MINISTÉRIO DA CIÊNCIA E TECNOLOGIA
INSTITUTO DE PESQUISAS ESPACIAIS

AUTORIZAÇÃO PARA PUBLICAÇÃO
AUTHORIZATION FOR PUBLICATION

PALAVRAS CHAVES/KEY WORDS

Supernova, raios X, raios gama, detectores "phoswich"

AUTORIZADA POR/AUTHORIZED BY

Ralf Gielow
Pres. Cons. Pós-Graduação

AUTOR RESPONSAVEL / RESPONSIBLE AUTHOR

Carlos Alexandre Wuensche de Souza

DISTRIBUIÇÃO/DISTRIBUTION

- INTERNA / INTERNAL
- EXTERNA / EXTERNAL
- RESTRITA / RESTRICTED

REVISADA POR / REVISED BY

José Marques da Costa

CDU/UDC

524.352

DATA / DATE

Junho 1989

PUBLICAÇÃO Nº / PUBLICATION NO

INPE-4823-TDL/363

ORIGEM / ORIGIN

PG / DAS

PROJETO / PROJECT

FRH / CEA

Nº DE PAG. / NO OF PAGES

111

ULTIMA PAG. / LAST PAGE

93

VERSÃO / VERSION

Nº DE MAPAS / NO OF MAPS

TÍTULO/TITLE

OBSERVAÇÕES NA FAIXA DE RAIOS X E γ DA SUPERNOVA SN 1987A USANDO DETECTORES "PHOSWICH" BGO - CsI (Tl)

AUTORES/AUTHORSHIP

Carlos Alexandre Wuensche de Souza

RESUMO - NOTAS / ABSTRACT - NOTES

O experimento SUGAR 87, lançado a bordo de balão estratosférico, foi inicialmente idealizado para verificar o desempenho dos detectores "phoswich" BGO-CsI(Tl) na astronomia de raios gama, e, posteriormente, também para observar a supernova SN 1987A. Discute-se nesse trabalho as características dos detectores "phoswich" e da eletrônica associada, bem como o processo de redução dos dados e montagem dos arquivos. Apresenta-se o resultado da análise dos dados, e os limites superiores dos fluxos estimados em quatro bandas de energia. Os resultados obtidos são comparados com os de outros autores, mostrando-se consistentes e encaixando-se bem dentro do conjunto de observações de outros experimentos realizados entre agosto de 1987 e maio de 1988. A evidência de um provável pulsar é comentada, e novos objetivos para futuras observações da supernova SN 1987A são sugeridos.

OBSERVAÇÕES / REMARKS

Dissertação de mestrado em Astrofísica, aprovada em 08 de novembro de 1988.

Aprovada pela Banca Examinadora
em cumprimento a requisito exigido
para a obtenção do Título de Mestre
em Ciência Espacial

Dr. José Marques da Cruz _____
Presidente

Dr. José Ângelo da Costa F.Neri _____
Orientador

Dr. Udaya Bhaskaram Jayanthy _____
Orientador

Dr. Armando Turtelli Júnior _____
Membro da Banca
-convidado-

Dr. Thyrso Villela Neto _____
Membro da Banca

Candidato: Carlos Alexandre Wuensche de Souza

São José dos Campos, 18 de novembro de 1988

SUMÁRIO

Pág.

LISTA DE FIGURAS xi
LISTA DE TABELAS xv
LISTA DE SÍMBOLOS xvii

CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO 1
1.1 - Objetivos 1
1.2 - A física da explosão de supernovas 2
1.3 - Observações em raios X e γ e previsões de modelos 10

CAPÍTULO 2 - DESCRIÇÃO DA EXPERIÊNCIA SUGAR 87 19
2.1 - Princípios de funcionamento de cintiladores tipo Phoswich . 19
2.2 - Descrição da eletrônica 33
2.3 - Sistema de calibração em vôo 38
2.4 - Plano de vôo 38

CAPÍTULO 3 - REDUÇÃO DOS DADOS 45
3.1 - Extração dos dados 45
3.2 - Formatação dos arquivos 46

CAPÍTULO 4 - ANÁLISE E DISCUSSÃO DOS RESULTADOS 49
4.1 - Análise das contagens 62
4.2 - Estimativa de um limite superior para o fluxo 69
4.3 - Discussão dos resultados 79
4.4 - Próximas etapas 82

CAPÍTULO 5 - CONCLUSÃO 85

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS 87

À Primavera

minha esposa,

amiga,

companheira,

em todas as estações!...

AGRADECIMENTOS

Expresso meus mais sinceros agradecimentos aos Drs. Udaya Bhaskaram Jayanthi e José Ângelo da Costa Ferreira Neri, pela orientação constante, inúmeras discussões e, sobretudo, pelo apoio e estímulo nas horas em que tudo parecia impossível,

ao grupo de pesquisadores do CNR/Itália, sob a supervisão do Dr. Enrico Costa, pela chance de usar o experimento SUGAR 87 como tema deste trabalho,

ao Dr. João Evangelista Steiner, Diretor de Ciências Espaciais e Atmosféricas, e ao Dr. Hugo Vicente Capelato, pela sugestão e viabilização da colaboração internacional que permitiu o lançamento do experimento,

ao Eng. Ricardo Varela Corrêa e toda a equipe do CLB/DAS pelo lançamento da carga, e incentivo durante todo o trabalho,

a CAPES e ao CNPq pelo auxílio concedido durante o período 1985-1987,

ao grupo do DTE/TEV/VVR da EMBRAER, na pessoa do Eng. Padilha, cuja ajuda foi essencial para digitalizar as fitas do vôo, permitindo a continuidade do trabalho, e à equipe do I-100, na pessoa do Eng. Moacir Godoy Júnior, pelo auxílio durante o período da leitura das fitas,

a José Luis de Oliveira, do Departamento de Meteorologia, pela solução de alguns "mistérios" da linguagem C

a Maria da Conceição Alves, Neide Géa Escolano, Eliana Marques Carneiro Martins e Eliete dos Santos Turci Aoki, pelo cuidadoso trabalho de formatação e diagramação do texto final, e a Marciana Leite Ribeiro, pelo auxílio na correção e revisão das referências bibliográficas,

a todos os amigos do INPE que, embora não citados nominalmente aqui, apoiaram e auxiliaram a realização deste trabalho,

aos meus pais, Lelio e Elza, pelo que sou,

a Deus ...

ABSTRACT

The balloon-borne experiment SUGAR 87 has been projected to test a BGO-CsI(Tl) phoswich performance in the gamma-ray energy band for astrophysical applications, and, later, also to observe SN 1987A. Phoswich characteristics and associated electronics are discussed, as well as data reduction and file creation methodology. Data analysis results and estimated upper limits for calculated fluxes in four energy bands are presented. The results are compared with others in the literature, and seem to be coherent and very well adjusted within the data set collected from various satellite and balloon experiments launched between August, 1987 and May, 1988. A probable evidence of a buried pulsar is commented, and new objectives for future observations of SN 1987A are suggested.

LISTA DE FIGURAS

Pág.

1.1 - Esquema da distribuição dos elementos sintetizados no interior de uma estrela massiva, no momento do colapso 8

1.2 - Espectro de energia para um modelo considerando uma progenitora de 15 $M_\odot$ 12

1.3 - Fluxo de uma linha γ típica, em 847 keV produzida pelo decaimento do Co^{56} esperada em explosões de baixa e alta energia, de uma estrela de 15 $M_\odot$. A profundidade óptica no máximo de luminosidade é indicada 13

2.1 - Desenho em corte da disposição dos componentes na gôndola do experimento SUGAR 87 21

2.2 - Vista em perspectiva da gôndola e do pivô de estabilização 22

2.3 - Estrutura de bandas de energia de um cintilador cristalino ativado 23

2.4 - Interações típicas num detector "phoswich" 25

2.5 - Espectros da calibração no solo para as fontes Na^{22} e Cs^{137} 27

2.6 - Curvas de linearidade (energia x canal) 29

2.7 - Curvas de ganho na calibração do sistema eletrônico 31

2.8 - Diagrama sinótico da eletrônica do experimento SUGAR 87 ... 34

2.9 - Formato das palavras dos PCMs A e B 36

2.10 - Variação da pressão durante o tempo de vôo 41

2.11 - Comportamento do magnetômetro de posição durante os horários de apontamento para a supernova e para o fundo do céu 42

3.1 - Esquema da divisão dos registros 47

4.1 - Espectros brutos obtidos durante as observações da supernova, do fundo do céu 1 e fundo do céu 2 50

4.2 - Espectros da fonte de calibração Na^{22} obtidos durante as observações da supernova 57

4.3 - Espectros da fonte de calibração Na^{22} obtidos durante as observações do fundo do céu 59

4.4 - Curvas da calibração em vôo 61

4.5 - Espectros brutos obtidos entre observações do fundo do céu 1 e fundo do céu 2 (8:50 h a 9:30 h) 65

4.6 - Espectro de contagens/seg x energia para as faixas de 0,1 - 0,2 keV, 0,2 - 0,4 keV, 0,4 - 0,8 keV e 0,8 - 1,2 keV para os detectores 1, 2 e 3 70

4.7 - Curvas das eficiências de fotopico para os detectores 1, 2 e 3 75

4.8 - Curvas de resolução $\Delta E/E$ x E para os detectores 1, 2 e 3 .. 76

4.9 - Medidas do contínuo em raios gama para a SN 1987A entre agosto/87 e abril/88. A linha contínua representa a forma espectral 78

LISTA DE TABELAS

Pág.

1.1 - Observações das linhas de raios gama em 0,847 MeV e 1,238 MeV da SN 1987A 16

2.1 - Características dos 4 detectores principais do experimento SUGAR 87 20

2.2 - Plano de vôo do experimento SUGAR 87 40

4.1 - Valores obtidos durante a calibração em vôo dos detectores de experimento SUGAR 87 62

4.2 - Valores obtidos de contagens/seg nas faixas de energia de 0,1 - 0,2 MeV, 0,2 - 0,4 MeV, 0,4 - 0,8 MeV, 0.8 - 1,2 MeV 63

4.3 - Limites superiores para o fluxo de raios gama no contínuo observado durante o vôo 77

LISTA DE SÍMBOLOS

A	- Número de massa (prótons + nêutrons)
ASCII	- American Standard Code for Interchange of Information
bpi	- bits per inch
B	- Taxa de contagens de ruído de fundo, fótons.cm^{-2}.s^{-1}
d	- Densidade, g.cm^{-3}
d	- Espessura do cristal, cm
e^-	- Elétron
e^+	- Pósitron
E	- Energia, MeV
E_L	- Energia liberada no colapso, erg
F	- Fluxo de fótons gama, fótons.cm^{-2}.s^{-1}
FWHM	- Largura máxima à meia altura
G	- Constante de gravitação universal, dyn.cm^2.g^{-2}
I	- Intensidade de fluxo, fótons.cm^{-2}.s^{-1}
kbps	- kilobits per second
kpc	- kiloparsec, 3260 anos-luz
$L_\odot$	- Luminosidade do sol, ergs.cm^{-2}.s^{-1}
$M_\odot$	- Massa do Sol, g
n	- Número total de fótons para uma certa energia
n	- Nêutron
p	- Próton
T_{ef}	- Temperatura efetiva, K
T_{ign}	- Temperatura de ignição, K
TL	- Tempo local, h
TU	- Tempo universal (horário de Greenwich), h
Z	- Número atômico, prótons

Símbolos Gregos

α	- Ascensão reta, h
α	- Partícula α, um atomo de He ionizado
γ	- Fóton γ, relativo à faixa de energia entre 0,05 MeV e 100 MeV

δ - Declinação, graus

ϵ - Eficiência de um detector

μ - Coeficiente de atenuação linear, cm^{-1}

ν - Neutrino

τ - Tempo de relaxação, s

σ - Desvio padrão

Símbolos Especiais

Δ - Indicador de variação de uma grandeza

$\int\int$ - Integral dupla

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

A explosão da supernova SN 1987A foi, sem sombra de dúvida, um dos acontecimentos astrofísicos mais importantes do século (Shelton, 1987; Campbell, 1987; Trimble, 1988). Nunca um fenômeno desse porte pode ser observado pelo homem em melhores condições, dada a relativa proximidade (em vista dos padrões astronômicos) e a tecnologia atualmente disponível. Passos fundamentais foram dados no sentido de melhor compreender os vários processos físicos observados antes, durante e depois do aparecimento de uma supernova. A identificação da estrela progenitora, a possibilidade de observação em praticamente todas as faixas do espectro eletromagnético e também a detecção de neutrinos emitidos durante o colapso vão permitir o esclarecimento de uma série de problemas relativos às condições necessárias à ocorrência de uma explosão. Os dados obtidos podem vir a confirmar (ou alterar significativamente) os conceitos vigentes sobre a física da explosão de supernovas, os cálculos relativos aos processos de nucleossíntese que ocorrem durante a explosão e as teorias atuais sobre os estados finais de evolução estelar.

1.1 - OBJETIVOS

São ressaltadas neste trabalho as características do equipamento do experimento SUGAR 87 (SUpernova GAmma Ray 87), e seus objetivos. Apresentar-se-ão também os resultados obtidos numa primeira análise das observações da supernova SN 1987A. Neste capítulo faz-se um resumo da situação atual das teorias sobre explosões de supernovas, além da discussão de alguns modelos teórico-computacionais, relacionando-os com algumas observações na faixa de raios X e γ. A descrição dos detectores, da eletrônica e dos detalhes do vôo é feita no Capítulo 2; também expõe-se as razões que levaram os ideali-

zadores do experimento a escolher um detector de cintilação "phoswich" BGO-CsI(Tl) em lugar do tradicional cintilador NaI para a observação na faixa de raios γ. A parte de redução dos dados e montagem dos arquivos é exposta no Capítulo 3. No Capítulo 4 serão discutidos os resultados obtidos, juntamente com a comparação dos valores obtidos por outros autores. Far-se-á ainda uma breve menção à próximas etapas que poderão ser posteriormente cumpridas dentro do mesmo assunto. Finalmente, no Capítulo 5 um resumo da história do trabalho será apresentado, ressaltando-se os seus aspectos principais. Também mencionam-se alguns dos muitos problemas que ainda poderão ser abordados no estudo da supernova 1987A, com relação à astronomia de raios X e γ.

1.2 - A FÍSICA DA EXPLOSÃO DE SUPERNOVAS

Podemos definir o fenômeno supernova como a explosão de uma estrela massiva, que já evoluiu para fora da seqüência principal do diagrama Hertzsprung-Russel, liberando entre 10^{50} e 10^{52} ergs de energia potencial gravitacional durante essa explosão. Essa energia é transferida através de uma onda de choque que, ao interagir com nuvens próximas de alta densidade, pode criar um colapso levando à formação de uma nova estrela. É consenso atualmente que as explosões de supernovas são as responsáveis pelo aparecimento das estrelas de nêutrons e dos buracos negros, embora não se tenha ainda observado um buraco negro, havendo apenas "candidatos", sendo Cygnus X-1 o mais cotado. Entretanto, vários pulsares (estrelas de nêutrons em rotação, que emitem sinais pulsados na faixa de rádio e raios X) estão localizados em resíduos de explosões de supernovas, sendo bastante conhecidos os pulsares do Caranguejo e de Vela.

De acordo com os critérios mais atuais de classificação (Woosley and Weaver, 1986; Helfand, 1987), as supernovas podem ser classificadas em dois tipos, diferenciando-as, principalmente, o mecanismo gerador da energia responsável pela expulsão do envelope após o colapso inicial e suas curvas de luz. As explosões de supernovas tipo II são causadas por colapso gravitacional de uma estrela

massiva ($M \gtrsim 8\ M_\odot$) e caracterizam-se pela presença de linhas de H em seus espectros. Devido à essa associação com estrelas massivas, elas não são encontradas em galáxias elípticas e, em geral, podem ser observadas junto aos braços de galáxias espirais. Hoje sabe-se que a SN 1987A é uma supernova do tipo II. Já as supernovas tipo I são provenientes de uma anã branca que sofreu acréscimo de matéria (provavelmente localizada num sistema binário de baixa massa, onde ocorre transferência de matéria) e ultrapassou o limite máximo que ela pode suportar através da pressão de degenerescência dos elétrons, criando-se então uma instabilidade termonuclear que leva à explosão. As supernovas tipo I são geralmente observadas em populações de estrelas velhas, tais como as encontradas próximo a galáxias elípticas. Uma de suas características mais marcantes é a ausência de linhas de H em seus espectros. O fato de ser uma anã branca responde ainda pela grande quantidade de elementos do grupo do Fe observados nos espectros óptico e infravermelho. Também isótopos do Co estão presentes no espectro óptico, principalmente o Co^{56}. Ele é responsável pela existência de várias linhas de emissão na faixa de raios gama, que surgem em decorrência do decaimento de seu estado instável para o Fe^{56}, o qual antes de voltar para o estado fundamental, emite essas linhas. As linhas mais intensas previstas devem ser a de 0,847 MeV e 1,238 MeV (Clayton et alii, 1969; Woosley and Weaver, 1986; Rank et alii, 1988).

Para estrelas massivas, como é o caso da progenitora da supernova, os estágios de queima de combustível começam com a fusão do H em He ($T_{ign} \sim 2x10^7$ K) indo até o Si^{28} ($T_{ign} \sim 3x10^9$ K), passando pelo C^{12}, Ne^{20} e O^{16}e concluindo a seqüencia de reações no Fe^{56}, o elemento que possui a maior energia de ligação por nucleon, sendo conseqüentemente o mais estável. Praticamente todos os cálculos feitos para esse processo de evolução mostram que estrelas massivas evoluídas desenvolvem núcleos centrais de massa $M \sim 1,5\ M_\odot$, consistindo principalmente de elementos do grupo do Fe, e sustentados basicamente pela pressão de degenerescência dos elétrons (Shapiro and Teukolsky, 1983). Uma vez que o núcleo de Fe atingiu uma massa maior do que aquela que os elétrons degenerados podem suportar, ele começa a colap-

sar, devido a dois tipos de instabilidades que freqüentemente ocorrem ao mesmo tempo: captura eletrônica (neutronização), e a fotodissociação do Fe^{56}. O colapso é geralmente disparado pela fotodissociação parcial dos núcleos de Fe, que começa ainda na fase de queima do Si^{28}. O processo usa a energia de ligação nuclear, abaixando com isso a pressão. Com a temperatura do núcleo na casa de 10^9 K e densidade da ordem de 10^9 $g.cm^{-3}$ a reação típica de dissolução do Fe^{56} é:

$$\gamma + Fe^{56} \rightleftarrows 13\alpha + 4\ n \tag{1.1}$$

Essa reação é endotérmica, com a energia dispendida no processo igual a:

$$Q = c^2(13\ m_\alpha + 4\ m_n - m_{Fe}) = 124{,}4\ \text{MeV} \tag{1.2}$$

Reações de fotodissociação são dominantes em estrelas com $M > 20\ M_\odot$, levando-as ao colapso devido à redução da pressão interna. Embora a contração eleve a temperatura e a densidade, a pressão para fora exercida pelos elétrons restantes (não capturados pelo processo de neutronização, que será discutido a seguir) não cresce tão rapidamente quanto a pressão gravitacional.

As reações de captura eletrônica (neutronização) iniciam-se quando a densidade do núcleo cresce (na maior parte dos casos logo após o início da fotodissociação). A energia de Fermi dos elétrons direciona a captura para núcleos e prótons livres. Isso faz com que o número de elétrons por bárion (Y_e) diminua, reduzindo assim a contribuição dos elétrons degenerados para a pressão total que sustenta o núcleo contra o colapso gravitacional. Durante a neutronização, são emitidos neutrinos e, pelo menos no início do processo, muitos deles conseguem escapar do núcleo.

