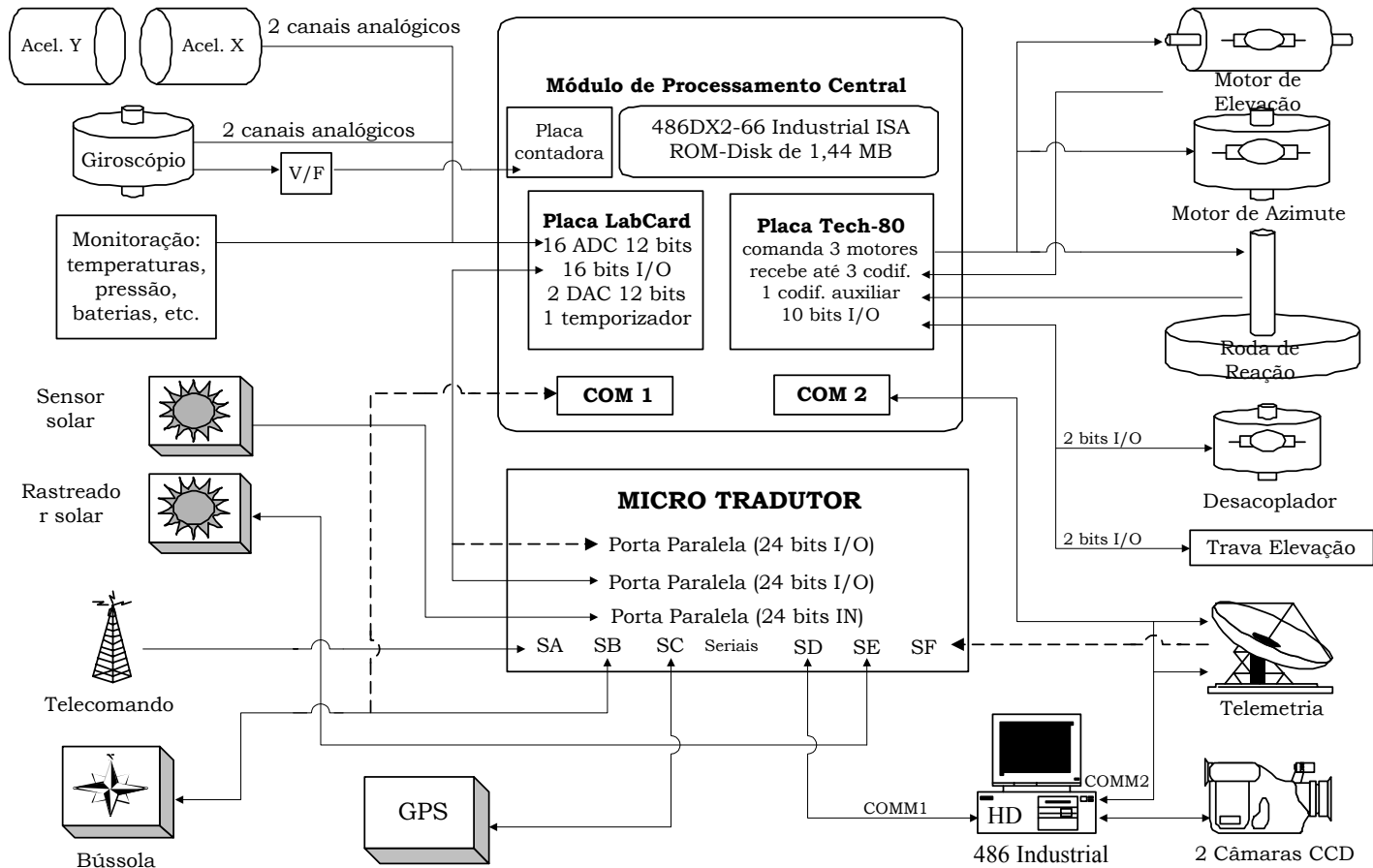


Fig. 3.17 – Diagrama de blocos do fluxo de sinal do SARA.

FONTE: adaptada de Fonseca et al. (2001).

3.3 Sistema Mecânico

3.3.1 Requisitos de Projeto

O sistema mecânico do telescópio MASCO compreende a gôndola (como estrutura de suporte para o telescópio) e os diferentes elementos de suporte e fixação dos sensores e atuadores. Este sistema, e o telescópio como um todo, estará sujeito durante as fases de teste, lançamento, vôo e queda a severas condições de vibração, temperatura e esforço mecânico. Por esta razão, a estrutura da gôndola teve de ser projetada para satisfazer os requisitos indicados a seguir:

- a estrutura deve estar preparada para suportar, em forma estática, o peso do experimento, de ~2100 kg. Os principais elementos que contribuem para este valor são indicados na Tabela 3.6. Em forma dinâmica, ela deverá suportar, no momento do contato com o solo após o vôo, uma desaceleração de magnitude aproximadamente igual a 8 vezes a da aceleração da gravidade (g);
- ao mesmo tempo que resistente, a estrutura deve ser leve e modular, facilitando assim o transporte, montagem e desmontagem no campo de lançamento e no local da queda, este último nem sempre de fácil acessibilidade. Igualmente, deve facilitar a reposição de peças que possam vir a ser danificadas durante qualquer uma das fases do processo de montagem, testes e recuperação;
- a gôndola deve proteger o telescópio e outros instrumentos a bordo contra eventuais vibrações e movimentos bruscos durante o lançamento e vôo;
- o número de elementos feitos de materiais ferromagnéticos deve ser minimizado, já que eles alteram o campo magnético local e interferem nas medidas feitas com o magnetômetro digital, um dos sensores mais confiáveis do sistema de apontamento do telescópio;
- deve ser construída de tal forma que ela mesma não cubra parcial ou totalmente, em qualquer momento, o CDV do telescópio, principalmente durante as observações próximas ao zênite, em que a atmosfera é mais fina e o número de fótons da fonte que atingem o telescópio é maior;

- deve suportar variações extremas de temperatura sem sofrer deformações que possam comprometer a qualidade das medidas;
- facilitar o acesso aos sensores, atuadores e ao próprio telescópio.

TABELA 3.6 – PESOS DOS PRINCIPAIS ELEMENTOS DO EXPERIMENTO MASCO.

ELEMENTO	PESO (kg)
Máscara codificada	95
Sistema detector (dois cristais de NaI(Tl), sistema de anticoincidência e anel de elevação)	700
Tubos extensores e sistema de rotação da máscara	96
Vaso de pressurização	43
Gôndola	383
18 módulos amortecedores	90
Desacoplador, roda de reação, motor de elevação	117
Rack de aquisição e rack de controle	57
Batérias	100

3.3.2 Solução Implementada

Para satisfazer as condições enumeradas anteriormente, foi implementada a solução mostrada na Figura 3.18. Devido ao tamanho total do experimento, optou-se por uma estrutura dividida em três módulos, satisfazendo assim as condições de transportabilidade e acessibilidade acima mencionadas. A gôndola foi modelada em alumínio 5052 (densidade = $2,68 \text{ g cm}^{-3}$; resistência mecânica à fluência = 90 MPa ; módulo de elasticidade = 70 GPa ; módulo de expansão térmica = $23,8 \text{ } \mu\text{m m}^{-1} \text{ } ^\circ\text{C}^{-1}$). Este material, além de leve, é resistente o suficiente para satisfazer as condições indicadas anteriormente, como mostrado na Seção 3.1.3. Além disso, é de fácil aquisição no mercado local, nos tamanhos e formatos necessários para o presente projeto.

Em volta da estrutura, e para absorver a energia residual no momento do contacto do telescópio com o solo após o voo, foram colocados 20 módulos amortecedores do tipo *honeycomb* ACG 1-.003 da HEXCEL.

Como elemento de interface entre a gôndola e o balão, utilizou-se um desacoplador de momento angular, descrito em detalhe na Seção 3.2.3.2. Este elemento, além de suportar todo o peso da experiência, permite acoplar ou desacoplar o experimento do balão. Assim, no caso do balão girar por efeito do vento, por exemplo, este movimento não será transmitido à experiência. Igualmente, se a roda de reação, que controla o posicionamento

em azimute, satura, o experimento será acoplado ao balão, transferindo para ele o excesso de momento angular e dessaturando a roda.

O telescópio propriamente dito também é construído em módulos, a partir de um anel de suporte que também faz as vezes de elemento de fixação do telescópio na gôndola por meio do mecanismo de elevação. Este conjunto é mostrado na Figura 3.19. O módulo inferior, um vaso estanque, contém o sistema detector e a eletrônica associada, mantendo-os a uma pressão de ~1 atm, evitando-se assim a geração de arcos voltaicos que danificariam o sistema.

A distância entre o detector e a máscara é garantida pelo uso de um tubo extensor, dividido em duas partes para facilitar a sua manipulação, em cujo extremo localizam-se o mecanismo de rotação da máscara codificada e alguns sensores do sistema de apontamento.

3.3.3 Amortecedores *Honeycomb*

Os amortecedores *honeycomb* são estruturas em formato de colméia utilizados para absorver a energia do impacto da carga útil contra o solo após o voo. No caso do telescópio MASCO foram instalados amortecedores na face inferior da gôndola e em três das quatro faces laterais. Uma face deve permanecer livre para permitir a movimentação do telescópio em elevação.

Na determinação da área disponível para os amortecedores na face inferior da gôndola deve ser considerada a presença da caixa de lastro. No presente caso, esta caixa ocupa uma área quadrada de 75 cm de aresta. Por esta razão, foram instalados 8 módulos de seção quadrada de 40 cm de aresta nessa face.

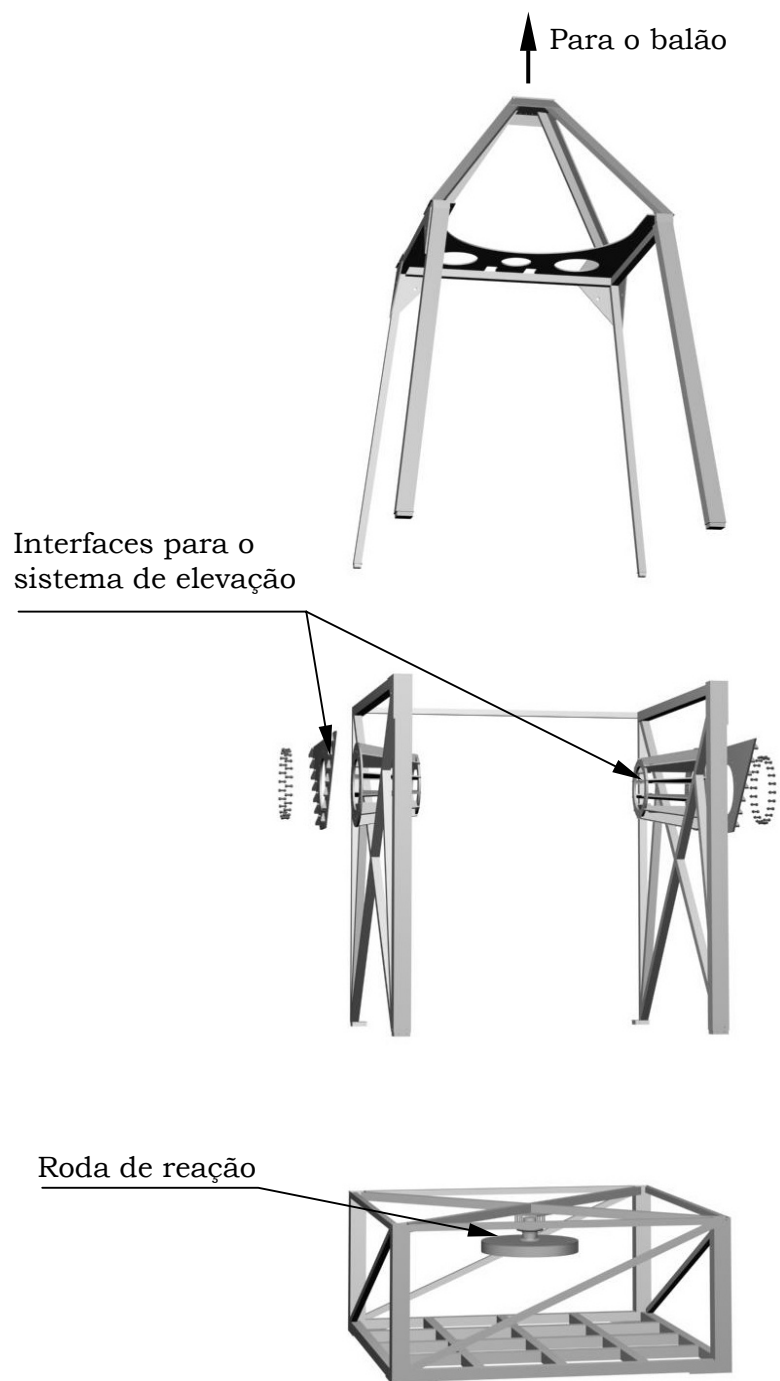


Fig. 3.18 – Estrutura modular da gôndola.

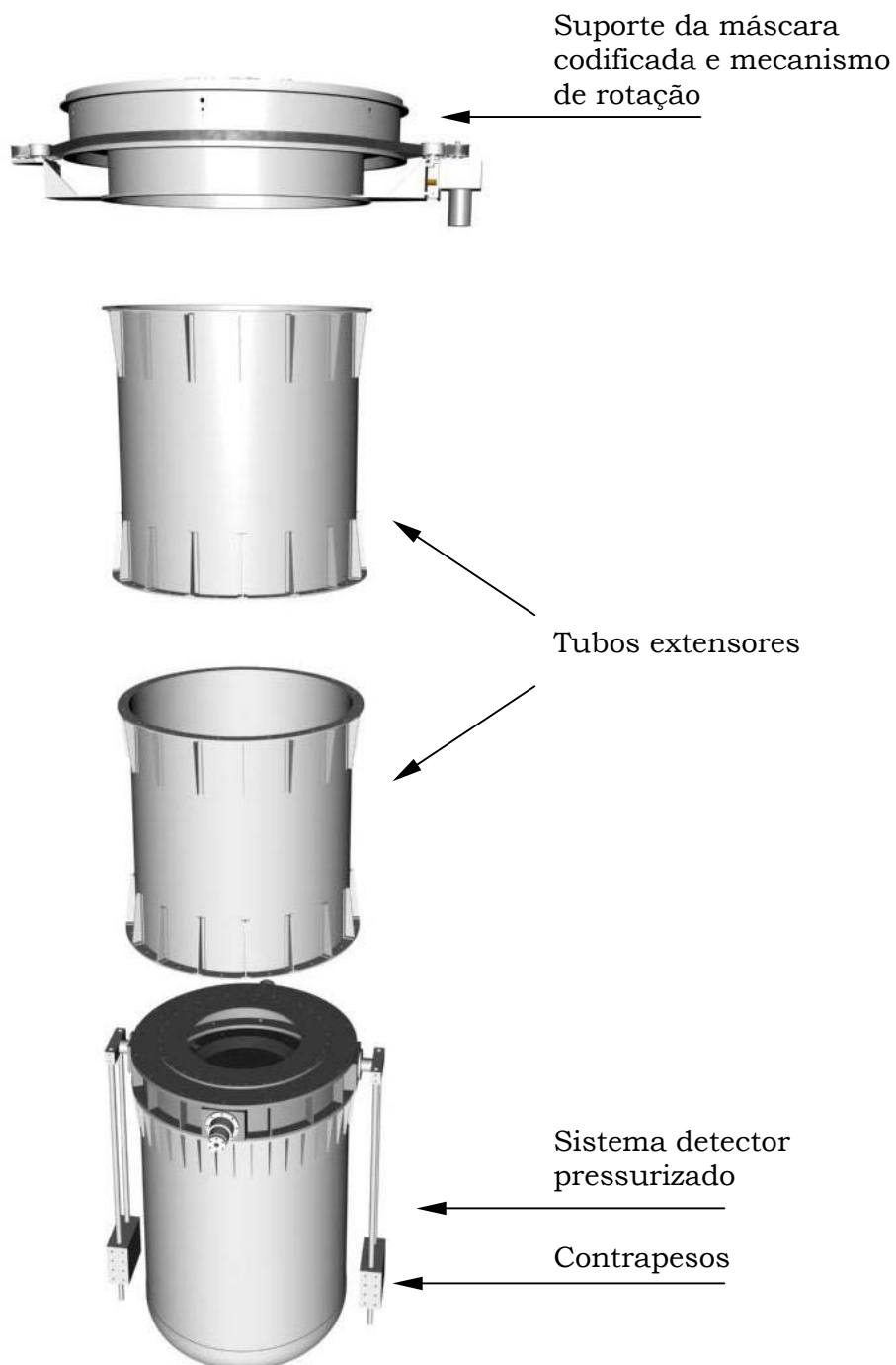


Fig. 3.19 – Estrutura modular do telescópio MASCO.

Se considerarmos que o esforço máximo a que será submetido o amortecedor é igual à sua resistência ao esmagamento, teremos que:

$$S = \sigma = \frac{Ma}{A_{imp}} = 176060 \text{ Pa.} \quad (3.5)$$

A desaceleração máxima, a , que o amortecedor pode imprimir ao telescópio será,

$$a = \frac{\sigma \cdot A_{imp}}{M} = 56,3 \text{ m.s}^{-2} . \quad (3.6)$$

Em outras palavras, 4 módulos amortecedores suportam 5,6 vezes o peso do telescópio. A espessura mínima dos módulos amortecedores é dada pela distância que a carga percorre até parar com esse valor de desaceleração, ou:

$$e = \frac{v_{imp}^2}{2 \cdot a} = 0,4 \text{ m.} \quad (3.7)$$

A espessura dos módulos amortecedores do telescópio MASCO foi escolhida como sendo de 0,6 m, o que fornece uma margem de segurança de 50%, sem considerar que foi suposto que o contacto com o solo é feito sobre 4 módulos e não sobre os 8 módulos da base, o que dá um fator de segurança adicional de 100%. O valor da aceleração calculado acima entra como um parâmetro no estudo da resistência mecânica da gôndola, feito por meio de simulações com um algoritmo de elementos finitos.

Para finalizar, na Figura 3.20 mostra-se uma representação do telescópio MASCO integralmente montado em configuração de vôo, detalhando alguns dos subconjuntos mais importantes.

3.4 Comparação com Outros Instrumentos

Na Tabela 3.7 é feita uma comparação das características básicas do telescópio MASCO com as de outros instrumentos imageadores que trabalharam em uma banda de energia equivalente, utilizando máscaras codificadas. Notar, por exemplo, o telescópio SIGMA, que funcionou a bordo de satélite entre 1991 e 1997 e cujas características mais detalhadas são mostradas no Capítulo 6. Este instrumento utilizou um detector de NaI(Tl) com uma área total de 2551 cm² (Bouchet et al 2001), apenas duas vezes

maior que a área total do cristal principal do MASCO. O seu CDV tem, também, um tamanho igual a apenas 1/8 do tamanho do CDV do telescópio MASCO. Já a sua resolução angular é comparável à do nosso instrumento. Combinando estes parâmetros, pode ser concluído que, embora a área de detector exposta ao sinal das fontes astrofísicas seja menor que a do SIGMA, o telescópio MASCO permite observar uma região do céu muito maior, com o que se aumenta a capacidade de monitoramento dos alvos científicos.

Como opera a bordo de balão, o telescópio MASCO pode ser comparado diretamente ao telescópio GRIP, já que utilizam detectores de NaI(Tl) idênticos e operam aproximadamente na mesma faixa de energia. O GRIP já produziu resultados interessantes com alguns vãos no Hemisfério Sul, como a primeira imagem em raios gama de baixa energia da região da SN1987a (Cook et al. 1988). Outro instrumento comparável ao MASCO é o EXITE (Braga et al. 1990), cuja área útil de detecção é maior que a do MASCO embora seu CDV seja, como no caso do SIGMA, de apenas 1/8 do tamanho do CDV do MASCO.

Entretanto, praticamente quase nenhum dos instrumentos indicados na Tabela 3.7 usa antimáscara devido às dificuldades experimentais em implementá-la. O telescópio MASCO emprega uma antimáscara montada numa configuração única com a máscara, de tal forma que permite uma redução de peso, além de, naturalmente, reduzir os erros sistemáticos associados ao processo de construção de imagens. O uso de uma antimáscara, aliado a um bom conhecimento da resposta do detector, aumenta a qualidade do processo de reconstrução de imagens.

Considerando os resultados obtidos por outros experimentos semelhantes em anos anteriores (GRIP, EXITE e SIGMA, principalmente), é possível ver que o telescópio MASCO é capaz de obter resultados promissores, tendo em vista a semelhança das suas características com as destes instrumentos. Se levarmos em consideração resolução angular e sensibilidade, pode-se prever também um bom desempenho para o experimento, principalmente no que diz respeito a resolver fontes na região do CG onde existem vários objetos separados por distâncias menores que um grau. O telescópio MASCO, além de seu potencial para descobrir novas fontes e estudar mais detalhadamente fontes já identificadas, pode ser utilizado para explorar os resultados dos experimentos a bordo de satélite hoje em operação, principalmente instrumentos não imageadores de raios-X, assim como dos futuros telescópios imageadores (e.g., INTEGRAL).

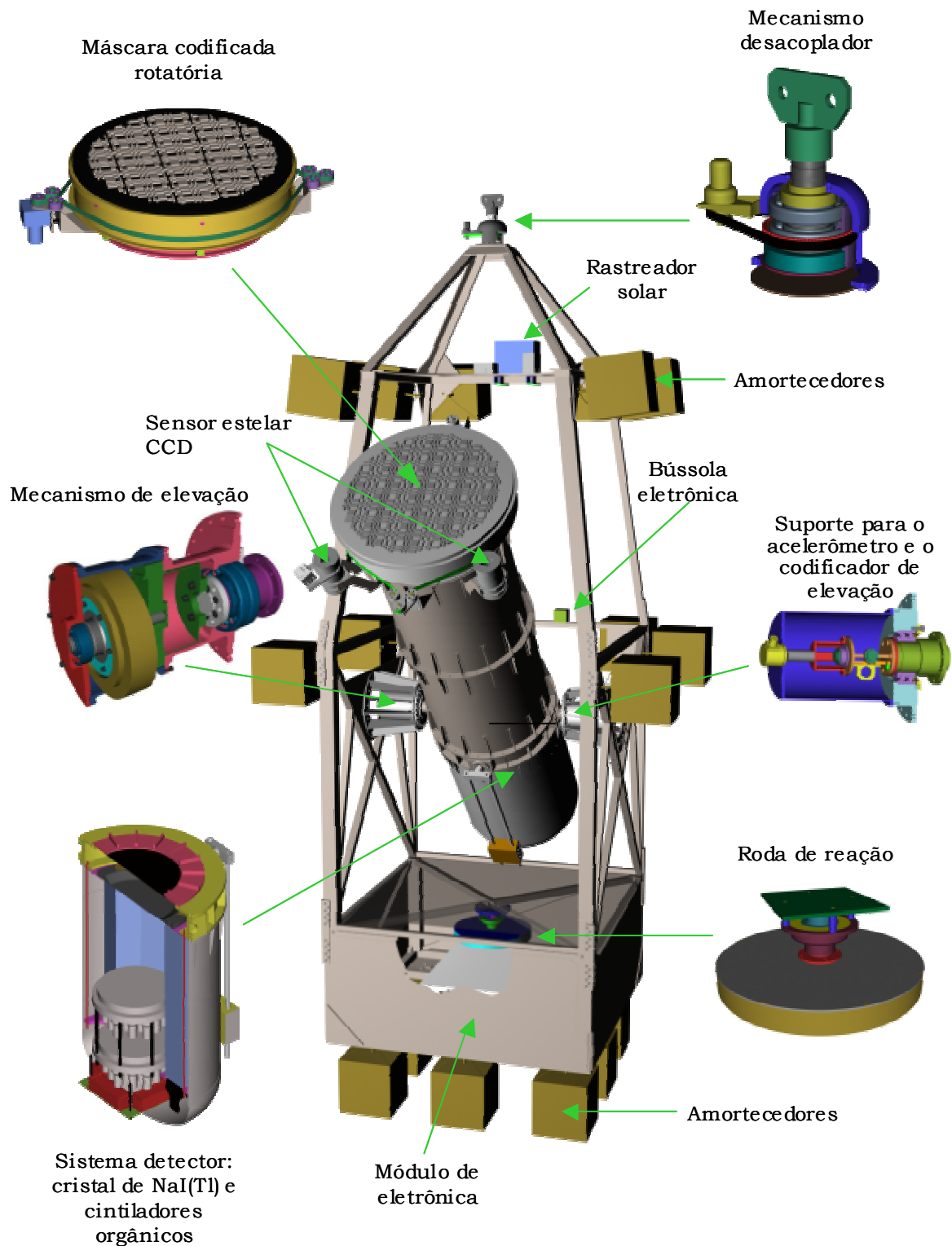


Fig. 3.20 – Representação do telescópio MASCO em configuração de voo e detalhamento de alguns dos subconjuntos mais importantes.

TABELA 3.7 – CARACTERÍSTICAS PRINCIPAIS DE ALGUNS DOS MAIS IMPORTANTES INSTRUMENTOS IMAGEADORES COM MÁSCARA CODIFICADA EM ALTAS ENERGIAS

Telescópio	Plataforma	Máscara	Detector	Área (cm ²)	Energia (MeV)	Resolução Angular	CDV
Gamma-1	Satélite	URA	Spark	2500	> 50	0,2°	5,7°
SL 1501	Skylark	URA	MWPC	513	< 0,01	2,5° x 21°	4°
XRT	Skylab	URA	MWPC	2048	< 0,025	3' x 12'	6,4°
WFC	SAX	URA	MWPC	1000	< 0,03	5'	20°
WFC	Salyut	URA	MWPC	625	< 0,03	2'	7,5°
TXC	Balão	URA	MWPC	470	0,02-0,15	5° x 4°	37° x 38°
EXITE-2	Balão	URA	NaI(Tl)	1296	0,02-0,6	22'	4,65°
SIGMA	GRANAT	URA	NaI(Tl)	2551	0,35-1,3	13'	4,7°x4,3°
DGT	Balão	URA	BGO	715	0,1-10	3,6°	15° x 23°
ZEBRA	Balão	URA	NaI(Tl)	5100	0,2-10	1°	7° x 9°
GRIS	Balão	URA	Ge	232	0,02-10	4°	9° x 15°
GRIP	Balão	HURA	NaI(Tl)	1300	0,03-5	0,6°	20°
TTM	Mir	URA	NaI(Tl)	600	< 0,032	2'	8° x 8°
ART-P	GRANAT	URA	NaI(Tl)	--	< 0,15	5'	3,6° x 3,4°
TIMAX	Balão	URA	NaI(Tl)	280	< 0,1	2°	10° x 10°
MASCO	Balão	MURA	NaI(Tl)	1300	0,05 – 1,3	14'	14°
IBIS	INTEGRAL	MURA	CdTe	2600	0,015-10	12'	9°x9°
			CsI	3100			

CAPÍTULO 4

PROJETO DO SISTEMA DE RECONSTRUÇÃO DE IMAGENS DO TELESCÓPIO MASCO

Como já foi discutido em capítulos anteriores, instrumentos do tipo do telescópio MASCO, que realizam observações no espaço a bordo de balão ou satélite, estão sujeitos a condições de funcionamento particulares que fazem com que seja necessário considerar estratégias específicas para a produção de imagens astrofísicas.

O telescópio MASCO foi projetado para realizar observações na faixa de energia compreendida entre 50 keV e 1,3 MeV. Fótons nesta faixa de energia têm um poder de penetração elevado o que, como já foi discutido anteriormente, introduz algumas dificuldades específicas inerentes a este tipo de astronomia, como a necessidade do uso de técnicas de codificação da direção de incidência dos fótons e reconstrução *a posteriori* de imagens, um tipo de problema que não acontece com a focalização, utilizada em telescópios que funcionam em energias menores. Por outro lado, é necessário utilizar detectores de grande volume para compensar o menor número de fótons emitidos pelas fontes cósmicas de altas energias, em comparação com fontes emissoras em outras faixas de frequência. Considerando que devem ser usados materiais de densidade elevada, o peso destes instrumentos tende a ser grande, dificultando com isso o controle das coordenadas de apontamento da plataforma que abriga o instrumento.

Fótons na faixa de energia de funcionamento do telescópio MASCO são absorvidos pela atmosfera terrestre, de tal forma que é necessário atingir grandes altitudes, da ordem de dezenas de km, para que este tipo de estudos possa ser feito. Por esta razão, os telescópios de altas energias devem ser colocados a bordo de balão, foguete ou satélite. No caso específico do MASCO, que voará a bordo de balão estratosférico a ~40 km de altitude, o telescópio encontrar-se-á submetido a dificuldades adicionais associadas com as condições ambientais nessa altitude. Assim, por exemplo, o experimento poderá, por efeito do vento, se deslocar a alta velocidade, sofrer ascensões ou quedas bruscas ou apresentar movimentos de pêndulo plano ou cônico, entre outros.

Com todos estes efeitos agindo simultaneamente, e considerando a baixa intensidade intrínseca das fontes cósmicas de raios-X e gama, é necessário manter as coordenadas de apontamento da forma mais estável possível durante longos períodos de tempo ou, pelo menos, conhecê-las de forma precisa para poder, durante o processo de reconstrução de imagens *a posteriori*, recuperar a direção de incidência de fótons que de outra forma seriam inúteis ou perdidos no processo de imageamento. Notar que, além de não estar fixo a uma superfície de referência no solo, o controle do apontamento do telescópio deve ser feito à distância ou de forma completamente automática, neste último caso em ausência de operadores humanos.

Adicionalmente, devido ao uso de uma montagem altazimutal, o CDV apresenta um giro em torno do seu centro, tanto mais importante quanto maior for o tempo de observação. Este efeito deve, também, ser corrigido durante o processo de reconstrução das imagens.

Há também o fato de que durante o período de observação, o experimento estará submetido a mudanças extremas de temperatura que afetam, principalmente, os elementos eletrônicos. Para monitorar eventuais mudanças nos ganhos do sistema detector, uma fonte de calibração a bordo (^{241}Am , 60 keV, ou ^{57}Co , 122 keV) será observada periodicamente para, junto com a linha atmosférica de 511 keV, servir como padrão de calibração e correção das informações guardadas em disco pelo SAD. Outros efeitos que devem ser corrigidos durante o processo de reconstrução de imagens são a não uniformidade de sensibilidade na superfície do detector e o ruído sistemático produzido pelo próprio instrumento e que depende da sua geometria e posição, principalmente.

Assim sendo, este capítulo é dedicado à descrição do desenvolvimento do procedimento de redução e análise dos dados obtidos com o telescópio MASCO. Nesse procedimento serão combinados os dados fornecidos pelo SAD, relativos aos eventos fotônicos, e as informações oriundas do SARA, relativas às coordenadas de apontamento do telescópio em função do tempo.

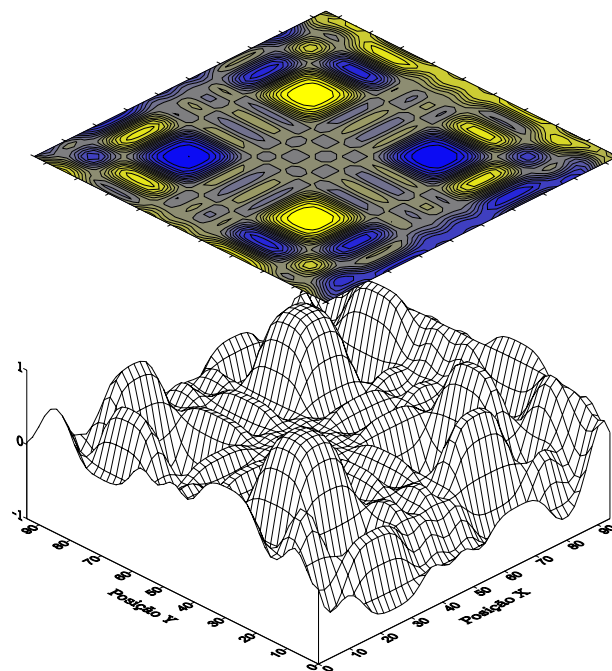
4.1 Reconstrução de Imagens: Procedimento Básico

Na atual configuração, o telescópio MASCO pode ser utilizado para obter imagens de fontes de altas energias de acordo com pelo menos três estratégias diferentes: máscara codificada simples, máscara-antimáscara e máscara rotatória.