Os neutrinos são gerados durante o colapso, por neutronização e emissão térmica. A criação de pares neutrino-antineutrino

ocorre via aniquilação de pares elétron-pósitron reais e virtuais. Os processos mais importantes de emissão térmica são:

1) aniquilação de pares: $e^+ + e^- \xrightarrow{(w,z)} \nu + \bar{\nu}$ (1.3)

2) decaimento de plásmons:

$$\text{(excitação no plasma)} \xrightarrow{(w,z)} \nu + \bar{\nu} \qquad (1.4)$$

3) fotoaniquilação: $e^- + \gamma \xrightarrow{(w,z)} e^- + \nu + \bar{\nu}$ (1.5)

4) bremsstrahlung: $e^- + (Z,A) \xrightarrow{(w,z)} (Z,A) + e^- + \nu + \bar{\nu}$ (1.6)

Um plásmon é uma onda eletromagnética quatizada, propagando-se num plasma dielétrico denso. Um plásmon é energeticamente instável ao decaimento em um par neutrino-antineutrino em virtude do "excesso" de energia de sua massa de repouso. Tipicamente, processos de neutrinos térmicos são dominantes no núcleo de uma estrela até que o colapso já tenha começado efetivamente, e também durante seus últimos estágios, quando ajudam a transportar para fora a energia térmica das regiões externas do núcleo aquecidas pelo choque. Essa "avalanche" de neutrinos, quando detectada, é a mais clara indicação da transição de uma estrela massiva para o estágio de estrela de nêutrons. As reações de neutronização mais importantes são:

1) captura eletrônica por núcleos

$$e^- + (Z,A) \rightarrow (Z-1,A) + \nu_e \qquad (1.7)$$

2) captura eletrônica por prótons livres

$$e^- + p \rightarrow \nu_e + n \qquad (1.8)$$

Uma vez que o colapso tenha começado, a captura eletrônica torna-se o principal mecanismo gerador de neutrinos. Como a taxa de captura é uma

função crescente da densidade, percebe-se claramente que, uma vez capturados os primeiros elétrons, o processo torna-se auto-sustentável. Em estrelas com massa $M \leq 15\ M_\odot$, o processo de captura eletrônica é suplementado pela fotodissociação. Nessas condições, o índice adiabático estrutural (Γ), da equação de estado politrópica $P = K\rho_0^\Gamma$, onde K e Γ são constantes, desce até valores menores que 4/3, levando o núcleo ao colapso. Pode-se encontrar uma discussão teórica mais detalhada em livros que tratem de estágios finais de evolução estelar ou artigos introdutórios (por exemplo, Chung 1982; Shapiro and Teukolsky, 1983).

Esse colapso consiste na contração do núcleo até densidades próximas à nuclear ($d \sim 10^{14} - 10^{15}\ g.cm^{-3}$), transformando energia potencial gravitacional em energia cinética e calor. Pode-se estimar a quantidade de energia liberada em função da massa do núcleo e do raio da estrela a partir da relação:

$$\Delta E_L \sim \frac{G\ M_{nuc}^2}{R^2} = 3 \times 10^{53} \left(\frac{M_{nuc}}{M_\odot} \right)^2 \left(\frac{R}{10\ km} \right)^{-1} erg \qquad (1.9)$$

A transferência de praticamente toda essa energia para o envelope externo e manto da estrela leva à ejeção de matéria, originando as curvas de luz observadas nas supernovas. O que é ainda desconhecido é o mecanismo de acoplamento dessa energia; os modelos mais recentes propõem que as camadas externas sejam ejetadas devido a uma onda de choque hidrodinâmica, produzida pela brusca interrupção da queda das camadas mais internas do núcleo central. Uma vez que essa região interna atinge densidades nucleares, a pressão cresce rapidamente. Para densidades da ordem de $10^{15}\ g.cm^{-3}$, a pressão é suficiente para interromper o colapso, fazendo com que essa parte interna pare com um solavanco, antes de finalmente alcançar o estado de equilíbrio hidrostático. Enquanto isso, a parte externa do núcleo continua seu movimento em direção ao centro com velocidade supersônica. Como resultado, o interior do núcleo, atuando como um pistão, empurra a onda de choque

gerada durante o solavanco na direção das camadas externas que estão se precipitando para o centro.

Alguns cálculos (Woosley and Weaver, 1986) sugerem que a onda de choque tem uma energia aproximadamente igual à energia de ligação gravitacional do núcleo ($4 - 7 \times 10^{51}$ erg). Essa energia seria mais que suficiente para impulsionar a explosão, caso ocorresse uma transferência eficaz para o manto e o envelope. Ocorre que uma grande parte da energia se dissipa durante a passagem da onda de choque pelas camadas externas de matéria do núcleo que se precipitam em direção ao centro. As principais razões dessas perdas são emissão de neutrinos e reações de fotodesintegração do tipo

$$(Z,A) + \gamma \rightarrow (Z-1,A-1) + p \qquad (1.10)$$

Por esse motivo, existe um limite adequado para que a explosão ocorra: é necessário que a massa total do núcleo de Fe não ultrapasse valores próximos à $1,35\ M_{\odot}$ com os valores mais adequados aceitos atualmente sendo $\sim 1,25\ M_{\odot}$ (Woosley and Weaver, 1986), pois as temperaturas na região da matéria que sofre o choque são muito altas, suficientes para desintegrar o Fe em nucleons livres e exigindo energias da ordem de 10^{51} ergs para cada $0,1\ M_{\odot}$ desintegrada. A onda não poderá suportar tal perda por muito tempo, e provavelmente será amortecida e absorvida se não atingir rapidamente regiões de menor densidade e temperatura, interrompendo assim a desintegração do Fe e a conseqüente perda de energia por transporte via neutrinos. Um limite óbvio para o processo é que a diferença entre a massa total do núcleo de Fe e a massa da parte mais interna não seja tão grande a ponto de consumir toda a energia da onda de choque em fotodesintegrações.

O processo de nucleossíntese que ocorre durante a explosão de supernovas é responsável pela produção da maior parte dos elementos pesados observados no meio interestelar. Devido às temperaturas cada vez mais altas exigidas para a nucleossíntese de elementos mais pesados que o He, as camadas mais externas da estrela vão sempre con-

ter H e He, enquanto que a síntese vai se processando para o interior, até formar núcleos de Si ou Fe (os núcleos citados anteriormente). Elementos mais leves que o Si são sintetizados predominantemente nas porções mais externas do manto por reações nucleares em equilíbro hidrostático (Fig. 1.1).

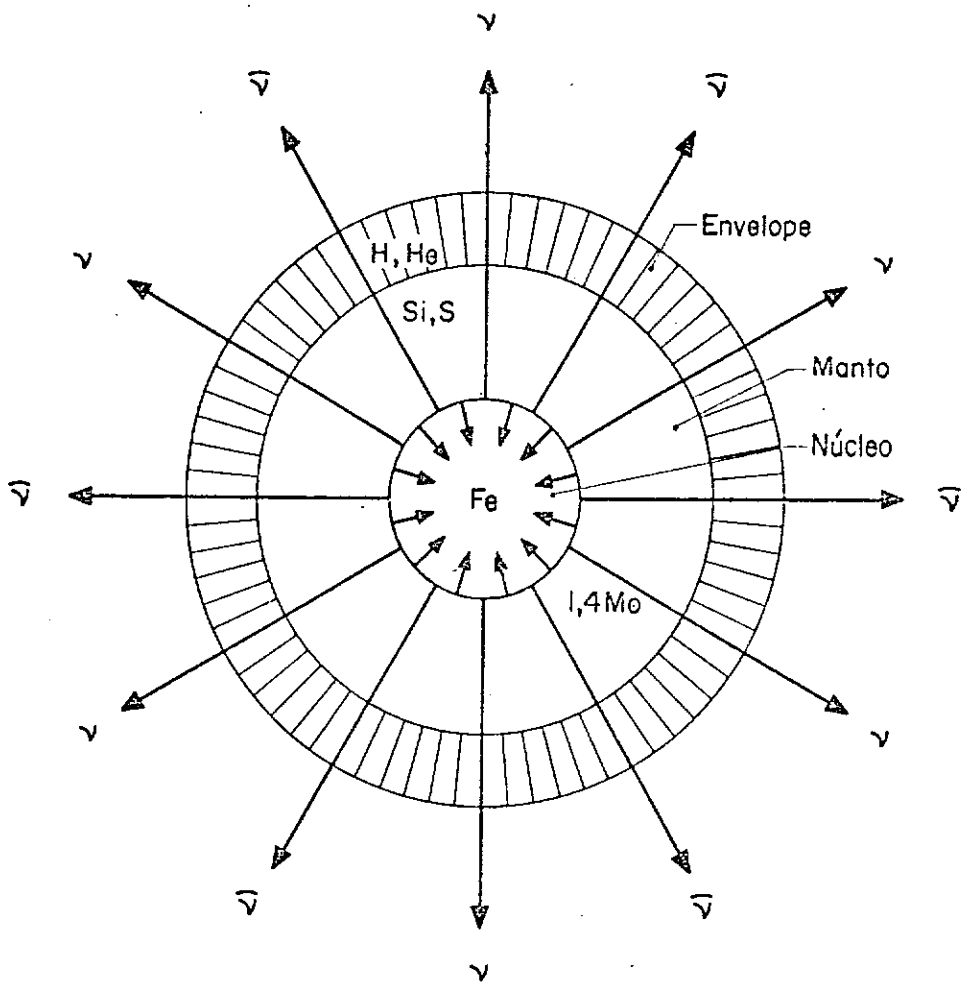


Fig. 1.1 - Esquema da distribuição dos elementos sintetizados no interior de uma estrela massiva, no momento do colapso.

Durante a explosão, as várias camadas formadas durante os estágios de queima do combustível nuclear são ejetadas, deixando atrás de si um núcleo de elementos do grupo do Fe com densidades próximas à densidade nuclear. Através de reações de nucleossíntese ocorridas durante a explosão, formam-se nas camadas ejetadas elementos mais pesados que o Fe, tais como o Co^{56}, Co^{57}, Ni^{56}, Ni^{57}, entre outros, não sintetizados durante as etapas anteriores em razão da temperatura não ser suficientemente alta. Entretanto, todos esses elementos são instáveis, e vão decaindo em seqüência até concluírem a cadeia de decaimento, cujo ponto final é o Fe^{56}. Durante esses processos são emitidos um ou mais fótons gama correspondentes às perdas de energia para cada evento.

Um trabalho clássico que trata do mecanismo de produção da curva de luz e da nucleossíntese durante a explosão (principalmente em supernovas tipo I) é o artigo de Clayton et alii (1969), onde pode-se também encontrar referências sobre a maioria dos trabalhos teóricos relacionados à esse assunto escritos ao longo da década de 60. Nesse trabalho, mostra-se que a linha de 0,847 MeV emitida durante o decaimento do Co^{56} para o Fe^{56} deve ser a linha de emissão mais intensa observada em supernovas jovens. No ciclo de decaimento $Ni^{56} \rightarrow Co^{56} \rightarrow Fe^{56}$, ocorre a emissão de fótons durante o primeiro processo ($Ni^{56} \rightarrow Co^{56}$) causado por captura eletrônica. Entretanto, a baixa vida média do Ni^{56} (6,1 dias) impede que a radiação emitida durante esse processo possa ser observada devido à alta densidade e profundidade óptica da matéria circunstelar ejetada durante as primeiras semanas após a explosão. Já no segundo processo ($Co^{56} \rightarrow Fe^{56}$), sendo a vida média do Co^{56} bem maior (77,31 dias), a densidade será menor devido à velocidade de expansão do envelope (segundo alguns modelos, a velocidade de expansão para a supernova pode chegar a 10.000 $km.s^{-1}$). Consequentemente as chances de se observar a linha de emissão desse processo serão bem maiores. A quantidade de Co^{56} produzida durante a explosão depende diretamente da massa de Ni^{56}, da massa da estrela progenitora e da quantidade de energia gerada durante a explosão.

1.3 - OBSERVAÇÕES EM RAIOS X E γ E PREVISÕES DE MODELOS

A estrela progenitora da SN 1987A é Sanduleak -69 202, determinada com coincidência de $0{,}05'' \pm 0{,}13$, distante da Terra cerca de 155.000 anos-luz, e situava-se na Grande Nuvem de Magalhães ($\alpha = 05^h35^m49^s{,}2$ e $\delta = -69^o17^m56^s{,}4$, coordenadas da supernova). O brilho inicial produzido durante a explosão era cerca de 10.000 vezes superior ao de qualquer outro objeto na GNM. Sua classificação espectral é B3I, uma supergigante azul com massa entre 15 e 25 $M_\odot$ (Hillebrandt et alii, 1987; Murdin, 1987; Helfand, 1987; Gilmozzi et alii, 1987). A possível explicação para que a progenitora seja uma supergigante azul e não uma supergigante M, como previsto, é que a SN 1987A está localizada numa população de estrelas deficientes em metais. Nos modelos padrão de explosões de supernovas tipo II a queima de C no núcleo ocorre antes da evolução para o estágio de supergigante M. Os cálculos de evolução estelar prevêem que estrelas de baixa metalicidade, entre 15 e 25 $M_\odot$ podem começar a etapa de queima de C como supergigantes azuis (metalicidade Z=0,001, $L \sim 8\times10^4\ L_\odot$ e $T_{ef} \sim 13.000$-16.000 K). A metalicidade é consistente com o valor observado na Grande Nuvem de Magalhães.

Vários trabalhos vêm sendo publicados sobre a emissão de raios X e γ pela supernova 1987A. Observações feitas a partir de agosto de 1987 (Aschenbach et alii, 1987; Dotani et alii, 1987; Sunyaev et alii, 1987; Itoh et alii, 1987; Matz et alii, 1988; Rank et alii, 1988; Sandie et alii, 1988; Cook et alii, 1988), juntamente com a análise de previsões feitas a partir de modelos computacionais (McCray et alii, 1987; Chan and Lingenfelter, 1987; Woosley et alii, 1987; Gehrels et alii, 1987; Woosley et alii, 1988; Shibazaki and Ebisuzaki, 1988; Ebisuzaki and Shibazaki, 1988a; Xu et alii, 1988; Ebisuzaki and Shibazaki, 1988b; Pinto and Woosley, 1988a; Pinto and Woosley, 1988b; Kumagai et alii, 1988) estão tentando reproduzir melhor a evolução da curva de luz da supernova 1987A, bem como a previsão do comportamento do fluxo de emissão do Co^{56} em 0,847 MeV.

Chan e Lingenfelter (1987) prevêem que a linha de 0,847 MeV do Co^{56} deve ser observada por detectores com sensibilidade de fluxo de 10^{-4} fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$, sendo atribuídos valores diversos à massa de Co^{56} produzida e de matéria ejetada pela explosão. Essas observações (duas ou mais medidas do fluxo da linha de 0,847 MeV próximas ao valor do fluxo máximo, juntamente com a largura da linha) tornam possível a determinação direta da massa do Co^{56} gerada durante a explosão, e a partir daí a massa total e a energia do resíduo da explosão.

Gehrels et alii (1987) fazem uma estimativa da época em que o fluxo na linha de 0,847 MeV atingirá o valor máximo, usando resultados de três modelos computacionais. Dentre eles, o mais adequado aos dados observacionais da supernova utiliza uma progenitora de 15 $M_\odot$ com um manto de 3 $M_\odot$ e um envelope de 10,5 $M_\odot$. A quantidade de Ni^{56} produzida é 0,1 $M_\odot$ e a energia cinética liberada na explosão é de $1,3 \times 10^{51}$ erg. Foi feito também o cálculo da época de pico da emissão no espectro contínuo e o valor do fluxo para esse período. A Figura 1.2 mostra o espectro de energia estimado para uma progenitora de 15 $M_\odot$, 300 e 550 dias após a explosão. Deve-se notar que esses valores não são valores exatos, mas sim estimativas do que se espera encontrar.

Os cálculos de Gehrels et alii (1987), indicam que o fluxo na linha de 0,847 MeV atingirá o pico 580 dias após a explosão, e o fluxo na linha de 1,238 MeV, cerca de 30 dias antes. O fluxo máximo previsto é de 3×10^{-4} fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$. As sensibilidades exigidas ($< 10^{-4}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$) estão além dos limites dos detectores levados a bordo de balões estratosféricos até data bastante recente. Já a emissão gama na faixa do contínuo entre 0,05 MeV e 0,5 MeV, causada principalmente por espalhamento Compton dos fótons gama emitidos no decaimento do Co^{56} atingirá o máximo antes da linha de 0,847 MeV. Essa emissão no contínuo precede a emissão na linha de 0,847 MeV em cerca de 100 dias, provavelmente atingindo o pico por volta de 500

dias (abril de 1988) e sendo visível a partir de outubro - novembro/87.

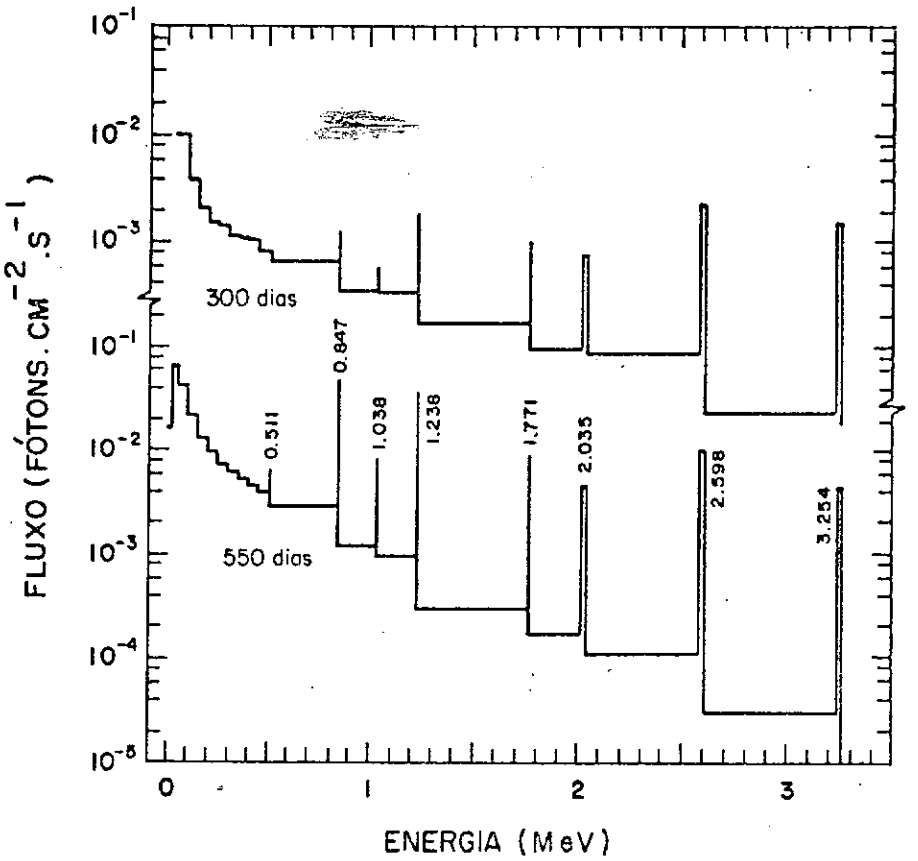


Fig. 1.2 - Espectro de energia para um modelo considerando uma progenitora de 15 $M_\odot$.

FONTE: Gehrels et alii (1987), p. L21

Woosley et alii (1987) também fizeram algumas simulações de nucleossíntese explosiva causada por ondas de choque passando pelo núcleo central da estrela progenitora. As melhores curvas foram obtidas com uma progenitora com massa entre 15 e 20 $M_\odot$ (Fig. 1.3). Por exemplo, para 0,1 $M_\odot$ de Ni^{56}, produzido a uma distância de 55 kpc, o fluxo encontrado para a linha de emissão γ em 0,847 MeV é dado pela relação

$$F = 0{,}6 \exp\left[-t(\text{dias})/114\right] \text{ fótons.cm}^{-2}.\text{s}^{-1} \qquad (1.11)$$

Entretanto, o máximo de fluxo observado deve depender da transparência do envelope à radiação γ. Caso a massa do envelope seja menor do que o valor utilizado, ou a energia da explosão seja maior, observa-se uma antecipação da época do fluxo. Os valores previstos estão na faixa de 10^{-3} a 10^{-4} fótons.cm^{-2}.s^{-1}.