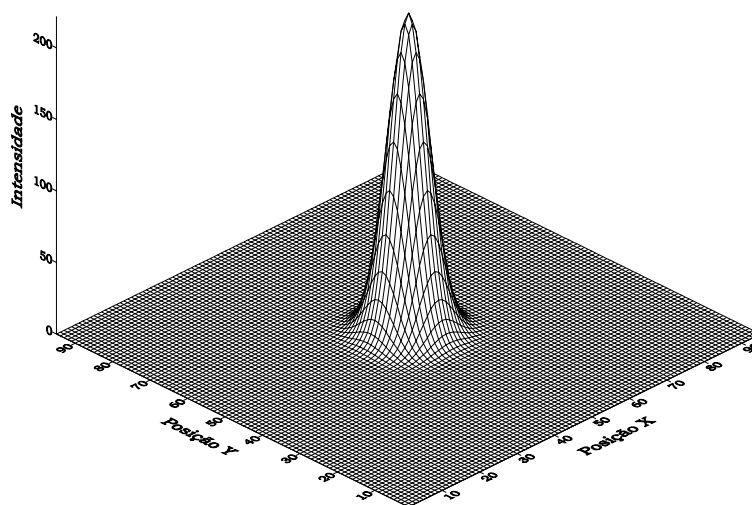
No primeiro caso, descrito na Seção 2.3, a imagem final é obtida por uma operação de correlação entre o diagrama de sombras e uma função de reconstrução apropriada, G . Esta função de reconstrução deve ser tal que o resultado da operação de correlação entre ela e o padrão da máscara seja tão semelhante quanto for possível de uma função delta de Dirac, com lóbulos laterais nulos ou de valor constante. Para o caso do telescópio MASCO, esta função G segue o mesmo padrão da máscara, trocando os valores 0 por -1 , exceto por um elemento que, sendo nulo na máscara, se transforma em 1.

Entretanto, com a intenção de ser ter um melhor aproveitamento das características do telescópio, duas mudanças são feitas sobre este procedimento básico. Primeiro, o diagrama de sombras é construído associando-se ao detector uma matriz cujos elementos têm uma dimensão linear igual a $1/5$ da dimensão linear da célula básica da máscara (fator de amostragem = 5), fator que também é aplicado à matriz de reconstrução. Segundo, a matriz de reconstrução é suavizada pela convolução com uma função gaussiana que representa a resposta do sistema a uma fonte pontual, cuja largura é determinada pela resolução espacial do detector. Esta mudança no padrão de reconstrução é uma forma eficiente de otimizar a RSR da imagem reconstruída (Braga 1990). Na Figura 4.1 são mostrados o padrão de reconstrução amostrado e suavizado (a) e o resultado da operação de correlação entre ele e o padrão da máscara (b).

Desta forma, para todos os casos de reconstrução de imagens de laboratório adquiridas com o telescópio MASCO e mostrados no Capítulo 5, usou-se como matriz de reconstrução o arranjo amostrado e suavizado apresentado na Figura 4.1 (a).



(a)



(b)

Fig. 4.1 – (a) Padrão de reconstrução amostrado (fator de amostragem=5) e suavizado por convolução com a resposta do sistema detector a uma fonte pontual e (b) resultado da operação de correlação de (a) com o padrão da máscara com o mesmo fator de amostragem. As escalas verticais estão dada em valores arbitrários.

Ademais, considerando que a operação de correlação consome uma grande quantidade de tempo, proporcional à quarta potência do produto da dimensão da máscara pelo fator de amostragem e proporcional ao quadrado da dimensão do mosaico, optou-se por realizá-la no espaço de Fourier, levando em consideração que

$$g \otimes h = \mathfrak{F}^{-1}[\mathfrak{F}(g) \cdot \mathfrak{F}^*(h)] , \quad (4.1)$$

em que g e h são as funções originais, $\mathfrak{F}(g)$ e $\mathfrak{F}(h)$ são as suas respectivas transformadas de Fourier, \mathfrak{F}^{-1} é a transformada de Fourier inversa e $\mathfrak{F}^*(h)$ é o complexo conjugado da função $\mathfrak{F}(h)$. Em oposição à correlação direta, esta operação consome muito menos tempo, proporcional ao produto da dimensão da máscara pelo \log_2 [dimensão da máscara] e proporcional ao quadrado do produto da dimensão da máscara pelo fator de amostragem. No caso particular aqui considerado, o tempo consumido pela operação no plano de Fourier é ~ 1400 vezes menor que o tempo consumido no plano direto.

4.2 Correção dos Erros de Apontamento

Para propósitos de reconstrução das imagens do céu, as posições de interação dos fótons no detector principal são distribuídas em arranjos de 135x135 elementos, em que a dimensão linear do elemento de imagem corresponde a 1/5 da dimensão linear do elemento da máscara, ou seja 2,5 mm, em faixas de energia especificadas que podem ser livremente escolhidas em cada caso.

No entanto, ao longo de uma sessão de observação, as coordenadas de apontamento do telescópio mudam por fatores tão diversos como correntes de vento agindo sobre as diferentes faces da gôndola, movimentos bruscos de ascensão ou queda do instrumento devidos a mudanças da temperatura ambiente ou da pressão no interior do balão, ou a própria precisão da resposta do sistema de apontamento.

Estas mudanças de apontamento, assim como as suas correspondentes correções, têm como conseqüência o fato de que a sombra da máscara gerada por uma fonte no CDV seja deslocada periodicamente, fazendo com que a imagem bruta que pode ser obtida a partir dos dados armazenados em disco corresponda à imagem da sombra da máscara modulada pela matriz de deriva do instrumento, ou seja, uma imagem borrada da sombra da máscara. Adicionalmente, esta imagem também inclui uma componente devida ao

ruído (sistemático+ambiente), que se sobrepõe em forma aditiva ao registro e não depende, pelo menos em princípio, das coordenadas de apontamento.

Duas alternativas podem ser consideradas neste ponto: utilizar os resultados do SARA relativos às coordenadas de apontamento para fazer uma correção *a posteriori* das posições de interação dos fótons no detector principal do telescópio ou descartar completamente qualquer correção da deriva do instrumento.

No primeiro caso, se considerarmos que os fótons originados na fonte de interesse são indistinguíveis dos fótons pertencentes ao padrão de ruído, a correção dos erros de apontamento será aplicada indistintamente tanto à sombra da máscara quanto ao padrão do ruído. Pode ser visto, então, que para corrigir a imagem não será suficiente subtrair um registro correspondente a um campo sem fontes aparentes. É necessário que este registro seja modulado pela mesma seqüência de derivas do telescópio que o padrão que se sobrepõe à imagem analisada. Esta técnica é utilizada com os registros do telescópio SIGMA, que utilizou uma máscara codificada fixa e, por funcionar a bordo de satélite, pôde ser apontado periodicamente para campos sem fontes sem que o tempo consumido fazendo estes registros fosse uma fração significativa do tempo útil do instrumento. Adicionalmente, no caso do SIGMA, as condições ambientais não mudam significativamente, o que leva a que um único registro do padrão de ruído seja válido para um grande número de observações científicas.

Por sua vez, com o telescópio MASCO não será possível fazer este tipo de registro, já que o tempo útil de um vôo é relativamente curto e as condições ambiente mudam suficientemente rápido, sendo necessário gastar quase tanto tempo na observação do alvo científico quanto do ruído ambiente. Entretanto, o MASCO utilizará a técnica de máscara-antimáscara que permite registrar e subtrair o padrão de ruído sem a necessidade de um registro de um campo sem fontes, mesmo quando esse padrão não é uniformemente distribuído sobre o detector.

Contudo, quando as correções dos erros de apontamento são introduzidas, e dependendo da amplitude desses erros, o padrão de ruído correspondente às sombras feitas com máscara não coincide exatamente com o mesmo padrão correspondente às sombras feitas com antimáscara, levando a que a correção não seja tão precisa quanto poderia ser esperado. Por esta razão, deve existir um compromisso entre corrigir as derivas, distorcendo com isto o padrão de

ruído, e reconstruir uma imagem da fonte com os dados brutos, com uma melhor RSR, porém com uma resolução angular degradada.

Qualquer que seja a escolha, o que deve ser feito caso a caso, e considerando que o SARA fornece as coordenadas de apontamento do telescópio de acordo com pelo menos 2 sensores (um para azimute e um para elevação) com uma frequência de 5 Hz, escolheu-se como constante de tempo para a correção dos erros de apontamento o valor de 1 segundo, para o caso de se querer uma correção automática deste efeito. Este valor, de qualquer forma, pode ser mudado à vontade, podendo, no limite, se ter um valor de correção para cada evento fotônico. Alternativamente, as imagens podem ser construídas sem qualquer correção da deriva do telescópio. Os efeitos de cada uma destas opções sobre a imagem final serão mostrados na próxima seção.

4.3 Efeito da Deriva do Telescópio nas Imagens Reconstruídas

Para testar o efeito da deriva do telescópio no processo de reconstrução de imagens, foi feita uma simulação de aquisição em que o telescópio foi suposto pendurado e livre para pendular (em situação de vôo). A fonte observada, mantida em uma posição fixa, foi inicialmente colocada no centro do CDV do instrumento. Foi então suposto um movimento do telescópio de tal forma que a posição da fonte no CDV oscilasse em forma senoidal com amplitude e frequência conhecidas e constantes. O valor correspondente ao erro de apontamento do telescópio foi determinado e armazenado em disco com uma frequência de 5 Hz, sendo aplicado em cada caso um termo aditivo (positivo ou negativo) equivalente ao valor típico da incerteza das medidas da bússola eletrônica, o sensor mais confiável, embora de menor precisão, do SARA, como apresentado no Capítulo 3. A partir do registro dos erros de apontamento, construiu-se uma matriz de correção de derivas que foi utilizada no processo de reconstrução da imagem adquirida.

Nesta simulação foram incluídos, também, os efeitos de ruído ambiente e de não-uniformidade espacial na sensibilidade do detector. Considerando que o sistema de máscara rotatória é equivalente a um conjunto de 16 pares máscara-antimáscara, esta simulação foi feita supondo que os registros de eventos fotônicos foram feitos metade do tempo com máscara e metade com antimáscara. Como já foi discutido anteriormente, o uso da técnica de máscara-antimáscara tem como resultado final a correta eliminação do padrão de ruído ambiente, mesmo não sendo uniforme sobre o detector, na situação em que não são feitas correções de deriva do telescópio.

Na Figura 4.2 é mostrado o resultado de um conjunto de simulações para uma observação com a técnica de máscara codificada simples. Para estas simulações foram considerados $1,5 \times 10^6$ fótons oriundos da fonte e $3,0 \times 10^6$ fótons correspondentes ao ruído ambiente, este último incidindo uniformemente sobre o detector. Considerou-se que a fonte oscilou harmonicamente ao longo do eixo X com uma amplitude de 15 minutos de arco e um período de 6 segundos, valores observados nos testes de campo do SARA em condições de vento nulo ou de baixa velocidade (Fonseca et al. 2001). O caso (a), de referência, corresponde ao caso em que as coordenadas de apontamento não mudaram durante a observação. A imagem reconstruída apresentou uma resolução espacial de 2,50 cm e 2,33 cm nos eixos x e y, respectivamente, e uma RSR de 35,05. Nos casos (b) a (d) foi considerado que as coordenadas de apontamento mudaram de acordo com os valores indicados anteriormente. Adicionalmente, as seguintes condições foram aplicadas: no caso (b) a imagem foi reconstruída sem fazer nenhuma correção dos erros de apontamento; no caso (c) as erros de apontamento foram corrigidos supondo que o seu valor é conhecido perfeitamente; e no caso (d) os erros de apontamento foram corrigidos, porém foi introduzida uma incerteza na sua medida, que corresponde à falta de precisão típica dos sensores do MASCO, com um valor de ± 10 minutos de arco. Para cada um desses casos foram obtidos os seguintes resultados:

$RSR_{(b)} = 19,11$; resolução espacial_(b): x = 3,74; y = 2,31 cm.

$RSR_{(c)} = 33,71$; resolução espacial_(c): x = 2,50; y = 2,27 cm.

$RSR_{(d)} = 13,23$; resolução espacial_(d): x = 3,47; y = 3,20 cm.

Notar que se a precisão do sensor utilizado para determinar as coordenadas de apontamento não for apropriada, mesmo corrigindo os erros de apontamento durante o processo de reconstrução de imagens (caso d) a qualidade do resultado final pode ser degradada de tal forma que é preferível não corrigir o efeito de deriva do telescópio (caso b). Isso é devido a que, sendo a falta de precisão da medida das coordenadas de apontamento da mesma ordem de grandeza do erro, o sistema de determinação de atitude introduz um erro adicional desconhecido de magnitude tão grande quanto o da deriva, sendo aquele impossível de ser corrigido.

Um conjunto equivalente de simulações foi feito considerando-se o uso de máscara e antimáscara. Todos os parâmetros foram mantidos iguais (número de fótons da fonte e do ruído, amplitude e período da oscilação do telescópio e precisão do sensor utilizado). A integração foi feita metade do tempo com

máscara e metade com antimáscara. Os resultados obtidos para estas simulações são mostrados na Tabela 4.1.

De acordo com esta tabela, pode ser visto que o uso da técnica de máscara-antimáscara permite obter uma imagem com melhor RSR do que uma outra obtida com máscara codificada simples e subtração do padrão de ruído, mesmo em ausência de erros de apontamento. No que diz respeito à correção da deriva do telescópio, pode ser visto, mais uma vez, que o fato de corrigir os erros de apontamento não é garantia de uma melhora na qualidade das imagens reconstruídas, sendo necessário levar em consideração a amplitude dos erros e a precisão dos sensores que estão sendo utilizados na determinação destes erros.

Comparando as linhas 2 e 4, por exemplo, em que a oscilação do telescópio teve uma amplitude de 15' e o sensor uma precisão de 10' pode ser visto que, sendo os erros de apontamento da mesma ordem de grandeza da precisão do sensor, é melhor não fazer a correção, em cujo caso a RSR é aproximadamente o dobro da que se obtém quando a correção é aplicada. Entretanto, ao não se considerar esta correção, a imagem da fonte fica um pouco mais alargada do que no caso corrigido, como se vê na coluna que corresponde à resolução no eixo X.

Já quando a magnitude dos erros de apontamento se faz maior do que a precisão dos sensores, a sua correção se torna importante como pode ser visto comparando os resultados das linhas 8→10 e 11→13. De qualquer forma, um valor de RSR próximo daquele obtido em ausência de perturbações só é obtido quando as medidas do sensor considerado são perfeitamente precisas, distanciando-se desse valor de referência na medida em que os erros de apontamento se tornam maiores.

4.4 Variação de Sensibilidade na Superfície do Detector

Para estudar a variação espacial da sensibilidade do detector, foi feito um registro de eventos fotônicos com o detector uniformemente iluminado. Para isso foi usada uma fonte de ^{241}Am , isotrópica e de pequenas dimensões, com atividade de ~100 mCi, colocada a 10 m na frente do detector, alinhado com o eixo de observação. Com esta informação foi construído um mapa de sensibilidade com elementos de imagem de tamanho linear equivalente a 1/5 do tamanho linear da máscara codificada. O resultado correspondente é mostrado no Capítulo 5. Deve ser lembrado que esta resposta depende da energia, porém, em ausência de outras fontes de calibração e para propósitos

de teste, usou-se somente este resultado. Uma vez obtido o diagrama de sombras a partir dos dados do sistema de aquisição, corrigidos ou não por deriva, a matriz resultante deverá ser dividida, elemento a elemento, pelo fator de correção correspondente, obtido a partir das imagens de *flat-field* geradas em laboratório.

Notar que no caso de aplicar as correções dos erros de apontamento aos eventos fotônicos registrados, quando a posição de interação de um fóton no detector é modificada, deve ser considerado que a sensibilidade do detector muda de uma posição para a outra. Portanto, não basta corrigir a posição e adicionar mais um fóton no histograma. Deve ser adicionada uma fração de um fóton, mesmo que este procedimento seja uma operação artificial e desligada da realidade física.

Resumindo, um diagrama de sombras construído a partir dos dados brutos fornecidos pelo SAD, sem correção dos erros de apontamento, pode ser descrito pela expressão:

$$I = [(S*D+F)xU], \quad (4.2)$$

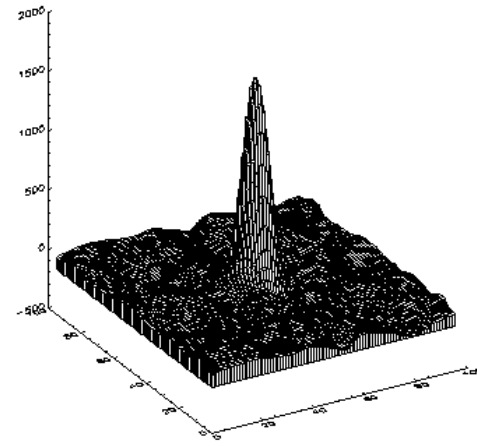
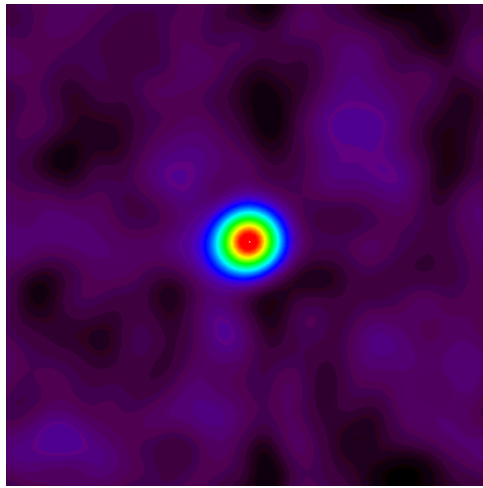
em que I é o arranjo correspondente à sombra, S é o padrão básico da máscara, D é a matriz de derivas do telescópio, F é o padrão de ruído sistemático, U é o padrão de não uniformidade de sensibilidade do detector, * é o produto de convolução e “x” é o produto termo a termo.

O termo (S*D+F) representa o sinal que atinge a superfície do detector, ou seja, a sombra da máscara modulada temporalmente pelo efeito da deriva do instrumento, sobreposto ao padrão de ruído. Este termo é modulado espacialmente pela não uniformidade da sensibilidade do sistema detector, U.

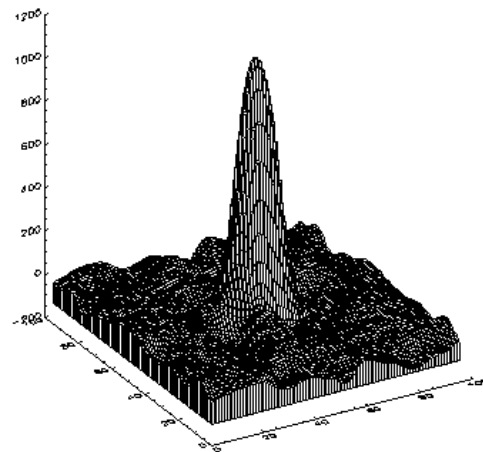
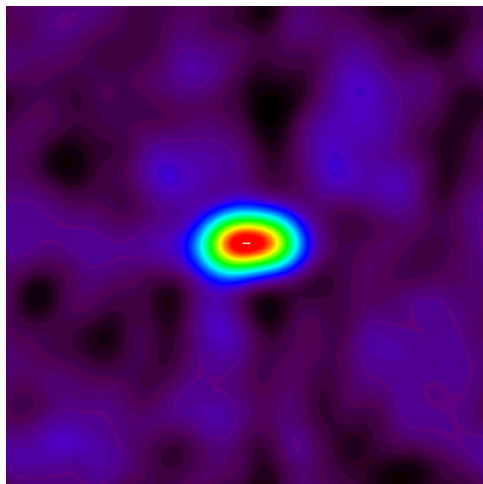
Se a correção dos erros de apontamento for aplicada, o diagrama de sombras resultante é dado pela expressão:

$$\begin{aligned} I &= [(S*D+F)xU]*Cd \approx (S*D*Cd)x(U*Cd) + (FxU)*Cd \\ &= Sx(U*Cd) + (FxU)*Cd. \end{aligned} \quad (4.3)$$

Neste caso aparece um termo adicional, Cd, que corresponde à matriz de correção de derivas.

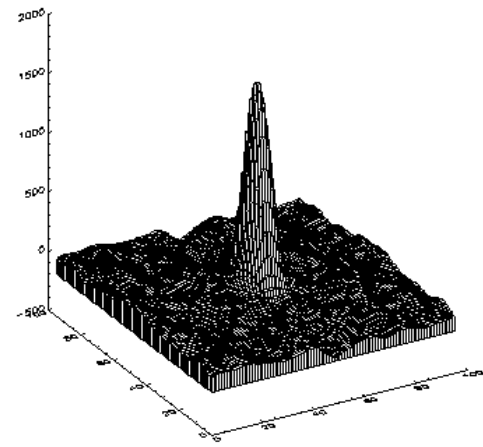
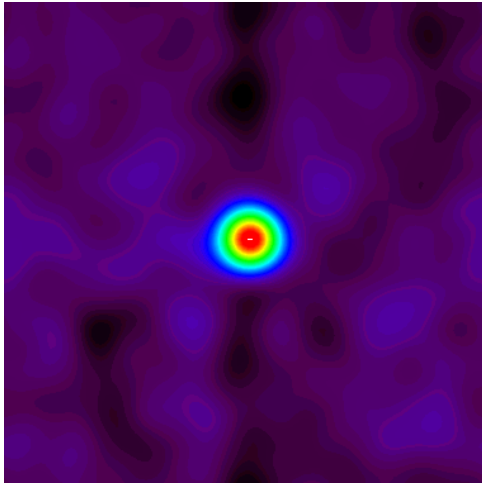


(a)

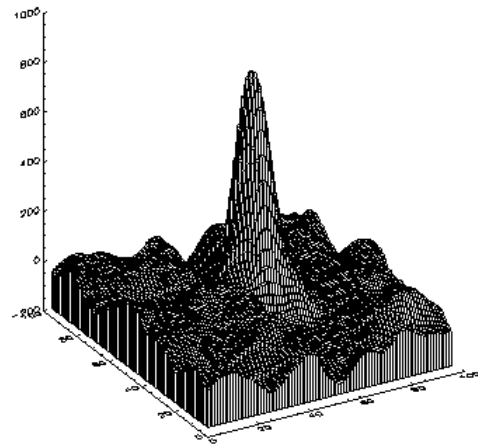
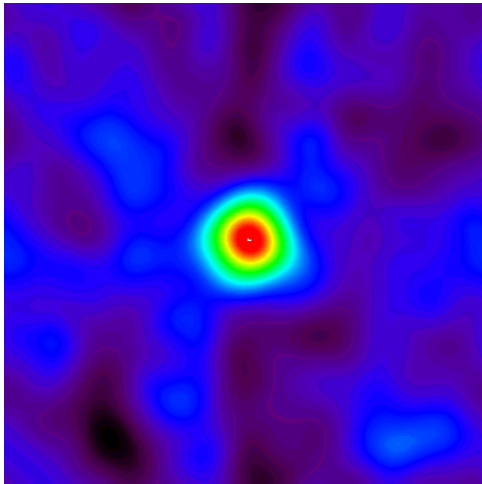


(b)

Fig. 4.2 – Imagens simuladas considerando o efeito de deriva do telescópio e máscara codificada simples. Imagem reconstruída com: (a) coordenadas de apontamento fixas; (b) coordenadas de apontamento variando, porém sem correção durante a reconstrução; (c) coordenadas de apontamento variando e correção na reconstrução supondo sensor perfeito e (d) coordenadas de apontamento variando e correção na reconstrução considerando a precisão real do sensor.



(c)



(d)

Fig. 4.2 – Conclusão.

TABELA 4.1 – RESULTADOS DAS SIMULAÇÕES DE IMAGEAMENTO DE UMA FONTE PONTUAL DE ALTA ENERGIA COM O TELESCÓPIO MASCO CONSIDERANDO OS EFEITOS DA DERIVA E DA PRECISÃO LIMITADA DOS SENSORES DO SARA E UTILIZANDO A TÉCNICA DE MÁSCARA-ANTIMÁSCARA

Amplitude da deriva (minutos)	Correção (minutos)	Desvio do sensor (minutos)	RSR	Resolução no eixo X (cm)	Resolução no eixo Y (cm)
0	0	0	47,11	2,33	2,34
15	0	0	42,72	3,41	2,32
15	15	0	48,92	2,35	2,33
15	15	10	20,87	3,11	3,16
20	0	0	17,51	4,06	2,32
20	20	0	47,86	2,34	2,32
20	20	10	21,14	3,09	3,12
30	0	0	10,41	5,81	2,31
30	30	0	45,79	2,30	2,33
30	30	10	21,14	3,06	3,15
60	0	0	6,90	11,10	2,21
60	60	0	32,50	2,26	2,26
60	60	10	18,69	3,06	3,12

Para obter a reconstrução apropriada do objeto, o resultado indicado na Eq. 4.2 deve ser dividido pelo resultado da convolução das correções de deriva com o mapa de sensibilidade do detector (supostamente bem conhecido), ao que se subtrai o mapa de ruído sistemático convoluído pelas correções de deriva ou uma imagem equivalente feita com antimáscara. Na Figura 4.3 é mostrado o diagrama de fluxo correspondente ao procedimento de reconstrução descrito nas páginas anteriores.

4.5 Máscara Rotatória

Um problema adicional a ser considerado no processo de reconstrução de imagens se deve ao fato de que a máscara codificada do telescópio é formada pela repetição cíclica do padrão básico MURA 19x19. Como já foi explicado em capítulos anteriores, a repetição do padrão básico introduz uma ambigüidade na localização das fontes no CDV. No caso particular do MASCO, nove possíveis posições são geradas para cada fonte no CDV. Para superar esta dificuldade, foi proposto no projeto inicial do telescópio manter a

máscara em rotação permanente durante a observação. Na imagem reconstruída usando esta técnica as fontes fictícias aparecem como anéis em torno da verdadeira posição da máscara.

Para reconstruir a imagem, os dados adquiridos são subdivididos em conjuntos parametrizados pela posição angular da máscara: 64 posições diferentes no caso do MASCO. Com cada um destes subconjuntos é construído padrão de sombras correspondente, com correção de erros de apontamento ou não. Considerando que a máscara do telescópio se transforma em antimáscara por um giro de 90° , esses 64 arranjos formam pares máscara-antimáscara o que faz com que esta técnica esteja implícita com as suas correspondentes vantagens, fazendo desnecessário considerar correções do ruído independentes. As 64 imagens são então corrigidas pelo diagrama de sensibilidade, reconstruídas e somadas para obter a imagem final.

4.6 Giro Aparente do Céu

Como foi indicado na Capítulo 3, o telescópio MASCO utiliza uma montagem altazimutal em que o movimento em elevação é obtido pela rotação de telescópio em torno de um eixo fixo à gôndola e paralelo à sua base e o movimento em azimute pelo giro da estrutura completa da gôndola. Por esta razão, na medida em que um alvo é acompanhado durante uma exposição “longa”, o CDV gira em torno das coordenadas de apontamento como consequência do movimento de rotação da Terra. No caso de instrumentos de imageamento direto que usam o mesmo tipo de montagem (como os telescópios ópticos), a imagem obtida corresponde a um conjunto de arcos cuja formação pode ser evitada dividindo o tempo total de exposição em uma série de exposições curtas e sobrepondo as imagens depois de uma rotação apropriada. Notar que telescópios a bordo de satélite, como foi o caso do SIGMA, não apresentam este problema, já que eles não se encontram ligados ao referencial terrestre.

De forma semelhante, no caso de instrumentos imageadores de duas etapas (como os imageadores baseados em máscaras codificadas), a sombra registrada pelo detector corresponde à sobreposição deslocada da sombra da máscara, em que o deslocamento reflete o movimento aparente das fontes localizadas fora do centro do CDV durante a observação. A imagem reconstruída com uma sombra deste tipo aparecerá, também, como um padrão de anéis em torno do centro do CDV.

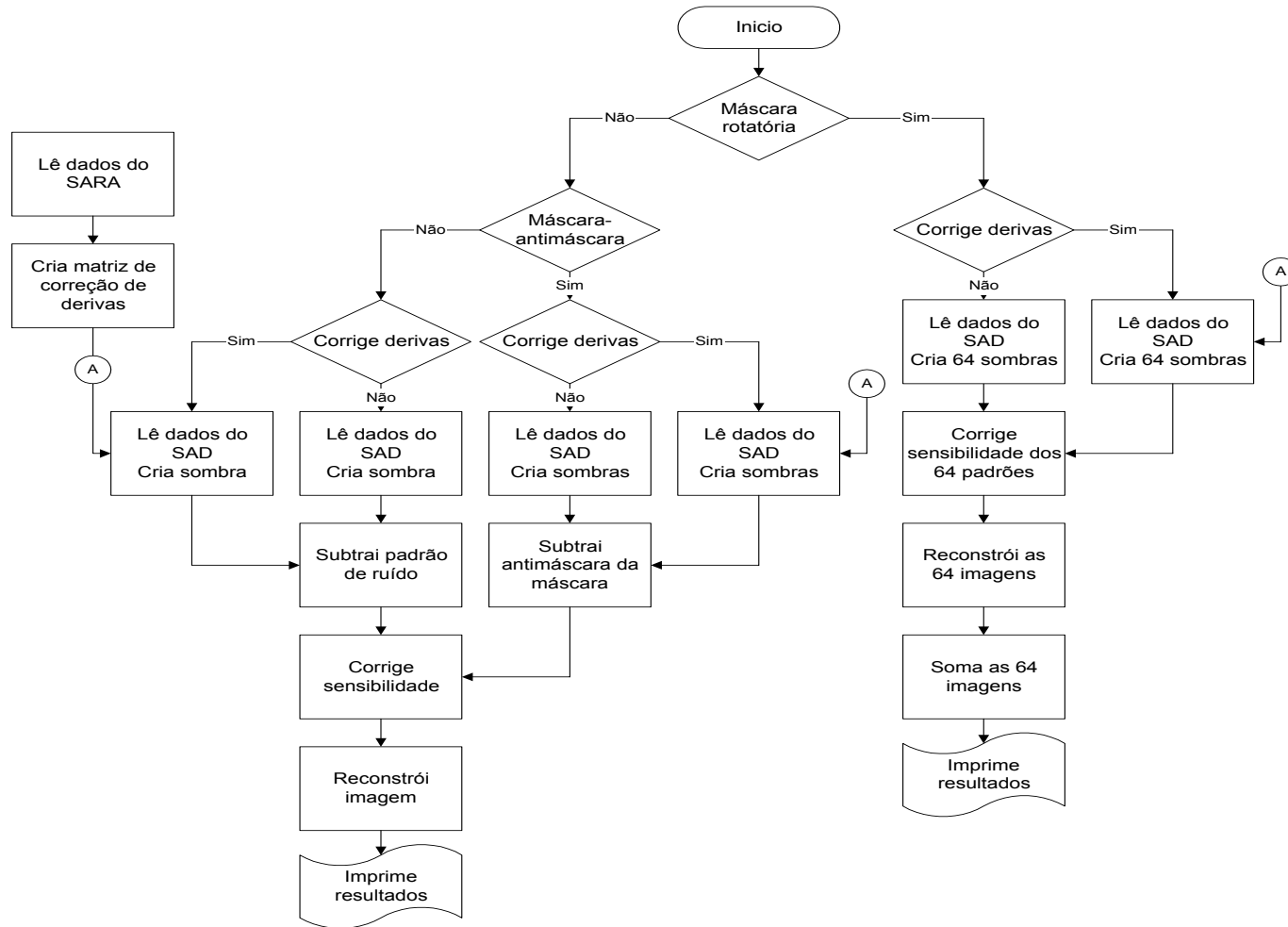


Fig. 4.3 – Diagrama de fluxo do procedimento de reconstrução de imagens aplicado ao telescópio MASCO.

Para evitar a formação deste padrão de anéis, a aquisição deve ser dividida em pequenos intervalos de tempo, e a imagem reconstruída com cada um destes conjuntos de dados deve ser girada antes de ser somada para se obter a imagem final.