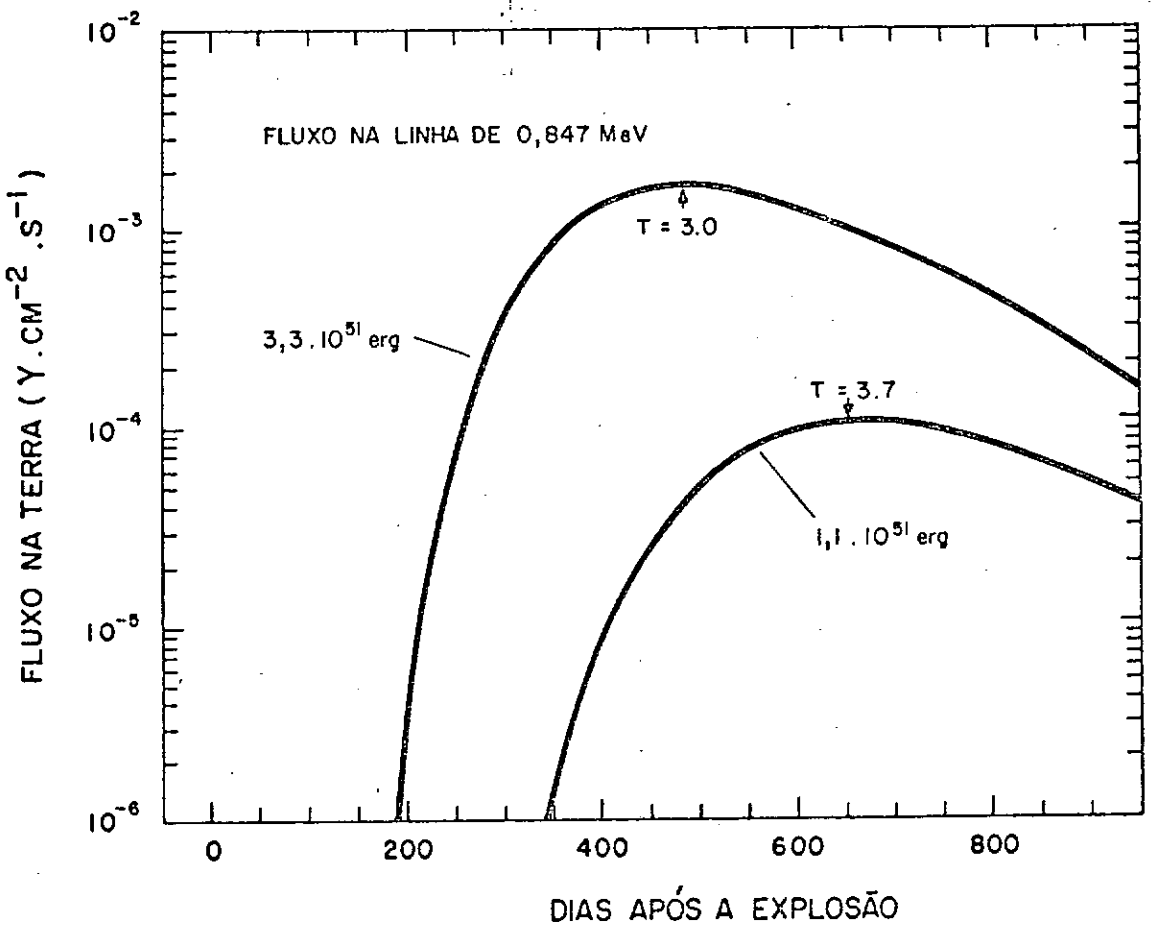


Fig. 1.3 - Fluxo de uma linha γ típica em 847 keV produzida pelo decaimento do Co^{56} esperada em explosões de alta e baixa energia, de uma estrela de 15 $M_{\odot}$. A profundidade óptica no máximo de luminosidade é indicada.

FONTE: Woosley et alii (1987), p. 672

Parece haver um consenso em relação ao fato que a curva de luz da supernova 1987A é alimentada através da energia transferida pelos fótons γ gerados no decaimento radioativo do Co^{56} para a matéria contida no manto. Woosley, Pinto e Ensman (1988) afirmam que a grande opacidade para fótons γ (profundidade óptica > 3) é responsável pelo aumento no brilho óptico observado para a supernova. Para energias acima de 100 keV, a principal fonte de opacidade é o espalhamento Compton. O fluxo máximo na faixa de raios γ obedece a um compromisso entre a transparência crescente do manto e envelope e a quantidade decrescente de Co^{56} que resta para continuar emitindo. Para modelos com os envelopes em expansão mais gradativa, o pico para o fluxo de raios γ ocorrerá a uma maior profundidade óptica (maior perda de massa pela progenitora, e consequentemente maior absorção) e numa época posterior à esperada (menor quantidade de energia proveniente do decaimento é fornecida). Os fatores que contribuem para uma antecipação e aumento em magnitude do fluxo máximo são: grande quantidade de energia liberada na explosão, envelope com baixa massa e núcleo central massivo. Qualquer fator que retarde a expansão do envelope, tal como uma pequena quantidade de energia liberada, ou uma grande quantidade de matéria perdida na explosão, acarretará um decréscimo no fluxo γ emitido. Isso acontece porque uma pequena quantidade de energia implica numa expansão mais lenta do envelope; na época que os raios γ estiverem sendo emitidos com maior intensidade, o envelope ainda estará opticamente espesso para deixar passar a radiação emitida. Por outro lado, mesmo com uma grande quantidade de energia liberada durante a explosão, se a estrela perder uma grande quantidade de massa, o envelope também estará opticamente espesso quando o fluxo estiver atingindo o seu máximo.

Entretanto, a observação de raios X duros pelo satélite GINGA (Dotani et alii, 1987) e pelo MIR-KVANT Observatory (Sunyaev et alii, 1987) e a observação de raios γ pelo satélite Solar Maximum Mission (SMM) (Matz et alii, 1988), pelo Kuiper Airborne Observatory (Rank et alii, 1988) e pelos vôos de balões de Sandie et alii (1988) e Cook et alii (1988) a partir de agosto de 1987 não eram esperadas. Os

resultados de algumas medidas das linhas de emissão γ da supernova entre agosto/87 e abril/88 são apresentados na Tabela 1.1 . Pode-se observar que o fluxo nas linhas obteve valores máximo e mínimo entre 10^{-5} e 10^{-3} fótons.cm^{-2}.s^{-1}, concordando bastante bem com os valores esperados pelos modelos. Um dos problemas atuais é explicar o mecanismo que permitiu a antecipação dessas observações em cerca de 6 meses. A idéia mais aceita é que a antecipação da emissão é causada pela presença do Co^{56} nas camadas mais externas do envelope. Esse processo de mistura é sugerido e discutido por vários autores (Woosley, Pinto and Ensman, 1988; Ebisuzaki and Shibazaki, 1988a; Ebisuzaki and Shibazaki, 1988b; Shibazaki and Ebisuzaki, 1988; Pinto and Woosley, 1988a; Pinto and Woosley, 1988b; Kumagai et alii, 1988), e é causado por uma espécie de "bolha" de radiação produzida pela luminosidade do decaimento do Co^{56}, que empurra a matéria para fora da região radioativa. Esse quadro gera um tipo de instabilidade conhecido como instabilidade de Rayleigh-Taylor, que ocorre nas fronteiras da magnetosfera, permitindo que "bolhas" ou "filamentos" de plasma penetrem por entre as linhas de campo, e abram caminho até regiões mais externas sem serem levadas pelos mecanismos de transporte de massa usuais. Assim, a instabilidade permite o transporte de material radioativo para as camadas mais externas do manto e envelope.

Os modelos teóricos prevêem ainda a existência de um pulsar, oriundo da estrela de nêutrons (ou teria sido um buraco negro?!) que possivelmente formou-se após a explosão. A detecção de um "burst" de neutrinos algumas horas antes da descoberta óptica do fenômeno é um forte indicador desse fato. Apesar de ainda haverem algumas divergências com relação à qualidade dos dados coletados pelos quatro experimentos (os eventos registrados pelo grupo russo-italiano sediado em Mont Blanc, Itália foram recebidos cerca de 4,5 horas antes dos eventos nos outros três experimentos: Kamiokande (Japão), IMB (EUA) e Baksan (URSS)), não existe dúvida hoje de que os neutrinos realmente eram oriundos da explosão de Sanduleak -69 202. Uma das metas mais interessantes para os próximos anos é acompanhar a evolução do resíduo deixado pela explosão.

TABELA 1.1

OBSERVAÇÕES DAS LINHAS DE RAIOS GAMA DA SN 1987A

INSTRUMENTO	E_0 (KeV)	DATA	DIA	LARGURA DA LINHA (KeV)	FLUXO (10^{-4} ph cm^{-2} s^{-1})
SMM	847 1238	1/8/87-7/9/87	159-196	-	8,6 ± 4.0 5,3 ± 3,5
SMM	847 1238	27/9/87-30/10/87	216-249	-	6,2 ± 4,1 11,0 ± 3,5
LOCKHEED/MSFC	847 1238	29/10/87-31/10/87	248-250	12 18 (Assumido)	10,0 ± 2,0 < 8,5
CALTECH	847 1238	19/11/87	269	81 (Assumido) 93 (Assumido)	≤ 11,0 ± 5,0 ≤ 11,0 ± 6,0
JPL	847 1238	7/12/87	287	8 (Assumido) 8,2 ± 3,4	5,0 ± 7,0 21,0 ± 7,0
SMM	847 1238	16/11/87-22/12/87	267-303	-	5,8 ± 3,4 8,8 ± 2,9
FLORIDA/GSFC	847 1238	8/1/88-11/1/88	319-322	7,5 ∼ 14	11,0 ± 4,0 19,0 ± 4,0

(continua)

TABELA 1.1 - Conclusão

INSTRUMENTO	E_0 (KeV)	DATA	DIA	LARGURA DA LINHA (KeV)	FLUXO (10^{-4} fót. cm^{-2}. s^{-1})
SMM	847 1238	8/1/88-14/2/88	319-356	-	3,9 ± 4,2 2,2 ± 3,6
SMM	847 1238	1/3/88-6/4/88	372-408	-	8,2 ± 3,7 3,6 ± 3,1
CALTECH	847 1238	12/4/88-13/4/88	414-415	94 (Assumido) 93 (Assumido)	≤ 8,0 ± 4,0 < 14,0
GSFC/BELL/SANDIA	847 1238	2/5/88	434	- 15-25	- 8,1 ± 1,7

SMM - Solar Maximum Mission

MSFC - Marshall Space Flight Center

CALTECH - California Institute of Technology

JPL - Jet Propulsion Lab

GSFC - Goddard Space Flight Center

Fonte: Gehrels et alii (1988), p. 3.

Gehrels et alii (1988) estimaram que a luminosidade desse provável pulsar em maio/88 seria da ordem de 10^{40} erg.s^{-1}. Supondo-se que o pulsar da SN 1987A possua um espectro de raios X e γ semelhante ao do Caranguejo, e levando-se em conta a distância da Terra à Grande Nuvem de Magalhães, a luminosidade aparente do pulsar da SN 1987A poderia ser, desprezando-se a opacidade óptica, de cerca de 10% da luminosidade do pulsar do Caranguejo. Tomando como base os modelos que têm apresentado os melhores ajustes aos dados observacionais, pode-se dizer que por volta de junho/88 cerca de 10% da radiação γ de baixa energia já conseguirá emergir do envelope. Como as pulsações somente podem ser vistas se a radiação emitida não sofrer espalhamento, isso significa que a parcela de luminosidade observável do pulsar deve ser menos que 1% da luminosidade do pulsar do Caranguejo. O excelente ajuste da taxa de declínio da curva de luz no óptico comparado à taxa esperada de decaimento indicam que se existe agora (maio-junho/88) alguma outra fonte que não seja a radioatividade, sua contribuição para a curva de luz deve ser bem pequena.

Para que se consiga observar um pulsar de uma região no centro de uma explosão de supernova, é necessário que o envelope torne-se transparente para a radiação X, e que a emissão mais intensa dos raios γ provenientes do decaimento do Co^{56} já não seja mais o fator principal na transferência de energia para alimentar a curva de luz. Se imaginarmos que o pulsar posui um campo magnético semelhante ao observado no Pulsar do Caranguejo (10^{12} G), ele não pode estar girando muito rapidamente. Caso contrário, sua contribuição para a curva de luz seria absurdamente alta, o que não é observado; por essa razão o período de rotação deve ser maior que 20 ms.

De qualquer maneira, a detecção dos pulsos depende da freqüência em que se está observando e também da orientação do sistema. Se o resíduo da explosão for realmente um pulsar que emite na faixa de raios X devido ao processo de acreção de matéria, ele será observado quando a luminosidade atual da SN 1987A decair para a faixa de 10^{39} erg.s^{-1}, a partir de março de 1989.

CAPÍTULO 2

DESCRIÇÃO DA EXPERIÊNCIA SUGAR 87

O experimento SUGAR 87 foi inicialmente idealizado para testar o uso dos detectores "phoswich" BGO-CsI(Tl) na astronomia de raios X e γ em vôos à bordo de balões estratosféricos. Posteriormente, com o aparecimento da SN 1987A adicionou-se ao experimento mais um detector de raios X ("phoswich" NaI(Tl)-CsI(Na)) (Costa, 1988). As características dos quatro detectores principais utilizados encontram-se na Tabela 2.1. Todos os detectores foram colocados numa plataforma (conforme Fig. 2.1 - item 4) com as superfícies frontais num mesmo plano, e dispostos lado a lado. Em frente aos detectores 1, 2, e 3 colocou-se uma folha fina de cintilador plástico para eliminar a contribuição de partículas carregadas. Esse plástico tinha a forma retangular, envolvendo as superfícies frontais dos quatro detectores principais, e sua espessura era de 3 mm.

O conjunto detectores+colimadores e a eletrônica associada foi montado sobre uma gôndola estabilizada em azimute, que pode ser vista em perspectiva na Figura 2.2. Um pivô acoplado a um servomecanismo permitia o acompanhamento das fontes durante o tempo em que estivessem no campo de visão do colimador.

2.1 - PRINCÍPIO DE FUNCIONAMENTO DE CINTILADORES TIPO PHOSWICH

Os "phoswich" empregados no vôo para a detecção de raios γ são uma espécie de "sanduiche" de dois cintiladores (daí a composição da palavra: phoswich = PHOSphor sandWICH) compostos de uma camada frontal (superior) de BGO, opticamente acoplada a uma seção mais larga (inferior) de CsI(Tl) que possui um tempo de cintilação diferente. O sistema é acoplado ao tubo de uma fotomultiplicadora que recebe sinais de ambos os cintiladores.

TABELA 2.1

CARACTERÍSTICAS DOS DETETORES DO EXPERIMENTO SUGAR 87

DETETOR	ÁREA (cm^2)	ESPESSURA DOS CINTILADORES (mm)		FORMA	TAMANHO	JANELA (ESPESSURA DO Al)
		1	2			
1	81	BGO (10)	CsI(Tl) (50)	QUADR	9 x 9 cm^2	2 mm
2	79	BGO (15)	CsI(Tl) (50)	RED	4" Ø	1 mm
3	44	BGO (15)	CsI(Tl) (50)	RED	3" Ø	1 mm
4	100	NaI (10)	CsI(Na) (40)	QUADR	10 x 10 cm^2	0,4 mm

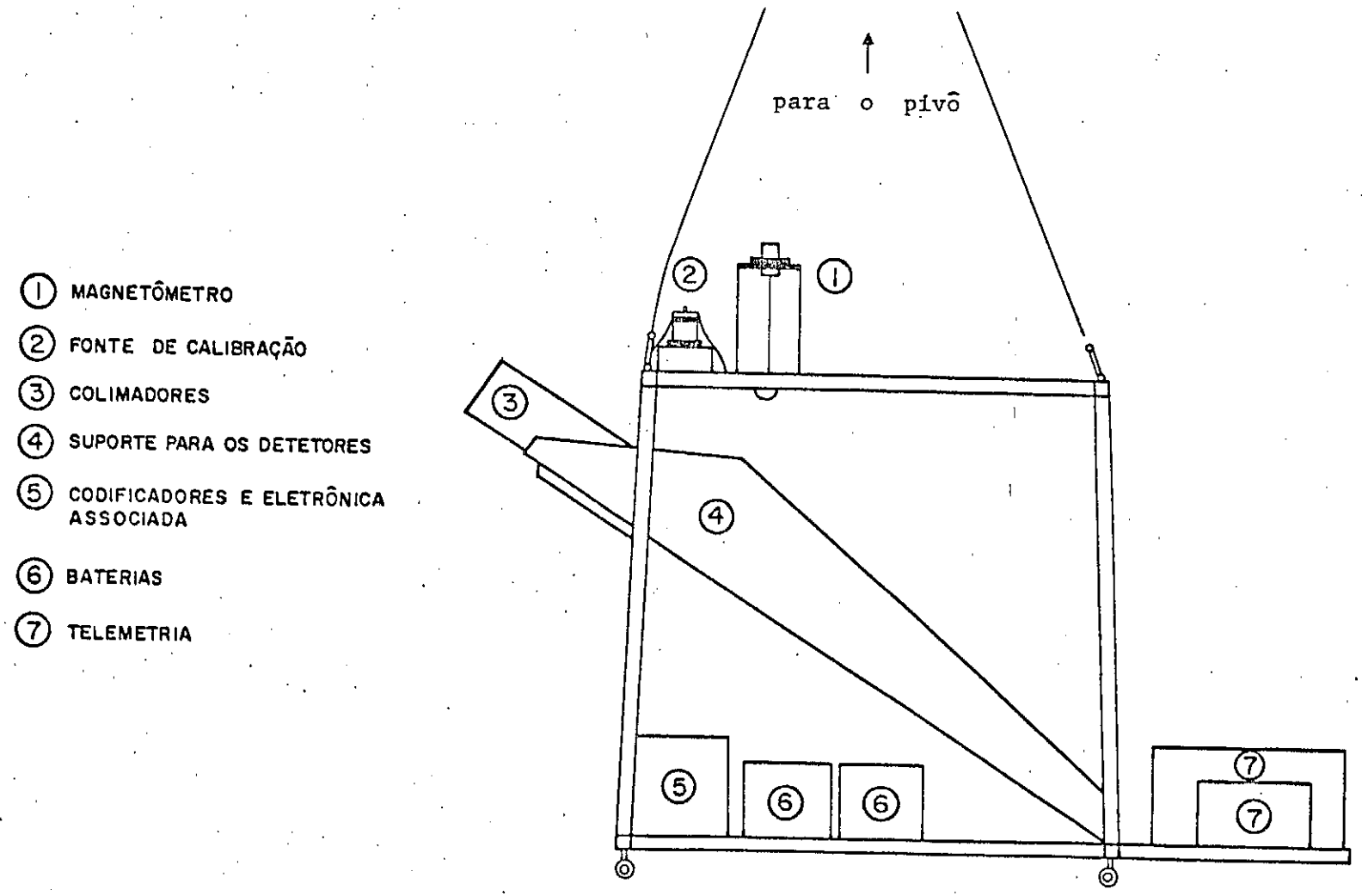


Fig. 2.1 - Desenho em corte da disposição dos componentes da gôndola no experimento SUGAR 87.

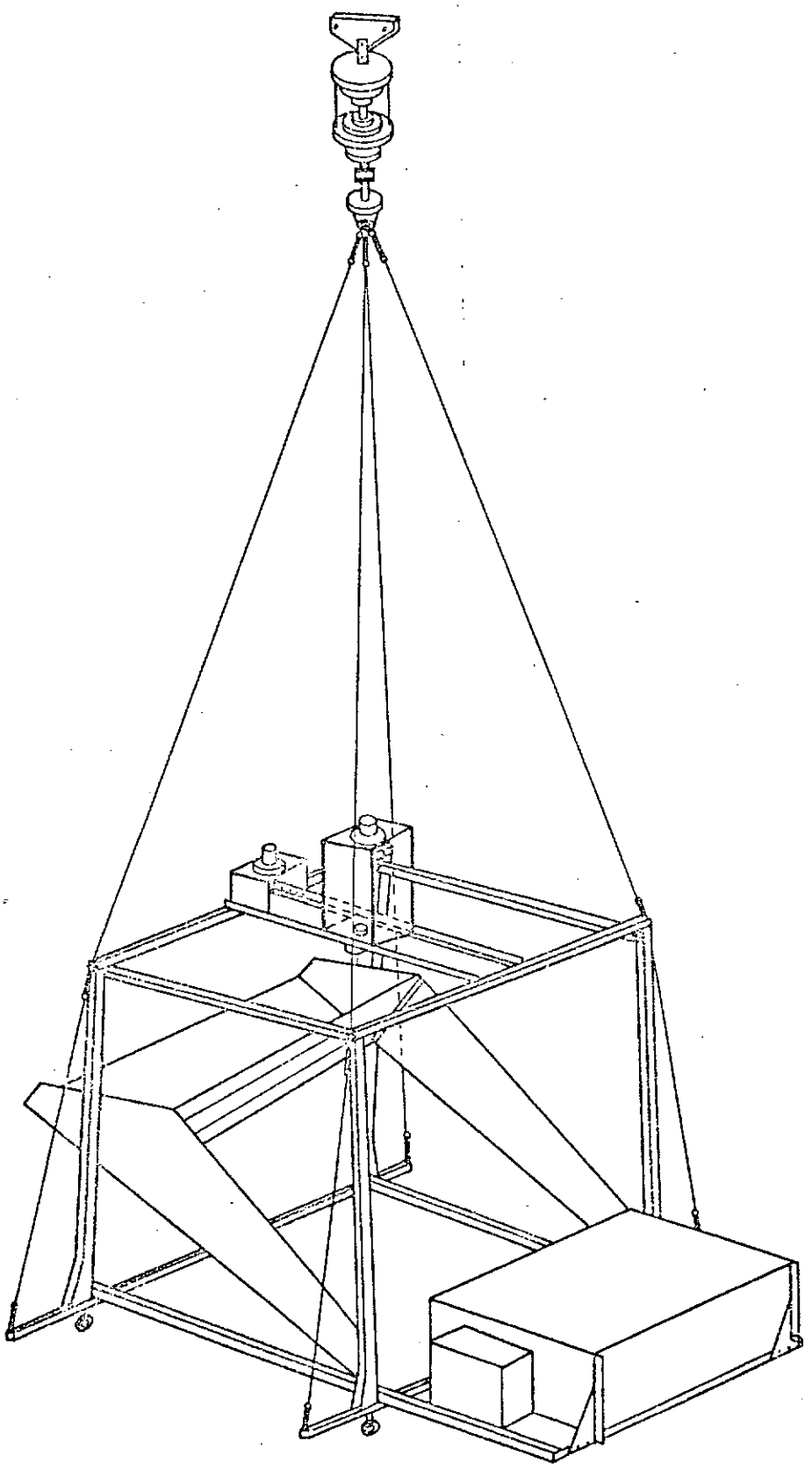


Fig. 2.2 - Vista em perspectiva da gôndola e do pivô de estabilização.

O princípio que rege o funcionamento dos cintiladores é a excitação de um elétron de um átomo do elemento que o constitui. Essa excitação é causada pela transferência de energia de um fóton energético para um elétron excitando-o durante o trajeto. O fotoelétron, ao absorver a energia do fóton e ser arrancado da camada K, sai arrancando elétrons de camadas mais externas, cuja energia de ligação é menor. Ao decair para o estado fundamental, esses elétrons emitem um fóton correspondente à energia de desexcitação, na faixa visível do espectro eletromagnético. Quando um fóton energético passa pelo detector, ocorre a formação de um grande número de pares elétron-buraco, criados pela elevação dos elétrons da banda de valência para a banda de condução. A colocação de uma impureza (ativador) no material cria zonas de energia permitidas dentro da faixa proibida entre a banda de valência e a banda de condução, onde se encontram os elétrons livres (Fig. 2.3).

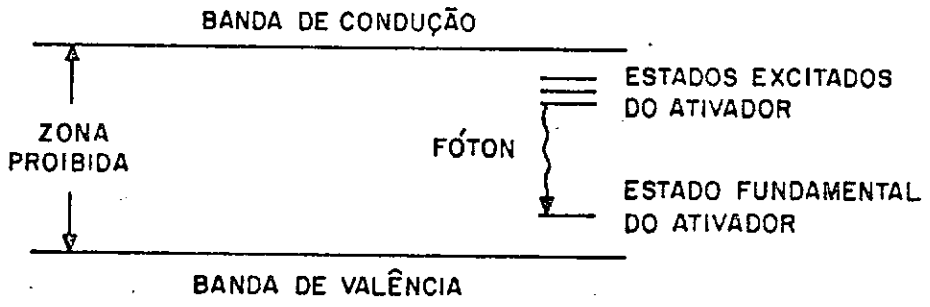


Fig. 2.3 - Estrutura de bandas de energia de um cintilador cristalino ativado.

FONTE: Knoll (1979), p. 255.

O buraco desloca-se rapidamente para o local onde houver um ativador, e vai ionizá-lo, porque a energia de ionização da impureza será menor que a de um local típico do cristal. Enquanto isso, o elétron vai deslocar-se livremente por todo o cristal até encontrar uma zona que contenha um ativador. Nesse ponto ele "salta" para dentro

da região de impureza. Caso haja transições permitidas de um dos estados excitados para o estado fundamental dessa região, o elétron desexcitar-se-á, com grandes possibilidades de que essa transição dê origem à um fóton na faixa visível de energia, já que transições normais entre a banda de condução e a banda de valência originam fótons cuja faixa de energia está além do espectro visível. Um bom cintilador deve ser capaz de transformar a maior fração possível da radiação transferida durante a passagem do fóton ionizante em energia luminosa. Note-se que o mecanismo de cintilação depende, em última análise, dos estados de energia determinados pela estrutura cristalina do material.

Os dois cristais acoplados à fotomultiplicadora operam como um eficiente detector para a radiação a ser estudada (mesmo de baixa intensidade) na presença de um ruído de fundo ambiente. A porção mais larga do "phoswich" age como anticoincidência, enquanto a porção mais fina transmite a parcela de radiação que não interessa, mas possui a espessura suficiente para conseguir uma eficiência próxima a 100% na faixa da radiação de interesse (Fig. 2.4, evento 1). Com essa configuração, qualquer radiação de alta energia passará pela seção mais fina sem sofrer interação (Fig. 2.4, evento 2), ou poderá sofrer espalhamento Compton (Fig. 2.4, evento 3). Caso o evento Compton seja observado, a porção mais larga (CsI(Tl)) absorverá o fóton espalhado e enviará um sinal de anticoincidência para causar a rejeição eletrônica desse evento. A radiação que eventualmente entrar por trás ou pelos lados do detector (Fig. 2.4, evento 4) será vista pelo cintilador de anticoincidência. Caso o fóton sofra um espalhamento Compton no cintilador mais fino, a eletrônica encarregar-se-á também de classificar esse sinal como espúrio.

Optou-se pelo cristal BGO ($Bi_4Ge_3O_{12}$) por ser este bastante eficiente na detecção de picos gerados pela absorção fotoelétrica (os chamados fotopicos, predominantes na faixa de energias de cerca de 10 keV até algumas centenas de keV). O fato desse tipo de detector possuir um alto número atômico médio (Z_{Bi}=83) é responsável pela grande seção de choque de absorção para raios γ, pois observa-se

experimentalmente que a seção de choque para absorção fotoelétrica cresce com $Z^{4,5}$ para fótons γ. Outros critérios que favoreceram a escolha do BGO foram a sua densidade ($d=7,13\ g.cm^{-3}$ - o dobro da densidade do NaI(Tl)), o fato de não ser higroscópico (em comparação com a alta taxa de absorção de água do NaI), seu baixo tempo de relaxação ($\tau \sim 300$ ns) e a rigidez mecânica, que facilita sua manipulação em laboratório (Costa et alii, 1984). As formas de pulso são usadas para determinar o cintilador onde ocorreu o evento, já que pulsos gerados no sistema eletrônico dependem do número de fotoelétrons que saem pelo anôdo da fotomultiplicadora. Por sua vez, esses fotoelétrons dependem da contribuiçao relativa da luz de cintilação produzida em cada cintilador, proporcional à energia transferida pelo fóton incidente.

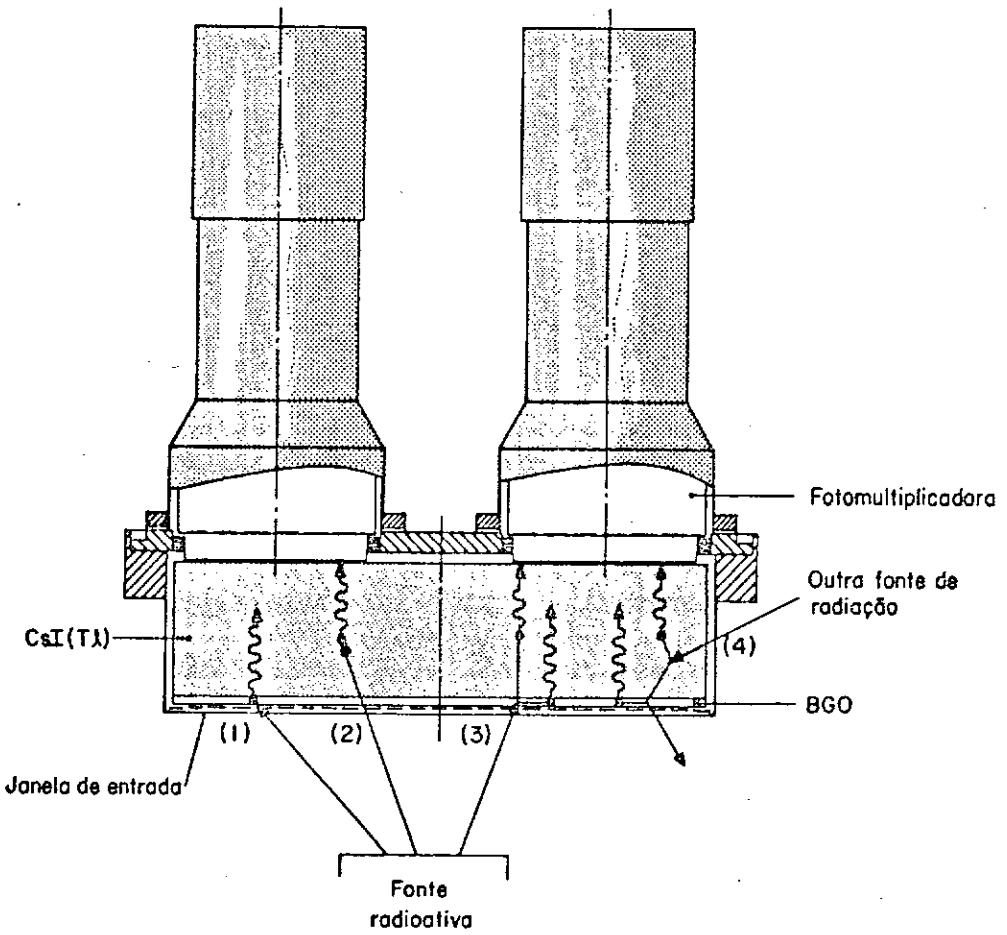


Fig. 2.4 - Interações típicas em detectores Phoswich.

Um detector BGO-CsI que possui 25% da área de um detector NaI-CsI tem, basicamente, a mesma eficiência,em termos de detecção de fotopicos. Como conseqüência de uma área menor, obtém-se uma menor contagem de ruído de fundo, e uma melhor relação sinal/ruído, para observações de raios gama de alta energia (Costa et alii, 1986). A Figura 2.5 mostra 4 gráficos de contagens x canal, obtidos para os detectores 1 e 2 com as fontes de Cs^{137} e Na^{22}, durante a calibração do experimento SUGAR em Poços de Caldas. As curvas obtidas são para o cristal BGO, já subtraído o ruído de fundo. Pode-se observar claramente os picos de 0,511 MeV do Na^{22} e 0,662 MeV para o Cs^{137}. Entretanto, devido à relação de espessuras entre os cristais (1:5), observa-se um contínuo no BGO devido ao espalhamento Compton que se apresenta bastante significativo. Deve-se ter em mente que um fóton γ exige uma espessura maior para que haja absorção fotoelétrica eficiente, aumentando com isso a área lateral e conseqüentemente a possibilidade de contribuição devido ao fluxo atmosférico horizontal. Isso é um efeito que deve ser levado em conta, principalmente em vôos à bordo de balões, onde o fluxo horizontal de raios γ é uma parcela significativa da radiação ambiental. A Figura 2.6, também relativa à calibração em terra, mostram que a relação canal x energia é aproximadamente linear dentro da faixa observada. Apresenta-se na Figura 2.7 o ajuste de ganho dos detectores, onde a tensão regula a posição do pico para várias fontes durante a calibração. Pode-se observar que as curvas, apesar de lineares, apresentam um pequeno "bias" positivo.

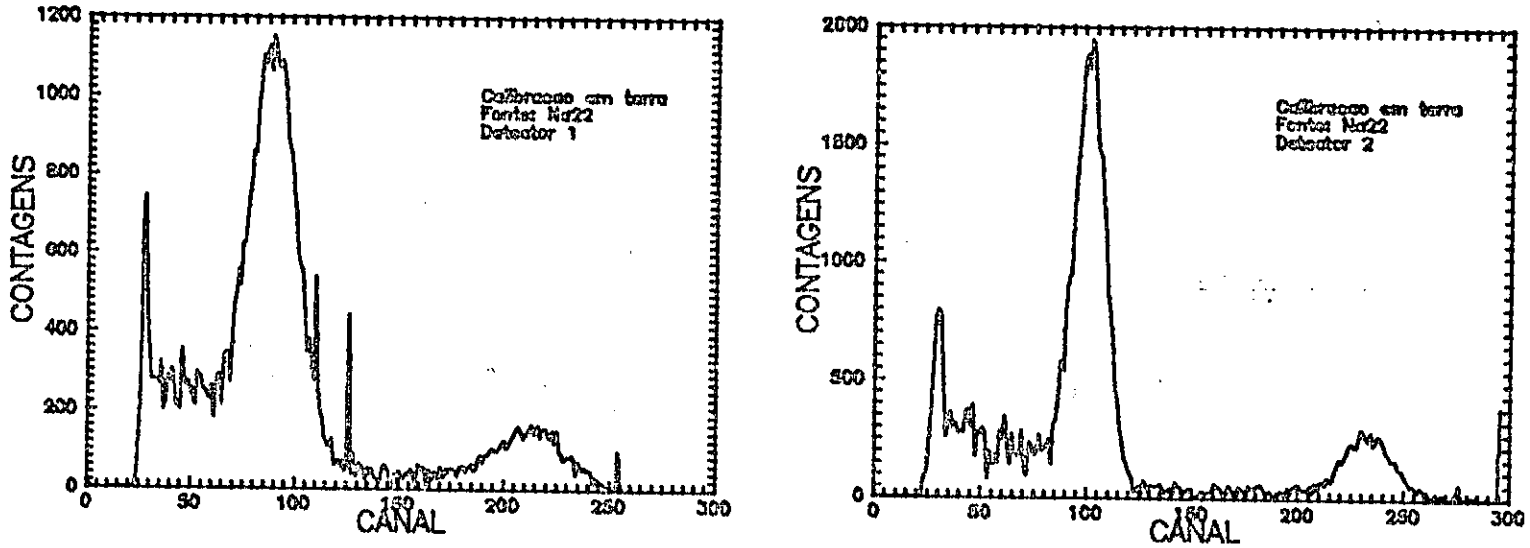
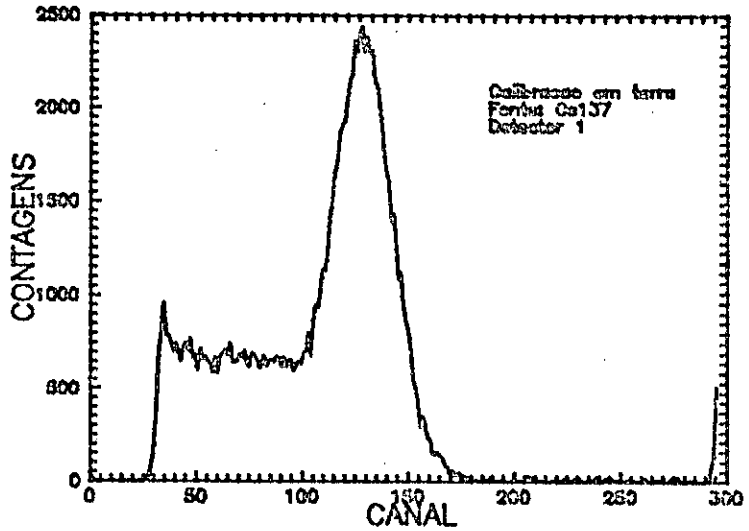


Fig. 2.5 - Espectros da calibração no solo para as fontes Na^{22} e Cs^{137}.

(Continua)



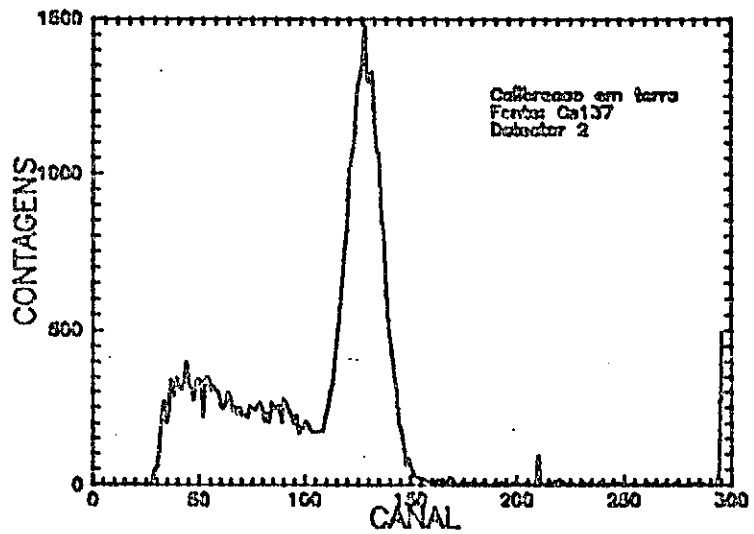


Fig. 2.5 - Conclusão.

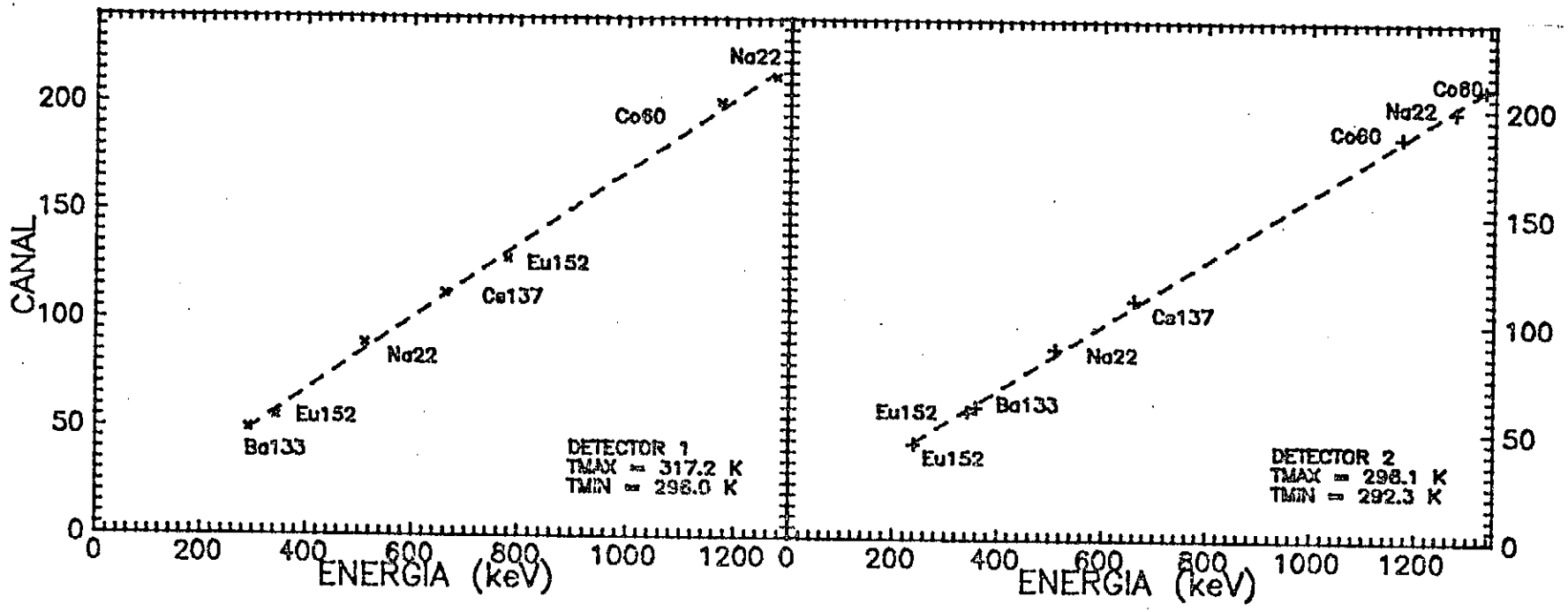


Fig. 2.6 - Curvas de linearidade (energia x canal).