Na Figura 4.4 é mostrado um conjunto de imagens simuladas reconstruídas sem a correção do efeito do giro aparente do céu. No caso (a), a fonte de interesse está localizada no centro do CDV e foi acompanhada pelo telescópio durante uma observação de 12 horas. Já nos casos (b), (c) e (d), uma segunda fonte aparece, localizada a $1,5^\circ$, $3,0^\circ$ e $4,5^\circ$ do centro do CDV, respectivamente. Pode ser visto como, em cada caso, a imagem da fonte fora do centro do CDV forma um anel cujo raio depende da posição da fonte no CDV. Desta forma, este anel pode ser usado para obter a posição verdadeira da fonte dentro do CDV, uma vez que o centro do anel “verdadeiro” deve coincidir com o centro do CDV. Assim, no caso (d), uma fonte localizada a $4,5^\circ$ do centro do CDV, e cuja imagem seria de outra forma indistinguível da imagem gerada por uma fonte localizada no centro do CDV, produz uma imagem anelar e não uma imagem pontual como no caso de uma observação em ausência do efeito do giro do céu.

Feita a apresentação da técnica a ser utilizada para a reconstrução de imagens com o telescópio MASCO, no próximo capítulo serão apresentados os resultados da caracterização dos sistemas imageador e de controle de apontamento, junto com imagens de laboratório feitas com o telescópio em configuração de vôo com as técnicas de máscara codificada simples, máscara-antimáscara e máscara rotatória, tanto no CDVTC como no CDVPC.

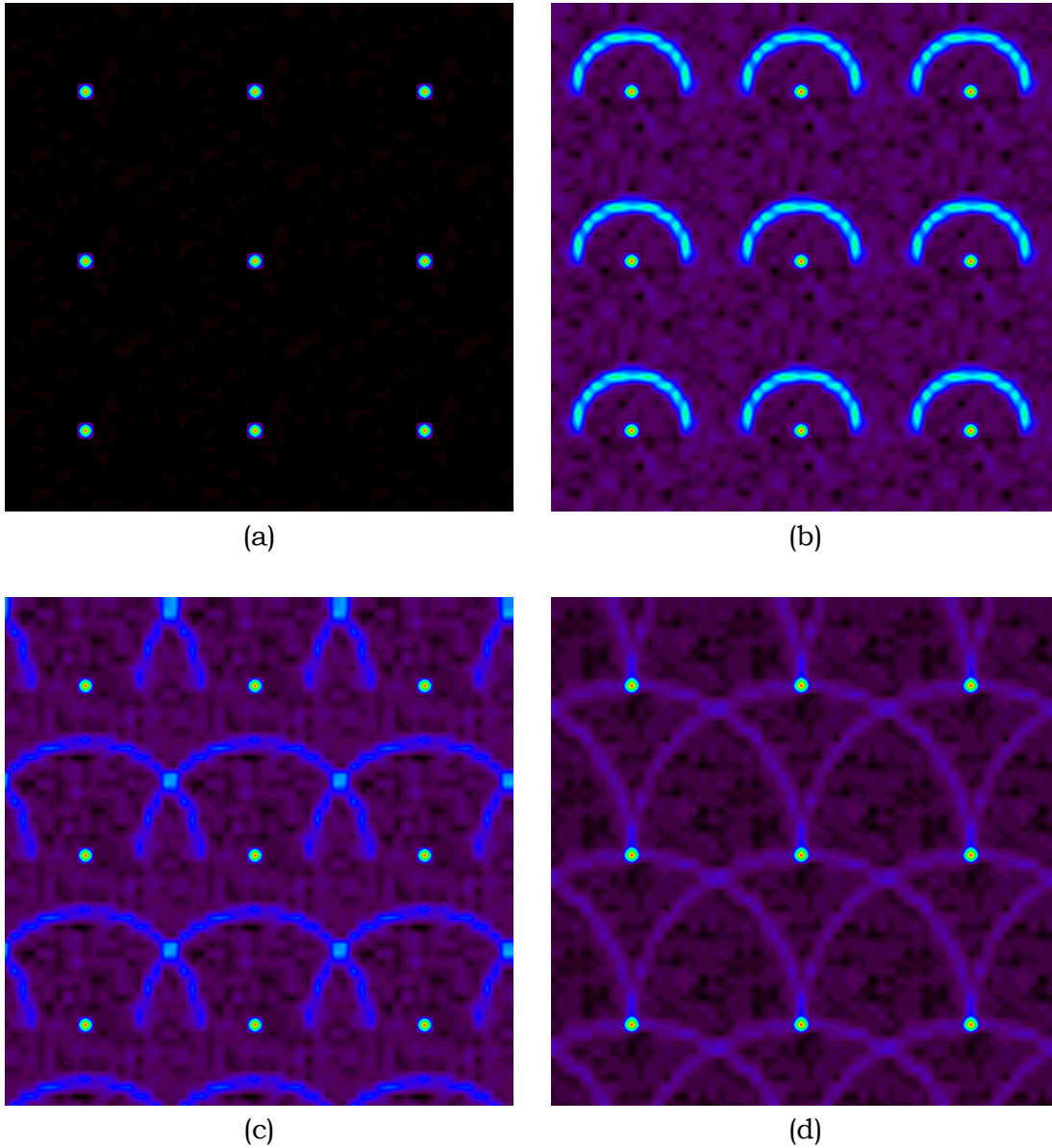


Fig. 4.4 – Imagens simuladas reconstruídas sem correção do efeito do giro aparente do céu: (a) fonte localizada no centro do CDV; junto com a fonte no centro do CDV aparece uma segunda fonte a $1,5^\circ$ do centro (b), $3,0^\circ$ do centro (c) e $4,5^\circ$ (d) do centro. Caso as fontes sejam suficientemente intensas, esta é uma alternativa para obter a posição da verdadeira imagem da fonte no CDV.

CAPÍTULO 5

RESULTADOS DOS TESTES DO TELESCÓPIO MASCO

Com o objetivo de quantificar as características do telescópio MASCO na sua configuração de vôo, incluídas as do SARA e as do sistema imageador, e verificar o funcionamento do *software* de reconstrução de imagens, cujo desenvolvimento foi mostrado no Capítulo 4, foram feitos diversos testes de laboratório, cuja descrição e resultados serão apresentados neste capítulo. Estes testes incluíram:

- determinação da precisão de apontamento do telescópio sob condições de vôo, acompanhando um alvo fixo em coordenadas celestes;
- determinação da precisão de apontamento do telescópio sob condições de vôo, mantendo fixos o seu azimute e a sua elevação;
- determinação das resoluções espacial, espectral e angular do sistema imageador;
- determinação da relação canal/energia para a resposta espectral;
- determinação da área útil do detector principal do telescópio;
- estudo do padrão de sensibilidade (*flat-fielding*) do detector e do ruído sistemático em laboratório;
- estudo da sensibilidade do telescópio;
- verificação do funcionamento da blindagem ativa;
- reconstrução de imagens com máscara, máscara-antimáscara e máscara rotatória, com uma fonte radioativa no CDVTC e
- reconstrução de imagens com máscara-antimáscara, com uma fonte radioativa no CDVPC.

5.1 Testes do Sistema de Apontamento e Referência de Atitude

Para testar o desempenho do SARA, o telescópio MASCO foi pendurado ao ar livre, em um local aberto, com todos os seus componentes montados em uma configuração equivalente à de um vôo real. Nesta situação foi testado o funcionamento individual de todos os sensores integrados no telescópio, especialmente aqueles cujos resultados se baseiam na observação do Sol ou das estrelas. Posteriormente, foram obtidas medidas do desempenho do SARA de forma integrada, em todos os modos em que ele pode funcionar, de

acordo com a descrição feita no Capítulo 3. Dentre os múltiplos testes realizados destacam-se, por ter influência evidente no processo de imageamento:

- determinação do desvio padrão das coordenadas de apontamento do telescópio medidas pelo SARA ao acompanhar um alvo astrofísico (coordenadas celestes constantes), na ausência de perturbações externas mensuráveis. Este teste teve por objetivo medir o efeito de algumas características do experimento sobre as coordenadas de apontamento, como a resolução limitada dos sensores, a inércia do telescópio e o atrito intrínseco aos conjuntos atuadores;
- determinação do desvio padrão das coordenadas de apontamento do telescópio medidas pelo SARA ao acompanhar um alvo astrofísico (coordenadas celestes constantes), na presença de perturbações típicas de vôo. Basicamente, foram introduzidos movimentos de pêndulo com amplitude da ordem de 1° . Observou-se o efeito da correção das coordenadas de apontamento pelo SARA até o relaxamento completo do telescópio;
- comportamento do telescópio durante as mudanças de alvo astrofísico e as observações da fonte de calibração.

Os resultados destes testes mostraram que o sistema de controle de atitude pode manter o acompanhamento do alvo com uma precisão de até 3 minutos de arco, por períodos de alguns minutos.

As Figuras 5.1 e 5.2 ilustram alguns dos testes realizados, mostrando o desempenho do SARA no acompanhamento de um alvo celeste em elevação e azimute na ausência de perturbações externas (os valores de referência são mostrados como linhas pontilhadas). As medidas mostradas na Figura 5.1 foram feitas com o codificador de elevação. O erro máximo do codificador, relativo ao valor de referência, é de ~ 6 minutos de arco com um desvio padrão de $\sim 1,8$ minutos de arco. As variações de maior amplitude que aparecem na figura são devidas a pulsos de torque aplicados ao motor de elevação para vencer o atrito estático.

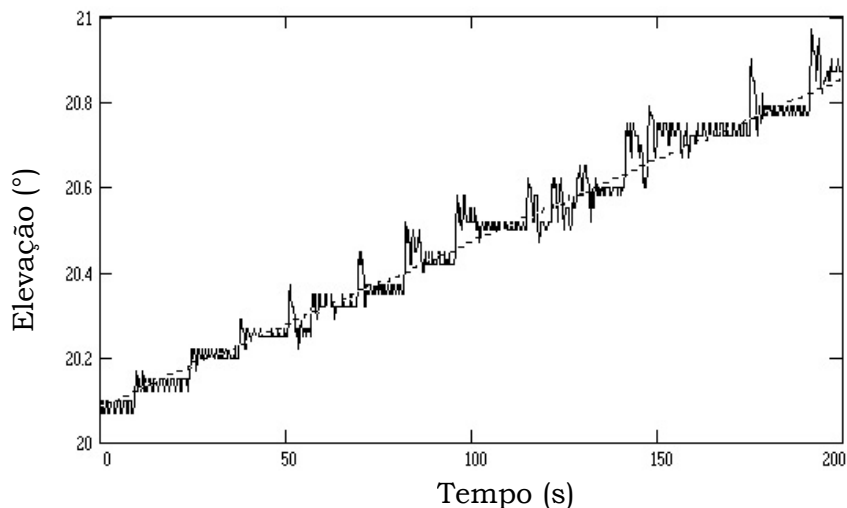
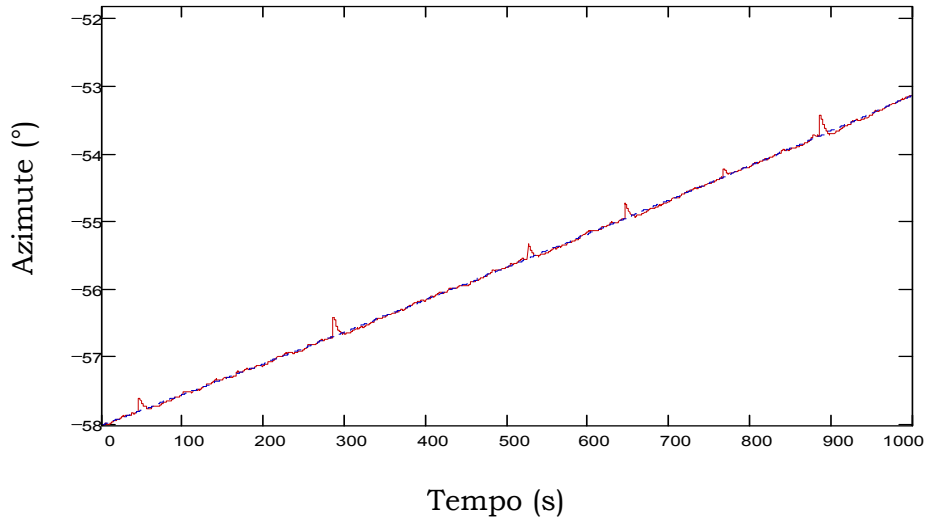


Fig. 5.1 – Estabilização da elevação do telescópio em função do tempo durante o acompanhamento de um alvo celeste (leitura do codificador). A linha pontilhada corresponde às coordenadas do alvo. As variações de maior amplitude são devidas ao *overshoot* do sistema quando um comando de correção é aplicado ao telescópio.

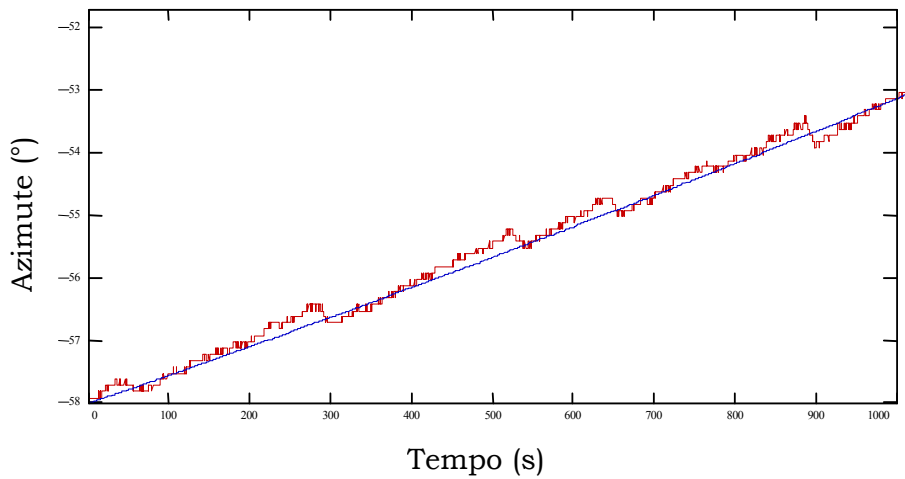
Na Figura 5.2 são mostradas medidas de azimute correspondentes ao giroscópio e à bússola. O erro máximo do giroscópio relativo ao valor de referência é de ~ 10 minutos de arco com um desvio padrão de ~ 4 minutos de arco. Os pulsos que aparecem nos registros correspondentes ao giroscópio são devidos à atualização de suas medidas em intervalos regulares pela bússola eletrônica, sensor solar ou rastreador solar, para cancelar o falso desvio desse sensor provocado pelo atrito (característica dos giroscópios). Estes testes mostraram a qualidade da precisão do apontamento obtida pelo SARA na estabilização do telescópio MASCO.

Durante as mudanças automáticas de alvo o telescópio é levado até uma posição de elevação negativa, na qual ele permanece durante dois minutos, para calibração do sistema detector mediante observação da fonte radioativa de ^{241}Am ou ^{57}Co . Passados os dois minutos, o telescópio volta para a posição correspondente à elevação do alvo seguinte. Este procedimento é ilustrado na Figura 5.3. O mesmo procedimento é repetido a intervalos de uma hora, mesmo sem que corresponda a mudança de alvo.

Na Figura 5.4 é ilustrado o comportamento do sistema durante uma mudança brusca das coordenadas de apontamento. Pode ser visto que o sistema de controle apresenta uma rápida recuperação, com apenas 20% de *overshoot*.



(a)



(b)

Fig. 5.2 – Precisão de apontamento em azimute do telescópio MASCO em função do tempo durante o acompanhamento de um alvo celeste (leitura do (a) giroscópio e da (b) bússola). Como na figura anterior, a linha pontilhada corresponde às coordenadas do alvo.

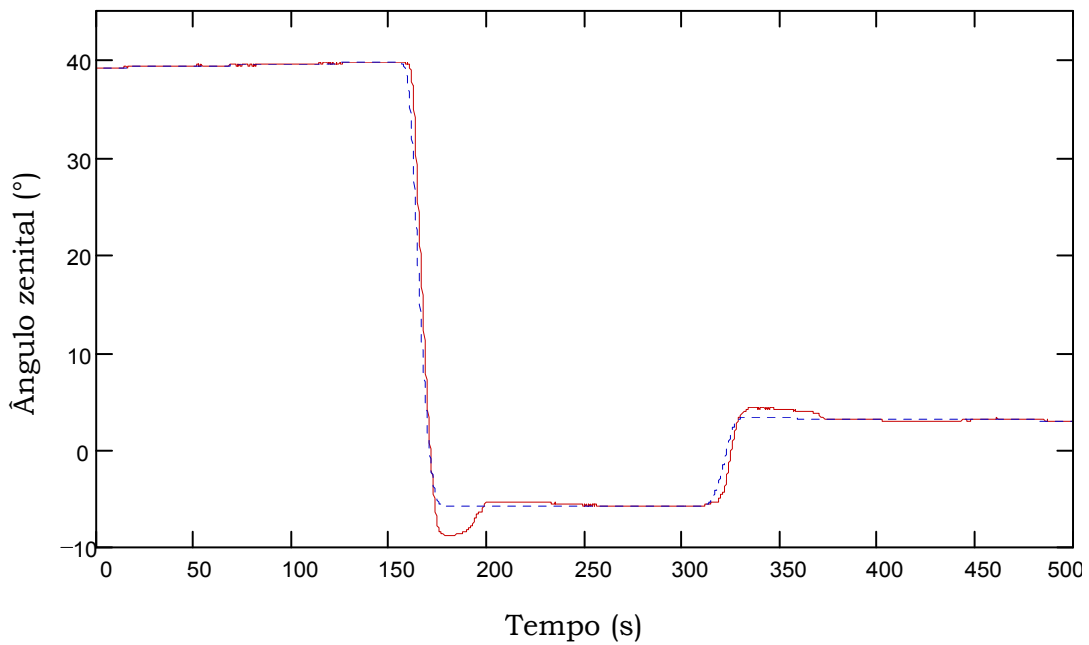


Fig. 5.3 – Mudança de alvo em elevação com o telescópio permanecendo 2 minutos em posição de calibração.

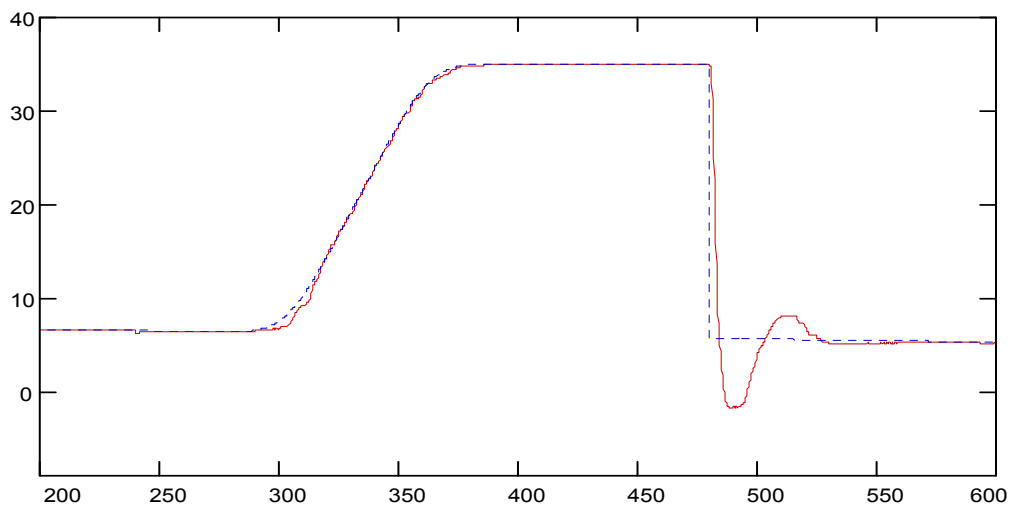


Fig. 5.4 – Mudança suave de alvo em elevação com precisão de acompanhamento melhor que 1° e mudança brusca de alvo com *overshoot* menor que 20%.

5.2 Quantificação das Características do Detector Principal do Telescópio MASCO

5.2.1 Resolução Espacial

Para se obter um limite superior para a resolução espacial do sistema detector, uma fonte radioativa colimada foi colocada na superfície do cristal de NaI(Tl). A colimação foi feita introduzindo a fonte no interior de um recipiente de chumbo (2 cm de espessura) e latão (5 mm de espessura) em cuja base foi feito um orifício de 5 mm de diâmetro, como mostrado na Figura 5.5. Duas fontes foram utilizadas: ^{241}Am (60 keV) e ^{22}Na (511 keV). Um histograma da distribuição de eventos fotônicos registrada para a fonte de ^{241}Am no centro do detector é mostrado na Figura 5.6, assim como os cortes ao longo dos dois eixos de referência do detector. Curvas gaussianas foram ajustadas a estas distribuições dando como resultados (Villela et al. 2000a):

Resolução espacial (FWHM) ao longo do eixo X (em 60 keV) $\leq 1,87$ cm.

Resolução espacial (FWHM) ao longo do eixo Y (em 60 keV) $\leq 1,74$ cm.

Resolução espacial (FWHM) ao longo do eixo X (em 511 keV) $\leq 1,97$ cm.

Resolução espacial (FWHM) ao longo do eixo Y (em 511 keV) $\leq 1,92$ cm.

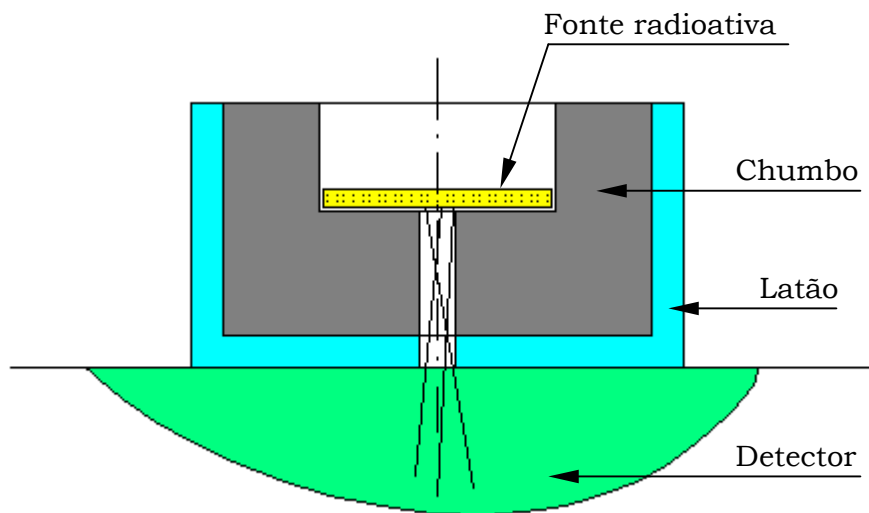
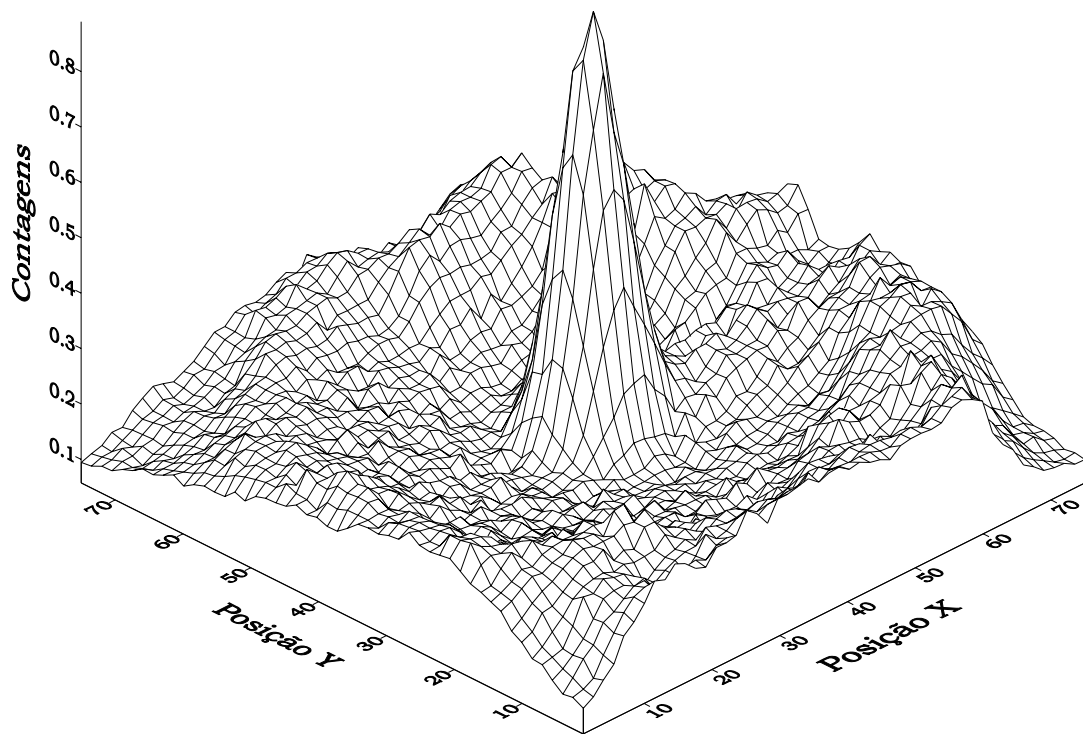
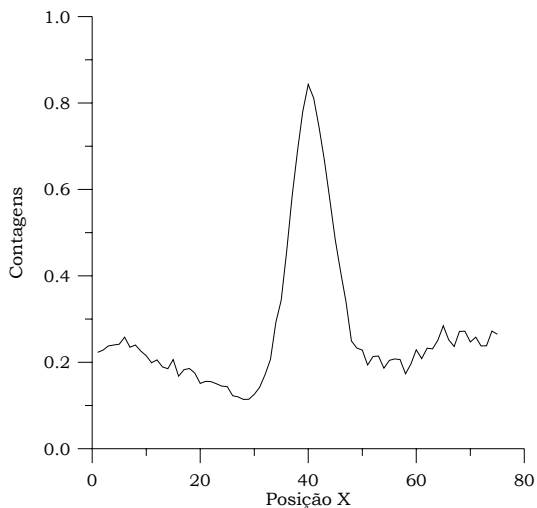


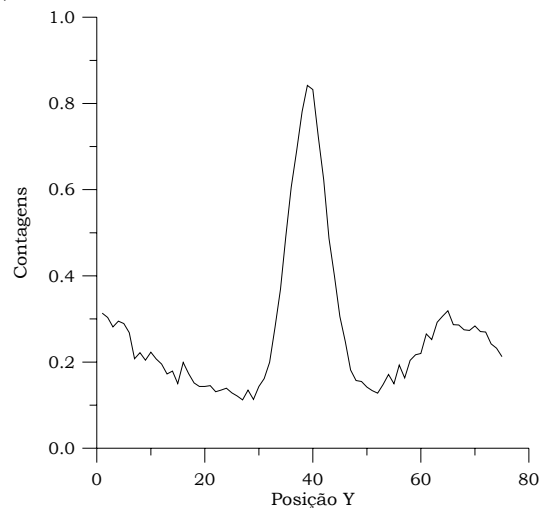
Fig. 5.5 – Configuração de teste utilizada na determinação da resolução espacial do sistema detector do telescópio MASCO.



(a)



(b)



(c)

Fig. 5.6 – Distribuição de eventos na superfície do detector correspondente a uma fonte de ^{241}Am colimada (a); distribuição de eventos ao longo do eixo X do detector (b); e distribuição de eventos ao longo do eixo Y do detector (c). Os valores das contagens estão dados em unidades arbitrárias.

5.2.2 Resolução Espectral e Relação Canal/Energia

Para determinar a resolução espectral e a relação canal/energia do sistema detector, foram usadas as mesmas duas fontes, já citadas, de ^{241}Am e ^{22}Na . As fontes foram colocadas a ~40 cm da superfície do detector, sem colimação. Com os eventos registrados foi feito um histograma de 4096 canais. Foi feito um registro do ruído ambiente em condições semelhantes (temperatura, tempo de exposição, posição do telescópio), o qual foi subtraído do histograma mencionado anteriormente. Os três espectros (registro em presença das fontes + ambiente, registro do ambiente e diferença dos dois registros anteriores) são mostrados na Figura 5.7. Uma curva gaussiana foi ajustada a cada uma das duas linhas, dando como resultado:

- Centróide da curva gaussiana em 60 keV: canal 363,8.
- Resolução espectral (FWHM) em 60 keV: 93,9 canais (25,8 %).

- Centróide da curva gaussiana em 511 keV: canal 3377,4.
- Resolução espectral (FWHM) em 511 keV: 331,6 canais (9,8 %).

Supondo um comportamento linear, a reta que se ajusta a estes dois pontos e descreve a relação canal/energia é dada pela expressão:

$$\text{Energia} = 0,15 \cdot \text{canal} + 5,58. \quad (5.1)$$

Espectros adicionais foram feitos com o telescópio montado, durante a obtenção das imagens mostradas no final deste capítulo. Foi notado um alargamento da linha de ^{241}Am nesta situação, cuja causa não pode ser bem explicada. Foi iniciada a implementação de simulações Monte Carlo da interação de fótons de altas energias com a estrutura do telescópio no ambiente GEANT, porém não tendo resultados conclusivos devido à limitação no tempo disponível para esta implementação, eles não serão mostrados aqui.

5.2.3 Área Útil e Área Efetiva do Detector Principal do MASCO

Para determinar a área útil do detector principal do telescópio MASCO, estudou-se a capacidade do sistema detector para determinar as posições de ocorrência dos eventos fotônicos no cristal. Para isso, uma fonte radioativa colimada de ^{241}Am foi colocada em diferentes posições uniformemente distribuídas sobre o detector.

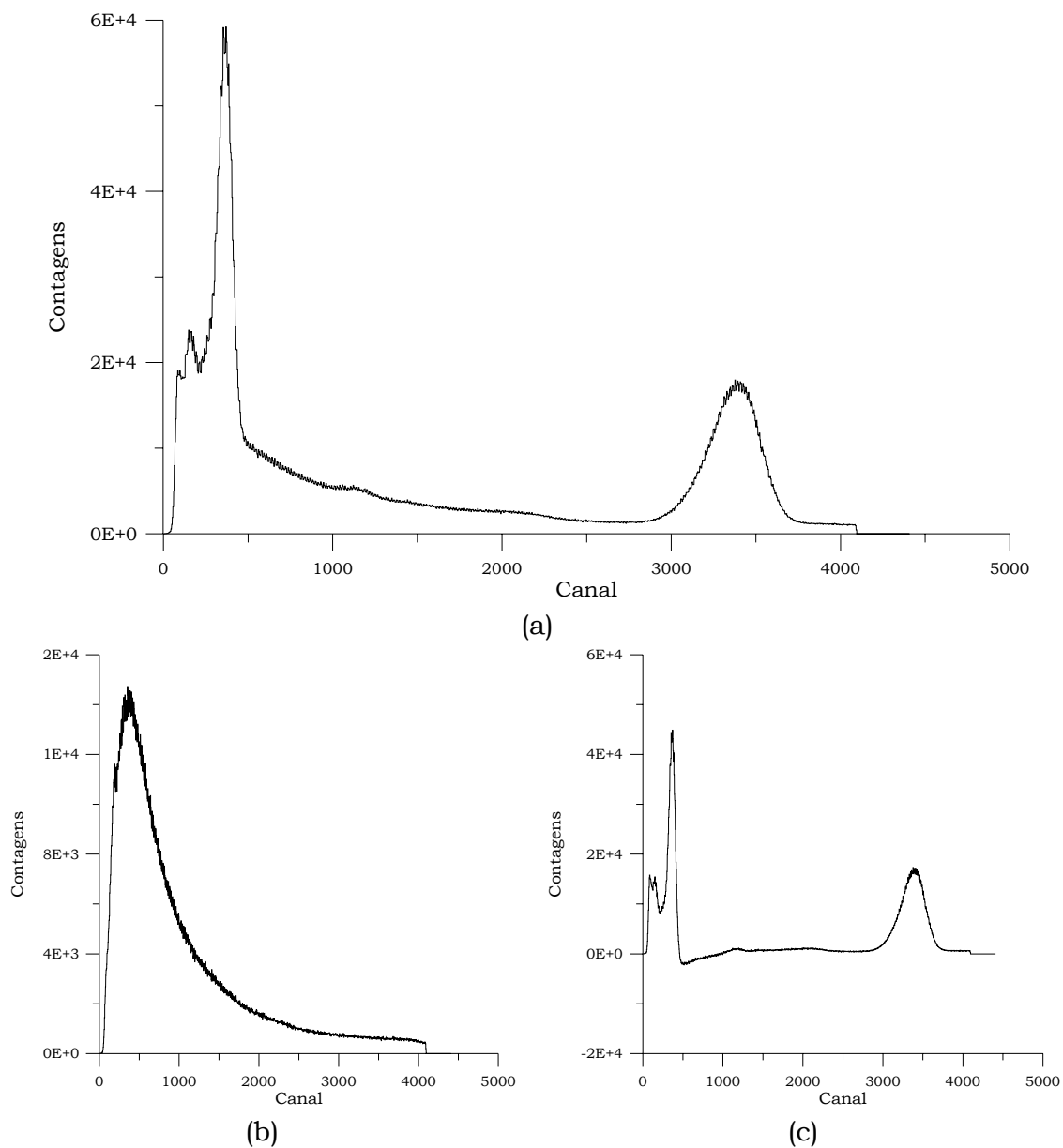


Fig. 5.7 – Espectro de duas fontes radioativas (^{241}Am e ^{22}Na) na frente do detector (a); espectro correspondente ao ruído ambiente (b); e espectro original corrigido pelo ruído ambiente (c).