(Continua)

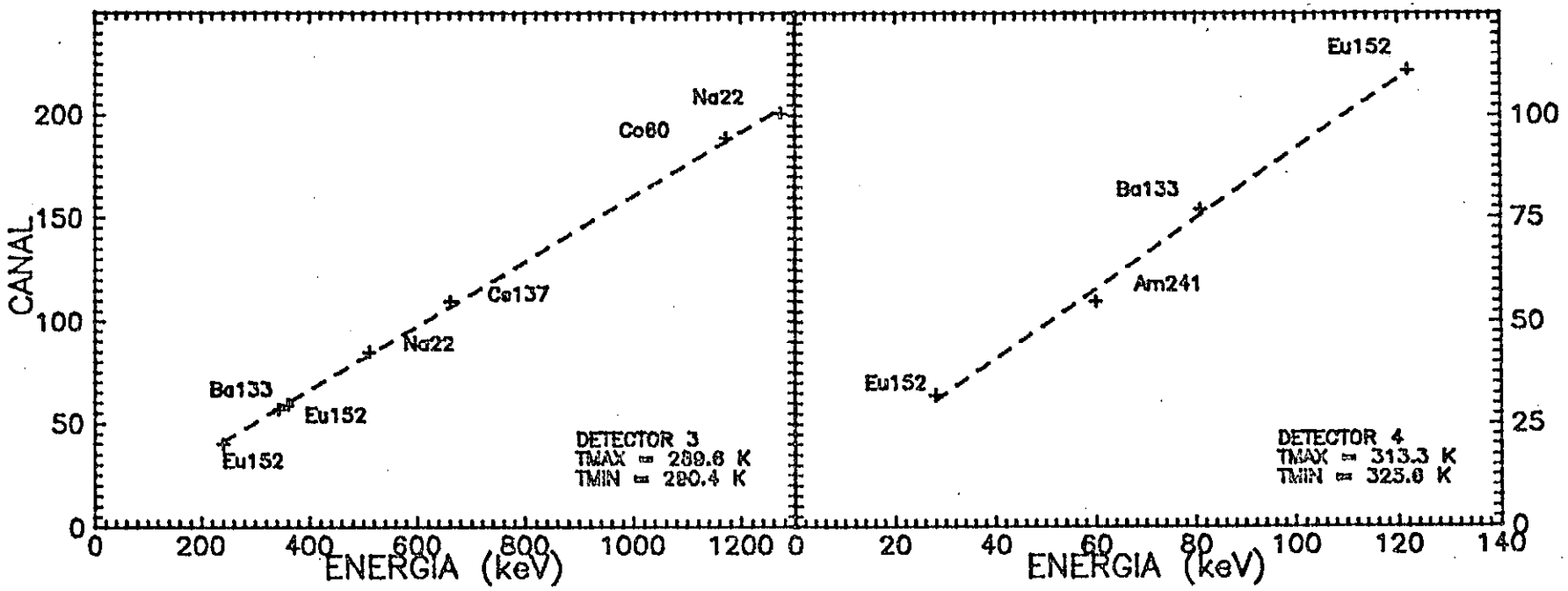


Fig. 2.6 - Conclusão.

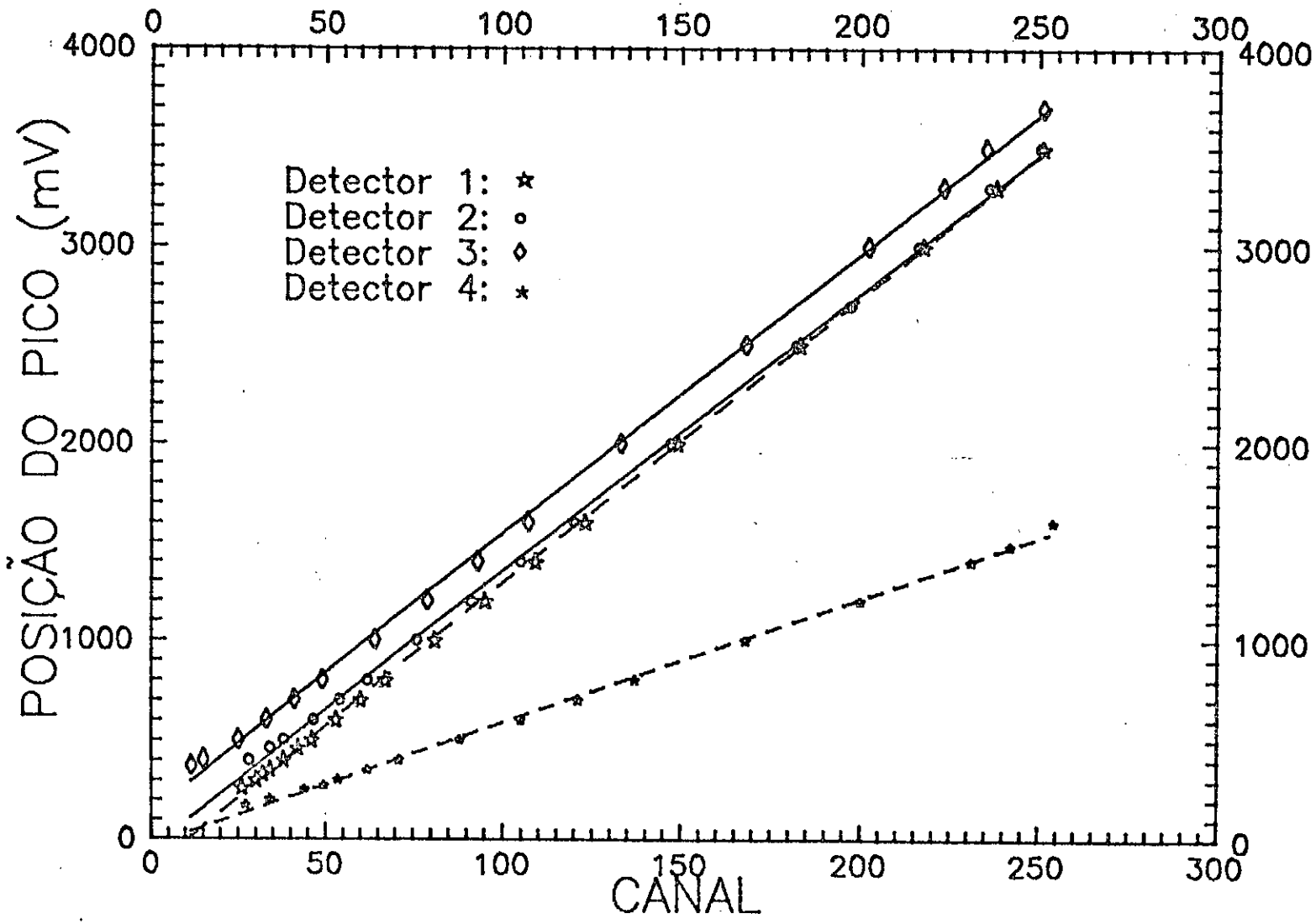


Fig. 2.7 - Curvas de ganho na calibração do sistema eletrônico.

A principal limitação de um "phoswich" é sua baixa produção de luz, se comparado com o NaI (11% dos valores obtidos para o NaI-CsI). Apesar disso, a sensibilidade para linhas de raios é proporcional ao fator

$$\frac{B}{\varepsilon^2 \Delta E} \qquad (2.1)$$

onde ε é a eficiência do detector, B é a taxa de contagem do ruído de fundo e ΔE é o intervalo de energia de interesse. Esse fator é comparável ao dos "phoswich" convencionais para energias da ordem de 500 keV.

Existem entretanto alguns pontos a serem lembrados no que diz respeito ao "phoswich" BGO-CsI. O mais importante deles é a dependência de sua resposta com a temperatura (Piro et alii, 1987). As variações de temperatura alteram o tempo de decaimento dos cristais (τ_{BGO}=300 ns e $\tau_{CsI(Tl)}$=1000 ns , a 300 K), e também a produção de luz do "phoswich", exigindo assim dois cuidados: ou faz-se um controle térmico rigoroso, mantendo-se a temperatura dentro de um limite onde não ocorram variações significativas de linearidade ou proporcionalidade, ou determina-se com precisão o tipo de variação sofrida para que posteriormente sejam feitas as correções necessárias.

Essas variações de temperatura são particularmente importantes no BGO (o CsI não sofre variações significativas no ganho, dentro dos intervalos normalmente observados em vôos de balões: 275 K a 315 K). A variação do ganho no BGO é definida como sendo a razão entre a amplitude dos pulsos gerados e as energias dos fótons incidentes, e decresce à razão de 1,0%-1,2% / K; o tempo de decaimento dos pulsos cresce à taxa de 6 ns / K. Isso vem alterar sensivelmente o desempenho do "phoswich", visto que ele passa a registrar um nível de ruído de fundo dependente da temperatura.

2.2 - DESCRIÇÃO DA ELETRÔNICA

Durante o vôo, o sinal gerado nas fotomultiplicadoras foi enviado para um amplificador, e em seguida para um conversor analógico-digital, caso o evento fosse considerado válido. A análise da forma de pulso baseou-se na duração da fração constante do pulso produzido na fotomultiplicadora. A saída do analisador de forma de pulso foi também convertida em um sinal digital. Para que um evento fosse considerado válido deveriam ser satisfeitas as seguintes condições: a) a altura do pulso deveria estar dentro de um intervalo selecionado para a janela de amplitude de pulso; b) a constante de tempo da forma de pulso deveria encontrar-se abaixo de um limiar previamente escolhido; c) não deveria existir nenhum sinal simultâneo dos outros detectores principais e d) não deveria existir nenhum sinal simultâneo no detector plástico de anticoincidência.

Caso o evento fosse validado, os dados seriam enviados por dois transmissores independentes, um para informações rápidas (codificador PCM A - transmissor 1) e o outro (transmissor 2) para várias informações multiplexadas nos canais padrão IRIG. Pelo transmissor 2 foram enviados dados do PCM B (mesma informação que o PCM A, mas com uma melhor resolução em energia e tempo de subida de pulso, e menor resolução temporal) além de algumas informações do "housekeeping". Cada PCM possuia uma taxa de transmissão de dados característica, sendo a do PCM A 62,5 kbps e a do PCM B 7,81 kbps. O sistema de transmissão utilizado foi do tipo FM/FM. Um oscilador de quartzo de alta estabilidade foi usado para sincronizar os codificadores PCM. A Fig. 2.8 mostra o diagrama sinótico da eletrônica do experimento.

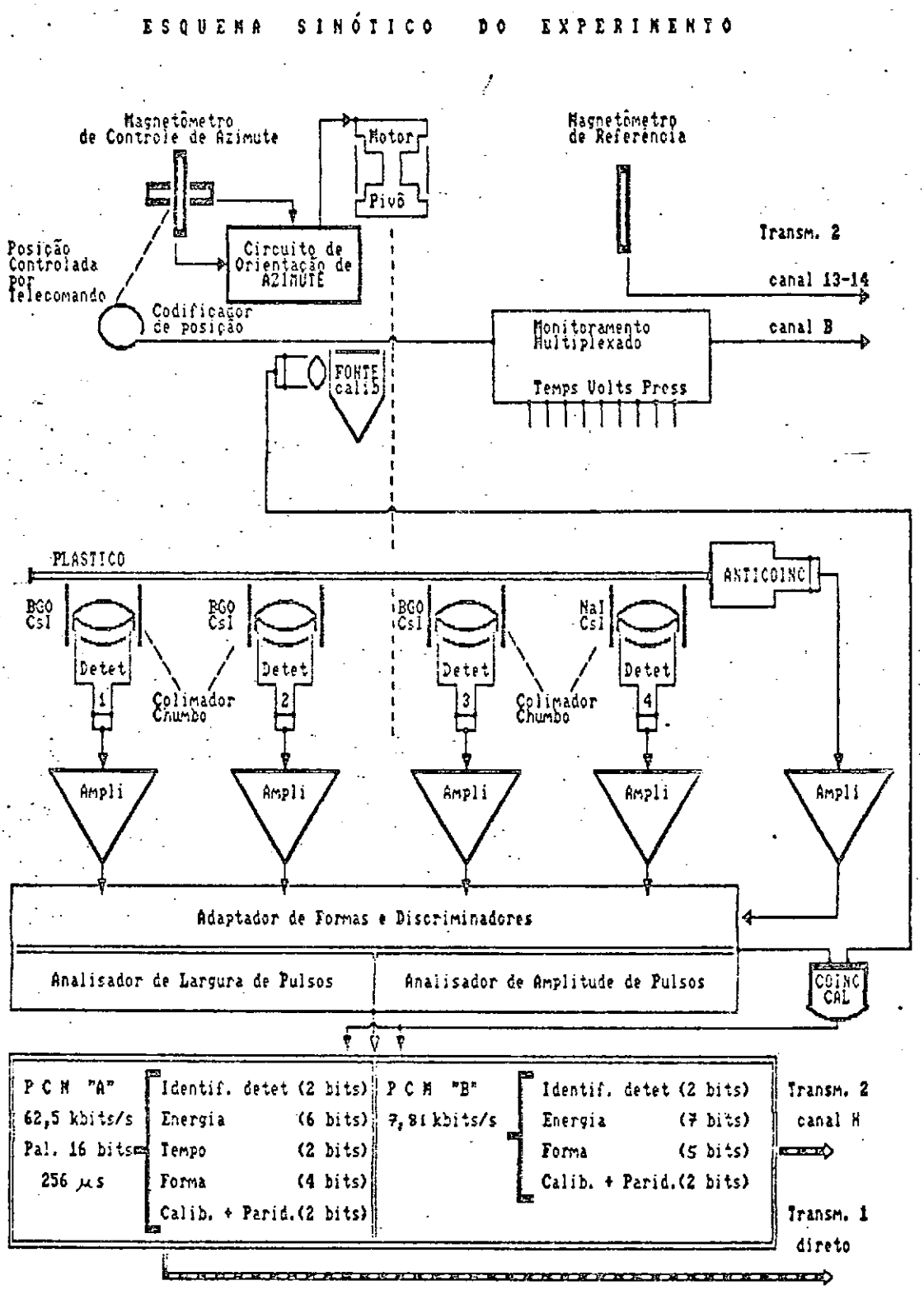


Fig. 2.8 - Diagrama sinótico da eletrônica do experimento SUGAR 87.

O sistema de monitoramento multiplexado controlava os sensores de temperatura e pressão, assim como as informações enviadas pelo codificador de posição do magnetômetro de controle de azimute e as tensões das baterias. O transmissor 2 também recebia a leitura do magnetômetro de referência. O apontamento da experiência para as coordenadas da supernova e de outras fontes foi feito através de um circuito de orientação, que ao receber um sinal do magnetômetro de controle, transmitia uma ordem para o pivô, movimentando assim todo o sistema.

O formato das palavras dos PCMs A e B estão nas Figuras 2.9 (a) e 2.9 (b). Conforme mencionado anteriormente, pode-se constatar a maior quantidade de informações relativas à energia e ao tempo de subida de pulso no PCM B (7 e 5 bits contra 6 e 4 no PCM A). Cada "frame" de 32 palavras enviado pelos transmissores era identificado por uma palavra de sincronismo (FA00F300 - palavras S1 e S2). A palavra ID era relativa a um contador de frames.

Pelo "baud rate" pode-se facilmente calcular que o tempo de duração de cada palavra no PCM A é de 0,256 ms, sendo esse tempo tomado como tempo morto do sistema. Os dados foram enviados pelos dois transmissores para dois gravadores em terra (um RACAL 54DS/T352 e um AMPEX PR2230, que posteriormente foi substituído por um AMPEX PR2200), e armazenados em fitas magnéticas analógicas com duração aproximada de 20 minutos (RACAL) e 30 minutos (AMPEX). Posteriormente essas fitas foram convertidas em fitas magnéticas digitais no sistema de telemetria da EMBRAER, num computador VAX 11/780 conectado ao sincronizador de bits usado durante o vôo.

FORMATO DO FRAME

S_1	S_2 / ID	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1
D_2	D_3	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1	D_0	D_1

D2 ⟶ CODIFICADOR DE POSIÇÃO DO MAGNETOMETRO

					1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	BIT DE PARIDADE
Ø	Ø	Ø	Ø	Ø	BIT +									BIT −	

BIT 16 ⟶ BIT 1

D3 ⟶ FORMA DO CONVERSOR AMPLITUDE-TEMPO

DETETOR		ENERGIA			FO			RMA		CAT					BIT DE PARIDADE
BIT +	BIT −	BIT +		BIT −	BIT +									BIT −	

BIT 16 ⟶ BIT 1

Fig. 2.9 - Formato das palavras dos PCMs A e B.

(Continua)

CODIFICADOR A (D_0 / D_1)

DETETORES		ENERGIA						TEMPO		FORMA				FONTE CALIBRAÇÃO	BIT DE PARIDADE
BIT +	BIT −	BIT +					BIT −	BIT +	BIT −	BIT +			BIT −		

BIT 16 — BIT 1

CODIFICADOR B (D_0 / D_1)

DETETORES		ENERGIA							FORMA					FONTE CALIBRAÇÃO	BIT DE PARIDADE
BIT +	BIT −	BIT +						BIT −	BIT +				BIT −		

BIT 16 — BIT 1

Fig. 2.9 - Conclusão.

2.3 - SISTEMA DE CALIBRAÇÃO EM VÔO

Foram utilizadas duas fontes para a calibração em vôo. A fonte 1, usada para a calibração dos detectores BGO-CsI(Tl), de raios γ era uma pequena quantidade de Na^{22} (algumas dezenas de nCi). Ela foi colocada em frente a um detector BGO cilíndrico (1" diâmetro x 1" espessura) e coberta por um disco fino (3mm) de cintilador plástico. Toda vez que um fóton de 0,511 MeV ou 1,268 MeV era emitido pela fonte 1, havia uma grande probabilidade que um fóton γ fosse detectado pelo BGO e/ou o amortecimento do pósitron fosse detectado em um dos dois cintiladores. Sempre que um sinal válido em um dos detectores BGO-CsI(Tl) coincidia com um sinal dessa fonte, o evento era registrado na forma padrão (o formato das palavras encontra-se na Seção 2.2) mas com o bit destinado à fonte de calibração igual a 1. A fonte 2 era um pequeno cilindro (10 mm diâmetro x 10 mm espessura) de cintilador plástico com uma pequena quantidade ($\sim$ 10 nCi) de Am^{241} distribuído no volume antes do processo de polimerização. O cilindro foi colocado em frente à uma fotomultiplicadora e toda vez que um fóton de 60 keV era emitido pelo sistema havia uma grande possibilidade (maior que 99%) que um sinal fosse gerado no cintilador.

Os detectores 1, 2 e 3 foram colimados por quatro lâminas de Pb, de 8 mm de espessura. O campo de visão dos colimadores era 24° (FWHM) na direção vertical e 12° (FWHM) na horizontal, sendo seu eixo fixo a 50° do zênite. O colimador do detector 4 foi construído com lâminas de Pb mais finas e cobertas com Sn a fim de deter fótons fluorescentes. O mesmo campo de visada obtido para os detectores foi conseguido com a metade do comprimento para eles determinado, e uma terceira lâmina vertical.

2.4 - PLANO DE VÔO

O local escolhido para o lançamento foi Poços de Caldas, MG (latitude: $21^{o}46^{m}$S ; longitude: $46^{o}30^{m}$ W), devido à sua localização (centro do país) e às condições meteorológicas durante o período dese-

jado (época do "turn-around"). O experimento foi lançado às 00:25 TL (03:25 TU) do dia 10 de outubro de 1987, à bordo de um balão estratosférico WINZEN, de 231.990 m^3, tendo o vôo durado 14:35 h (separação às 15:00 TL). A Tabela 2.2 mostra as horas de apontamento para as fontes escolhidas (SN 1987A, CEN A, VELA X-1, PULSAR DO CARANGUEJO, CENTRO GALÁCTICO).

Conforme pode-se observar da Tabela 2.2, o experimento foi apontado para a supernova durante alguns períodos de tempo, sendo a técnica de observação do tipo "ON-OFF" (Da Costa, 1981), isto é, observava-se a supernova durante um certo tempo e em seguida desviava-se os detectores para regiões sem fontes na faixa de energia de interesse (fundo do céu), o mesmo sendo feito para as outras fontes.

O atraso de cerca de duas horas na hora inicialmente prevista para o lançamento contribuiu para que se formasse uma fina camada de gotículas de água sobre a bolha do balão, por causa da condensação noturna do vapor d'água atmosférico, causando um aumento de peso que reduziu sua velocidade de ascensão. Isso impediu que a subida fosse normal, e o teto foi atingido por volta das 5:30 TL (3,07 mb).

As fitas escolhidas inicialmente para a análise foram obtidas depois que o balão atingiu valores de pressão menores que 4 mb, e fitas de dados obtidos à pressões mais altas (na altura da troposfera) poderão ser analisadas futuramente para verificação da variação da taxa de contagens com a variação da pressão. A Figura 2.10 mostra a variação da pressão durante todo o tempo de vôo, e a Figura 2.11 mostra o comportamento do magnetômetro de controle com o tempo, durante o apontamento para a supernova e para o fundo do céu. Observa-se algumas flutuações nos gráficos correspondentes aos valores das tensões dos magnetômetros, que podem ser explicados por alguns problemas no sistema de telemetria durante esse período, tendo possivelmente gerado ruídos que interferiram na transmissão.

TABELA 2.2

PLANO DE VÔO DO EXPERIMENTO SUGAR 87

HORA LOCAL	FONTE OBSERVADA	PRESSÃO (mb)	AZIMUTE (°)
00:30	SN 1987A	1512,25	163
1:45	SN 1987A	47,12	163
3:40	FUNDO DO CÉU	6,08	153
5:35	SN 1987A	4	170
6:15	FUNDO DO CÉU	3,07	221
6:30	CARANGUEJO + FUNDO	3,07	221
8:10	FUNDO + SN 1987A	3	240
9:20	CEN A + FUNDO	3	140
10:10	SN 1987 A + VELA X-1	3	200
11:10	FUNDO DO CÉU	3,3	235
11:48	VELA X-1	3,44	252
12:22	FUNDO + CENTRO GALÁTICO	3	154
13:00	CENTRO GALÁTICO	3	100
13:40	CENTRO GALÁTICO	3	100
14:17	CEN A	3	230
15:00	CEN A	3	230

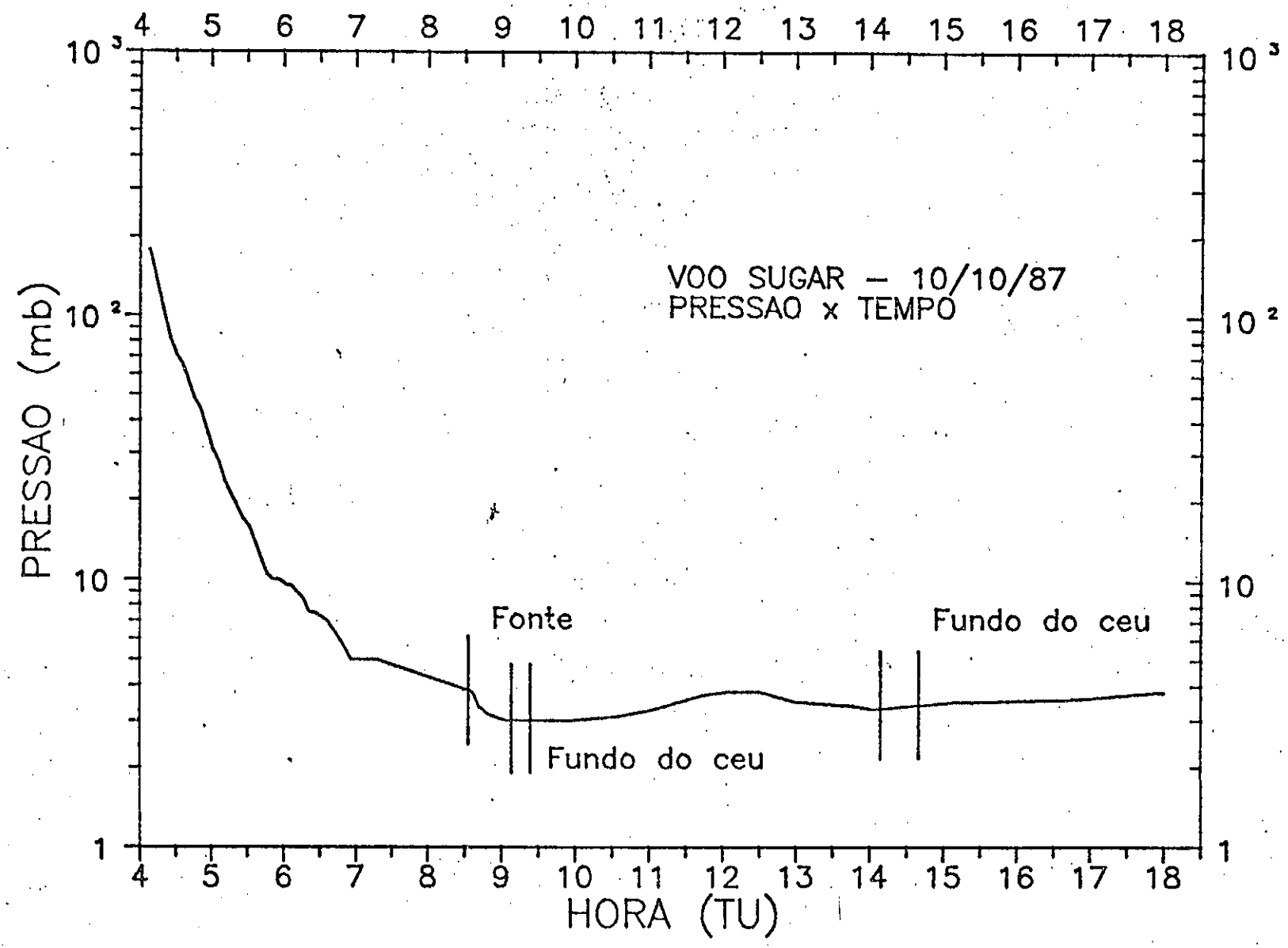


Fig. 2.10 Variação da pressão durante o tempo de vôo.

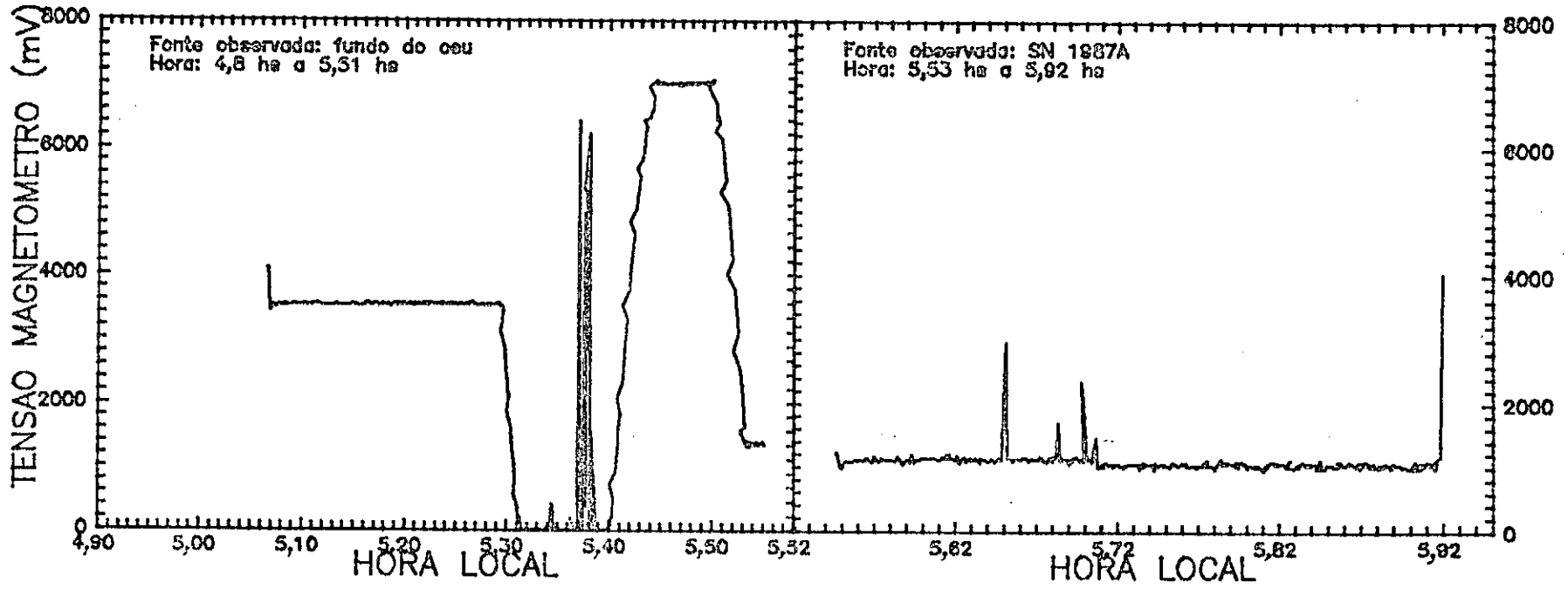


Fig. 2.11 - Comportamento do magnetômetro de posição durante os horários de apontamento para a supernova e para o fundo do céu.

(Continua)

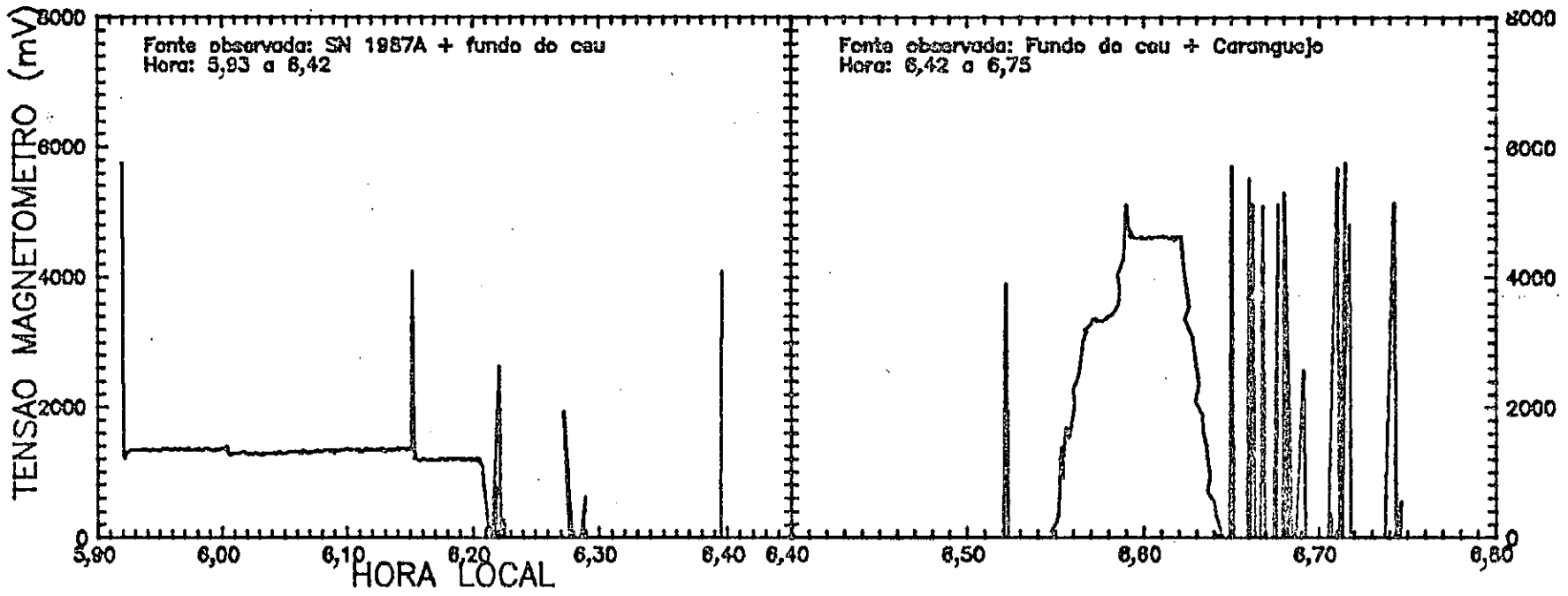


Fig. 2.11 - Conclusão.

CAPÍTULO 3

REDUÇÃO DOS DADOS

As fitas do vôo SUGAR 87 foram inicialmente convertidas na EMBRAER por causa da semelhança entre os sistemas utilizados (inclusive o mesmo tipo de computador) pelo grupo italiano em sua base de lançamento de balões (Sicília, Itália) e pelo pessoal do DTE/TEV/VVR da EMBRAER. Isso permitiu uma montagem eficiente dos arquivos na fita, simplificando o trabalho de redução, que seria inicialmente feito no computador BURROUGHS B6800 do INPE. Esse computador foi utilizado pelo DAS para reduções e análises de dados dos últimos vôos de balões até o experimento PULSAR 86 (ver, por exemplo, Braga, 1984). Contudo, a sobrecarga de usuários no B6800 e o processo relativamente lento de I/O e manipulação dos dados dentro deste, em comparação com os microcomputadores do tipo IBM-PC fizeram com que se desse preferência aos PCs.

3.1 - EXTRAÇÃO DOS DADOS

Durante o vôo foram obtidas 38 fitas analógicas, que foram transformadas em fitas digitais na EMBRAER. Após a conversão, havia 19 fitas do gravador RACAL, gravadas em densidade de 1600 bpi, e as 19 fitas gravadas no gravador AMPEX foram compactadas em 4 fitas com densidades de 6250 bpi, todas tendo sido gravadas em ASCII. Somente foram analisadas as fitas que continham dados do codificador PCM A. A redução foi feita no próprio INPE, usando mcrocomputadores do tipo IBM-PC, contendo disco duro, e a leitora de fitas do SITIM (Sistema de Tratamento de Imagens) do Departamento de Astrofísica do INPE e do I-100.

Todo o software utilizado na redução dos dados foi especialmente criado para esse fim. Foram desenvolvidos programas em duas linguagens, BASIC e C , sendo principalmente utilizado o BASIC avançado. A velocidade de execução do BASIC nos microcomputadores uti-

lizados fez com que se desse preferência à ele, em detrimento do FORTRAN normalmente utilizado nesse tipo de tarefa.

3.2 - FORMATAÇÃO DOS ARQUIVOS

Cada registro (que será doravante chamado de bloco) gravado na fita possui 12.332 bytes, sendo 44 relativos ao cabeçalho e os outros 12.288 distribuidos por três sub-blocos de 4.096 bytes cada. Um sub-bloco possui 32 "frames", cada um contendo 32 palavras. A primeira palavra de cada "frame" é a palavra de sincronismo (em base hexadecimal, FA00F300, conforme mencionado na seção 2.2) e a segunda é a palavra de identificação do "frame", que funciona como um contador. Cada palavra contém 4 bytes sendo que dois são sempre 00, conforme observado, por exemplo, na palavra de sincronismo. O formato padrão é HH00HH00, onde HH é um algarismo hexadecimal. A Figura 3.1 mostra o esquema da divisão dos registros.

O cabeçalho contém, além de informações sobre a subdivisão dos registros, os valores do tempo do início de cada sub-bloco. Cada conjunto de 20 blocos foi considerado um arquivo, utilizado como arquivo de entrada para os programas em BASIC. As fitas RACAL possuem em média 85 arquivos, enquanto as AMPEX têm cerca de 115. O tamanho de cada arquivo é de 246.640 bytes, exceto o primeiro e o último de cada fita, que são um pouco menores devido às mensagens de rótulo que a fita traz em seu início, e às mensagens de fim de arquivo (EOF) em seu final.

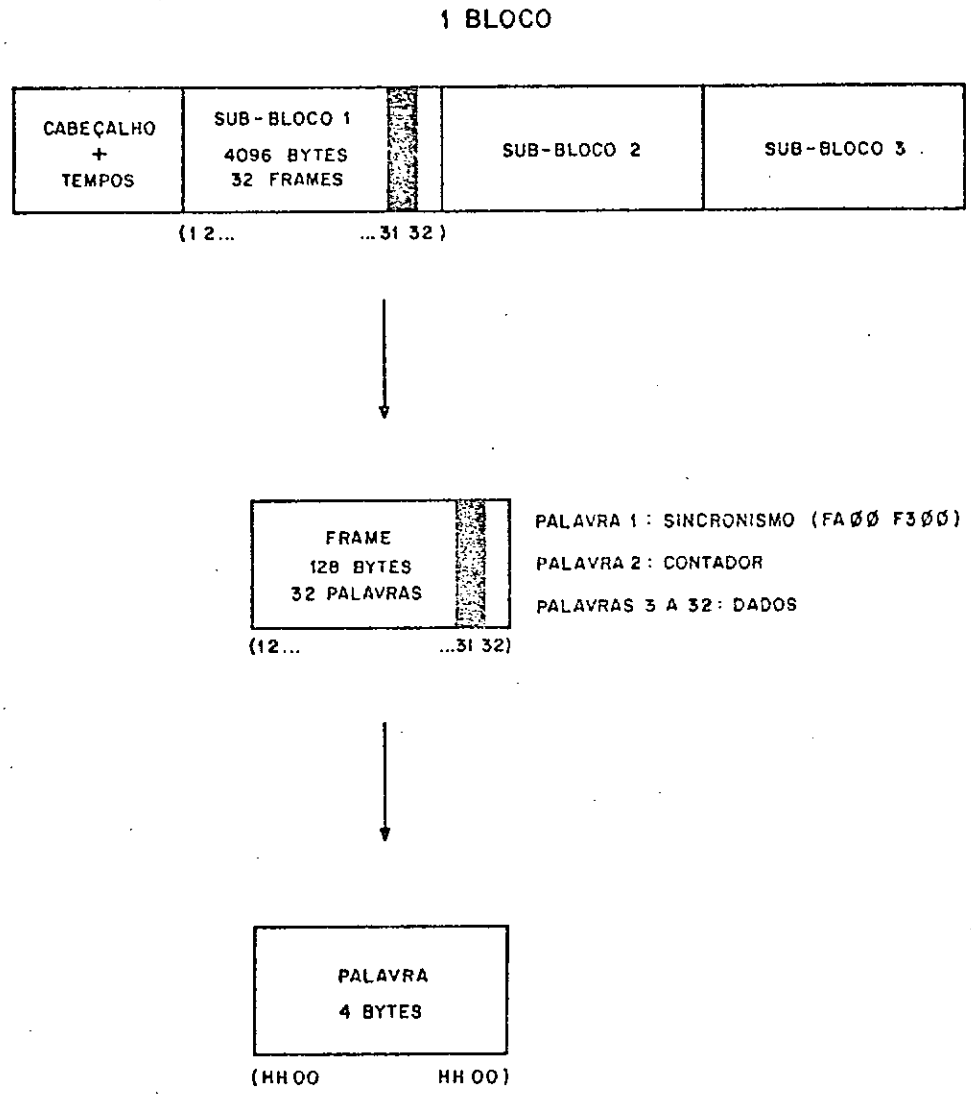


Fig. 3.1 - Esquema das divisões dos registros.

A partir do "baud rate" do PCM A, pode-se facilmente mostrar que o tempo de duração de cada sub-bloco é de 262,144 ms. Baseados nesses dados, foi possível ajustar alguns problemas nos tempos devido a dados não aceitos pelo sincronizador de bits, provavelmente por erros de paridade. Nos arquivos de tempo observou-se que, eventualmente, o intervalo de tempo entre dois sub-blocos consecutivos era maior que 262 ± 1 ms, indicando que houve perda de sincronismo, e algumas palavras foram perdidas.

A correção para o tempo morto foi feita desprezando-se inteiramente os "frames" que hovessem perdido o sincronismo. Para as três fitas analisadas (SN 1987A e fundo do céu), a correção para essas perdas foi muito pequena; durante o tempo de observação da supernova, a porcentagem para o "tempo morto" foi de 1,03%; na primeira observação do fundo do céu, 0,397% e na segunda observação do fundo do céu, 0,039%.