A medida fornecida pelo sistema (posição eletrônica) foi comparada com a posição real da fonte sobre o detector (posição geométrica), dando como resultado a distribuição mostrada na Figura 5.8. Nela apresenta-se a relação entre o raio geométrico médio e o valor do raio obtido eletronicamente. A relação destas duas variáveis se comporta de forma monotônica crescente até

um raio de ~ 14 cm. Para raios maiores que este valor, a curva sofre uma inversão de tal forma que as posições eletrônicas se acumulam na borda do detector para raios maiores que ~ 13 cm.

O efeito mencionado acima é devido ao tamanho finito da distribuição de TFM acoplados ao detector, e limita a área que pode ser utilizada com propósitos de imageamento. Se for considerado que o padrão básico da máscara tem uma diagonal de 33,6 cm, um compromisso deve ser considerado entre descartar a informação relativa às esquinas da sombra projetada sobre o detector ou introduzir ruído na hora de considerar esta parte da sombra. Para propósito de testes, foi considerada como área útil do detector um quadrado de 23,75 cm de aresta, ou 564,06 cm², que corresponde a um arranjo de 19x19 elementos quadrados de 1,25 cm de aresta.

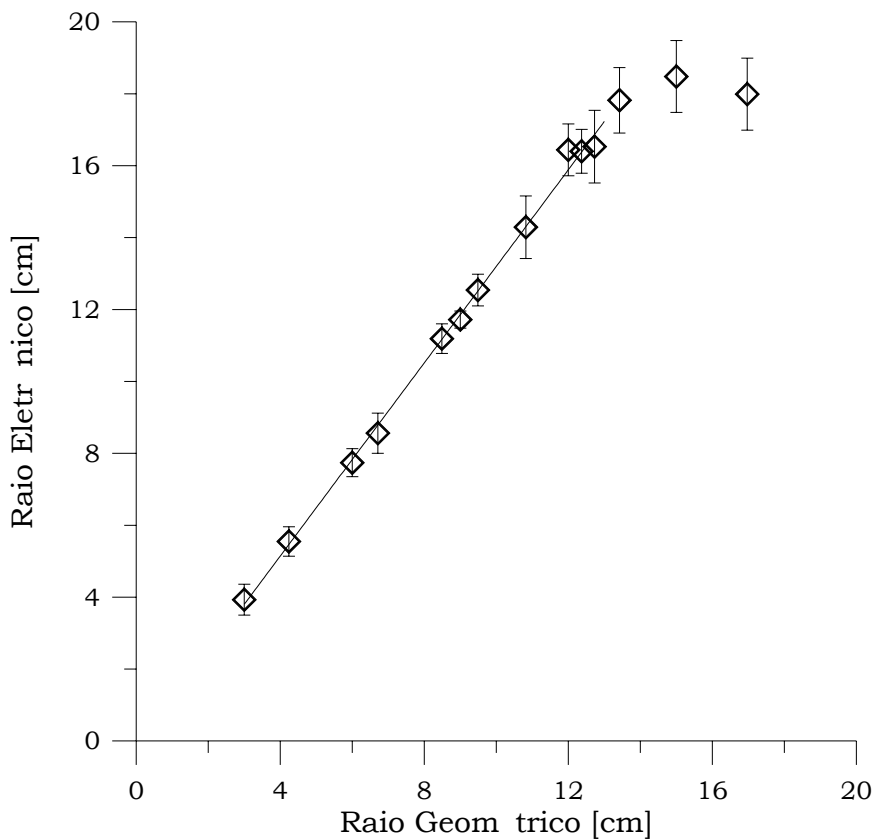


Fig. 5.8 – Posição eletrônica de interação de fótons de 60 keV na superfície do detector principal do telescópio MASCO em função da posição geométrica.

As barras de erro nesta mesma figura refletem a falta de uniformidade na determinação da posição eletrônica por parte do sistema detector. Com o passar do tempo, tem sido observado que esta falta de uniformidade aumenta, o que leva a pensar que ela está associada ao envelhecimento do cristal de NaI(Tl). Este efeito será mencionado novamente na Seção 5.2.4, na qual será tratado o padrão de sensibilidade do sistema detector.

A partir da medida da área útil do detector pode-se então determinar a área efetiva do instrumento em função da energia. A determinação do valor da área efetiva deve considerar que para que um fóton de alta energia seja detectado, ele deverá ser transmitido através da atmosfera residual em que o experimento opera, passar através de um dos elementos abertos da máscara, ser transmitido através da camada de alumínio que protege o detector e, finalmente, ser absorvido pelo cristal de NaI(Tl). A área efetiva é, então, uma medida da probabilidade de que um fóton particular de alta energia seja absorvido pelo detector principal, e pode ser expressa como:

$$A_{eff} = A_{geo} \cdot \alpha(E) \cdot k \cdot \beta(E) \cdot \varepsilon(E) , \quad (5.2)$$

em que

$$\alpha(E) = \exp[-\mu_{atm}(E) \cdot \Lambda_{res}] \quad (5.3)$$

é a fração de fótons transmitida através da atmosfera residual (Λ_{res}) a 40 km de altitude,

$$\beta(E) = \exp[-\mu_{Al}(E) \cdot d_{Al}] \quad (5.4)$$

é a fração de fótons transmitida através da camada de alumínio de espessura $d_{Al} = 0,02$ cm e

$$\varepsilon(E) = 1 - \exp[-\mu_{NaI}(E) \cdot d_{NaI}] \quad (5.5)$$

é a fração de fótons absorvida pelo cristal de NaI(Tl) de espessura $d_{NaI} = 5$ cm. Já o fator k corresponde à fração de elementos abertos em relação ao número total de elementos na máscara do telescópio e é igual a $(180/361)$. Utilizando os valores correspondentes para os coeficientes de absorção de cada um dos materiais incluídos na Eq. 5.2 (μ_{atm} , μ_{Pb} , μ_{Al} e μ_{NaI}) obtidos com o software XCOM, obtêm-se os seguintes valores de área efetiva:

$$A_{\text{eff}} (\text{em } 75 \text{ keV}) = 154,42 \text{ cm}^2$$

$$A_{\text{eff}} (\text{em } 125 \text{ keV}) = 169,12 \text{ cm}^2$$

$$A_{\text{eff}} (\text{em } 250 \text{ keV}) = 184,21 \text{ cm}^2$$

$$A_{\text{eff}} (\text{em } 500 \text{ keV}) = 174,64 \text{ cm}^2$$

5.2.4 Padrão de Sensibilidade (*flat-fielding*) do Detector

Para obter uma medida do padrão de sensibilidade do detector do telescópio MASCO, ele foi iluminado uniformemente com uma fonte intensa de ^{241}Am . Foi utilizada uma fonte de pequenas dimensões (fonte pontual), com uma atividade de ~ 100 mCi, colocada a 10 m de distância do detector principal do telescópio, alinhada com o eixo de visada do telescópio, durante um tempo de 5 horas. Neste intervalo de tempo foram registradas pelo sistema de aquisição de dados do telescópio $\sim 2 \times 10^8$ contagens, considerando tanto eventos da fonte quanto do ruído (ambiente+eletrônico).

Para diminuir a contribuição do ruído, que não necessariamente se distribui uniformemente sobre o detector, foram considerados unicamente os fótons com energia entre 40 e 85 keV (± 2 FWHM da linha de ^{241}Am). Nesta situação, o número de contagens foi de $1,4 \times 10^8$. Para efeitos de manipulação destes dados, eles foram distribuídos em elementos de imagem de 2,5 mm x 2,5 mm, formando um arranjo de 135x135 elementos, com o centro do arranjo coincidindo com o do detector.

Um segundo registro foi obtido, desta vez na ausência da fonte, com o telescópio na mesma posição que no caso anterior e durante o mesmo tempo de exposição. Este registro corresponde à contribuição do ruído, que nestas condições foi de 2×10^7 contagens em 5 horas. Como no caso anterior, foi construído um arranjo de 135x135 elementos considerando-se unicamente os fótons com energia entre 40 e 85 keV. Este padrão foi subtraído daquele obtido na presença da fonte, reduzindo-se ainda um pouco mais a contribuição do ruído. O número final de contagens neste último arranjo foi de $1,2 \times 10^8$. Assim, as incertezas esperadas por erros puramente estatísticos ficam da ordem de 1%.

O arranjo resultante foi normalizado pelo valor máximo registrado, obtendo-se desta forma a matriz de correção por efeitos de não uniformidade da sensibilidade. O padrão obtido pode ser visto na Figura 5.9. Este padrão foi utilizado na correção de todos os registros adquiridos pelo telescópio em laboratório.

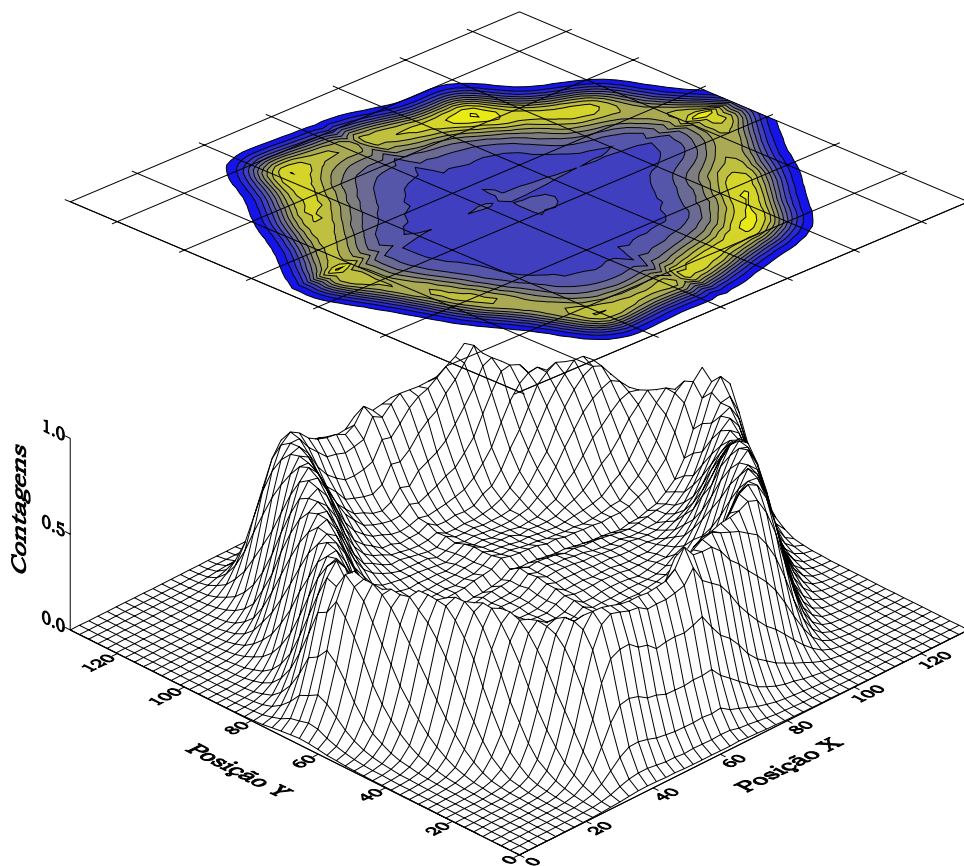


Fig. 5.9 – Padrão de sensibilidade do detector principal do telescópio MASCO. O desvio padrão de origem puramente estatística nesta figura é da ordem de 1%.

Dois efeitos principais estão presentes neste registro. Primeiro, o formato do padrão, que em condições ideais deveria ser um hexágono regular, encontra-se deformado, pelo menos em um dos quadrantes. Este efeito pode ser explicado se for considerado o envelhecimento do cristal de NaI(Tl) que provoca inhomogeneidades na sua transparência. Assim, por exemplo, uma observação direta do cristal permitiu verificar a presença de irregularidades na sua transparência.

Segundo, um padrão em formato de “+” aparece centralizado sobre o detector. Este efeito é provocado por pequenas diferenças no nível zero das quatro linhas de saída da malha resistiva que correspondem à posição dos eventos fotônicos. A influência destes dois efeitos no processo de imageamento deve ser estudada com mais detalhe, embora não impossibilitem o uso do telescópio, como mostrado nas seções a seguir.

5.2.5 Sensibilidade do Telescópio MASCO

O fluxo mínimo detectável por um telescópio de raios-X duros e raios gama que utiliza máscara codificada pode ser determinado pela expressão (Braga 1990):

$$F_{\min} = \frac{k}{2 \cdot A_{\text{eff}} \cdot \Delta E} \sqrt{\frac{8 \cdot R_b}{T}}, \quad (5.6)$$

em que k é o número de desvios padrão (σ), A_{eff} é a área efetiva do experimento (cm^2), ΔE é a faixa de energia considerada (keV), R_b é o ruído de fundo ($\text{contagens} \cdot \text{s}^{-1}$) e T é o tempo de exposição (s). Assim, para um tempo de exposição de 6 horas, uma confiança estatística de 3σ , um nível de ruído de 600 $\text{contagens} \cdot \text{s}^{-1}$ na faixa de funcionamento do telescópio (D'Amico 1997), e considerando os valores da área efetiva calculados na seção precedente, obtêm-se os resultados para o fluxo mínimo detectável com o telescópio MASCO em função da energia, representados na Figura 5.10 junto com o fluxo correspondente a algumas fontes observadas pelo telescópio SIGMA na região do CG (Goldwurm et al. 1994; Churazov et al. 1997; Mejía et al. 2002). Nesta figura, as barras horizontais representam os intervalos de energia, ΔE , considerados na determinação da sensibilidade do telescópio, F_{\min} , de acordo com a Eq. 5.7.

5.3 Blindagem Ativa

Como foi apresentado na Seção 3.1.3, o sistema de blindagem ativa tem como principal objetivo garantir a rejeição de eventos associados a fótons ou partículas carregadas que, atingindo o detector principal através da abertura frontal do telescópio, são espalhados, escapam sem depositar nele toda sua energia e interagem com a blindagem; ou fótons ou partículas carregadas que interagem com a blindagem, são espalhados e então interagem com o detector principal. Para uma melhor compreensão do funcionamento deste sistema, deve ser lembrado que o sinal gerado por cada um dos TFM acoplados aos módulos de cintilador orgânico da blindagem lateral depende da localização do evento, assim como da energia da partícula considerada. Desta forma, por exemplo, dois fótons de energias diferentes podem gerar a mesma resposta no TFM correspondente, dependendo da relação de distâncias entre os locais de interação e o extremo do módulo, onde está acoplado o TFM. Igualmente, fótons de mesma energia gerarão diferentes

respostas no TFM caso a distância entre o local do evento e o extremo do módulo seja diferente.

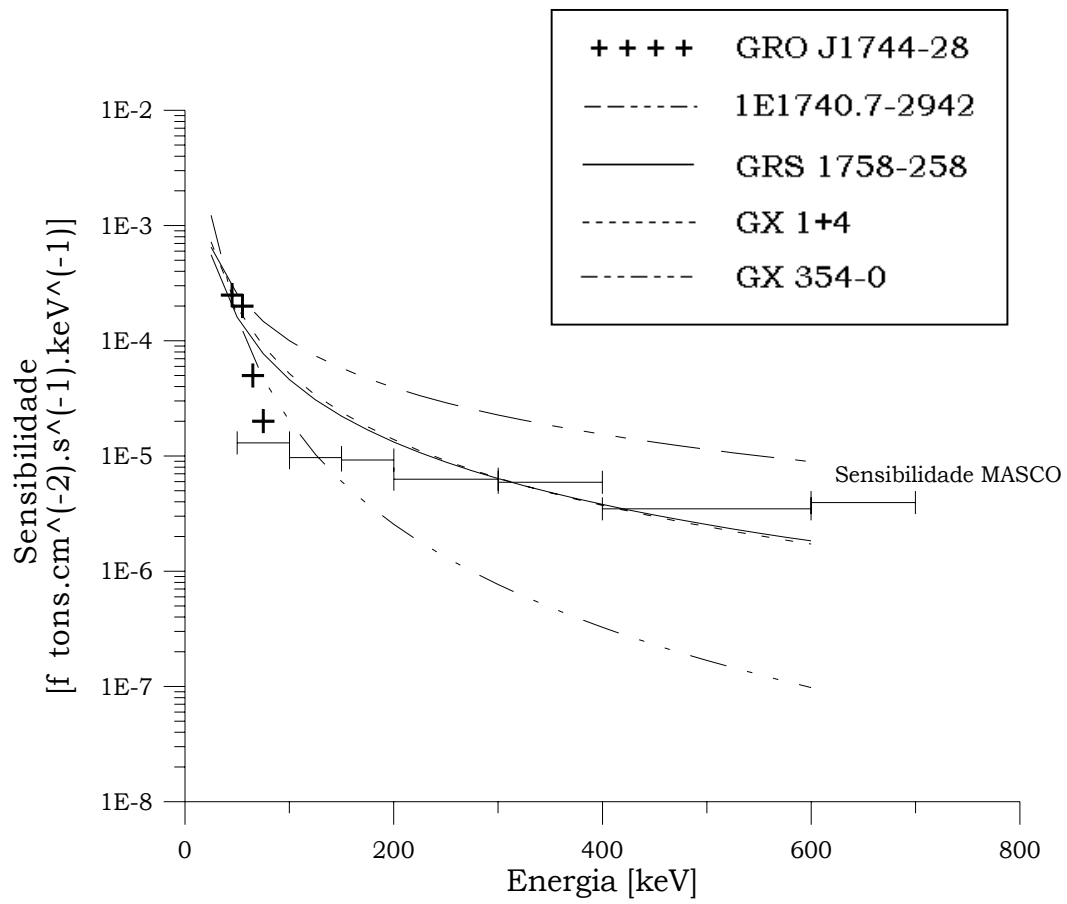


Fig. 5.10 – Sensibilidade estimada do telescópio MASCO.
 FONTE: adaptada de D’Amico (1997).

Foram feitos testes preliminares do sistema de anticoincidência da blindagem lateral, colocando uma fonte radioativa de ^{241}Am no interior do poço da blindagem, sobre o detector principal. Supondo que a fonte emite em forma quase isotrópica, alguns fótons interagem com o cristal principal enquanto outros interagem com a blindagem lateral. Considerando a sua energia, poucos ou nenhum fóton interage com o cristal secundário e poucos fótons são espalhados e interagem com a blindagem lateral, ou seja, a probabilidade de se ter eventos coincidentes é baixa.

Uma integração de referência foi feita com o sistema de anticoincidência desligado, observando-se a intensidade da linha de ^{241}Am no espectro obtido. Posteriormente, o sistema de anticoincidência foi ligado e o valor do limiar de corte (em volts, na saída dos TFM) foi ajustado de tal forma a se ter uma redução de ~5% na altura da linha de Amerício, para um tempo de integração equivalente. Isto significa que uma pequena porcentagem de eventos válidos está sendo rejeitada devido à presença de sinal de coincidência na blindagem, provocada por eventos simultâneos, que, contudo, não correspondem ao mesmo evento registrado no detector principal.

No entanto, este tipo de ajuste não garante o que o sistema de anticoincidência esteja funcionando apropriadamente, já que o sinal que está sendo medido como ruído de fundo, e que se espera reduzir com o uso da blindagem ativa, pode estar associado com a eletrônica do sistema detector e não com o ambiente, o que não foi verificado. Ademais, a temporização na eletrônica de aquisição de dados e da blindagem ativa é um fator crítico que deve ser muito bem ajustado, considerando que se trata de comparar o sinal que um mesmo fóton ou partícula deposita em dois locais separados por uma distância de um metro. No momento de escrever esta tese, este ajuste de temporização está sendo verificado. Testes adicionais devem ser feitos para verificar o funcionamento apropriado da blindagem ativa do telescópio.

5.4 Reconstrução de Imagens

5.4.1 Máscara Codificada

Um primeiro teste da técnica de reconstrução de imagens descrita no Capítulo 4 utilizando o telescópio MASCO integrado na sua configuração de vôo foi feito colocando uma fonte de ^{241}Am de pequenas dimensões e atividade de ~100 mCi a uma distância de 31 m do detector, em uma posição próxima do centro do CDV durante um tempo de exposição de 5 horas. Esta mesma

fonte foi usada em todos os testes de imageamento apresentados nas seções a seguir.

Mais uma vez, os eventos registrados pelo detector foram organizados em um arranjo de 135x135 elementos de 2,5 mm x 2,5 mm. Este padrão foi normalizado pelo mapa de sensibilidade do detector por meio de uma operação de divisão pixel a pixel e utilizado como entrada no processo de reconstrução, como descrito no Capítulo 4. O resultado é mostrado na Figura 5.11. Nesta imagem reconstruída, a presença da fonte não é evidente. A partir deste resultado é possível concluir que o ruído é importante e que ele não é detectado de forma espacialmente uniforme pelo detector, já que a própria técnica de reconstrução de imagens teria dado conta da subtração do ruído, caso essa distribuição fosse uniforme.

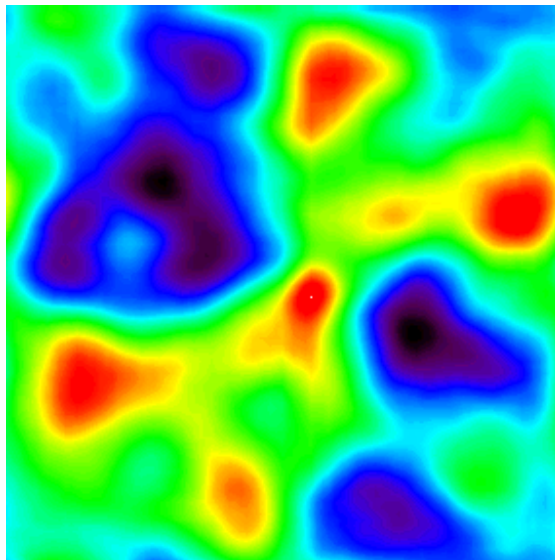


Fig. 5.11 – Imagem reconstruída utilizando como entrada o registro correspondente à fonte + ruído.

Para tentar melhorar o resultado da reconstrução citado acima, o padrão de ruído registrado anteriormente, e utilizado para corrigir o mapa de sensibilidade como indicado na Seção 5.2.4, foi subtraído do registro de teste, obtendo-se o padrão mostrado na Figura 5.12 (a). Nesta nova análise somente foram usados os dados correspondentes às primeiras 3 horas de registro. Neste caso, o padrão da sombra da máscara se torna evidente. Posteriormente, foi feita a correção com o mapa de sensibilidade do detector, obtendo-se o padrão mostrado na Figura 5.12 (b). Finalmente, a imagem foi reconstruída pelo método descrito no Capítulo 4, chegando-se ao resultado

mostrado nas Figuras 5.12 (c) e (d). Notar que a presença das imagens fantasma impede afirmar qual dos nove máximos presentes no painel (c) corresponde à verdadeira posição da fonte no CDV. A RSR, calculada como o valor das contagens no máximo da distribuição dividido pelo desvio padrão do sinal calculado nas regiões da imagem longe da fonte (Braga 1990), é de 10,94.

Este teste inicial permitiu comprovar o funcionamento do sistema imageador do telescópio MASCO na sua configuração de vôo, assim como do algoritmo de reconstrução de imagens usando máscara codificada simples. Da mesma forma, foi possível ver que a contribuição do ruído é um fator a ser considerado com muita atenção já que pode impedir a reconstrução apropriada das imagens, mesmo considerando que, no próprio processo de reconstrução, o nível “dc” do padrão de ruído é subtraído.

5.4.2 Máscara-Antimáscara

Como foi descrito no Capítulo 2, a observação do mesmo CDV fazendo uso técnica de máscara-antimáscara permite melhorar significativamente a RSR das imagens com relação às imagens obtidas com a técnica de máscara codificada simples, já que a subtração dos dois registros feitos com a máscara e com a antimáscara é equivalente a subtrair o padrão de ruído, mesmo não estando ele uniformemente distribuído sobre o detector. É justamente nesta circunstância que o efeito desta técnica se faz evidente. Para testar esta técnica com o telescópio MASCO em configuração de vôo, foram feitas duas observações da mesma fonte de ^{241}Am (100 mCi) a 31 m do detector, com 1,5 horas de integração cada, uma com a máscara e outra com a antimáscara. A partir destes registros, dois padrões de 135x135 elementos de imagem foram gerados e subtraídos um do outro.

Deve ser lembrado que para que esta técnica tenha efeito, a máscara deve estar muito bem montada de tal forma que ao se mudar da posição de máscara para a de antimáscara, as sombras dos novos elementos abertos coincidam com as sombras dos elementos antes fechados. Considerando que a célula básica da máscara do telescópio MASCO tem 12,5 mm de aresta, o desalinhamento entre estas duas posições deve ser menor que ~2 mm.

O resultado correspondente à subtração dos registros com máscara e com antimáscara é mostrado na Figura 5.13. Em 5.13 (a) é mostrado o padrão resultante da subtração dos dois registros (máscara – antimáscara). Notar que não foi feita uma subtração direta do padrão de ruído, como no teste feito

com máscara codificada simples. Em 5.13 (b) aparece o padrão obtido após ter sido feita a correção com o mapa de sensibilidade do detector. Finalmente, a imagem reconstruída é mostrada em 5.13 (c) e 5.13 (d). A RSR, calculada da forma indicada anteriormente, é de 12,14.

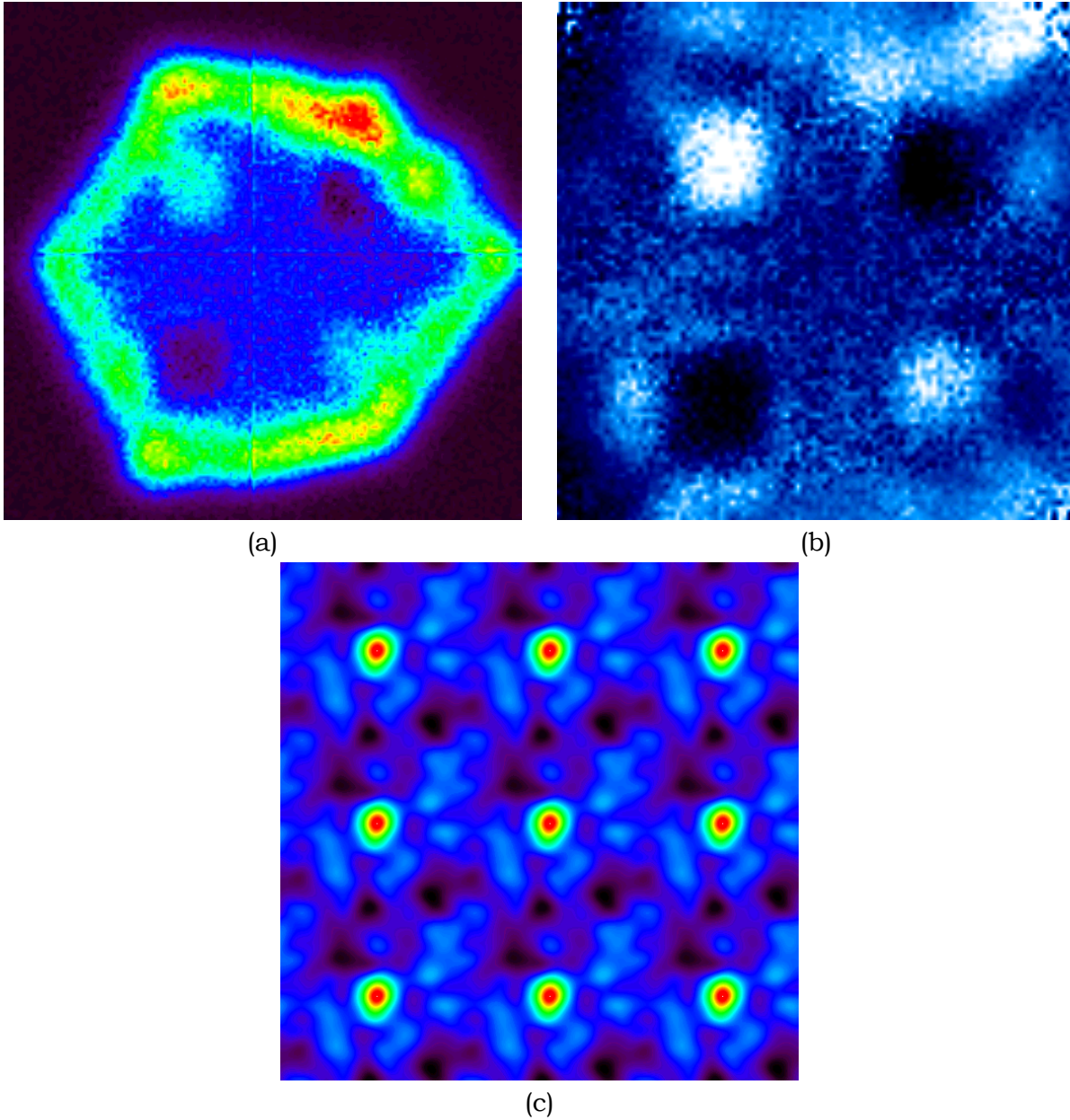
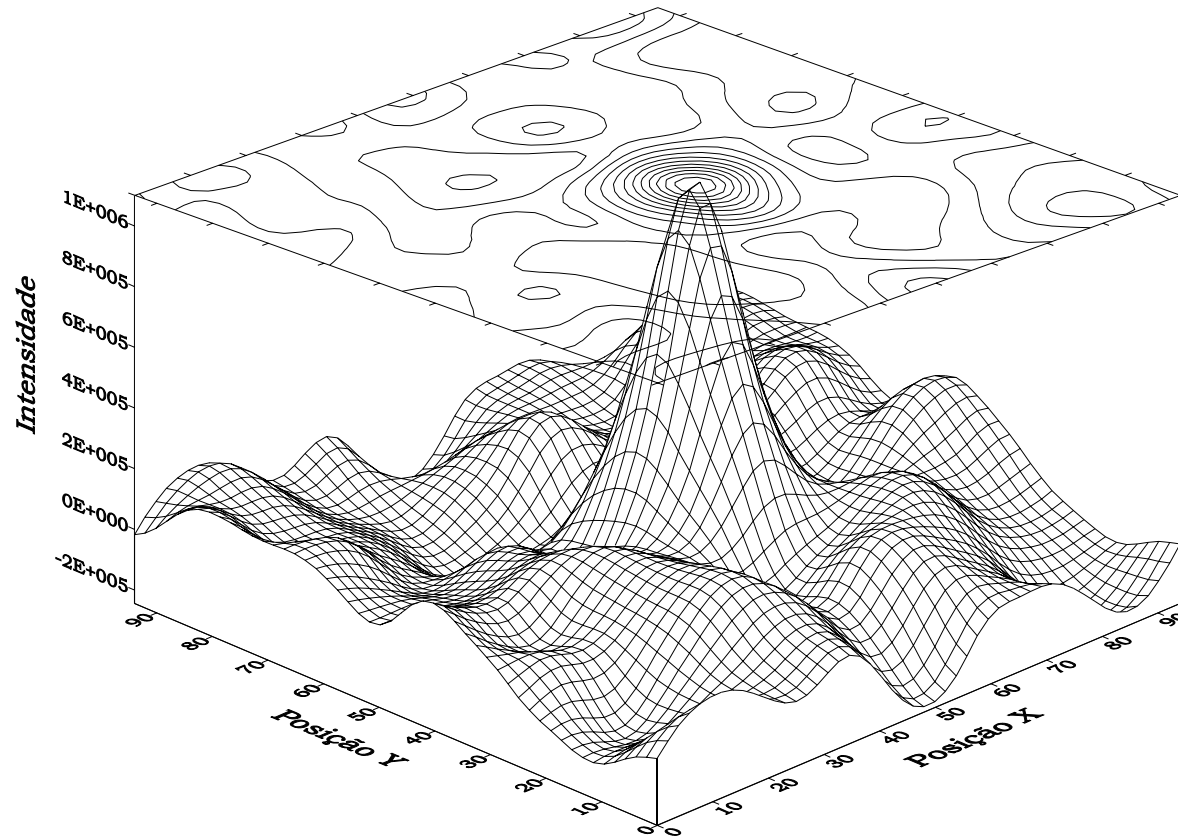


Fig. 5.12 – Sombra projetada pela fonte de ^{241}Am através da máscara, depois da subtração do padrão de ruído obtido em condições equivalentes às do registro da fonte (a); sombra projetada pela fonte, corrigida pelo efeito de não uniformidade na sensibilidade do detector (b); imagem reconstruída (c) e fragmento da imagem reconstruída (d). RSR = 10,94.