As fitas utilizadas na redução foram escolhidas de acordo com a Tabela 2.2 (seção 2.3). Após a leitura, obteve-se 42 minutos de observação da supernova e 9 minutos de ruído de fundo observado imediatamente depois da fonte. Obteve-se também 22 minutos de ruído de fundo em outro horário, cerca de cinco horas após a observação da supernova.

CAPÍTULO 4

ANÁLISE E DISCUSSÃO DOS RESULTADOS

Os espectros brutos obtidos durante os três intervalos de observação são apresentados nas Figuras 4.1a, 4.1b e 4.1c, normalizados para contagens/seg. Pode-se observar a presença da linha de 0,511 MeV nos detectores 1, 2 e 3; o detector 4 apresenta um espectro contínuo para uma faixa de energia entre 0,060 e 0,270 MeV.

Devido a problemas no magnetômetro de posição, o apontamento após 6:30 TL apresentou algumas irregularidades. Às 11:19 TL apontou-se novamente para o fundo do céu, mas as contagens observadas apresentavam valores mais altos que os da fonte+fundo do céu (5:32 às 6:15 hs) e fundo do céu somente (6:15 às 6:24 hs). Foram estudadas algumas possibilidades que justificassem esse aumento. Pensou-se inicialmente numa explosão solar, mas dados fornecidos pelo Departamento de Geofísica e Aeronomia do INPE indicavam que o dia do vôo não apresentou atividade significativa. Observou-se também pressão e temperatura, comparando-as com os os valores lidos no intervalo de 5:32 às 6:15 hs. A pressão esteve dentro da mesma faixa anterior (3,5 mb - 3,1 mb) e a temperatura interna lida nos sensores próximos aos transmissores e ao conversor analógico-digital não apresentou uma variação significativa. Como não houve variação de temperatura ou pressão que justificasse esse aumento, a alternativa restante, sugerida por um aumento nas contagens do espectro de tempo dos detectores, é que algum componente do sistema eletrônico (possivelmente o analisador de forma de pulsos) não estava funcionando corretamente. Isso permitiria um "vazamento" de eventos do CsI para baixo do limiar de detecção do tempo de relaxação do BGO, aumentando assim as contagens registradas no BGO. Essa idéia foi endossada pelo grupo co-participante do experimento SUGAR 87 (Costa, 1988). Decidiu-se então não utilizar essas contagens de fundo do céu e com isso, a análise deste trabalho restringir-se-á às observações obtidas para dois intervalos: fonte+fundo do céu (doravante F+RF) e o do fundo do céu somente (doravante RF).

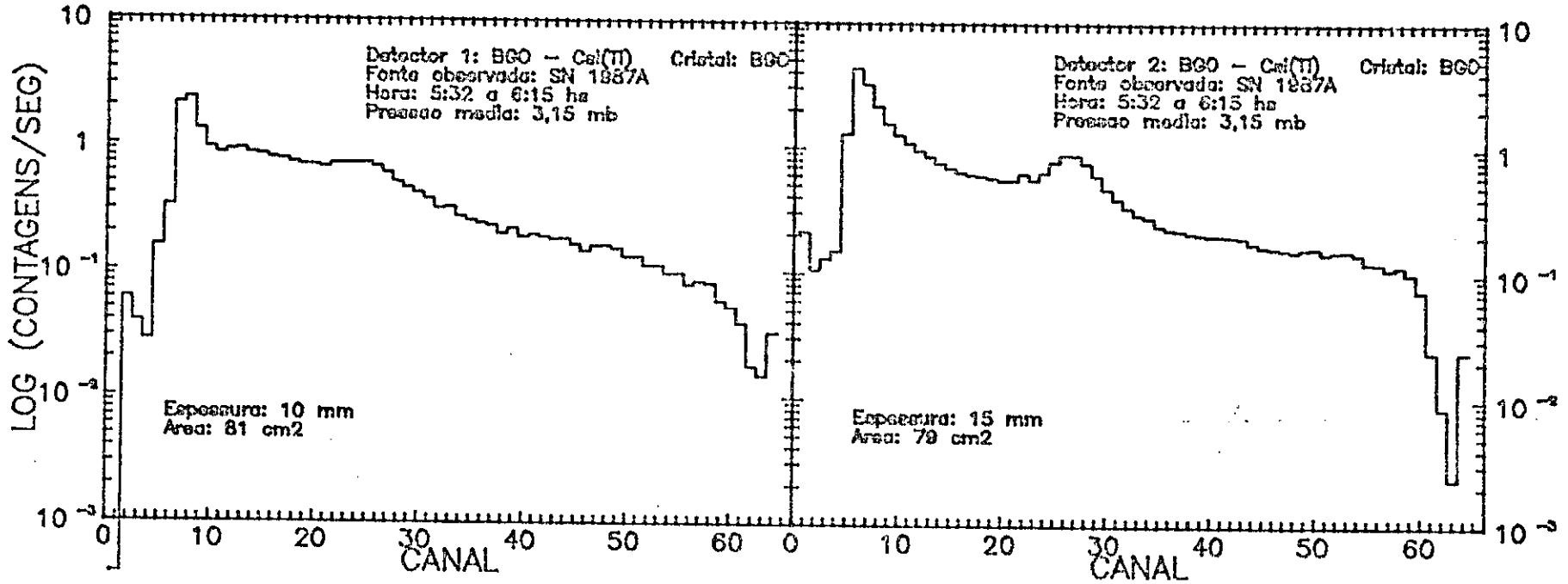


Fig. 4.1 - Espectros brutos obtidos durante as observações da supernova

(Continua)

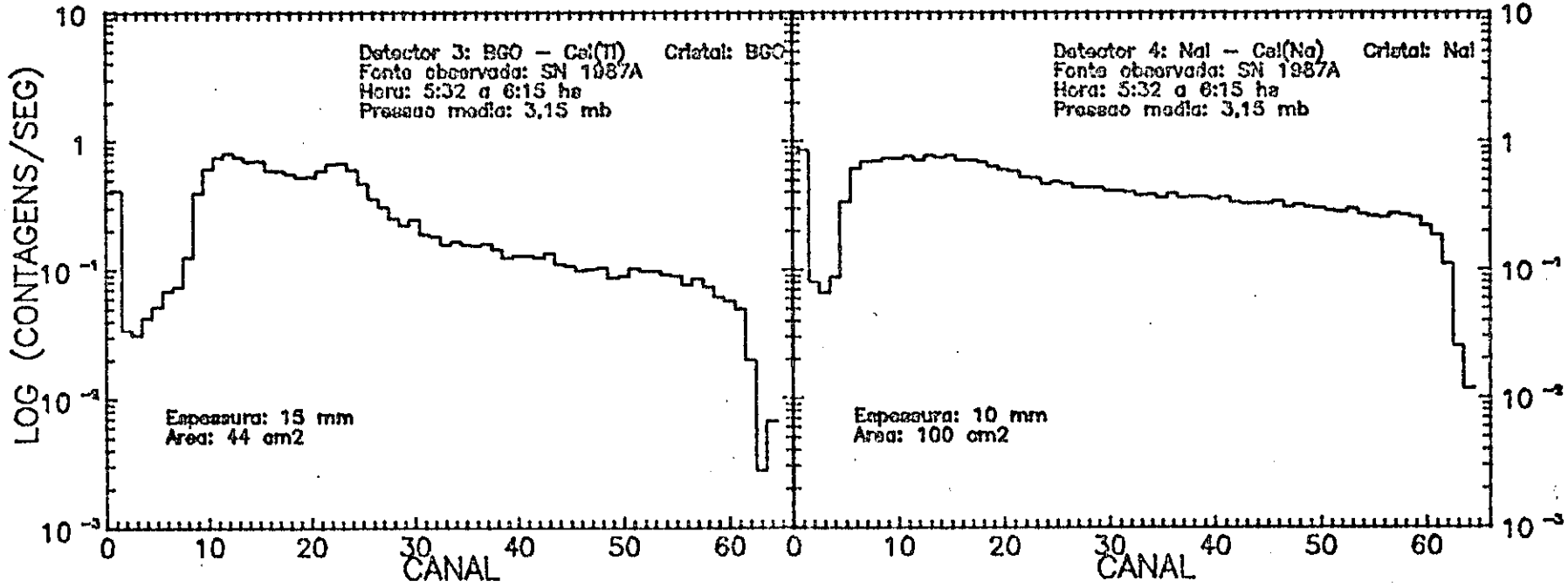


Fig. 4.1a – Conclusão.

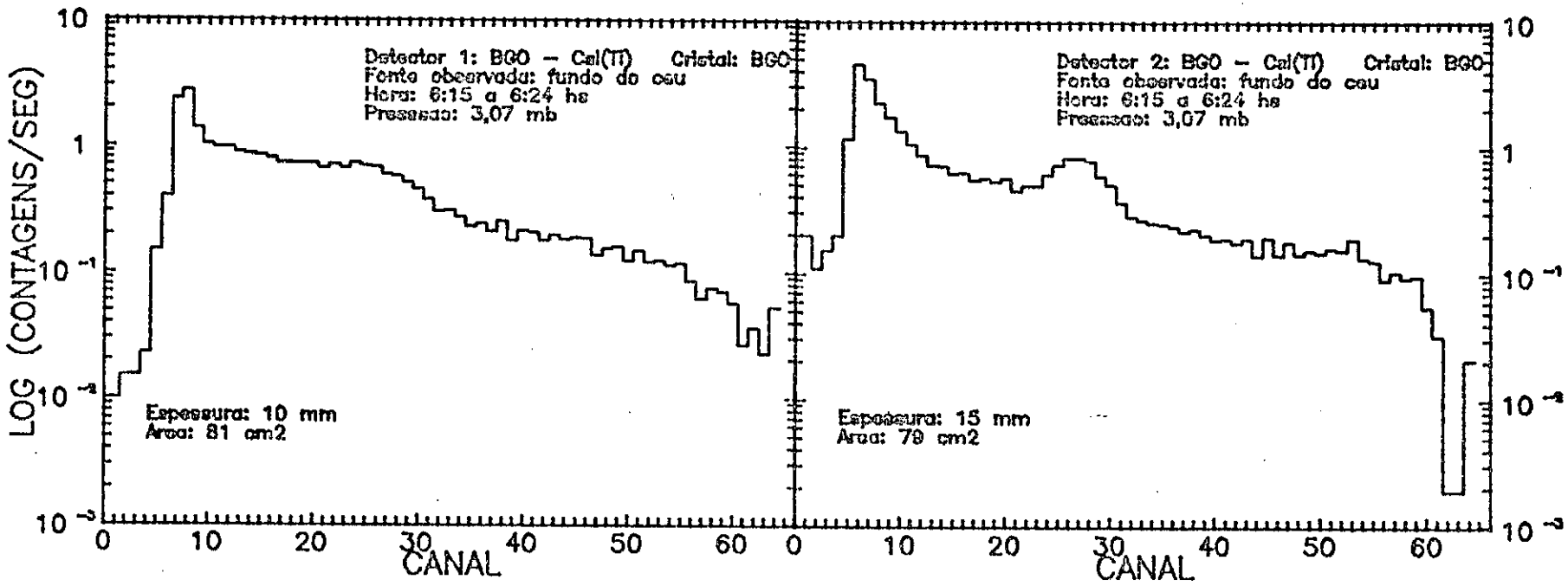


Fig. 4.1 - Idem, fundo do céu 1.

(Continua)

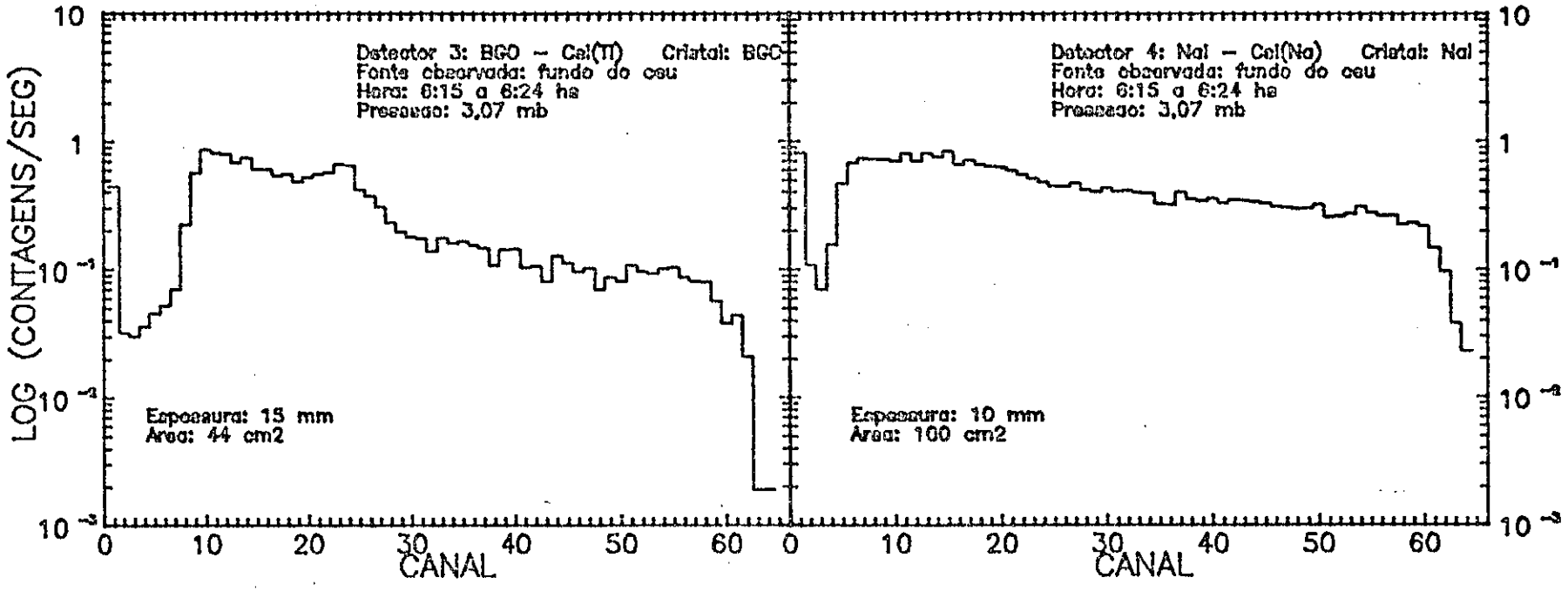


Fig. 4.1b - Conclusão.

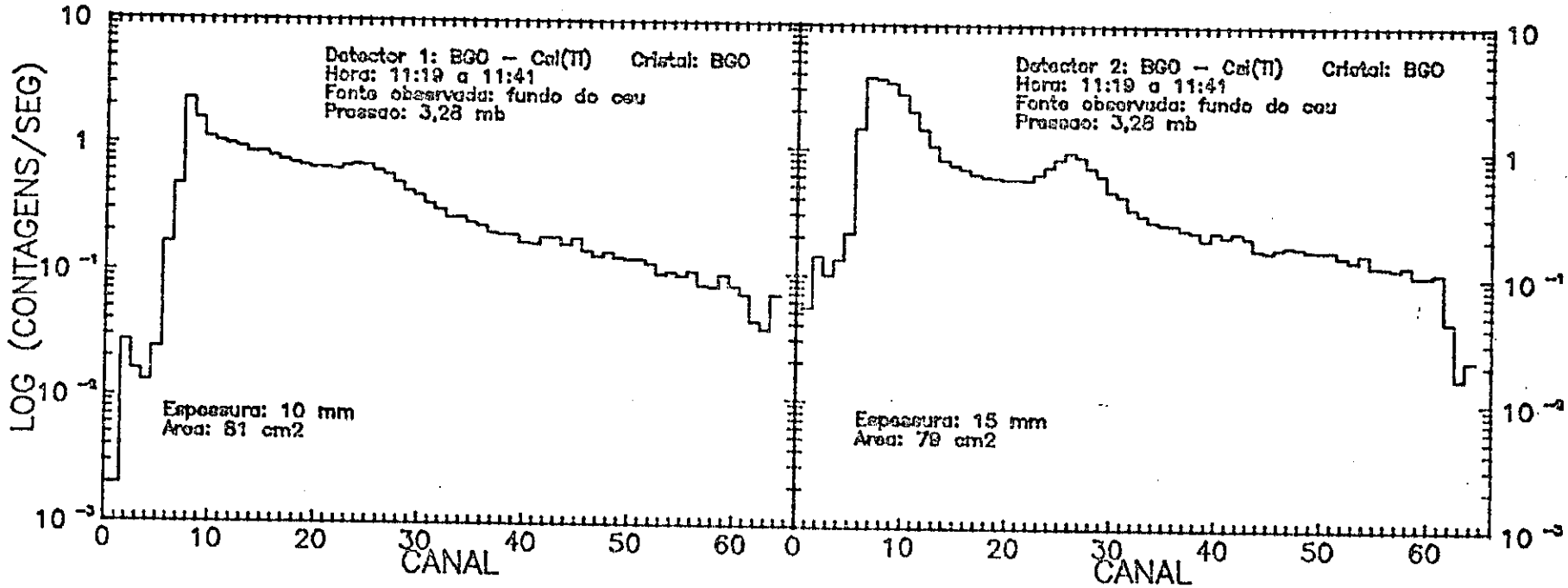


Fig. 4.1 - Idem, fundo do céu 2.

(Continua)

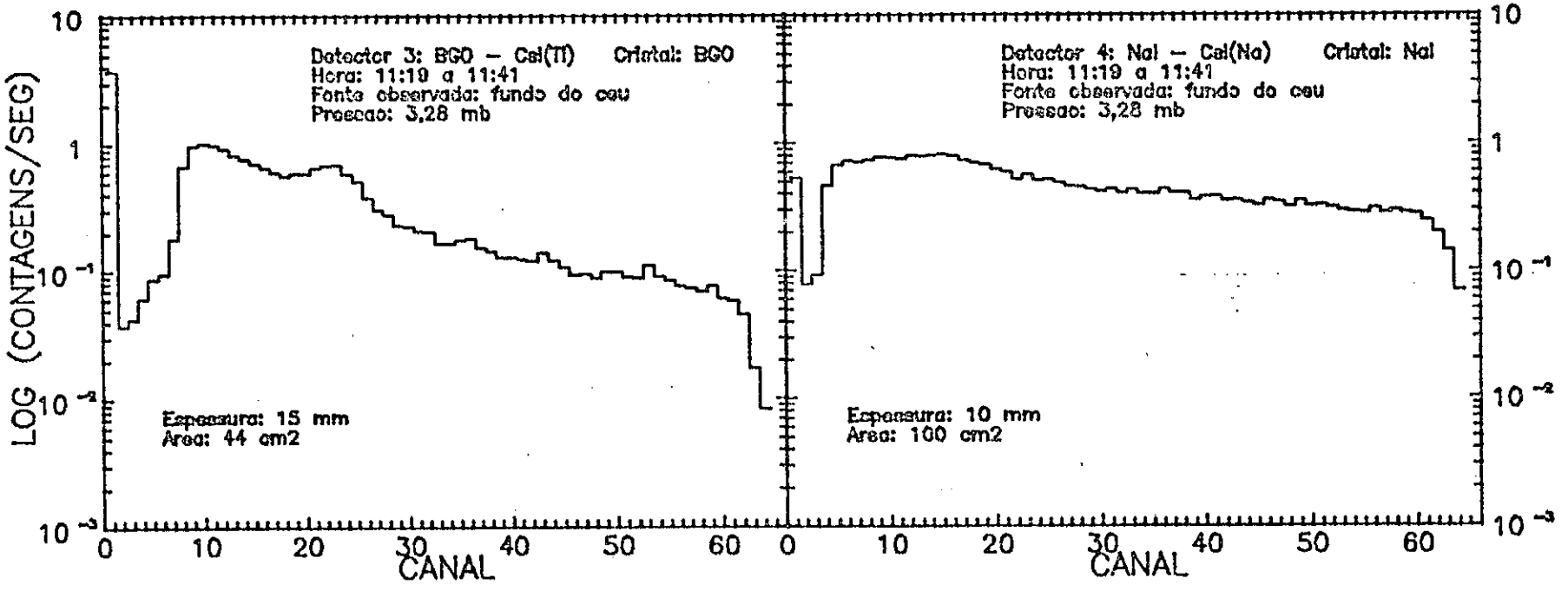


Fig. 4.1c - Conclusão.