(d)

Fig. 5.12 – Conclusão.

Comparando estes resultados com os da Seção 5.4.1 constata-se que o uso de máscara e antimáscara efetivamente diminui a contribuição do padrão de ruído nas imagens reconstruídas, mesmo tendo observado que a coincidência de máscara e antimáscara não é perfeita devido a pequenas folgas residuais e deformações na estrutura de suporte e rotação deste elemento. Uma consequência adicional é que não sendo necessário o uso de um registro do ruído, o tempo disponível para a observação da fonte resulta incrementado.

De qualquer forma, esta técnica ainda apresenta uma desvantagem associada com o comportamento temporal do padrão de ruído. No caso dele mudar em uma escala de tempo menor do que o tempo de exposição com máscara ou com antimáscara, o conceito de correção do padrão do ruído não é mais aplicável. Entretanto, duas alternativas podem ser utilizadas: inverter a posição da máscara permanecendo em cada uma das posições por curtos intervalos de tempo ou, no caso extremo, manter a máscara em rotação permanente. Um teste desta última alternativa será apresentado na próxima seção.

5.4.3 Máscara Rotatória

Como pode ser visto nas Figuras 5.12 e 5.13, a repetição do padrão básico da máscara conduz a uma incerteza na determinação da verdadeira posição da fonte dentro do CDV do telescópio. No caso particular do telescópio MASCO, são geradas 9 possíveis posições para cada fonte no CDV. Para evitar esta ambigüidade, a máscara do telescópio é mantida em rotação constante, em uma configuração que chamaremos de máscara rotatória.

Para o teste apresentado aqui, a velocidade da máscara foi mantida em ~ 1 rpm. Para testar esta configuração foram feitas duas aquisições de dados. Na primeira aquisição, a fonte de teste foi colocada a 31 m do detector, próxima do centro do CDV, conforme teste anterior. O tempo de exposição foi de 3 horas com a máscara mantida em rotação. A imagem do CDV foi reconstruída de acordo com a seqüência indicada no Capítulo 4. Na segunda aquisição, manteve-se a mesma configuração, porém a fonte foi colocada a $4,4^\circ$ do centro do CDV. As duas imagens reconstruídas podem ser vistas na Figura 5.14. Notar a presença dos anéis provocados pelas fontes fantasma em torno da verdadeira posição da fonte no CDV. A RSR para estas duas imagens foi de 14,35 e 18,60, respectivamente.

Este teste permitiu verificar que, ao mesmo tempo em que a ambigüidade sobre a determinação da localização da fonte no CDV é evitada, as vantagens

da técnica de máscara-antimáscara em relação à técnica de máscara codificada simples continuam a ser válidas. Adicionalmente, o efeito de mudanças do padrão de ruído em curtos intervalos de tempo é minimizado já que o tempo gasto para ir da posição de máscara para a de antimáscara é de somente alguns segundos. Entretanto, um problema adicional foi introduzido, cujo efeito deve ainda ser estudado: devido ao fato de que a máscara permanece em rotação constante, cada subconjunto de dados associado a uma posição angular corresponde realmente a uma sombra borrada da máscara, o que faz com que a qualidade da imagem final seja reduzida.

Considerando os resultados apresentados até o momento, propõe-se testar uma forma alternativa de aplicar a técnica de máscara rotatória. Esta alternativa consiste em movimentar a máscara por passos, fazendo com que permaneça em cada uma das posições intermediárias por um curto tempo. Contudo, este intervalo deve ser consideravelmente maior do que o tempo gasto para ir de uma posição até a seguinte.

Esta proposta leva associada uma pequena modificação no mecanismo de rotação da máscara originalmente proposto para o telescópio MASCO. O sinal gerado pela passagem por cada um dos 64 microinterruptores localizados na borda do anel externo do mecanismo de giro pode ser usado para energizar um relé biestável que desliga o motor e, simultaneamente, ativar um temporizador de ~3 minutos. Finalizado este tempo, o sinal do temporizador é usado para mudar o estado do relé ligando o motor e provocando o avanço da máscara até a próxima posição de observação.

Com esta configuração, a máscara dará um giro completo em 192 minutos, permanecendo 3 minutos em cada uma das 64 posições intermediárias e levando 48 minutos para ir de uma posição de máscara qualquer para a sua correspondente antimáscara. Várias vantagens serão obtidas desta forma: minimização do efeito de borradura da sombra da máscara, redução do tempo de permanência nas posições de máscara e de antimáscara, garantia de que o tempo de integração para cada posição da máscara é constante e redução do consumo de energia pelo mecanismo de giro. A eletrônica necessária para o funcionamento desta estratégia já está sendo montada e será testada em breve.

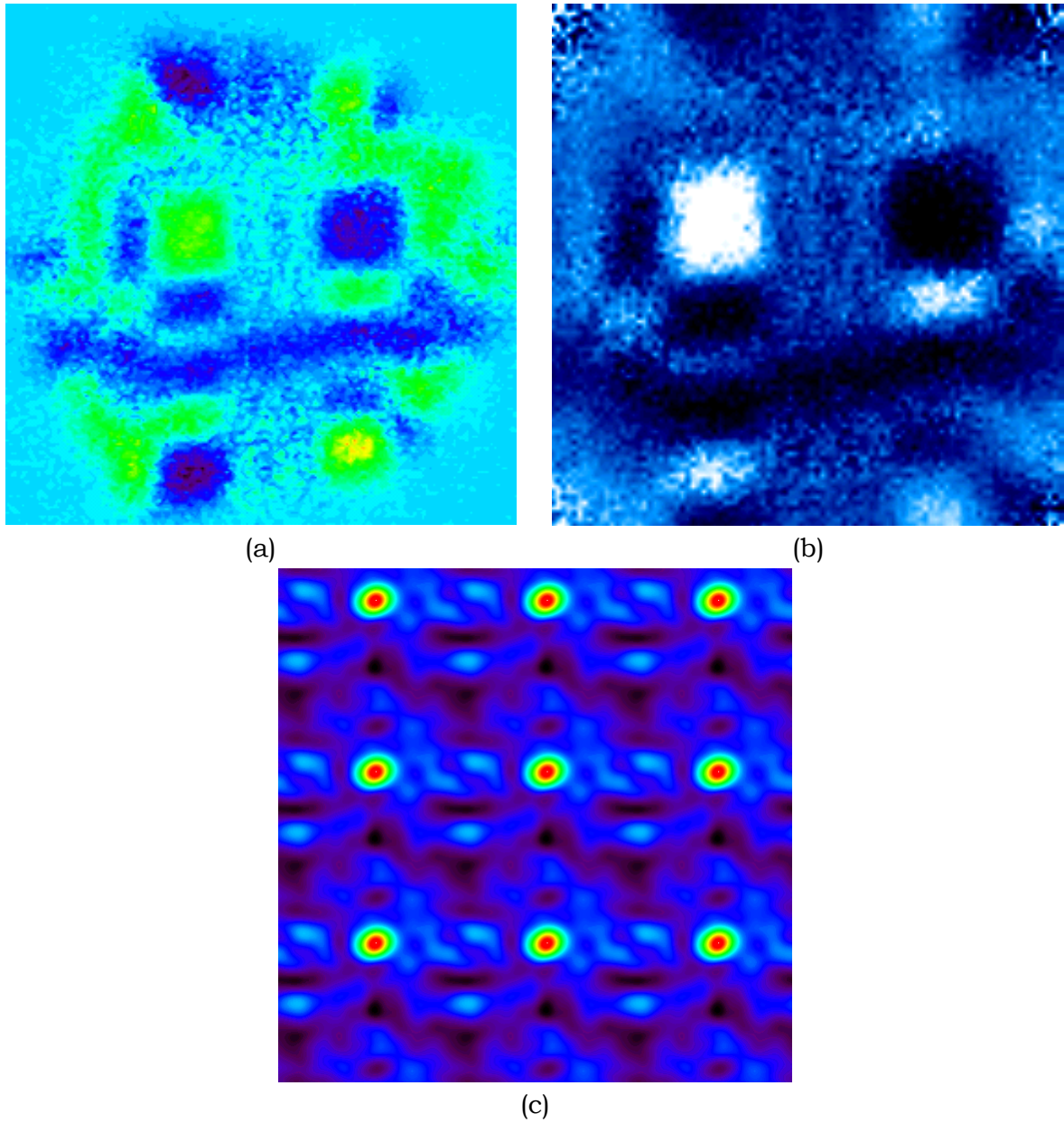
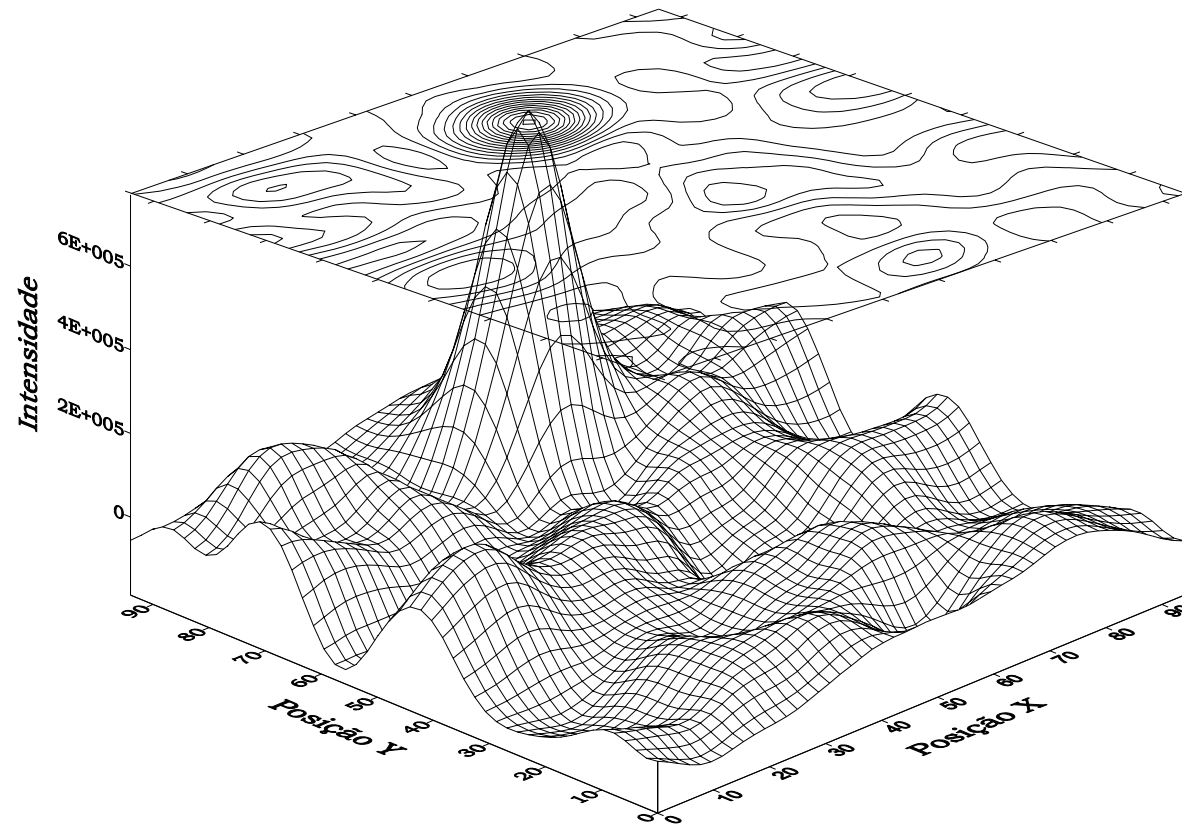


Fig. 5.13 – Sombra projetada pela fonte de ^{241}Am sobre o detector depois da subtração do padrão obtido com antimáscara do padrão obtido com máscara (a); sombra projetada pela fonte, corrigida pelo efeito de não uniformidade na sensibilidade do detector (b); imagem reconstruída (c); e fragmento correspondente a 1/9 da imagem reconstruída (d). RSR = 12,14.



(d)

Fig. 5.13 – Conclusão.

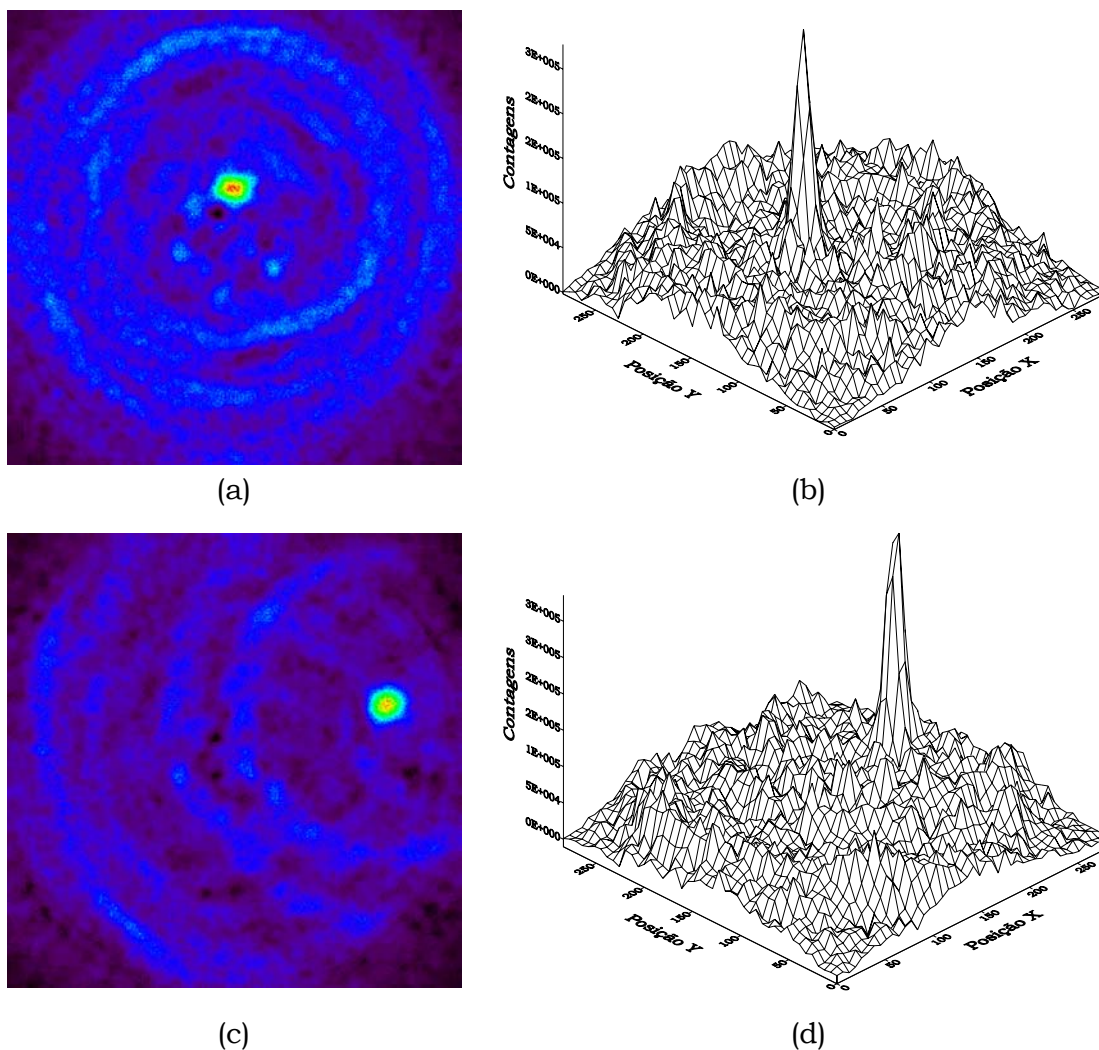


Fig. 5.14 – Imagem da fonte radioativa de ^{241}Am localizada próxima do centro do CDV com a aquisição feita com máscara rotatória (a) e (b); imagem da mesma fonte, localizada a $4,4^\circ$ da posição anterior (c) e (d).

5.4.4 Fonte no CDVPC

Adicionalmente aos testes indicados anteriormente, foi verificada a capacidade do telescópio de obter imagens de fontes radioativas localizadas no CDVPC. Para isso, a fonte de teste (^{241}Am , 100 mCi) foi colocada em quatro posições diferentes: a 0° , $5,5^\circ$, $8,3^\circ$ e 11° do centro do CDV. As aquisições correspondentes foram feitas com a técnica de máscara-

antimáscara. Os resultados obtidos são mostrados nas Figuras 5.15 a 5.18, respectivamente.

A RSR da imagem reconstruída com a fonte no centro do CDV (RSR=13,07) foi equivalente à da imagem reconstruída com a fonte próxima à borda do CDVTC (RSR=13,91), significando, portanto, que as propriedades imageadoras do instrumento não dependem significativamente da posição da fonte no CDVTC. Já no CDVPC, a sensibilidade do instrumento diminui na medida em que o ângulo até o centro do CDV aumenta, como verificado a partir das imagens mostradas nas Figuras 5.17 e 5.18. Para estas imagens a RSR cai para 8,17 e 4,51, respectivamente, apesar de ter sido usado o mesmo tempo de integração e a mesma configuração do telescópio em todas as observações.

Na Figura 5.19 estão representados estes resultados, junto com a reta que melhor se ajusta aos valores de RSR correspondentes às imagens no CDVPC. Este ajuste é dado pela expressão,

$$\text{RSR} = -1,72 \theta + 23,01. \quad (5.7)$$

De acordo com esta expressão, a sensibilidade se reduz à metade do seu valor no CDVTC para um ângulo de 10°, e se faz nula para um ângulo de 13,4°.

Testes adicionais de imageamento devem ser feitos para se ter uma melhor caracterização do comportamento do sistema quando a fonte se encontra no CDVPC. Também, devem ser feitos testes na presença de várias fontes tanto no CDVTC quanto no CDVPC para se determinar como a presença de fontes no CDVPC afeta a qualidade das imagens das fontes no CDVTC.

Estudadas as características do telescópio imageador de máscara codificada MASCO, e a sua potencialidade para fazer imagens de fontes cósmicas, o próximo capítulo será dedicado à análise de um conjunto de dados astrofísicos correspondente ao CG obtidos com o telescópio SIGMA, que utilizou a mesma técnica de imageamento do MASCO.

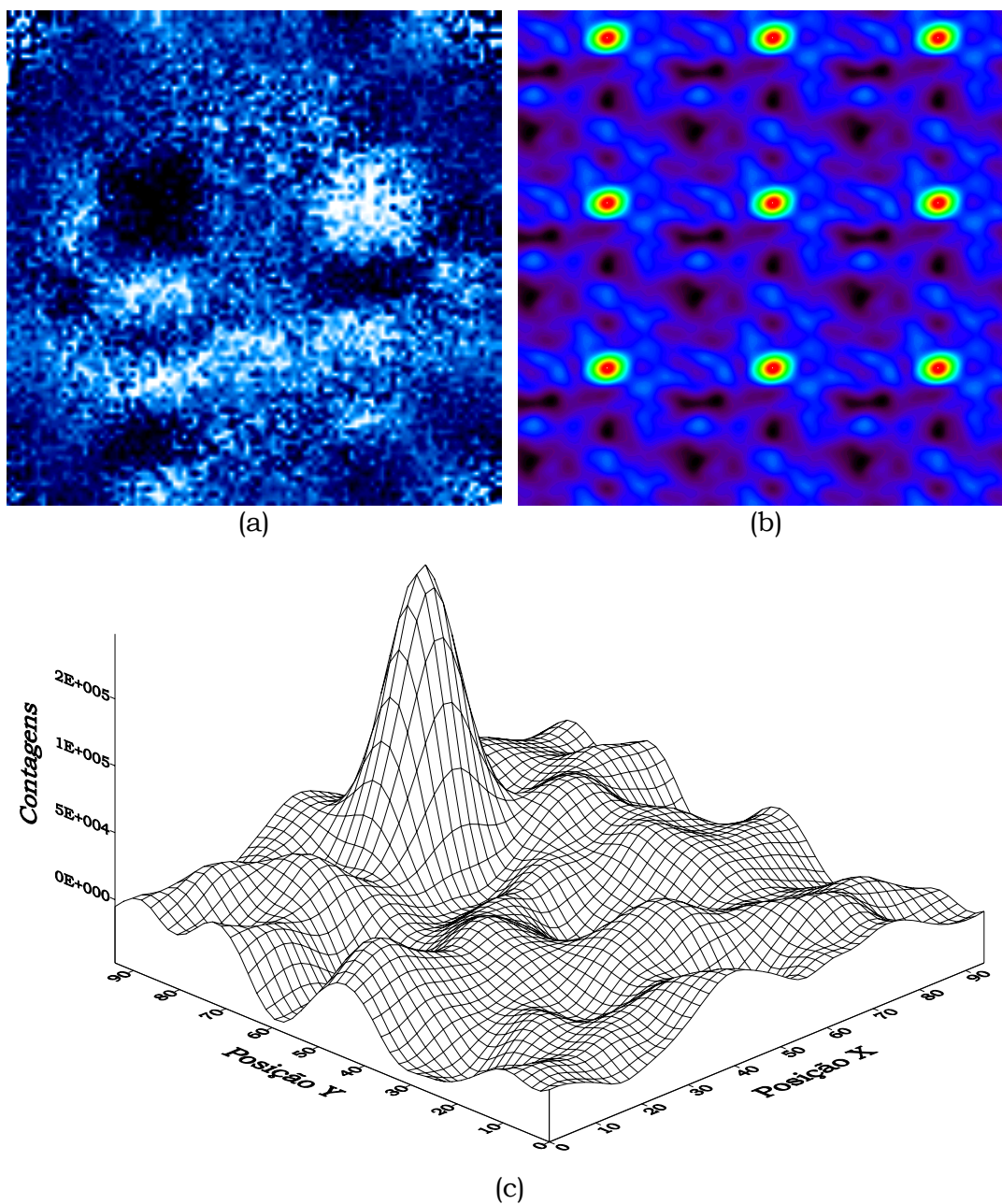


Fig. 5.15 – Imagem da fonte de teste de ^{241}Am próxima do centro do CDV usando a técnica de máscara-antimáscara: (a) resultado da operação (máscara-antimáscara) corrigido pelo padrão de sensibilidade; (b) imagem reconstruída; (c) fragmento correspondente a $1/9$ da imagem reconstruída (RSR=13,07).

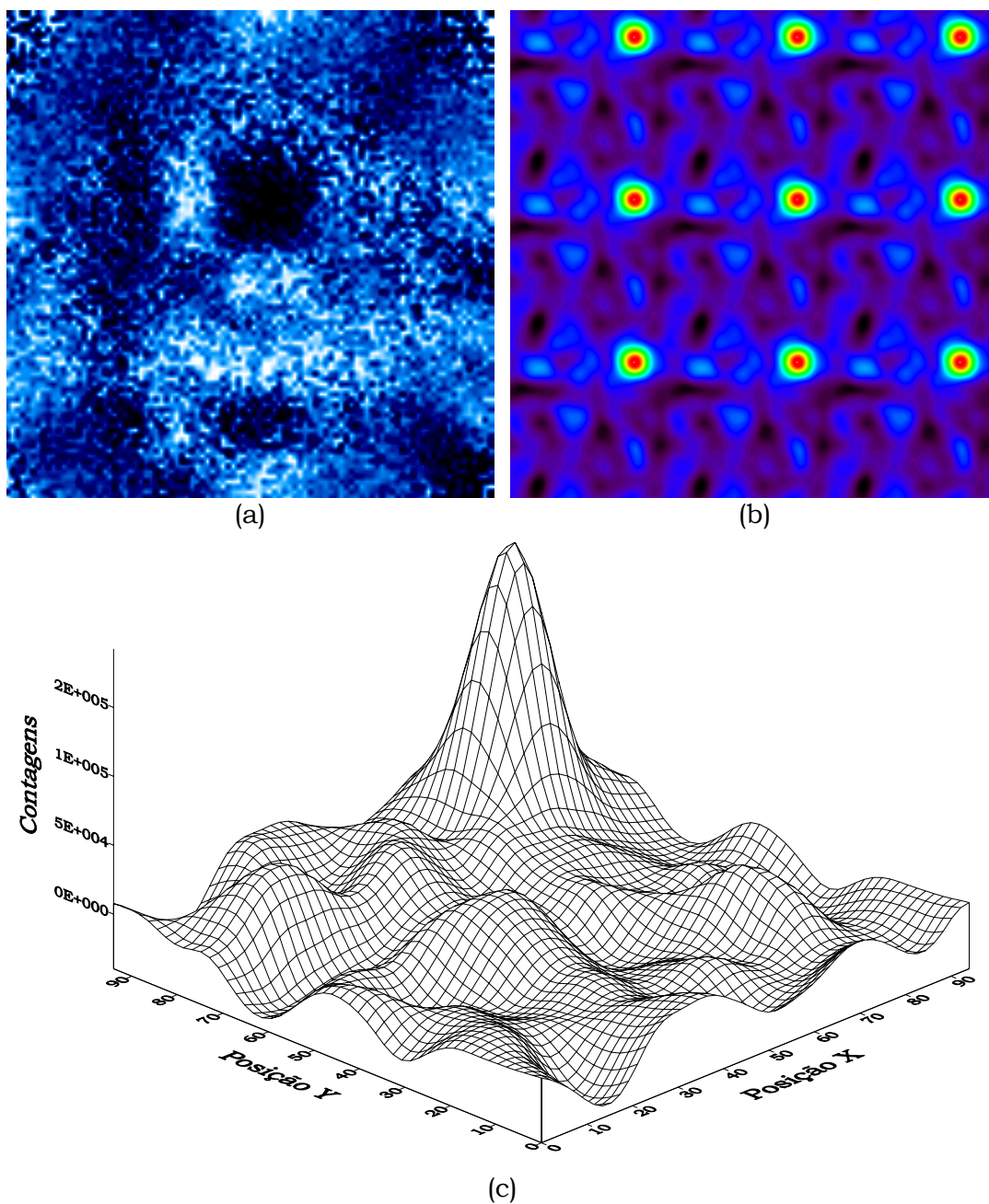


Fig. 5.16 – Imagem da fonte de teste de ^{241}Am a $5,5^\circ$ do eixo de observação: (a) resultado da operação (máscara-antimáscara) corrigido pelo padrão de sensibilidade; (b) imagem reconstruída; (c) fragmento correspondente a $1/9$ da imagem reconstruída (RSR= 13,91).

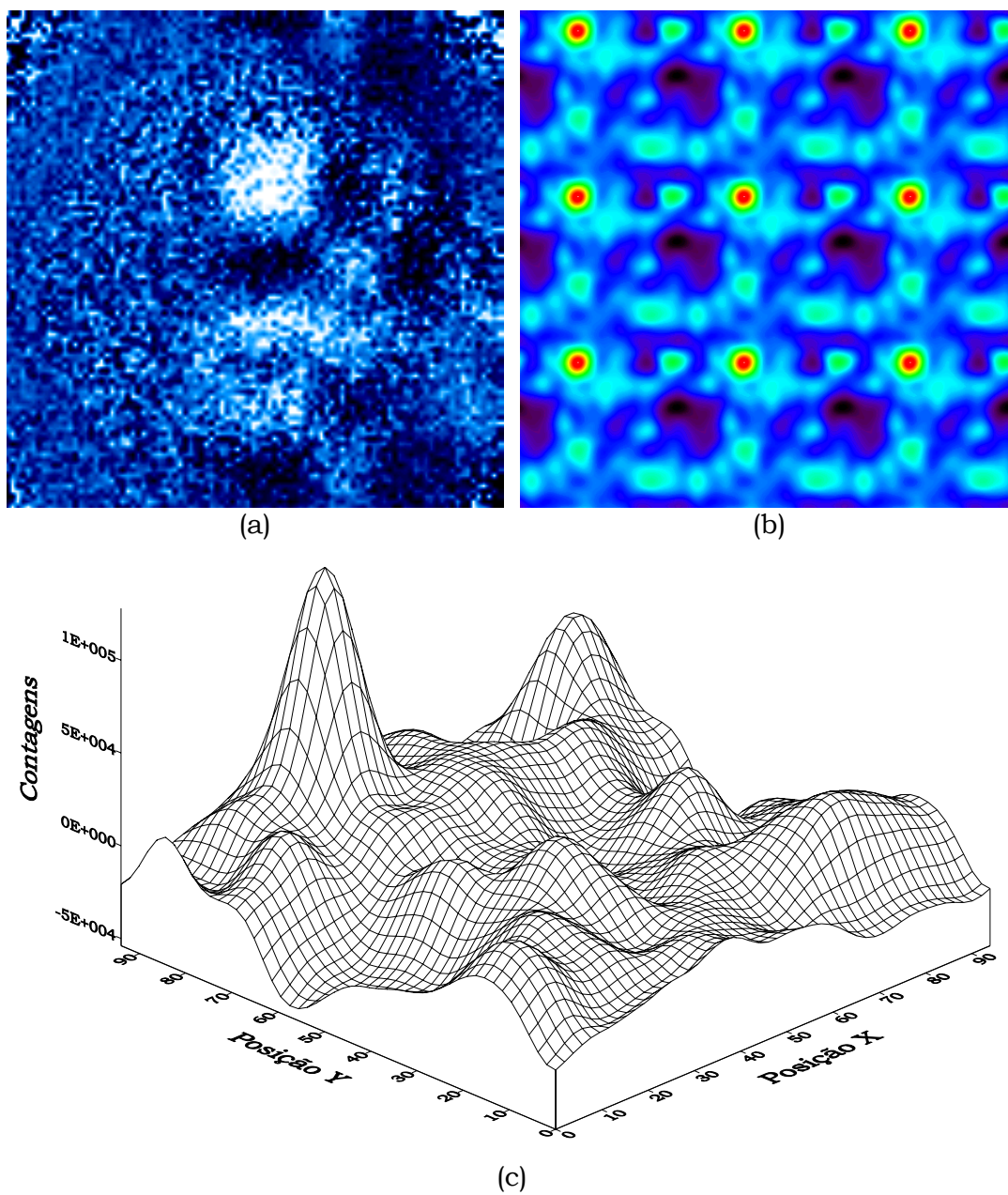


Fig. 5.17 – Imagem da fonte de teste de ^{241}Am a $8,3^\circ$ do eixo de observação: (a) resultado da operação (máscara-antimáscara) corrigido pelo padrão de sensibilidade; (b) imagem reconstruída; (c) fragmento correspondente a $1/9$ da imagem reconstruída (RSR = 8,17).

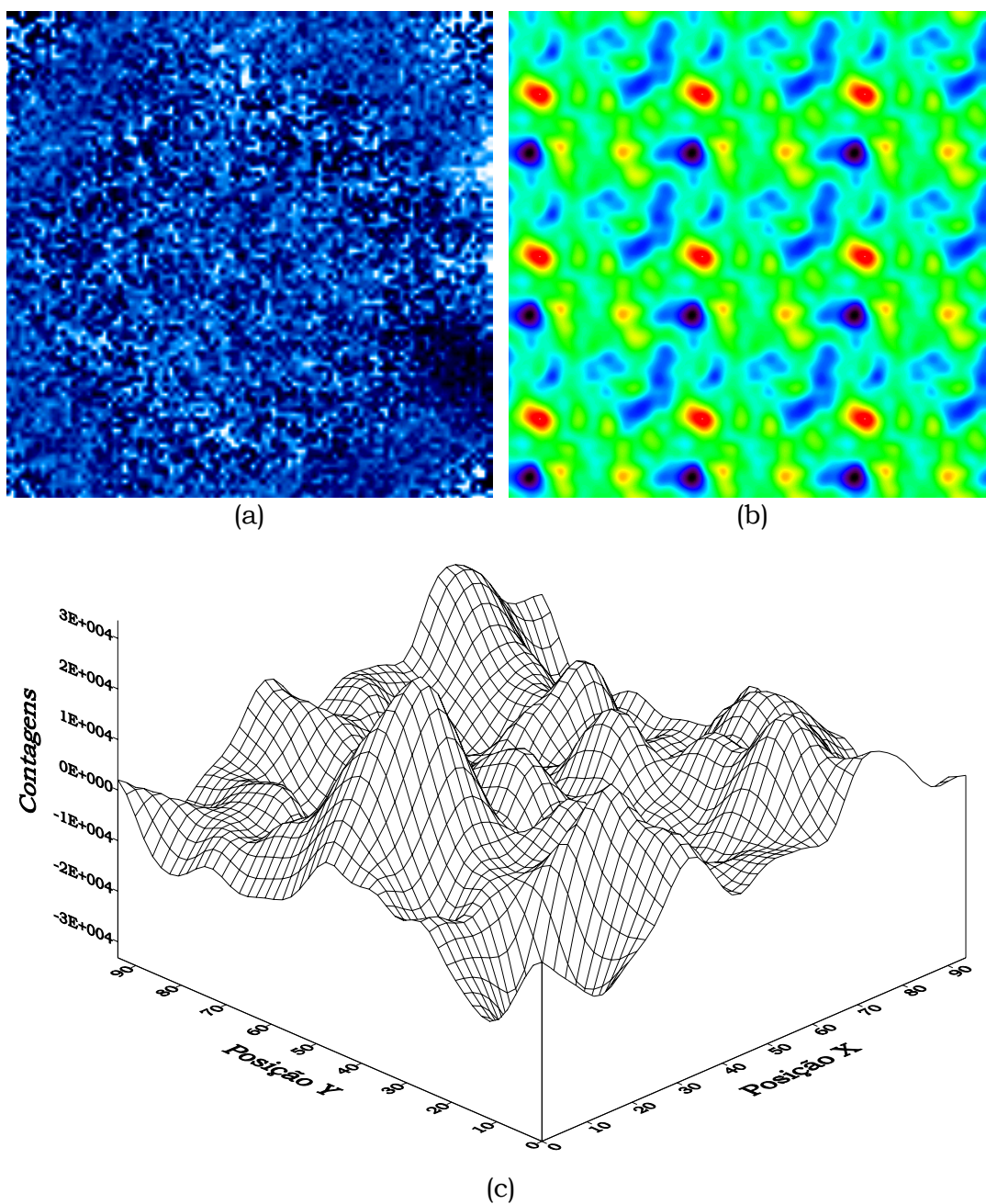


Fig. 5.18 – Imagem da fonte de teste de ^{241}Am a 11° do eixo de observação: (a) resultado da operação (máscara-antimáscara) corrigido pelo padrão de sensibilidade; (b) imagem reconstruída; (c) fragmento correspondente a $1/9$ da imagem reconstruída (RSR=4,51).

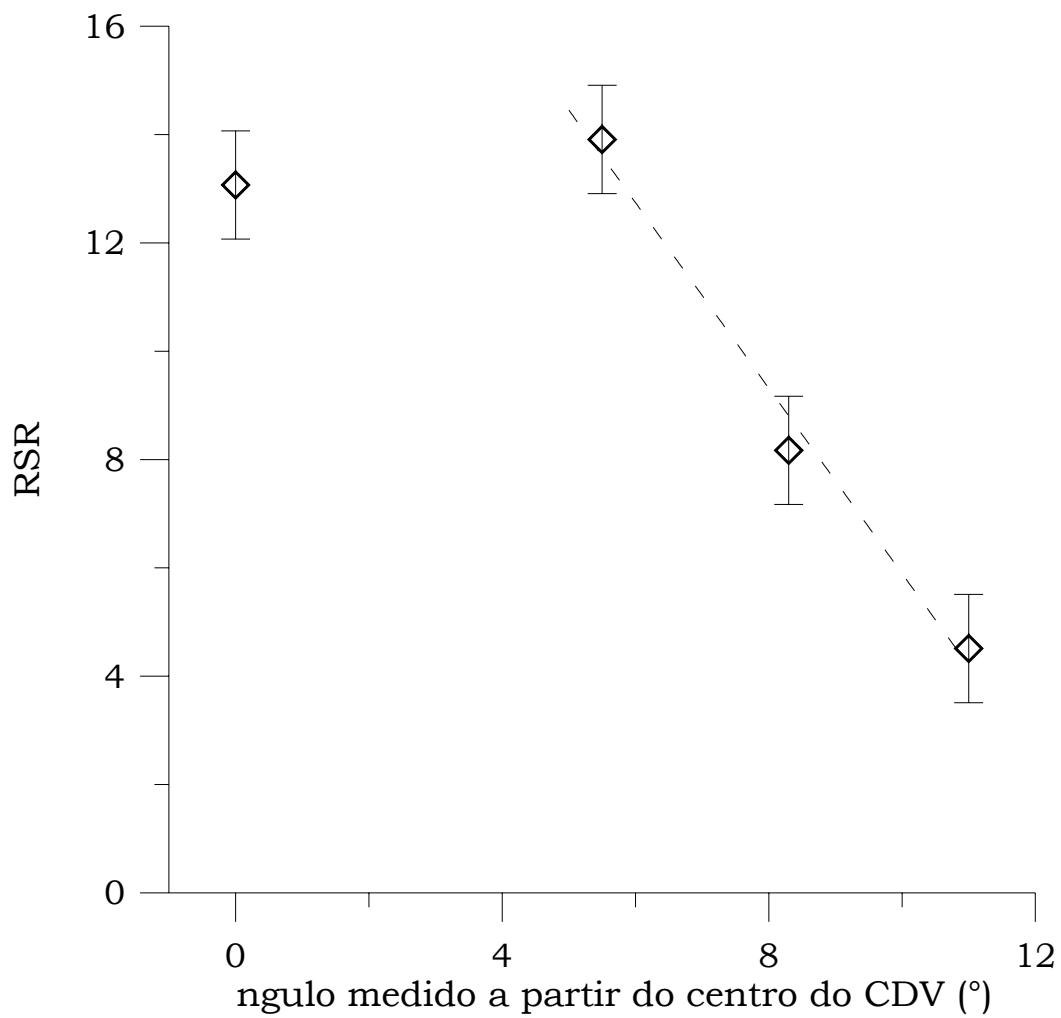


Fig. 5.19 – Mudança da RSR em função da posição da fonte no CDV.

CAPÍTULO 6

OBSERVAÇÕES DO *BURSTING PULSAR* GRO J1744-28 COM O TELESCÓPIO SIGMA

O telescópio imageador de máscara codificada SIGMA, que permaneceu em órbita terrestre entre 1989 e 1997 a bordo do satélite GRANAT, tornou-se uma referência na faixa de energia do espectro eletromagnético correspondente a raios-X duros e raios gama de baixa energia, pela qualidade e quantidade das suas observações. Por esta razão, uma comparação das características do telescópio MASCO com as do telescópio SIGMA nos permite ter uma idéia mais clara dos resultados a serem esperados com o nosso instrumento. Da mesma forma, uma análise da estratégia tanto das observações quanto do processo de redução e reconstrução de imagens nos permitiu aprimorar o *software* desenvolvido para o telescópio MASCO.

Tendo acesso à base de dados do telescópio SIGMA, foi escolhido o conjunto de dados correspondente às observações do CG, o que nos permitiu estudar o comportamento da fonte GRO J1744-28, também conhecida como o *Bursting Pulsar*, durante os dois *outbursts* que ela apresentou em 1996 e 1997. Como resultado dessa análise, foi elaborado o artigo “*SIGMA Observations of the Bursting Pulsar GRO J1744-28*”, aceito para publicação no *Astrophysical Journal* (Mejía et al. 2002) e objeto deste capítulo.

6.1 Telescópio SIGMA

6.1.1 Características Básicas do Telescópio SIGMA

O telescópio SIGMA foi um instrumento construído por dois laboratórios franceses: o *Centre d'Etude Spatiale des Rayonnements*, em Toulouse, e o *Service d'Astrophysique* do *Commissariat à l'Energie Atomique*, em Saclay, sob a direção do *Centre National d'Etudes Spatiales*, com o objetivo principal de fornecer dados para a obtenção de espectros e imagens de alta resolução de fontes astrofísicas na faixa de energia correspondente a raios-X duros e raios gama moles (35 a 1300 keV).

Para atingir este objetivo, o telescópio utilizou a técnica de máscara codificada, já descrita no Capítulo 2. Como elemento codificador foi utilizada

uma máscara de padrão básico URA 29x31, estendida ao longo dos dois eixos principais para fazer um padrão de 49x53 elementos. Esta máscara, que modula o sinal vindo das fontes a serem estudadas, foi colocada a 2,5 m do detector. O elemento básico da máscara era um paralelepípedo reto de seção quadrada, de 0,94 cm de aresta e 1,5 cm de espessura, feito de tungstênio, que garantia uma opacidade apropriada na faixa de energia de funcionamento do telescópio. Como elemento detector foi usado um cristal de NaI(Tl) de 1,25 cm de espessura e 57 cm de diâmetro, observado por 61 tubos fotomultiplicadores montados em uma configuração de câmara de Anger (Anger 1958).

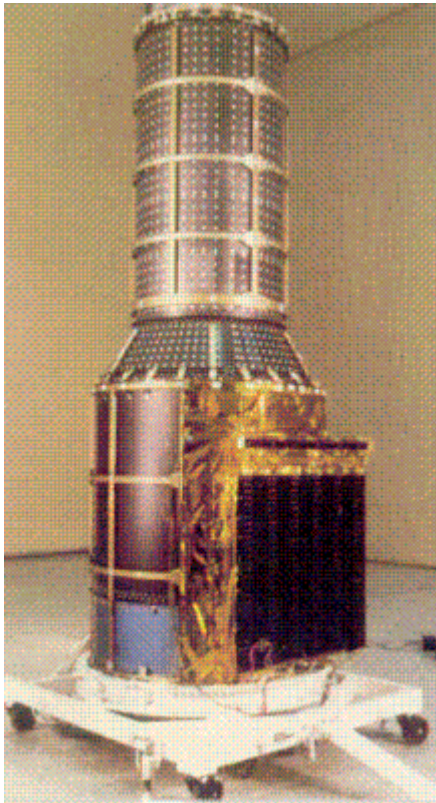
O CDV do telescópio, determinado pela dimensão total da máscara e pela sua distância em relação ao detector, era dividido em duas seções: o CDVTC, que tem dimensões de $4,7^\circ \times 4,3^\circ$, apresentando sensibilidade máxima e uniforme, e o CDVPC, que se estende ao redor do anterior apresentando um decréscimo de sensibilidade proporcional ao ângulo em relação ao eixo de simetria, atingindo metade da sensibilidade em um retângulo de dimensões $11,4^\circ \times 10,5^\circ$.

O telescópio foi montado a bordo do observatório orbital russo GRANAT e entrou em órbita terrestre em 1 de dezembro de 1989. O telescópio permaneceu em funcionamento até 1997, quando foi desativado e destruído na reentrada na atmosfera terrestre. Outras características do telescópio SIGMA estão indicadas na Tabela 6.1. Uma descrição detalhada do telescópio SIGMA pode ser encontrada em Paul et al. (1991) e Bouchet et al. (2001). Na Figura 6.1 pode ser vista uma fotografia do telescópio SIGMA junto com uma da máscara codificada utilizada por este instrumento.

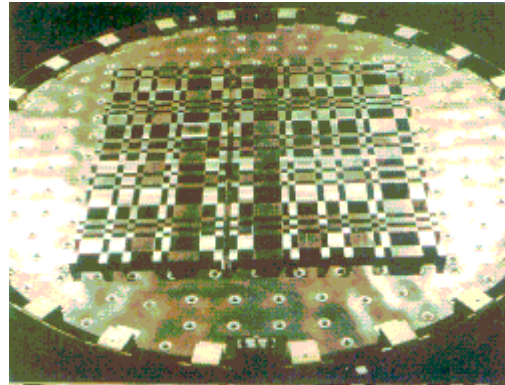
TABELA 6.1 – PRINCIPAIS CARACTERÍSTICAS DO TELESCÓPIO SIGMA

Detector	
Faixa de Energia	35 keV a 1,3 MeV.
Detector	NaI(Tl); diâmetro = 57 cm; espessura = 1,25 cm. 61 TFM acopladas em configuração de câmara de Anger.
Resolução espacial	~4,5 mm em 100 keV.
Resolução angular	13 minutos de arco
Resolução espectral	Em vôo: 16% em 60 keV; 12 % em 122 keV e 8% em 511 keV.
Sensibilidade (20 h, 1 σ)	~20 mcrab
Máscara	
Padrão	URA 29x31 estendido a 49x53, a 2,5 m do detector.
Célula básica	Seção quadrada de 0,94 cm de aresta; 1,5 cm de espessura; tungstênio.
Blindagem	
Tipo	Ativa: 32 módulos de CsI, 4 cm de espessura, em torno do detector principal; cintilador plástico de 5 mm de espessura na frente do telescópio. Passiva: parede lateral cilíndrica de chumbo (0,5 mm), tântalo (0,1 mm) e estanho (0,4 mm).

Sendo o seu objetivo principal o monitoramento de fontes na região do CG, o telescópio foi apontado nesta direção em 14 oportunidades durante os 7 anos de seu funcionamento. Como resultado, novas fontes foram descobertas ou confirmadas, assim como informações astrofísicas complementares de fontes previamente conhecidas foram obtidas. Em um total de ~2000 horas de observação, pelo menos 9 fontes foram detectadas em energias maiores do que 40 keV em uma região de ~6° na vizinhança do CG (Churazov et al. 1994). Na Figura 6.2 é mostrada a imagem integrada desta região, obtida a partir das observações feitas entre 1990 e 1994. Dentre os objetos observados e que, no entanto, não aparece na Figura 6.2, destaca-se GRO J1744-28, o *bursting pulsar* (Trudolyubov et al. 1999; Mejía et al. 2002), fonte cujo comportamento foi estudado como parte desta tese. Em outras regiões do céu, foram estudadas fontes tanto Galácticas (Nova Muscae 1991, Nova Persei 1992, Nova Ophiuchi 1993, Nova Velorum 1993, Caranguejo) quanto extragalácticas (aglomerado de Virgem, 3C273, NGC 4151, Centauro A), num total de mais de 30 fontes pontuais inequivocamente detectadas (Mandrou et al. 1994; <http://sigma-2.cesr.fr/sigma/source.html>), assim como vários *Gamma-Ray Bursts* e *flares* solares de alta energia (Claret et al. 1994b; Pelaez et al 1994; Terekhov et al. 1995; Burenin et al. 2000).



(a)



(b)

Fig. 6.1 – Fotografias do telescópio SIGMA (a) e da sua máscara codificada (b).
FONTE: <http://sigma-2.cesr.fr/sigma/Sigma.Home.html>.

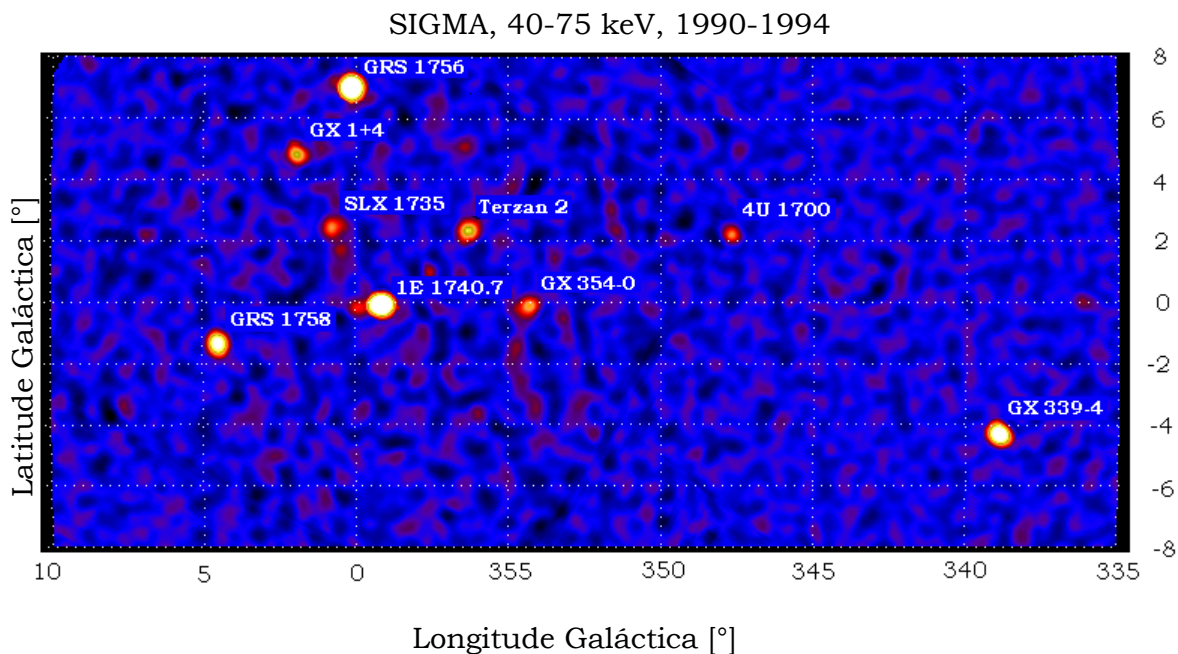


Fig. 6.2 – Imagem integrada da região do CG na faixa de energia de 40 a 75 keV. Todas as observações no período 1990 a 1994 foram incluídas.
 FONTE: adaptada de <http://sigma-2.cesr.fr/sigma/source.html>.

6.1.2 Codificação dos Dados

A bordo do satélite, as informações relativas às posições de interação dos fótons na superfície do detector são transformadas em diagramas de sombras e transmitidas periodicamente à Terra. O sistema de aquisição de dados do telescópio SIGMA fornece estas informações em, pelo menos, dois formatos, a saber:

- Modo de Imageamento Fino: mapas de 232x248 pixels (tamanho do pixel = 1/64 do tamanho da célula básica), em quatro bandas de energia largas e consecutivas. Um pixel representa 1,6 minutos de arco no céu.
- Modo de Imageamento/Espectro: mapas de resolução intermediária de 124x116 pixels (tamanho do pixel = 1/16 do tamanho da célula básica), em 95 bandas de energia estreitas e consecutivas. O tempo de exposição neste segundo modo é da ordem de 30 minutos, o dobro do tempo usado no primeiro modo.

Uma observação típica, com duração média de 1 dia, é constituída por 3 a 6 exposições. Durante cada uma das exposições são gravados dois conjuntos de imagens finas e um conjunto de imagens-espectro. O telescópio também registra as contagens do número total de fótons integradas em intervalos de 4 segundos, nas mesmas bandas de energia definidas para as imagens finas. O número total de contagens sobre o detector também é registrado em 1024 canais de energia linearmente espaçados entre 35 e 1300 keV. Em todos os modos de imageamento, as posições de interação dos fótons com o detector são corrigidas pelo efeito da deriva do satélite a cada 4 segundos. As técnicas básicas de coleta de dados do telescópio SIGMA são descritas com mais detalhe por Cordier (1992) e Vargas (1997).

Em um outro modo de imageamento, o SIGMA tira proveito de duas aberturas cilíndricas localizadas na blindagem passiva do telescópio. Estas aberturas estão localizadas, a primeira, na interface entre o suporte da máscara e o extremo do tubo da blindagem e, a segunda, aproximadamente na metade deste tubo, numa divisão feita para reduzir o seu diâmetro. Estas aberturas agem como colimadores, projetando sobre o detector imagens com formato de arco, tornando-se um sistema imageador eficiente para fontes localizadas entre 5° e 35° do eixo de visada do telescópio, com uma resolução angular de 0,5° e 3,5°, respectivamente. Uma apresentação mais detalhada deste sistema pode ser vista em Claret et al. (1994a).

6.1.3 Reconstrução de Imagens

Uma imagem (diagrama de sombras) fornecida pelo telescópio SIGMA pode ser descrita pela expressão:

$$\begin{aligned} I &= [(S*D+F)xU]*Cd \approx (S*D*Cd)x(U*Cd) + (FxU)*Cd \\ &= Sx(U*Cd) + (FxU)*Cd, \end{aligned} \tag{6.1}$$

em que I é a imagem registrada sobre o detector (sombra), S é o padrão básico da máscara, D é a matriz de derivas do telescópio, F é o padrão de ruído sistemático, U é o padrão de não uniformidade de sensibilidade do detector, Cd é a matriz de correção de derivas, * é o produto de convolução e “x” é o produto termo a termo.

O termo (S*D+F) representa o sinal que atinge a superfície do detector, ou seja, a sombra da máscara modulada temporalmente pelo efeito da deriva do satélite, sobreposto ao padrão de ruído sistemático. Este termo é modulado espacialmente pela não uniformidade em sensibilidade do sistema detector,

U. Finalmente, antes de adicionar um conjunto de eventos fotônicos à sombra que está sendo construída, a sua posição é corrigida pelo efeito de deriva, o que explica a presença da operação de convolução com o termo Cd.

Para obter a reconstrução apropriada do objeto, o resultado anterior deve ser dividido pelo resultado da convolução das correções de deriva com o mapa de sensibilidade do detector (supostamente bem conhecido), ao que se subtrai o mapa de ruído sistemático convoluído pelas correções de deriva. Mapas de ruído sistemático e de sensibilidade são obtidos a partir de observações de *champs vides*, campos estelares sem presença evidente de fontes. A partir deste ponto segue-se um processo equivalente ao descrito na Seção 4.6, a ser utilizado com os dados obtidos pelo telescópio MASCO.

6.2 Observações da Fonte GRO J1744-28 (o *Bursting Pulsar*) com o Telescópio SIGMA

6.2.1 GRO J1744-28, o *Bursting Pulsar*

GRO J1744-28, o *Bursting Pulsar*, foi descoberto no dia 2 de dezembro de 1995 pelo BATSE/CGRO (Fishman et al. 1995; Kouveliotou et al. 1996). Estudos da sua curva de luz revelaram um período de 0,467 s no fluxo persistente e um período orbital de 11,8 dias (Finger et al. 1996). Esta fonte apresentou dois *outbursts* intensos: o primeiro entre o final de 1995 e o início de 1996 e o segundo quase um ano mais tarde. Nesse momento, esta era a única fonte conhecida que apresentava, simultaneamente, pulsações periódicas em raios-X e *bursts* freqüentes. A presença de pulsações indicava que o objeto compacto era uma estrela de nêutrons. A função de massa em raios-X, determinada por Finger et al. (1996) como sendo $f(M_x) = 1,31 \times 10^{-4} M_{\text{sol}}$, junto com o valor canônico de $1,4 M_{\text{sol}}$ para a massa do objeto compacto, sugeria que a estrela de nêutrons em GRO J1744-28 estivesse sendo alimentada por preenchimento do lóbulo de Roche de uma estrela gigante vermelha de baixa massa (Daumerie et al. 1996; Miller 1996; Sturmer e Dermer 1996; Bildsten e Brown 1997).

As melhores coordenadas para a posição da fonte foram aquelas obtidas por triangulação das regiões de observação dos instrumentos Ulysses e BATSE. Com este método, Hurley et al. (2000) encontraram as coordenadas $\alpha = 17^{\text{h}} 44^{\text{m}} 32^{\text{s}}$ e $\delta = -28^{\circ} 44' 31'',7$ (J2000,0). Uma possível contrapartida no infravermelho (IV) foi reportada por Augsteijn et al. (1996) enquanto que uma observação posterior no óptico/IV da mesma região por Cole et al. (1997) não confirmou nem descartou aquela contrapartida IV. Com base nos

dados do satélite ASCA, o valor da coluna de hidrogênio, N_H , para a posição de GRO J1744-28 foi determinado como sendo de $(5-6) \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$, independentemente da data da emissão e da fase e, por isso, corresponde à absorção interestelar (Dotani et al. 1996; Nishiuchi et al. 1999). Isso sugere que a fonte esteja localizada perto do CG, a uma distância de $\sim 8,0$ kpc. A fonte também foi observada com o instrumento WATCH a bordo do satélite GRANAT entre os dias 13 de janeiro e 12 de março de 1996 (Sazonov et al. 1997) mostrando, no máximo entre *bursts*, um fluxo diário médio de $\sim 3,7$ crab, na faixa de energia de 8 a 20 keV.

Entre 1990 e 1997, o telescópio SIGMA foi apontado duas vezes por ano na direção do CG, nos períodos correspondentes a março-abril e setembro-outubro. A região contendo GRO J1744-28 foi observada em 14 oportunidades, em um total de ~ 1993 horas. Em duas destas sessões, correspondentes a março de 1996 e março de 1997, a fonte foi claramente visível, com uma confiança estatística maior do que 5σ . A partir da análise dos dados coletados pelo telescópio SIGMA foi possível determinar o valor do fluxo da fonte nestes dois períodos e estabelecer limites superiores para as restantes sessões de observação.

6.2.2 Observações

Como já foi mencionado, em duas campanhas de observação da região do CG, a fonte GRO J1744-28 foi claramente detectada na faixa de energia de 35 a 75 keV, com um confiança estatística maior do que 5σ , como mostrado na Figura 6.3. Entretanto, a fonte não foi detectada na faixa de energia de 75 a 150 keV. A primeira campanha teve início no dia 15 de março de 1996 (Data Juliana = 2450157,63), 103 dias após a sua descoberta pelo BATSE, e finalizou no dia 30 de março, correspondendo a ~ 267 horas de tempo efetivo de observação, como indicado na Tabela 6.2. Neste período, GRO J1744-28 foi detectada com um sinal $13,5\sigma$ acima da média da imagem, com um fluxo médio de $85 \pm 6,4$ mcrab ($7,3(\pm 0,6) \times 10^{-10} \text{ ergs.cm}^{-2}.\text{s}^{-1}$) na faixa de 35 a 75 keV, mostrando um espectro mole que pôde ser ajustado por um modelo de Bremsstrahlung térmico opticamente fino ($\alpha = -1,4$) com um fluxo em 50 keV, $F_{50 \text{ keV}}$, de $3,6(\pm 0,6) \times 10^{-4}$ fótons. $\text{cm}^{-2}.\text{s}^{-1}.\text{keV}^{-1}$ e temperatura, kT_{Brems} , de 28 ± 7 keV ($\chi^2(\text{d.o.f.}) = 13,0(8)$).

A segunda campanha começou no dia 14 de março de 1997 (Data Juliana = 2450521,31) e finalizou no dia 28 de março, correspondendo a $\sim 148,5$ horas de tempo efetivo de observação. Nesta oportunidade, o fluxo médio da fonte na faixa de energia de 35 a 75 keV foi de $52 \pm 7,4$ mcrab ($4,5(\pm 0,6) \times 10^{-10}$

ergs.cm⁻².s⁻¹), o que corresponde a uma confiança estatística de 8 σ . Mais uma vez, o espectro da fonte pôde ser ajustado por um modelo de Bremsstrahlung térmico opticamente fino ($\alpha=-1,4$) com um fluxo em 50 keV, $F_{50 \text{ keV}}$, de $2,3(\pm 0,7) \times 10^{-4}$ fótons.cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹ e temperatura, kT_{Brems} , de 18_{-7}^{+12} keV ($\chi^2(\text{d.o.f.})= 8,04(8)$). Na Tabela 6.2 são indicados os valores de fluxo correspondentes a cada uma das sessões destas duas campanhas nas faixas de energia de 35 a 75 keV e de 75 a 150 keV.

6.2.3 Curva de Luz e Espectro de GRO J1744-28

Na Figura 6.4 mostram-se as curvas de luz da fonte GRO J1744-28 para as campanhas de março de 1996 e março de 1997. Na primeira campanha, o fluxo da fonte na faixa de energia de 35 a 75 keV apresentou um valor médio de ~ 85 mcrab, ou $7,3 \times 10^{-10}$ erg.cm⁻².s⁻¹. Na segunda campanha, o valor médio do fluxo na mesma banda de energia foi de ~ 52 mcrab, ou $4,5 \times 10^{-10}$ ergs.cm⁻².s⁻¹ (ver, também, Trudolyubov et al. 1999). Este último valor é um fator 7 menor do que o valor reportado por Woods et al (1999) de $\sim 3 \times 10^{-9}$ erg.cm⁻².s⁻¹, obtido a partir de observações feitas com o instrumento BATSE utilizando a técnica de ocultação pela Terra, na banda de energia de 30 a 100 keV.

Já que GRO J1744-28 está localizado perto do CG, ele esteve no CDV do telescópio SIGMA durante todas as observações que constituíram o *survey* do CG realizado por este instrumento entre 1990 e 1997, o que permitiu determinar limites superiores para o fluxo de raios-X duros na posição da fonte antes e depois dos *outbursts* de 1996 e 1997. Uma análise destas observações foi feita com o objetivo de verificar a possibilidade de aparição da fonte em outras épocas diferentes das correspondentes aos dois *outbursts* de 1996 e 1997. Na Figura 6.5 mostra-se a curva de luz correspondente a todas as observações do CG feitas com o telescópio SIGMA em modo apontado, na banda de energia de 35 a 75 keV. O limite superior médio do fluxo (3 σ) na posição de GRO J1744-28 foi de ~ 17 mcrab ($1,5 \times 10^{-10}$ erg.cm⁻².s⁻¹) variando entre 9 e 24 mcrab, com um limite superior integrado de ~ 5 mcrab ($4,3 \times 10^{-11}$ erg.cm⁻².s⁻¹).

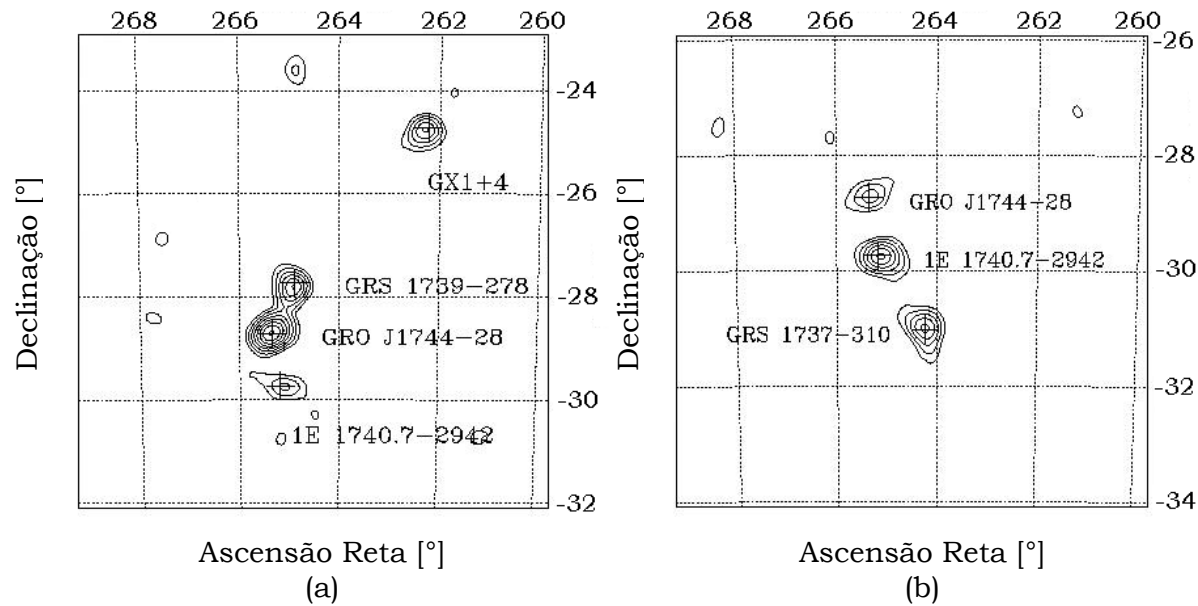
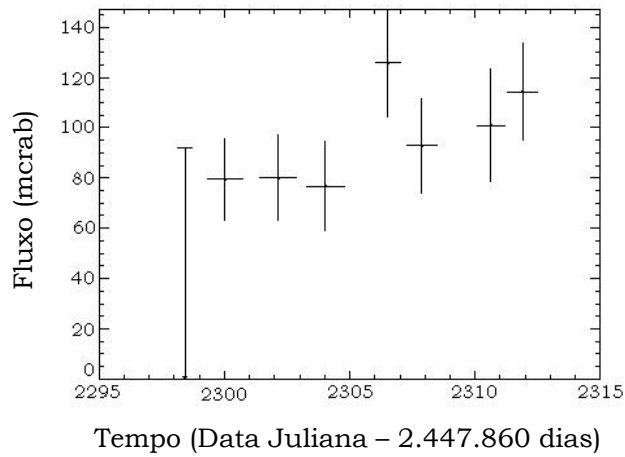


Fig. 6.3 – Imagens de contornos da região do CG obtida com o telescópio SIGMA em (a) março de 1996 e (b) março de 1997, na banda de energia de 35 a 75 keV. Notar a presença da fonte transiente GRS 1737-31 na imagem de março de 1997. As coordenadas correspondem à época 1950,0. Os níveis de confiança começam em 3σ , com incrementos de $1,5\sigma$.

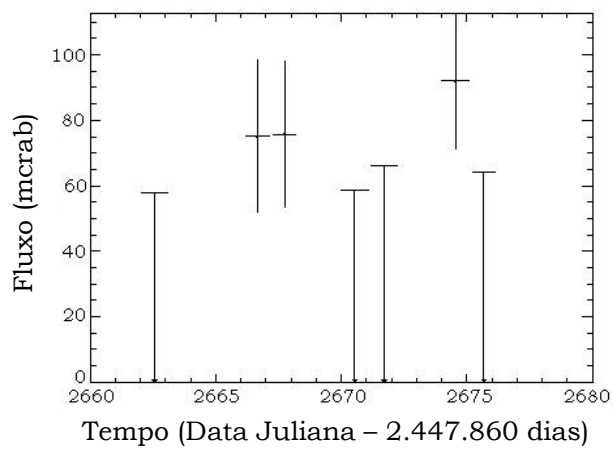
TABELA 6.2 – RELATÓRIO DAS OBSERVAÇÕES DO TELESCÓPIO SIGMA DA REGIÃO DO CG CONTENDO AS COORDENADAS DE GRO J1744-28 EM MARÇO DE 1996 E MARÇO DE 1997

Sessão	Data (UT)	Exposição (horas)	Fluxo 35-75 keV (mcrab)	Fluxo 75-150 keV (mcrab)
Campanha de março de 1996				
894	15,63-16,68	25,25	80 ± 26	< 34
895	16,82-18,23	33,84	77 ± 15	< 23
896	18,92-20,38	35,06	62 ± 15	< 25
897	20,77-22,48	41,14	75 ± 16	< 21
898	23,52-24,52	24,03	106 ± 18	57 ± 28
899	24,77-26,48	41,14	86 ± 16	< 24
900	27,60-28,66	25,43	96 ± 20	< 30
901	28,79-30,50	41,14	96 ± 17	< 28
TOTAL		267,03	85 ± 6,4	< 28
Campanha de março de 1997				
935	14,54-15,59	25,30	34 ± 17	< 30
937	18,68-19,65	23,45	75 ± 22	< 29
938	19,79-20,69	21,49	69 ± 21	< 33
939	22,47-23,58	26,66	43 ± 17	< 28
940	23,71-24,71	24,00	22 ± 21	< 28
941	26,49-27,61	26,81	83 ± 18	46 ± 26
942	27,73-28,63	21,58	34 ± 20	58 ± 31
TOTAL		148,53	52 ± 7,4	< 33

1 mcrab corresponde a $\sim 1,08 \times 10^{-4}$ e $\sim 4,4 \times 10^{-5}$ fótons.cm⁻².s⁻¹ ($\sim 8,6 \times 10^{-12}$ e $\sim 7,3 \times 10^{-12}$ erg.cm⁻².s⁻¹) para as faixas de energia de 35 a 75 keV e de 75 a 150 keV, respectivamente.



(a)



(b)

Fig. 6.4 – Curva de luz de GRO J1744-28 na banda de energia de 35 a 75 keV para as campanhas de observação de março de 1996 (a) e março de 1997 (b) realizadas pelo telescópio SIGMA. O eixo horizontal corresponde à data desde o início das observações do SIGMA em 1 de dezembro de 1989.

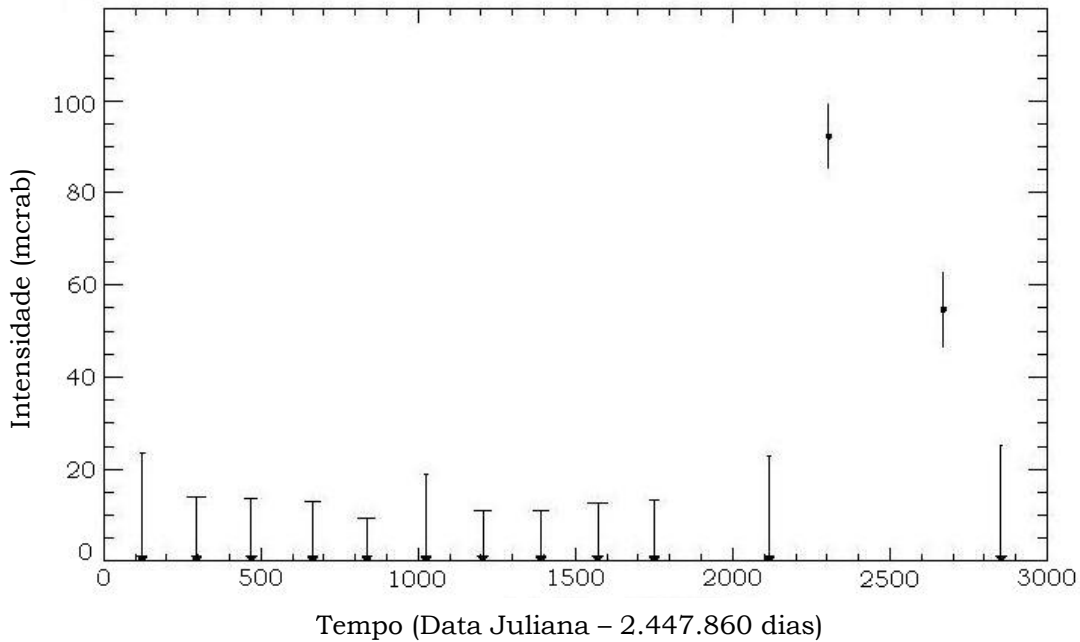


Fig. 6.5 – Curva de luz de GRO J1744-28 na banda de energia de 35 a 75 keV para todas as campanhas de observação do telescópio SIGMA na direção da região do CG, iniciando no dia 1 de dezembro de 1989.

Como foi dito anteriormente, para as duas sessões em que GRO J1744-28 foi detectada, ela apresentou um espectro razoavelmente bem ajustado por um modelo de Bremsstrahlung térmico, de acordo com a expressão

$$\frac{dN}{dE} \propto E^{-1,4} \exp\left(\frac{-E}{kT}\right). \quad (6.2)$$

Com o objetivo de ter uma maior cobertura do comportamento espectral da fonte, foram considerados os dados públicos do PCA/XTE correspondentes a 22 de março de 1996 e 18 de março de 1997. A fonte esteve muito brilhante durante as observações com o PCA, de modo que pode ser desconsiderada qualquer contaminação por outras fontes presentes no CDV do instrumento. A redução dos dados do PCA foi feita com ajuda das bibliotecas padrão do pacote LHEASOFT/FTOOLS 5.0.4. Tanto os espectros do PCA quanto os do SIGMA foram aproximados por um modelo típico de pulsares: lei de potência com corte, E_{corte} , em altas energias, linha com formato gaussiano e fotoabsorção. A significância puramente estatística dos dados do SIGMA é muito menor que a dos dados do PCA, razão pela qual os pontos espectrais

do SIGMA não têm quase nenhuma influência na aproximação combinada SIGMA+PCA. Com o objetivo de tornar este ajuste mais sensível aos dados do SIGMA, as incertezas dos dados do PCA foram incrementadas artificialmente para um valor de 5% do fluxo medido. Para os dados do PCA é um procedimento usual ajustar o valor do erro sistemático em 1% do valor do fluxo medido devido às diferenças de calibração entre os 5 contadores proporcionais que o compõem.

Os parâmetros para o melhor ajuste dos dados combinados são (para 1996/1997): índice fotônico da lei de potência $\alpha=1,44\pm0,12/1,41\pm0,07$; $E_{\text{corte}}=14,7\pm0,7/16,4\pm0,9$. Na Figura 6.6 aparecem os espectros combinados PCA/SIGMA na banda de energia de 1 a 100 keV para os períodos observação de março de 1996 e março de 1997, junto com o ajuste espectral correspondente. Pode ser visto que os espectros são compatíveis com o modelo de Bremsstrahlung térmico com temperaturas de ~ 28 keV e ~ 18 keV, típico de emissão de raios-X em sistemas binários em que o objeto compacto é uma estrela de nêutrons (Laurent e Denis 1997).

Esses resultados são equivalentes à análise do segundo *outburst* feita a partir dos dados do BATSE e apresentados por Woods et al. (1999). Para a época da observação do SIGMA, eles reportam uma temperatura $\sim 14,5\pm 1,8$ keV para a emissão persistente, como mostrado na Figura 6.7. Contudo, existe a possibilidade de contaminação dos dados devida à presença de uma fonte transiente na vizinhança de GRO J1744-28. O fluxo calculado para a segunda campanha de observação do SIGMA é quase um fator 7 menor do que o valor reportado por Woods et al. (1999), baseado nas observações do BATSE utilizando a técnica de ocultação pela Terra (Harmon et al. 2002).

Nesta época, a fonte transiente GRS 1737-31 foi descoberta com o SIGMA (Sunyaev et al. 1997) e observada pelo RXTE e BeppoSAX/WFC (Cui et al. 1997; Heise 1997; Marshall e Smith 1997). Esta fonte esteve ativa por um período de pelo menos um mês, começando sua atividade no início de fevereiro de 1997, na banda de energia de 35 a 150 keV, como foi reportado por Trudolyubov et al. (1999). A presença desta fonte pode explicar, pelo menos parcialmente, a diferença nos valores dos fluxos obtidos a partir das observações do BATSE e do SIGMA para o *Bursting Pulsar*. Para GRS 1737-31, Trudolyubov et al. (1999) encontraram um fluxo de ~ 100 mcrab ($1,6\times 10^{-9}$ erg.cm $^{-2}$.s $^{-1}$) na banda de energia de 35 a 150 keV, o que, adicionado ao fluxo de GRO J1744-28 medido pelo SIGMA ($4,5\times 10^{-10}$ erg.cm $^{-2}$.s $^{-1}$), dá conta de uma parte representativa do fluxo reportado a partir das observações do BATSE e mostrado na Figura 6.8 ($\sim 4\times 10^{-9}$ erg.cm $^{-2}$.s $^{-1}$). É importante notar

que o uso de técnicas de imageamento baseadas em máscara codificada, como a utilizada pelo SIGMA e pelo MASCO, permite obter sem ambigüidade o fluxo integrado e o espectro das fontes observadas, mesmo quando elas estão localizadas em campos densos, como é o caso da região do CG.

6.2.4 Natureza dos *Bursts*

Modelos teóricos para os *bursts* de raios-X consideram a acreção de matéria sobre um objeto compacto. Os mecanismos considerados responsáveis pelos *outbursts* são classificados em dois tipos. Em um dos tipos, a energia é obtida a partir da energia nuclear armazenada na matéria acretada, enquanto que no outro ela é obtida a partir da liberação de energia potencial gravitacional associada ao processo de acreção. *Bursts* de tipo-I são aqueles produzidos por uma queima nuclear instável de material na superfície da estrela, enquanto que *bursts* de tipo-II são devidos à instabilidade no fluxo do material acretado (Lewin et al. 1995). Os *bursts* podem ser caracterizados pelo parâmetro α , dado pela relação entre o fluxo médio emitido em forma persistente e o fluxo médio emitido em forma de *bursts*. Valores de α maiores que ~ 10 são associados com *bursts* do tipo-I, enquanto que valores menores indicam *bursts* do tipo-II (Lewin et al. 1995).

A respeito da natureza dos *bursts* de GRO J1744-28, alguns autores propuseram que eles teriam sido do tipo-II (ver, por exemplo, Lewin et al. 1996, para o primeiro *burst*). Já Woods et al. (1999) mostraram que o parâmetro α apresentava um valor maior do que 20 para quase todas as medidas do BATSE durante o segundo *outburst*, como mostrado na Figura 6.9, o que sugere que eles teriam sido devidos a queima termonuclear ao invés de acreção intermitente de matéria (*bursts* de tipo-I ao invés de tipo-II). Entretanto, se considerarmos o valor do fluxo obtido a partir das observações do SIGMA como sendo a soma dos fluxos persistente e transiente (que correspondem aos *bursts*), e o valor do fluxo dos *bursts* determinado a partir dos dados do BATSE, o valor do parâmetro α para o período das observações do SIGMA será da ordem de 10, mais consistente com a natureza de tipo-II dos *bursts*, como indicado por Lewin et al. (1995). Mais uma vez, a diferença pode ser devida à contaminação dos dados do BATSE pela presença de uma fonte não percebida, a saber, GRS 1731-31.

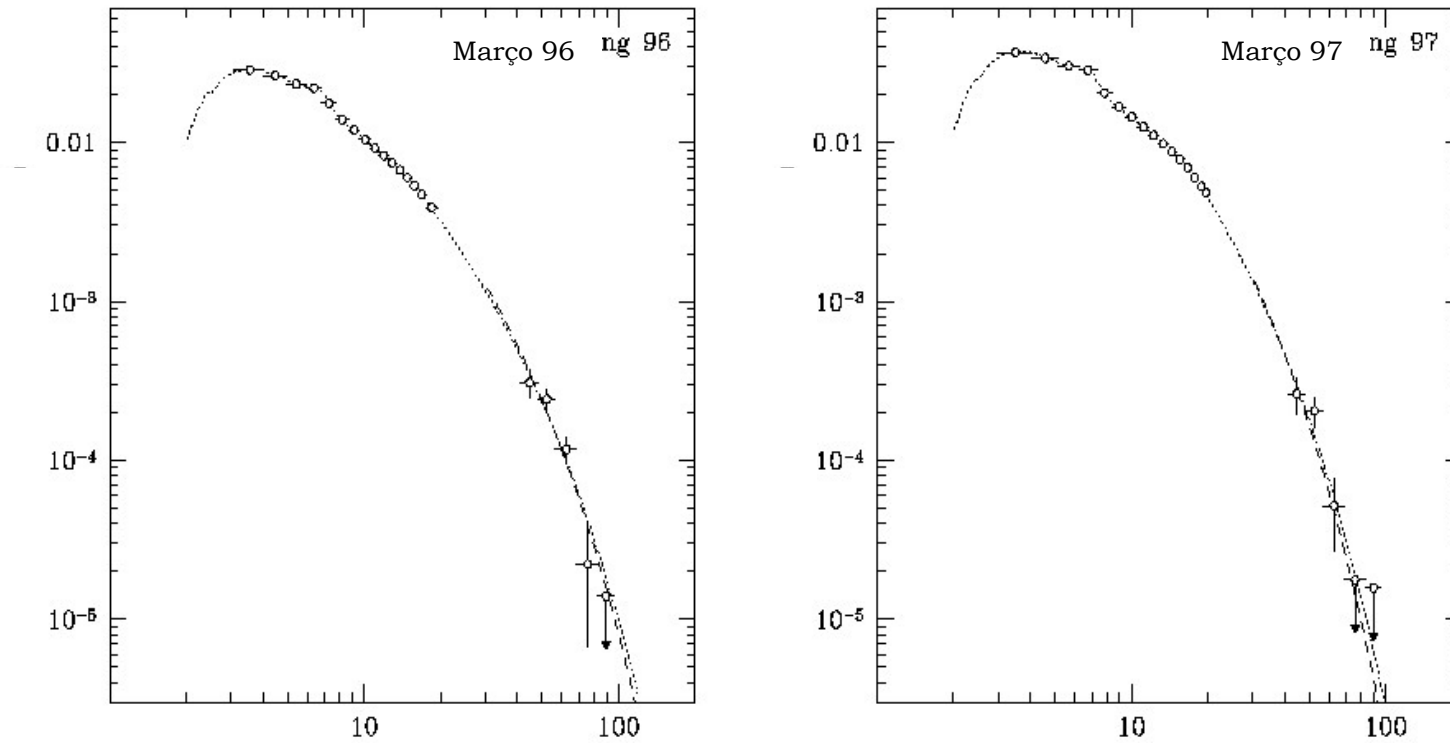


Fig. 6.6 – Espectro de GRO J1744-28 combinando os dados dos instrumentos PCA/XTE e SIGMA, na banda de energia de 1 a 100 keV. Estes espectros correspondem a março de 1996 (a) e março de 1997 (b). A linha pontilhada é o melhor ajuste obtido a partir dos dados do SIGMA.

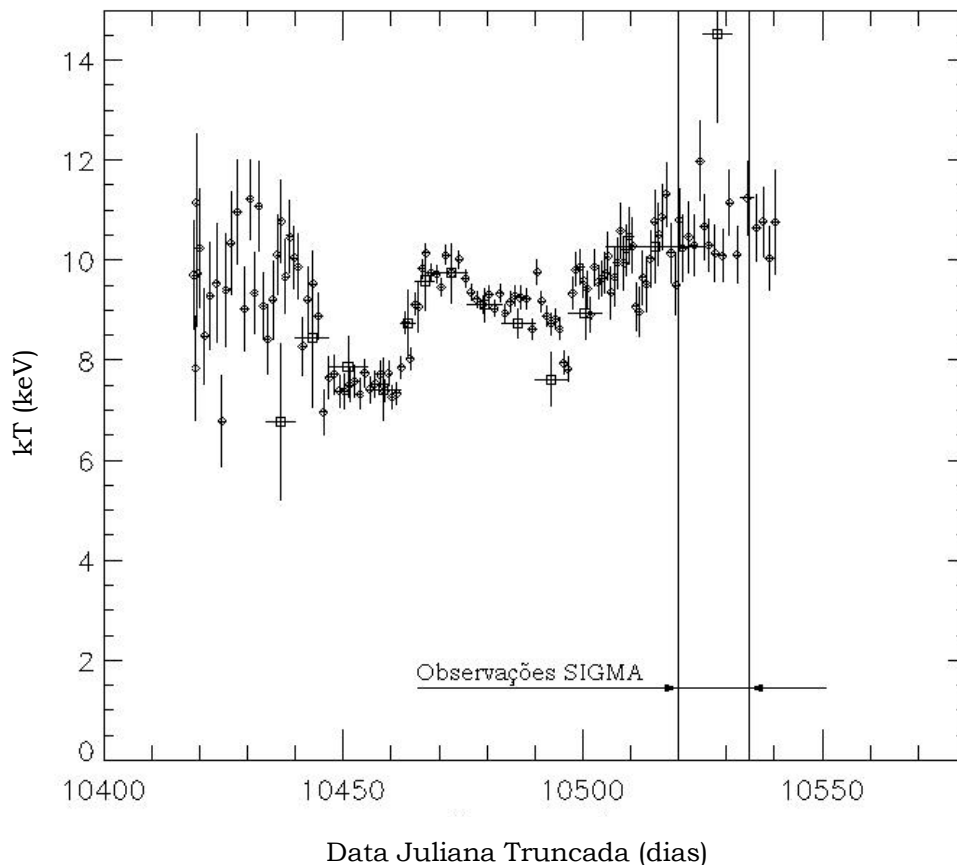


Fig. 6.7 – Distribuição de temperatura espectral, kT , derivada a partir da emissão de *bursts* (losangos) e da emissão persistente (quadrados) de GRO J1744-28 de acordo com as observações do BATSE. A Data Juliana Truncada = Data Juliana - 2440000,5 dias.
 FONTE: adaptada de Woods et al. (1999).

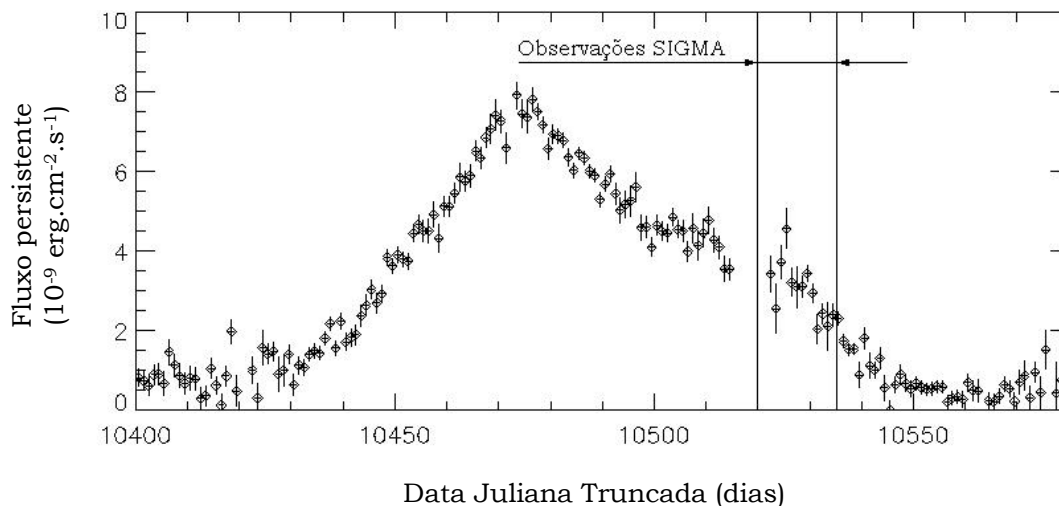


Fig. 6.8 – Média diária do fluxo persistente de GRO J1744-28 na faixa de energia de 30 a 100 keV, determinada a partir dos dados do BATSE.
 FONTE: adaptada de Woods et al. (1999).

6.3 Conclusão

Basicamente, duas conclusões podem ser obtidas a partir das informações apresentadas nas seções anteriores. A primeira refere-se à técnica de observação que utiliza máscaras codificadas, como é o caso dos telescópios SIGMA e MASCO, entre outros. Foi mostrado que esta técnica apresenta grandes vantagens sobre técnicas como a de ocultação, no caso de serem observadas regiões do céu em que várias fontes estão presentes no CDV do instrumento, ou no caso de existir a possibilidade de se ter fontes desconhecidas. Nestas situações, esta técnica permite identificar inequivocamente a contribuição de cada uma das fontes para o sinal total detectado. Foi mostrada, por exemplo, a existência de fortes evidências que sugerem que as observações de GRO J1744-28 pelo BATSE durante o segundo *outburst* podem ter sido contaminadas pela presença da fonte transiente GRS 1731-31, não considerada nas correções correspondentes (Woods et al. 1999).

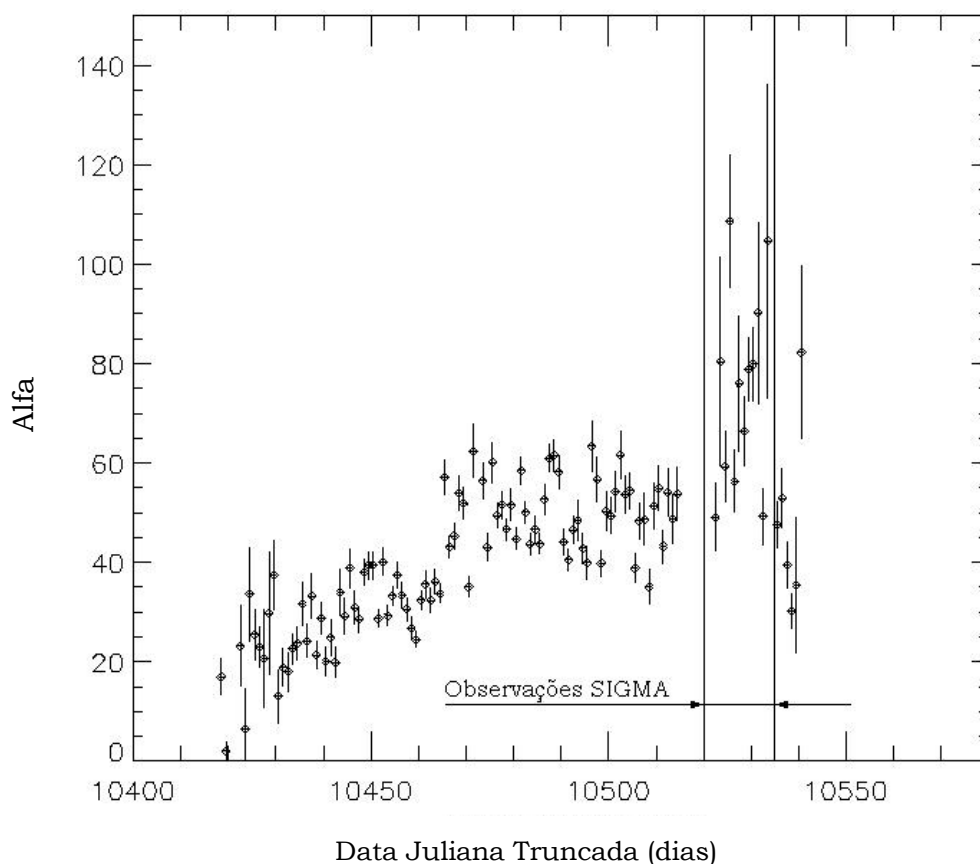


Fig. 6.9 – Distribuição da relação entre as médias diárias da emissão persistente e da emissão em *bursts* de GRO J1744-28 na faixa de energia de 30 a 100 keV, α , de GRO J1744-28 obtida a partir dos dados do BATSE. FONTE: adaptada de Woods et al. (1999).

Como segunda conclusão, e graças à capacidade de imageamento da técnica de máscara codificada utilizada pelo telescópio SIGMA, foi possível determinar com melhor precisão algumas das características da fonte GRO J1744-28, a saber, o fluxo da fonte durante os dois *outbursts* de março de 1996 e março de 1997 na faixa de energia de 35 a 75 keV; o tipo de espectro na faixa de 1 a 100 keV, combinando os dados do SIGMA com resultados do PCA/XTE; e a natureza dos *bursts* durante o segundo *outburst*, reforçando a idéia de serem devidos a acreção intermitente de matéria ao invés de queima termonuclear de matéria na superfície da estrela.

CAPÍTULO 7

CONCLUSÕES

Neste trabalho foram apresentados resultados correspondentes ao desenvolvimento do telescópio MASCO e à análise de imagens em altas energias da região do Centro Galáctico obtidas com o telescópio SIGMA.

Em relação ao desenvolvimento do telescópio MASCO, participei da maior parte das etapas que levaram a que, pela primeira vez, fossem totalmente montados e integrados os três subsistemas que compõem o telescópio MASCO, testando-se assim este instrumento na sua configuração de voo.

No desenvolvimento do sistema mecânico, participei da fase de cálculos da resistência mecânica de alguns dos seus elementos, da montagem da estrutura da gôndola e da solução de alguns problemas específicos, como montagem e fixação do conjunto do sistema detector (cristais de NaI(Tl), blindagem lateral), modificações no mecanismo de giro da máscara e modificações na estrutura da gôndola.

Em relação ao sistema de apontamento e referência de atitude, participei de algumas fases do seu desenvolvimento e testes, principalmente com a inclusão no sistema do sensor estelar CCD, desenvolvido no meu trabalho de mestrado.

Em relação ao sistema imageador, participei das etapas finais do desenvolvimento da eletrônica correspondente e da montagem e testes da versão de voo deste sistema. Participei da determinação das características do sistema e da obtenção de imagens de uma fonte de ^{241}Am com o uso das técnicas de máscara codificada simples, máscara-antimáscara e máscara rotatória. Adicionalmente, foram estudadas as características do sistema imageador com uma fonte radioativa colocada no CDVPC.

Para obter imagens com o telescópio MASCO, desenvolvi o *software* de reconstrução apropriado para cada uma das técnicas mencionadas no parágrafo anterior. Uma versão alternativa de *software* de reconstrução foi usada por D'Amico (1997) na obtenção de imagens com o protótipo do

telescópio MASCO, com as técnicas de máscara codificada simples e máscara-antimáscara.

Embora não tenha sido testado com uma observação real, foi também desenvolvido e implementado um conjunto de rotinas que permite incluir, no processo de reconstrução de imagens, a correção da deriva do telescópio em voo a partir dos resultados fornecidos pelo sistema de controle de atitude do instrumento. Essa implementação permite que seja recuperada a qualidade nominal das imagens, corrigindo-se o efeito de borradura introduzido pelos movimentos do telescópio durante a observação a bordo de balão estratosférico a ~ 40 km de altitude.

Implementei simulações Monte Carlo para estudar o efeito das mudanças nas coordenadas de apontamento do telescópio, e o fato de corrigi-las *a posteriori*, na qualidade das imagens reconstruídas. Foi mostrado que deve existir um compromisso entre a magnitude das derivas a serem corrigidas e a qualidade dos sensores do sistema de controle de atitude do telescópio.

A partir dos resultados obtidos com os testes de imageamento, propus uma alternativa para o giro da máscara, em que ela não permanece em movimento contínuo e sim se desloca por passos, como mostrado no Capítulo 5. Esta alternativa tem como vantagens: (1) reduzir o efeito de borradura da sombra da máscara projetada sobre o detector devido ao movimento contínuo da máscara proposto no projeto inicial do telescópio; (2) reduzir o efeito das mudanças temporais do padrão de ruído de fundo; e (3) garantir que o tempo de permanência da máscara em cada uma das posições intermediárias seja constante permitindo, portanto, que os registros individuais dessas posições possam ser comparados diretamente nas combinações máscara-antimáscara correspondentes.

As três características citadas acima podem proporcionar como resultado uma melhoria da qualidade das imagens astrofísicas reconstruídas a serem obtidas com o telescópio MASCO. Adicionalmente, esta forma de movimentar a máscara permitirá diminuir o consumo de energia pelo mecanismo de giro da máscara, possibilitando a diminuição do peso embarcado em forma de baterias, que é um parâmetro crítico no dimensionamento do tamanho do balão.

Implementei simulações Monte Carlo para estudar o efeito do giro do céu no processo de imageamento. Como um resultado destas simulações, propus

utilizar o efeito do giro do céu como uma forma alternativa ao giro da máscara para identificar a verdadeira imagem da fonte.

Finalmente, desenvolvi uma versão do *software* de recepção e decodificação de dados para a telemetria do telescópio.

Em relação à análise de imagens astrofísicas que podem ser obtidas com telescópios de máscara codificada, comparei o sistema de imageamento do telescópio MASCO com o do telescópio SIGMA. Dados deste instrumento, correspondentes às observações da região do CG, foram analisados com o objetivo de se entender melhor a técnica de reconstrução de imagens da forma como foi aplicada ao telescópio SIGMA. Com base nesses dados, estudei o comportamento da fonte GRO J1744-28 durante parte dos dois *outbursts* que ela apresentou nos anos de 1996 e 1997.

Durante o primeiro *outburst*, a fonte apresentou um fluxo integrado de $(73,1 \pm 5,5) \times 10^{-11}$ erg.cm⁻².s⁻¹, ou $85 \pm 6,4$ mcrab, na faixa de energia de 35 a 75 keV. Durante a segunda observação, o fluxo integrado foi de $(44,7 \pm 6,4) \times 10^{-11}$ erg.cm⁻².s⁻¹, ou $52 \pm 7,4$ mcrab, nessa mesma faixa de energia. Nos dois casos, o espectro da fonte foi bem ajustado por um modelo de Bremsstrahlung térmico opticamente fino com temperaturas kT_{Brems} de 28 ± 7 keV e de 18_{-7}^{+12} keV, e fluxo em 50 keV de $(3,6 \pm 0,6) \times 10^{-4}$ fótons.cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹ e de $(2,3 \pm 0,7) \times 10^{-4}$ fótons. cm⁻².s⁻¹.keV⁻¹, respectivamente. Nestas duas oportunidades, a fonte não foi detectada em energias maiores que 75 keV, o que é típico de sistemas binários de raios-X em que o objeto compacto é uma estrela de nêutrons. Combinando os resultados das observações de 1997 dos instrumentos SIGMA e BATSE, foi possível encontrar evidência indicando que os *bursts* de GRO J1744-28 neste período foram produzidos por instabilidade no fluxo do material acretado. Para as outras sessões de observação da região do CG pelo SIGMA, em que a fonte não foi detectada, foram estimados limites superiores da intensidade da fonte.

As características particulares da técnica de máscara codificada permitiram identificar especificamente a fonte GRO J1744-28 dentro do campo denso da região central da Galáxia, evitando-se a contaminação por outras fontes na determinação das suas características. Em particular, no período do segundo *outburst* foi possível isolar o sinal da fonte GRO J1744-28 da contribuição das fontes 1E1740.7-2942 e GRS 1737-31, presentes no CDV do telescópio, encontrando-se evidência de que esta última fonte pode ter contaminado as medidas feitas com o BATSE para o mesmo período e induzido a resultados errôneos reportados anteriormente na literatura.

Algumas sugestões para os próximos passos a serem seguidos no desenvolvimento do telescópio MASCO são indicadas a seguir.

O algoritmo de reconstrução de imagens com correção das coordenadas de apontamento deve ser testado com observações reais para se ter uma idéia mais precisa do seu efeito na qualidade das imagens reconstruídas.

Deve ser testado, também, o mecanismo de giro da máscara por passos. As características das imagens obtidas permitirão definir se esta estratégia pode ser implementada definitivamente na configuração de vôo do telescópio MASCO e o quão vantajosa ela é em comparação com a técnica de máscara em rotação permanente.

Será necessário realizar testes mais precisos do sistema de blindagem ativa, medindo-se o seu efeito no processo de imageamento pela comparação de imagens feitas com e sem o uso deste sistema.

O sistema imageador deve ser caracterizado em energias diferentes de 60 keV (^{241}Am), usada neste trabalho. Algumas poucas medidas foram feitas em 511 keV, porém, não tendo fontes de outras energias disponíveis no laboratório, não foi possível ter uma caracterização mais completa do instrumento.

Deverá ser aprofundado o estudo das características do sistema imageador no CDVPC, iniciado neste trabalho. É necessário conhecer melhor o efeito de fontes no CDVPC sobre as imagens de fontes no CDVTC, assim como caracterizar melhor a variação da sensibilidade em função do ângulo em que a fonte é posicionada.

Deverá ser feita uma nova análise da resistência mecânica da estrutura do telescópio considerando-se que alguns detalhes do projeto inicial foram alterados durante a sua construção e integração.

Deverá ser feito um estudo mais detalhado do efeito das irregularidades na determinação eletrônica da posição de interação dos fótons na superfície do cristal principal sobre o processo de imageamento.

Deverão ser feitas simulações Monte Carlo da interação de partículas e fótons de altas energias com o telescópio. Implementações iniciais, porém não definitivas, foram feitas no ambiente GEANT para tentar entender melhor o comportamento do telescópio no ambiente em altitude de vôo.

Finalmente, deverá ser feito um teste de imageamento na presença de várias fontes radioativas no CDV para se determinar a resolução angular real do instrumento e a sua capacidade de distinguir a posição das fontes em campos astrofísicos densos, como é o caso do CG.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- Anger, H. O. Scintillation Camera. **The Review of Scientific Instruments**, v. 29, n. 1, p. 27, 1958.
- Augusteijn, T.; van Paradijs, J.; Kouveliotou, C.; Greiner, J.; Fishman, G. J.; Rutledge, R.; Lewin, W. H. G. GRO J1744-28. **IAU Circ.** 6369, 1996. Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Baganoff, F. K.; Maeda, Y.; Morris, M.; Bautz, M. W.; Brandt, W. N.; Cui, W.; Doty, J. P.; Feigelson, E. D.; Garmire, G. P.; Pravdo, S. H.; Ricker, G. R.; Townsley, L. K. Chandra X-ray Spectroscopic Imaging of Sgr A* and the Central Parsec of the Galaxy. Submetido ao **Astrophysical Journal**, astro-ph/0102151, 2001a. Disponível em <http://xxx.lanl.gov>. Acesso em 10/01/2002.
- Baganoff, F. K.; Bautz, M. W.; Brandt, W. N.; Chartas, G.; Feigelson, E. D.; Garmire, G. P.; Maeda, Y.; Morris, M.; Ricker, G. R.; Townsley, L. K.; Walter, F. Rapid X-ray flaring from the direction of the supermassive black hole at the Galactic Centre. **Nature**, v. 413, p. 45, 2001b.
- Bildsten, L.; Brown, E. F. Thermonuclear Burning on the Accreting X-Ray Pulsar GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 477, p. 897, 1997. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/indes.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Bloser, P. F.; Chou, Y.; Grindlay, J. E.; Narita, T.; Monnelly, G. Development of an XSPEC-Based Spectral Analysis System for the Coded-Aperture Hard X-ray Balloon Payload EXITE2. Aceito para publicação no **Astroparticle Physics**, astro-ph/0109122, 2001. Disponível em <http://xxx.lanl.gov>. Acesso em 10/01/2002.
- Bondi, H. On spherically symmetrical accretion. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 112, p. 195, 1952.
- Bouchet, L.; Roques, J. P.; Ballet, J.; Goldwurm, A.; Paul, J. The SIGMA/Granat Telescope: Calibration and Data Reduction. **Astrophysical Journal**, v. 548, p. 990, 2001. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/indes.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Braga, J. **Técnicas de imageamento em raios-X duros com máscaras codificadas**. São Paulo. 134 p. Tese (Doutorado em Astronomia) - Instituto Astronômico e Geofísico-USP, 1990.

- Braga, J.; Covault, C. E.; Manandhar, R.; Grindlay, J. E. Hard X-ray arcmin imaging with the EXITE telescope. **Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica**, v. 21, p. 633, 1990.
- Braga, J.; D'Amico, F.; Villela, T. Development of the Hard X-Ray Imaging Experiment TIMAX: Laboratory Images and First Balloon Flight. **Experimental Astronomy**, v. 5, p. 269, 1991.
- Brinkman, A. C.; Dam, J.; Mels, W. A. in: **Nonthermal and very high temperature phenomena in x-ray astronomy**, Ed. Perola G.C. & Salvati M., Rome: Istituto Astronomica, 263, 1983.
- Burenin, R. A.; Terekhov, O. V.; Sunyaev, R. A.; D'Yachkov, A. V.; Khavenson, N. G.; Novikov, B. S.; Tserenin, I. D.; Sukhanov, K. M.; Goldoni, P.; Claret, A.; Goldwurm, A.; Paul, J.; Pelaez, F.; Jourdain, E.; Roques, J. P.; Vedrenne, G. Observations of Cosmic Gamma-Ray Bursts with the Main Detector of the SIGMA Telescope onboard the GRANAT Observatory. **Astronomy Letters**, v. 26, p. 413, 2000.
- Caroli, E.; Stephen, J. B.; Di cocco, G.; Natalucci, L.; Spizzichino, A. Coded aperture imaging in X- and gamma-ray astronomy. **Space Science Review**, v. 45, p. 349, 1987.
- Chakrabarty, D; Saha, P. A Non-Parametric Estimate of the Mass of the Central Black Hole in the Galaxy. Submetido ao **Astrophysical Journal**, astro-ph/0103467, 2001. Disponível em <http://xxx.lanl.gov>. Acesso em 10/01/2002.
- Churazov, E.; Gilfanov, M.; Sunyaev, R.; Khavenson, N.; Novikov, B.; Dyachkov, A.; Kremnev, R.; Sukhanov, K.; Cordier, B.; Paul, P.; Laurent, P.; Claret, A.; Bouchet, L.; Roques, J. P.; Mandrou, P.; Vedrenne, G. Review of GRANAT/SIGMA observations of the Galactic center region. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 92, p. 381, 1994.
- Churazov, E.; Gilfanov, M.; Sunyaev, R.; Novickov, B.; Chulkov, I.; Kovtuneneko, V.; Sheikhet, A.; Sukhanov, K.; Goldwurm, A.; Cordier, B.; Paul, J.; Ballet, J.; Jourdain, E.; Roques, J. P.; Bouchet, L.; Mandrou, P. LMXBS and black hole candidates in the Galactic Center Region. **Advances in Space Research**, v. 19, n. 1, p. 55, 1997.
- Claret, A.; Lebrun, F.; Laurent, P.; Leray, J. P. Sidelobes of the SIGMA telescope. **Astronomy & Astrophysics**, v. 282, n. 3 , p. 1034, 1994a.
- Claret, A.; Lebrun, F.; Paul, J.; Cordier, B.; Pelaez, F.; Jourdain, E.; Niel, M.; Roques, J. P.; Terekov, O.; Lobachev, V.; Denisenko, D.; Sunyaev, R.; Churazov, E.; Gilfanov, M.; Dyachkov, A.; Khavenson, N. Localizations and spectra of gamma-ray bursts observed within the sidelobes of the SIGMA telescope. **Astronomy & Astrophysics**, v. 287, p. 824, 1994b.

- Cole, D.M.; vanden Berk, D. E.; Severson, S. A.; Miller, M. C.; Quashnock, J. M.; Nichol, R. C.; Lamb, D. Q.; Hurley, K.; Blanco, P.; Lidman, C.; Glazebrook, K. Optical/Near-Infrared Observations of GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 480, p. 377, 1997. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/indes.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Cook, W. R.; Finger, M.; Prince, T. A.; Stone, E. C. Gamma-ray imaging with a rotating hexagonal uniformly redundant array. **IEEE Transactions in Nuclear Sciences**, v. NS-31, p. 771, 1984.
- Cook, W. R.; Palmer, D. M.; Prince, T. A.; Schindler, S. M.; Starr, C. H.; Stone, E. C. An imaging observation of SN 1987A at gamma-ray energies. **Astrophysical Journal**, v. 334, p. L87, 1988.
- Cordier, B. **Étude du centre galactique dans le domaine des rayons gamma de faible energie à partir des observat6ions pratiquées par le télescope spatial SIGMA**. Paris. Tese (Doutorado em Astrofísica) - Université Paris VII, 1992.
- Cui, W.; Morgan, E. H.; Heindl, W. A.; Swank, J. H.; Smith, D. M. GRS 1737-31. **IAU Circ.** 6604, 1997. Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>. Acesso em 09/03/2001.
- D'Amico, F. **O Desenvolvimento do projeto TIMAX: Um telescópio imageador de raios-X duros**. São José dos Campos. 90 p. (INPE-5474-TDI/505). Dissertação (Mestrado em Ciência Espacial/Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, 1992.
- D'Amico, F. **Desenvolvimento dos sistemas detector e de imageamento do telescópio MASCO**. São José dos Campos. 97 p. Tese (Doutorado em Ciência Espacial/Astrofísica) – Instituto Nacional de Pesquisas Espaciais, 1997.
- D'Amico, F.; Hamada, M. M.; de Mesquita, C. H.; Vieira, J. M.; da Costa Jr, N. P.; Villela, T.; Braga, J. Development of Large Volume Organic Scintillators for use in the MASCO Telescope. **Nuclear Instruments & Methods in Physics Research A**, v. 422, p. 139, 1999.
- Daumerie, P. R.; Kalogera, V.; Lamb, F. K.; Psaltis, D. A strongly magnetic neutron star in a nearly face-on binary system. **Nature**, v. 382, p. 141, 1996.
- Dicke, R. H. Scatter-Hole Cameras for X-Rays and Gamma Rays. **Astrophysical Journal**, v. 153, p. L101, 1968.

- Diehl, R.; Dupraz, C.; Bennett, K.; Bloemen, H.; Hermsen, W.;
Knoedlseder, J.; Lichti, G.; Morris, D.; Ryan, J.; Schoenfelder, V.;
Steinle, H.; Strong, A.; Swanenburg, B.; Varendorff, M.; Winkler, C.
COMPTEL observations of Galactic ^{26}Al emission. **Astronomy and
Astrophysics**, v. 298, p. 445, 1995.
- Dotani, T.; Hayashida, K.; Inoue, H.; Itoh, M.; Koyama, K. Discovery of an
unusual hard X-ray source in the region of supernova 1987A. **Nature**, v.
330, p. 230, 1987.
- Dotani, T.; Ueda, Y.; Ishida, M.; Nagase, F.; Inoue, H.; Saitoh, Y. GRO J1744-
28. **IAU Circ.** 6337, 1996. Disponível em [http://cfa-
www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html](http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html). Acesso em 09/03/2001.
- Dupraz, C.; Bloemen, H.; Bennett, K.; Diehl, R.; Hermsen, W.; Iyudin, A. F.;
Ryan, J.; Schönfelder, V. COMPTEL three-year search for galactic
sources of ^{44}Ti gamma-ray line emission at 1.157 MeV. **Astronomy &
Astrophysics**, v. 324, p. 683, 1997.
- Fenimore, E. E.; Cannon, T. M. Coded Aperture Imaging with Uniformly
Redundant Arrays. **Applied Optics**, v. 17, n. 3, p. 337, 1978.
- Fishman, G. J.; Kouveliotou, C.; van Paradijs, J.; Harmon, B. A.; Paciesas, W.
S.; Briggs, M. S.; Kommers, J.; Lewin, W. H. G. Galactic Center. **IAU
Circ.** 6272, 1995. Disponível em [http://cfa-
www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html](http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html). Acesso em 09/03/2001.
- Finger, G. J.; Wilson, R. B.; Harmon, B. A.; Hagedorn, K.; Prince, T. A. GRO
J1744-28. **IAU Circ.** 6285, 1996. Disponível em [http://cfa-
www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html](http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html). Acesso em 09/03/2001.
- Fonseca, R. A.; Villela, T.; de Souza, P.; Corrêa, R. V.; Alves, A. M.; Mejía, J.;
Braga, J.; Pires, C.; Schäfer, B. Attitude Control System of the MASCO
Balloon-Borne Gamma Ray Telescope. In: IMACS World Congress on
Scientific Computation, Modelling and Applied Mathematics, 15.,
Berlim, 1997. **Proceedings**. Berlim, Alemanha: ed. Achim Sydow, 1997,
v. 5, p. 131.
- Frank, J.; King, A. R.; Raine, D. J. **Accretion power in astrophysics**,
Cambridge: Cambridge Univ. Press, 1992.
- Gehrels, N., Leventhal, M., & MacCallum, C. J. Summary of Gamma-Ray
Observations of SN 1987A . In: AIP Conference on Nuclear Spectroscopy
of Astrophysical Sources, Washington, 1988. **Proceedings**. New York:
ed. N. Gehrels & G. Share, 1988, 170, p. 87.

- Gehrels, N.; Tueller, J. The gamma ray continuum spectrum from the galactic center disk and point sources. In: Compton Observatory Science Workshop, Greenbelt, 1992. **Proceedings**. Greenbelt: C. Shrader, N. Gehrels & B. Dennis, 1992, p. 446.
- Gentzel, R.; Townes, C. H. Physical conditions, dynamics, and mass distribution in the center of the Galaxy. **Annual Review of Astronomy and Astrophysics**, v. 25, p. 377, 1987.
- Gentzel, R.; Pichon, C.; Eckart, A.; Gerhard, O. E.; Ott, T. Stellar dynamics in the Galactic Centre: proper motions and anisotropy. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 317, p. 348, 2000.
- Ghez, A. M.; Morris, M.; Becklin, E. E.; Tanner, A.; Kremenek, T. The accelerations of stars orbiting the Milky Way's central black hole. **Nature**, v. 407, p. 349, 2000.
- Goldwurm, A.; Cordier, B.; Paul, J.; Ballet, J.; Bouchet, L.; Roques, J. P.; Vedrenne, G.; Mandrou, P.; Sunayev, R.; Churazov, E.; Gilfanov, M.; Finogonov, A.; Vikhlinin, A.; Dyachkov, A.; Khavenson, N.; Kovtunenkov, V. Evidence against a Massive Black-Hole at the Galactic Center. **Nature**, v. 371, p. 589, 1994.
- Gottesman, S. R.; Fenimore, E. E. New Family of binary Arrays for Coded Aperture Imaging. **Applied Optics**, v. 28, n. 20, p. 4344, 1989.
- Grebenev, S. A.; Pavlinsky, M. N.; Sunyaev, R. A. Hard X-ray sources 1E1740.7-2942, GRS1758-258 and SLX1735-269 in the Galactic center field. In: 2nd INTEGRAL Workshop "The Transparent Universe", 2., St. Malo, France, 1996. **Proceedings**. France: Winkler, C.; Courvoisier, T.; Durouchoux, Ph., 1997, p. 183.
- Grindlay, J. E.; Garcia, M. R.; Burg, R. I.; Murray, S. S. The energetic X-ray imaging telescope experiment (EXITE). **IEEE Transactions in Nuclear Sciences**, v. 33, p. 750, 1986.
- Harmon, B. A.; Fishman, C. J.; Wilson, C. A.; Paciesas, W. S.; Zhang, S. N.; Finger, M. H.; Koshut, T. M.; McCollough, M. L.; Robinson, C. R.; Rubin, B. C. The Burst and Transient Source Experiment Earth Occultation Technique. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 138, n. 1, p. 149, 2002.
- Heise, J. SAX J1750.8-2900 and GRS 1737-31. **IAU Circ.** 6606, 1997.
Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>. Acesso em 09/03/2001.

- Hurley, K.; Kouveliotou, C.; Cline, T.; Cole, D.; Miller, M. C.; Harmon, A.; Fishman, G.; Briggs, M.; van Paradijs, J.; Kommers, J.; Lewin, W. Precise Interplanetary Network Localization of the Bursting Pulsar GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 537, p. 953, 2000. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/index.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Jager, R.; Mels, W. A.; Brinkman, A. C.; Galama, M. Y.; Goulooze, H.; Heise, J.; Lowes, P.; Muller, J. M.; Naber, A.; Rook, A.; Schuurhof, R.; Schuurmans, J. J.; Wiersma, G. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, v. 125, p. 557, 1997.
- Kouveliotou, C.; Greiner, J.; van Paradijs, J.; Fishman, G. J.; Lewin, W. H. G.; Rutledge, R.; Kommers, J. M.; Briggs, M. S. GRO J1744-28. **IAU Circ.** 6369, 1996. Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Laurent, P.; Denis, M. Spectral distinction between black holes and neutron stars: the contribution of the SIGMA telescope. **Advances in Space Research**, v. 19, n. 1, p. 45, 1997.
- Leventhal, M.; MacCallum, C. J.; Stang, P. D. Detection of 511 keV Positron Annihilation Radiation from the Galactic Center Direction. **Astrophysical Journal**, v. 255, p. L11, 1978.
- Lewin, W.; Rutledge, R.; Kommers, J.; van Paradijs, J.; Kouveliotou, C. A Comparison between the Rapid Burster and GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 462, p. L39, 1996. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/index.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Lewin, W.; van Paradijs, J.; Taam, R. X-ray bursts. In: W. Lewin, J. van Paradijs, and E. van de Heuvel. Ed. **X-ray binaries**. Cambridge: Cambridge University Press, 1995, cap. 4, pp. 175 - 232.
- Lum, K. S. K.; Manandhar, R. P.; Eikenberry, S. S.; Krockenberger, M.; Grindlay, J. E. Initial Performance of the EXITE2 Imaging Phoswich Detector/Telescope for Hard X-ray Astronomy. **IEEE Transactions on Nuclear Sciences**, v. NS-41, p. 1354, 1994.
- Mahoney, W. A.; Ling, J. C.; Wheaton, W. A.; Jacobson, A. S. HEAO 3 discovery of Al-26 in the interstellar medium. **Astrophysical Journal**, v. 286, p. 578, 1984.
- Mahoney, W. A.; Varnell, L. S.; Jacobson, A. S.; Ling, J. C.; Radocinski, R. G.; Wheaton, W. A. Gamma-ray observations of Co-56 in SN 1987A. **Astrophysical Journal**, v. 334, p. L81, 1988.

- Mandrou, P. Galactic Center. **IAU Circ.** 5032, 1990. Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Mandrou, P.; Roques, J. P.; Bouchet, L.; Niel, M.; Paul, J.; Leray, J. P.; Lebrun, F.; Ballet, J.; Churazov, E.; Gilfanov, M.; Sunyaev, R.; Novikov, B.; Khavenson, N.; Kuleshova, N.; Sheikhet, A.; Tserenin, I. Review of three years of observations with the low-energy gamma-ray telescope SIGMA on board GRANAT. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 92, p. 343, 1994.
- Marshall, F. E.; Smith, D.M. GRS 1737-31. **IAU Circ.** 6603, 1997. Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>. Acesso em 09/03/2001.
- Matteson, J. L. Observations of continuum X-ray and gamma-ray emission from the galactic center. In: *The Galactic Center*, Pasadena, 1982. **Proceedings**. New York: ed. G. R. Riegler & R. D. Blandford, 1982, p. 109.
- Matz, S. M.; Share, G. H.; Leising, M. D.; Chupp, E. L.; Vestrand, W. T.; Purcell, W. R.; Strickman, M.S.; Reppin, C. Gamma-ray line emission from SN1987A. **Nature**, v. 331, p. 416, 1988.
- Mejía, J.; Villela, T.; Braga, J. The CCD stellar sensor of the MASCO telescope pointing system. **Advances in Space Research**, n. 26, n. 9, p. 1407, 2000.
- Mejía, J.; Villela, T.; Goldoni, P.; Lebrun, F.; Bouchet, L.; Jourdain, E.; Roques, J. P.; Mandrou, P.; Kuznetsov, S.; Khavenson, N.; Dyachkov, A.; Chulkov, I.; Novikov, B.; Shuhanov, K.; Tserenin, I.; Sheikhet, A. SIGMA Observations of the Bursting Pulsar GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 566, p. 387, 2002. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/index.html>. Acesso em 30/07/2002.
- Miller, G. S. The Accretion Curtain and Pulse Phase Variations of the Bursting X-Ray Pulsar GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 468, p. L29, 1996.
- Mirabel, F.; Rodríguez, L. F. A Superluminal Source in the Galaxy. **Nature**, v. 371, p. 46, 1994.
- Nishiuchi, M.; Koyama, K.; Maeda, Y.; Asai, K.; Dotani, T.; Inoue, H.; Mitsuda, K.; Nagase, F.; Ueda, Y.; Kouveliotou, C. ASCA Observations of GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 517, p. 436, 1999. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/index.html>. Acesso em 09/03/2001.

- Oberlack, U.; Bennett, K.; Bloemen, H.; Diehl, R.; Dupraz, C.; Hermsen, W.; Knoedlseder, J.; Morris, D.; Schoenfelder, V.; Strong, A.; Winkler, C. The COMPTEL 1.809MeV all-sky image. **Astronomy & Astrophysics Supplement**, v. 120, p. 311, 1996.
- Paul, J.; Ballet, J.; Cantin, M.; Cordier, B.; Goldwurm, A.; Lambert, A.; Mandrou, P.; Chabaud, J. P.; Ehanno, M.; Lande, J. Sigma - The hard X-ray and soft gamma-ray telescope on board the GRANAT space observatory. **Advances in Space Research**, v. 11, p. 289, 1991.
- Pelaez, F.; Bouchet, L.; Jourdain, E.; Niel, M.; Claret, A.; Laurent, P.; Lebrun, F.; Paul, J.; Terekhov, O.; Sunyaev, R.; Kuznetsov, A.; Denisenko, D.; Gilfanov, M.; Churazov, E.; Khavenson, N.; Diachkov, A. Spectral characteristics of gamma-ray bursts observed by the anticoincidence shield of the SIGMA telescope aboard GRANAT. **Astrophysical Journal Supplement Series**, v. 92, n. 2, p. 651, 1994.
- Proctor, R. J.; Skinner S. K.; Willmore A. P. X-ray emission from the region of the Galactic Centre. **Monthly Notices of the Royal Astronomical Society**, v. 185, p. 745, 1978.
- Rester, A. C.; Coldwell, R. L.; Dunnam, F. E.; Eichhorn, G.; Trombka, J. I.; Starr, R.; Lasche, G. P. Gamma-ray observations of SN 1987A from Antarctica. **Astrophysical Journal**, v. 342, p. L71, 1989.
- Rodríguez, L. F.; Mirabel, I. F.; Martí, J. The radio counterpart of the hard X-ray source GRS 1758-258. **Astrophysical Journal**, v. 401, p. L15, 1992.
- Sandie, W. G.; Nakano, G. H.; Chase, L. F., Jr.; Fishman, G. J.; Meegan, C. A.; Wilson, R. B.; Paciesas, W. S.; Lasche, G. P. High-resolution observations of gamma-ray line emission from SN 1987A. **Astrophysical Journal**, v. 334, p. 91, 1988.
- Sazonov, S. Y.; Sunyaev, R. A.; Lund, N. Super-Eddington x-ray luminosity of the bursting pulsar GRO J1744-28: WATCH/Granat observations. **Astronomy Letters**, v. 23, p. 286, 1997.
- Shklovskii, I. S. On the Nature of the Source of X-Ray Emission of SCO XR-1. **Astrophysical Journal**, v. 148, p. L1, 1967.
- Skinner, G. K.; Eyles, C. J.; Willmore, A. P.; Bertram, D.; Church, M. J.; Harper, P. K. S.; Herring, J. R.; Peden, J. C. M.; Pollock, A. M. T.; Ponman, T. J. Observations with the Spacelab 2 X-ray Telescope. **Bulletin of the American Astronomical Society**, v. 18, p. 675, 1986.
- Skinner, G. K.; Rideout, R. M. A compendium of coded mask designs. In: Imaging in High Energy Astronomy, Netherlands, 1995. **Proceedings**. Netherlands: Bassani, L. & di Cocco, G. (eds.), 1995, p. 177.

Skinner, G. K.; Willmore, A. P.; Eyles, C. J.; Bertram, D.; Church, M. J. Hard X-ray images of the Galactic centre. **Nature**, v. 330, p. 544, 1987.

Sturmer, S. J.; Dermer, C. D. On the Nature of the Bursting X-Ray Pulsar GRO J1744-28. **Astrophysical Journal**, v. 465, p. L31, 1996.
Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/index.html>.
Acesso em 09/03/2001.

Sunyaev, R. A.; Babichenko, S. I.; Goganov, D. A.; Tabaldyev, S. R.; Iamburenko, N. S. X-ray telescopes ART-P and ART-S for the GRANAT project. **Advances in Space Research**, v. 10, n. 2, p. 233, 1990.

Sunyaev, R. A.; Churazov, E.; Gilfanov, M.; Pavlinsky, M.; Grebenev, S.; Babalyan, G.; Dekhanov, I.; Yamburenko, N.; Bouchet, L.; Niel, M.; Roques, J. P.; Mandrou, P.; Goldwurm, A.; Cordier, B.; Laurent, Ph.; Paul, J. Two hard X-ray sources in 100 square degrees around the Galactic Center. **Astronomy & Astrophysics**, v. 247, n. 2, p. L29, 1991.

Sunyaev, R. A.; Churazov, E.; Revnivtsev, M.; Trudolyubov, S.; Vargas, M.; Paul, J.; Roques, J. P.; Jourdain, E. GRS 1737-31. **IAU Circ.** 6599, 1997. Disponível em <http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html>.
Acesso em 09/03/2001.

Sunyaev, R. A.; Efremov, V. V.; Kaniovskii, A. S.; Stepanov, D. K.; Yunin, S. N.; Kuznetsov, A. V.; Loznikov, V. M.; Melioranskii, A. S.; Rodin, V. G.; Prudkoglyad, A. V.; Grebenev, S. A.; Reppin, C.; Pietsch, W.; Engelhauser, J.; Trumper, J.; Voges, W.; Kendziorra, E.; Bezler, M.; Staubert, R. J. Hard X-Ray Brightening of Supernova 1987A - the Mir-Kvant Data. **Soviet Astronomy Letters**, v. 14, n. 4, p. 247, 1988.

Sunyaev, R. A.; Kaniovskii, A.; Efremov, V.; Gilfanov, M.; Churazov, E.; Grebenev, S.; Kuznetsov, A.; Melioranskiy, A.; Yamburenko, N.; Yunin, S.; Stepanov, D.; Chulkov, I.; Pappe, N.; Boyarskiy, M.; Gavrilova, E.; Loznikov, V.; Prudkoglyad, A. Discovery of Hard X-Ray Emission from Supernova 1987A. **Nature**, v. 330, p. 227, 1987.

Sunyaev, R. A.; Kaniovskii, A. S.; Efremov, V. V.; Grebenev, S. A.; Kuznetsov, A. V.; Loznikov, V. M.; Melioranskii, A. S.; Engelhauser, J.; Dobereiner, S.; Pietsch, W.; Reppin, C.; Trumper, J.; Kendziorra, E.; Maisack, M.; Mony, B.; Staubert, R. Hard X-Ray Decline of Supernova 1987A in 1988 - the MIR/KVANT Data. **Soviet Astronomy Letters**, v. 15, n. 2, p. 125, 1989.

Sunyaev, R. A.; Titarchuk, L. G. Comptonization of X-rays in plasma clouds - Typical radiation spectra. **Astronomy & Astrophysics**, v. 86, p. 121, 1980.

- Sunyaev, R. A.; Truemper, J. Hard X-ray spectrum of CYG X-1. **Nature**, v. 279, p. 506, 1979.
- Tanaka, Y.; Lewin, W. H. G. Black-hole binaries. In: W. Lewin, J. van Paradijs, and E. van de Heuvel. Ed. **X-ray binaries**. Cambridge: Cambridge University Press, 1995, cap. 4, pp. 126 - 174.
- Terekhov, O.; Denissenko, D.; Sunyaev, R.; Sazonov, S.; Barat, C.; Dezalay, J.-P.; Vedrenne, G.; Lund, N.; Castro-Tirado, A. J.; Brandt, S. Review of GRANAT Observations of Gamma-Ray Bursts. **Astrophysics and Space Science**, v. 231, p. 31, 1995.
- Trudolyubov, S.; Churazov, E.; Gilfanov, M.; Revnivtsev, M.; Sunyaev, R.; Khavenson, N.; Dyachkov, A.; Tserenin, I.; Vargas, M.; Goldoni, P.; Laurent, P.; Paul, J.; Jourdain, E.; Roques, J. P.; Mandrou, P.; Vedrenne, G. Spring, 1997 GRANAT/SIGMA observations of the Galactic Center: discovery of the X-ray nova GRS 1737-31. **Astronomy & Astrophysics**, v. 342, p. 496, 1999.
- Tueller, J.; Barthelmy, S.; Gehrels, N.; Teegarden, B. J.; Leventhal, M.; MacCallum, C. J. Observations of gamma-ray line profiles from SN 1987A. **Astrophysical Journal**, v. 351, p. L41, 1990.
- Ubertini, P.; Bazzana, A.; Sood, R.; Staubert, R.; Summer, T. J.; Frye, G. Hard X-ray spectrum of Supernova 1987A on day 407. **Astrophysical Journal**, v. 337, p. L19, 1989.
- Vargas, M.; Goldwurm, A.; Denis, M.; Paul, J.; Borrel, V.; Roques, J. P.; Jourdain, E.; Niel, M.; Trudolyubov, S.; Churazov, E.; Gilfanov, M.; Sunyaev, R.; Dyachkov, A.; Khavenson, N.; Chulkov, I.; Bogomolov, A. SIGMA survey of the Galactic Center region and discovery of a hard X-ray transient. **Astronomy & Astrophysics Supplement Series**, v. 120, p. 291, 1996.
- Vargas, M. **Étude des sources de rayons X durs et de rayons gamma du bulbe galactique au moyen de la base de données SIGMA**. Paris. Tese (Doutorado em Astrofísica) - Université Paris VII, 1997.
- Villela, T.; Braga, J.; D'Amico, F.; Jayanthi, U. B.; Neri, J. A. A Balloon-Borne Imaging Telescope for High-Energy Astrophysics. **Astrophysics and Space Science**, v. 214, p. 161, 1994.
- Villela, T.; Braga, J.; D'Amico, F.; Jayanthi, U. B. A Mura-Based Coded Mask Telescope. **Advances in Space Research**, v. 15, p. 95, 1995.
- Villela, T.; Braga, J.; Mejía, J.; D'Amico, F.; Alves, A.; Silva, E.; Rinke, E.; Fernandes, J.; Corrêa, R. Preflight Tests of the MASCO Telescope. **Advances in Space Research**, v. 26, p. 1411, 2000a.

Villela, T.; Fonseca, R. A.; de Souza, P.; Alves, A.; Mejía, J.; Corrêa, R.; Braga, J. Development of an Attitude Control System for a Balloon-Borne Gamma Ray Telescope. **Advances in Space Research**, v. 26, n. 9, p. 1415, 2000b.

Villela, T.; Braga, J.; Fonseca, R.; Mejía, J.; Rinke, E.; D'Amico, F. An Overview of the MASCO Balloon-Borne Gamma-Ray Experiment. Aceito para publicação em **Advances in Space Research**, 2002.

Woods, P. M.; Kouveliotou, C.; van Paradijs, J.; Briggs, M. S.; Wilson, C. A.; Deal, K.; Harmon, B. A.; Fishman, G. J.; Lewin, W. H. G.; Kommers, J. Properties of the Second Outburst of the Bursting Pulsar (GRO J1744-28) as Observed with BATSE. **Astrophysical Journal**, v. 517, p. 431, 1999. Disponível em <http://www.journals.uchicago.edu/ApJ/journal/index.html>. Acesso em 09/03/2001.