Durante esse intervalo (F+RF e RF) o apontamento para a supernova foi feito antes dos detectores atingirem o teto de vôo (3,02 mb). Desistiu-se então de tentar uma normalização para a pressão média durante a observação do ruído de fundo, optando-se por uma estimativa de quanto tempo o balão passou em cada intervalo de pressão, através dos valores da curva da Fig. 2.9. Os detectores passaram cerca de 66% do tempo de observação da supernova a uma pressão entre 3,3 mb e 3,0 mb e 34% entre 3,8 mb e 3,3 mb. Estimou-se então um valor médio entre 3,15 ± 0,15 mb.

Os espectros obtidos a partir das fontes de calibração são mostrados nas Figs. 4.2 e 4.3 para F+RF e RF. Os picos de 0,511 MeV e 1,274 MeV aparecem claramente em todos os espectros. Fez-se um ajuste de mínimos quadrados (Bevington, 1969) para determinar a posição dos centróides e da abertura (1σ). As curvas de calibração em vôo para F+RF e RF aparecem na Figura 4.4. Na Tabela 4.1 são colocados os resultados do ajuste durante os mesmos intervalos.

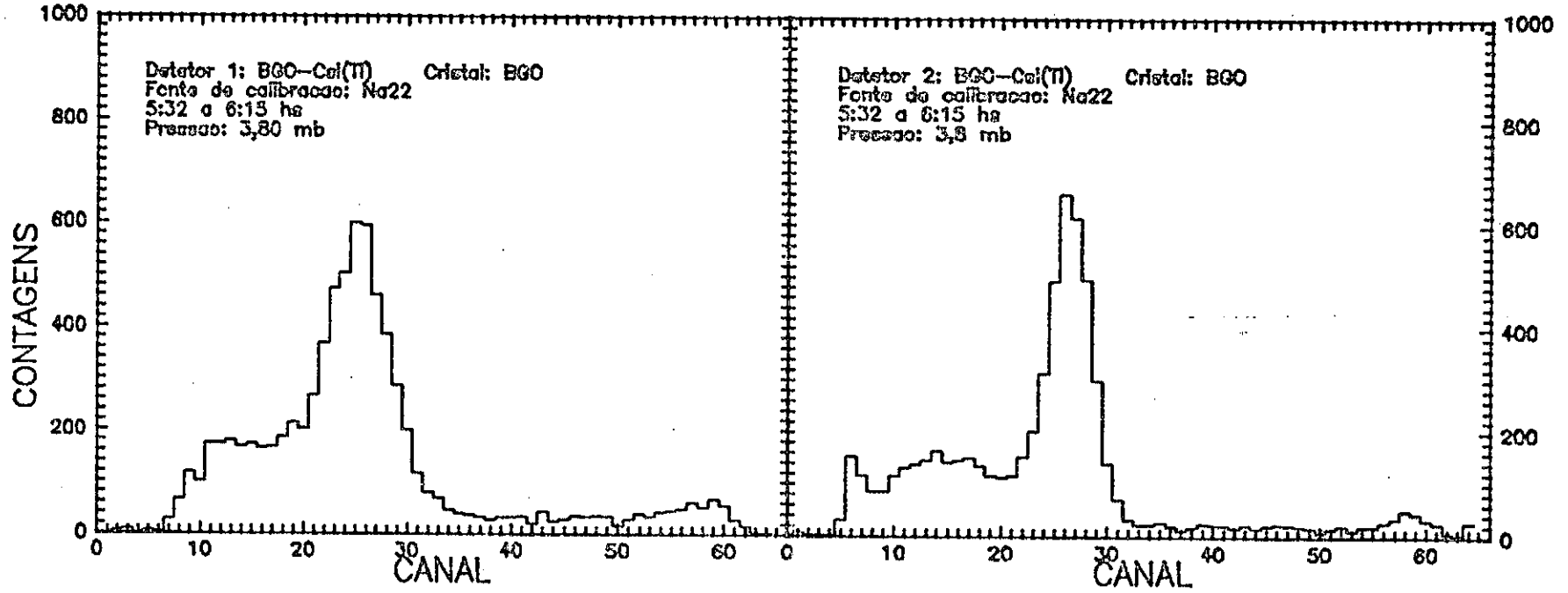


Fig. 4.2 - Espectros da fonte de calibração Na^{22} obtidos durante as observações da supernova.

(Continua)

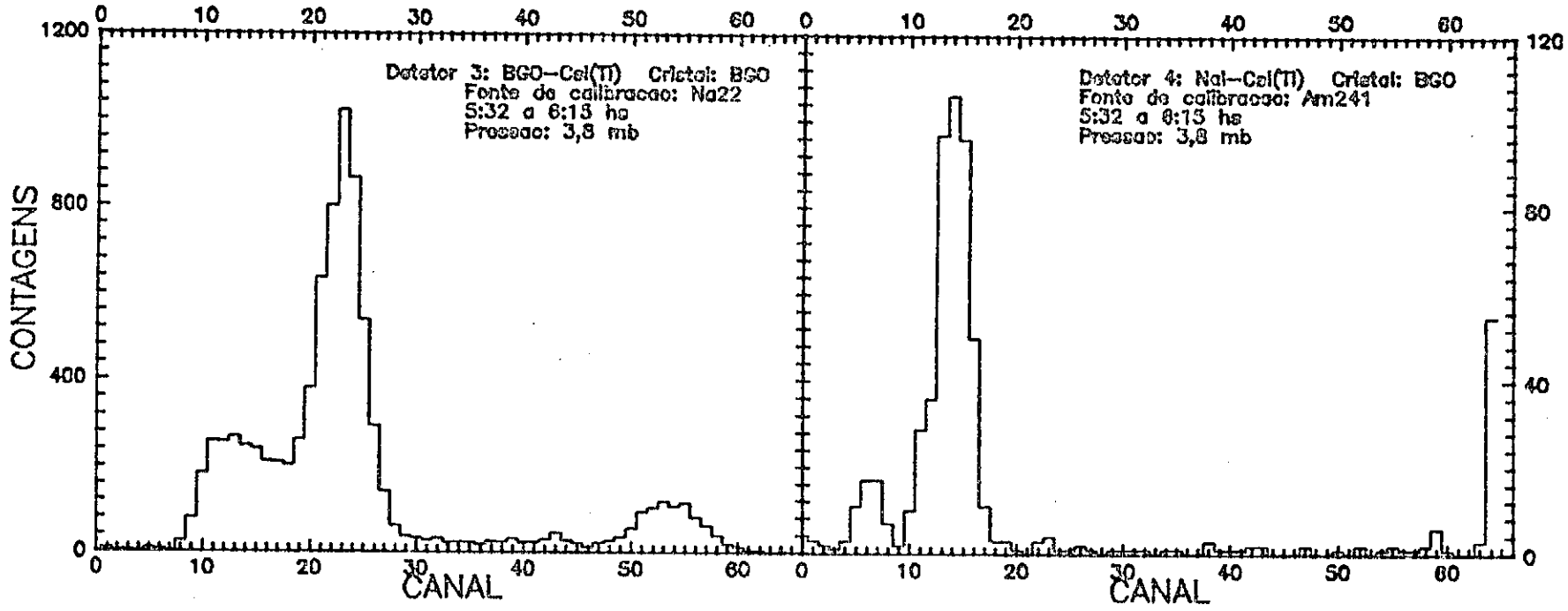


Fig. 4.2 - Conclusão.

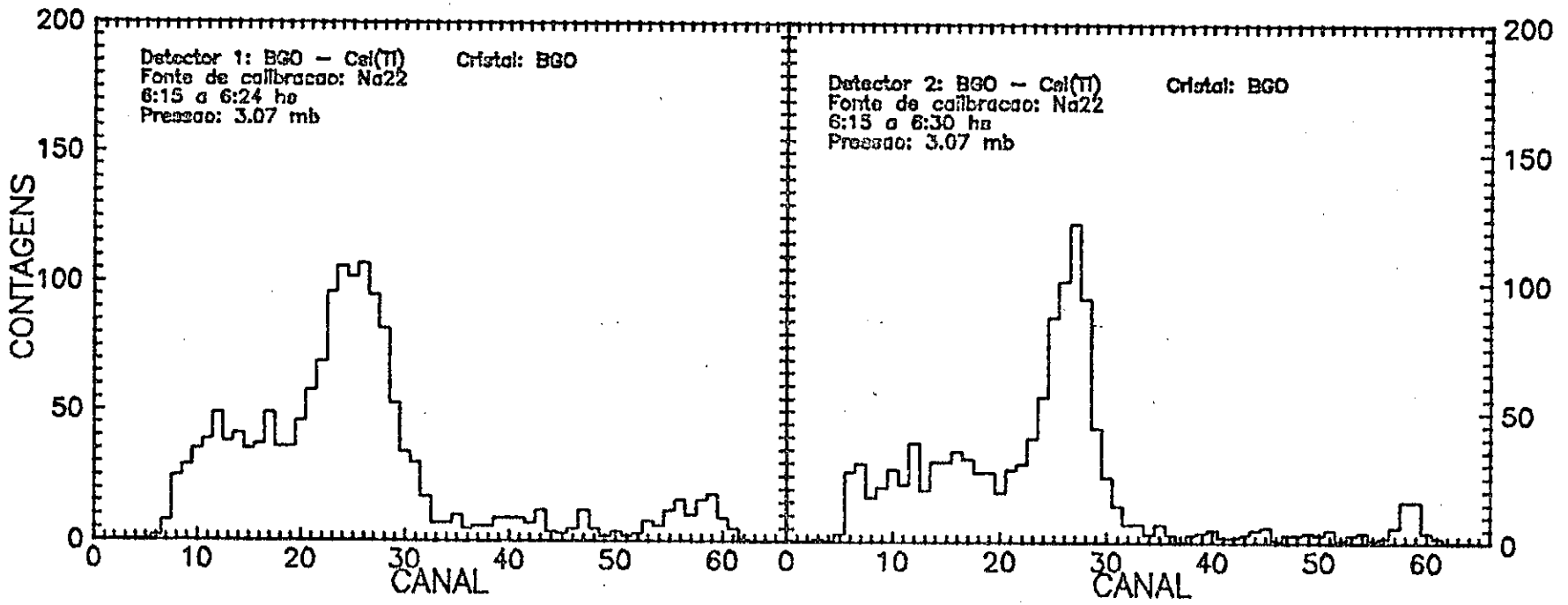


Fig. 4.3 - Espectros da fonte de calibração Na^{22} obtidos durante as observações do fundo do céu.

(Continua)

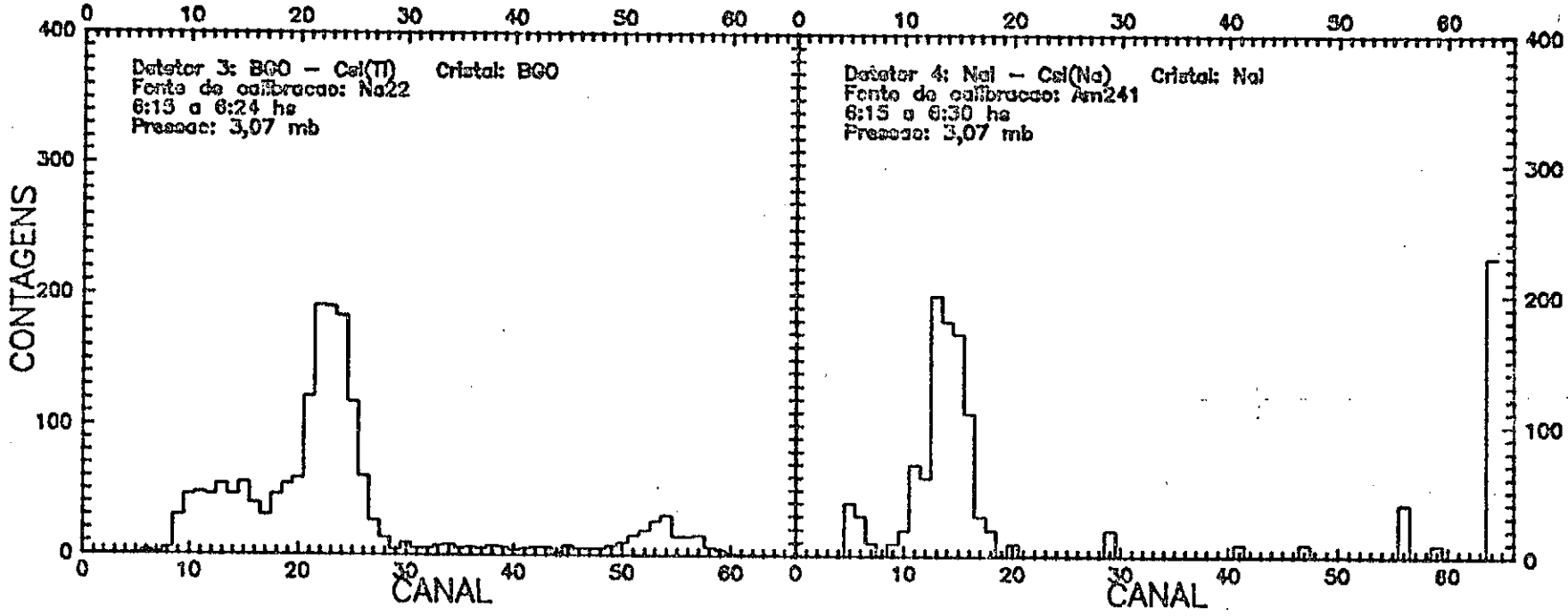


Fig. 4.3 - Conclusão.

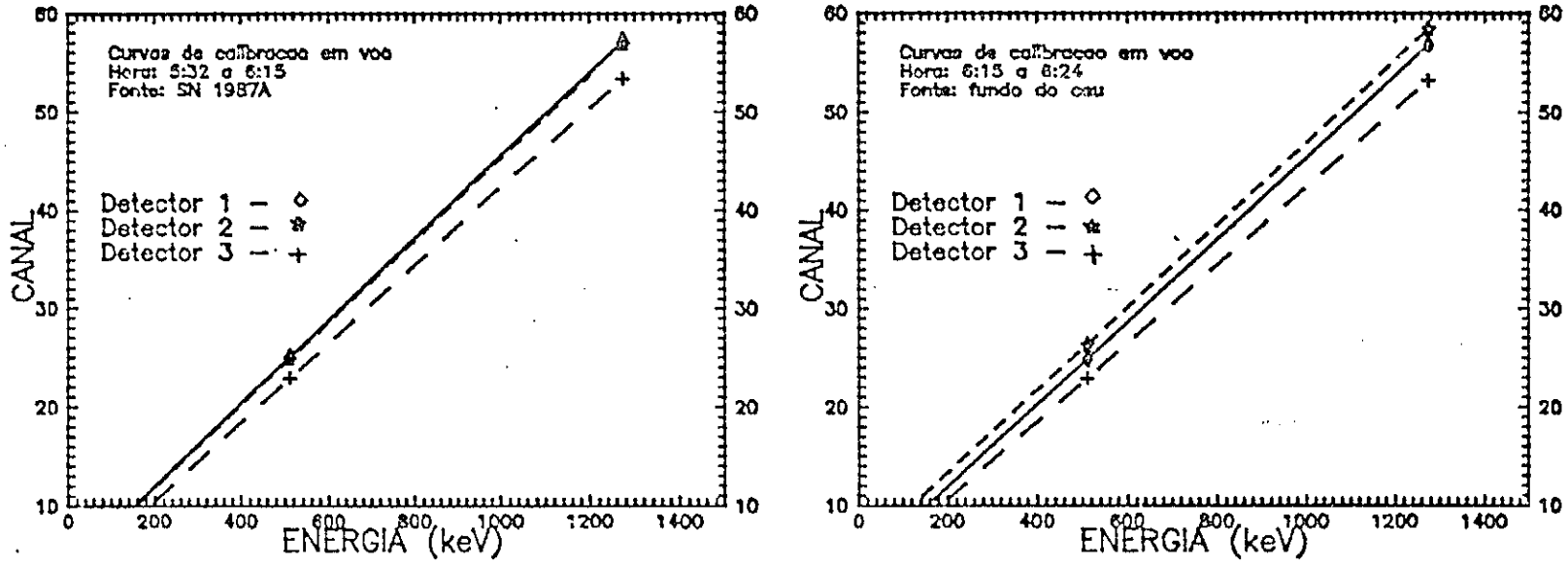


FIG. 4.4 - Curvas de calibração em vôo para os detectores 1, 2 e 3.

TABELA 4.1

VALORES OBTIDOS DURANTE A CALIBRAÇÃO EM VÔO DOS DETECTORES DO EXPERIMENTO SUGAR 87

DETECTOR	APONTAMENTO	CANAL	
		ENERGIA (511 keV)	ENERGIA (1274 keV)
1	F + RF	25,1	57,1
	RF	24,9	56,8
2	F + RF	26,4	57,8
	RF	26,3	58,4
3	F + RF	22,9	53,4
	RF	22,9	53,3

4.1 - ANÁLISE DAS CONTAGENS

Desenvolveu-se, a partir das curvas de calibração, um programa que somasse as contagens para os intervalos de energia pré-determinados, e fornecendo como saída a Tabela 4.2, com o número de contagens por segundo e os respectivos desvios padrão para cada intervalo, para os detectores 1, 2 e 3..

TABELA 4.2

VALORES OBTIDOS DE CONTAGENS/SEG NAS FAIXAS DE ENERGIA DE

0,1 - 0,2 MeV, 0,2 - 0,4 MeV, 0,4 - 0,8 MeV, 0,8 - 1,2 MeV

DETECTOR	APONTAMENTO	ENERGIA (MeV)			
		0,1 - 0,2	0,2 - 0,4	0,4 - 0,8	0,8 - 1,2
1	F + RF	5,88 ± 0,05	6,73 ± 0,05	8,39 ± 0,06	2,80 ± 0,03
	RF	6,73 ± 0,11	6,85 ± 0,11	8,56 ± 0,13	2,94 ± 0,07
2	F + RF	4,67 ± 0,04	5,26 ± 0,04	8,43 ± 0,06	2,87 ± 0,03
	RF	5,06 ± 0,10	5,03 ± 0,10	8,02 ± 0,12	2,85 ± 0,07
3	F + RF	0,94 ± 0,02	5,41 ± 0,05	6,31 ± 0,05	1,99 ± 0,03
	RF	1,35 ± 0,05	5,46 ± 0,11	6,00 ± 0,11	1,87 ± 0,06

As faixas de energia em que o espectro foi dividido foram escolhidas de modo que dentro de cada faixa estivesse encaixada alguma linha importante do ruído de fundo atmosférico ou do espectro de raios γ, a saber:

a) 0,100 - 0,200 MeV: apesar da possibilidade de haver contaminação por fótons X duros ou γ de baixa energia espalhados pela estrutura da gôndola, feita de Al, pode-se também encontrar algumas linhas do ruído de fundo atmosférico (0,180 MeV e 0,191 MeV).

b) 0,200 - 0,400 MeV: tentou-se inicialmente identificar um padrão observado nos detectores 1 e 2 com uma linha de ruído de fundo atmosférico (energia de 0,204 MeV) citada por Haymes et alii durante a observação de linhas do Centro Galáctico. Entretanto, apesar do mesmo padrão aparecer durante diversos outros intervalos de observação (Figs. 4.5a e 4.5b), essa idéia foi descartada ao comparar-se o valor da energia obtido da curva de calibração, pois as energias correspondentes a esses canais (diferentes para cada detector e para os dois tempos de observação) estavam bem abaixo de 0,204 MeV.

c) 0,400 - 0,800 MeV: a linha de 0,511 MeV destaca-se nos 3 detectores. Eventualmente ela poderia ser usada para complementar as informações fornecidas pela fonte de calibração, mas os valores da Tabela 4.1 mostram que a variação no ganho dos canais não excedeu a 2%. Pelo ajuste de regressão linear constatou-se que os canais dos espectros de vôo e da calibração correpondentes ao pico de 0,511 MeV estavam quase sempre superpostos.

d) 0,800 - 1,200 MeV: devido à presença da linha de 0,847 MeV nessa faixa esperava-se obter uma taxa de contagens para F+RF superior a de RF em pelo menos 3 σ.

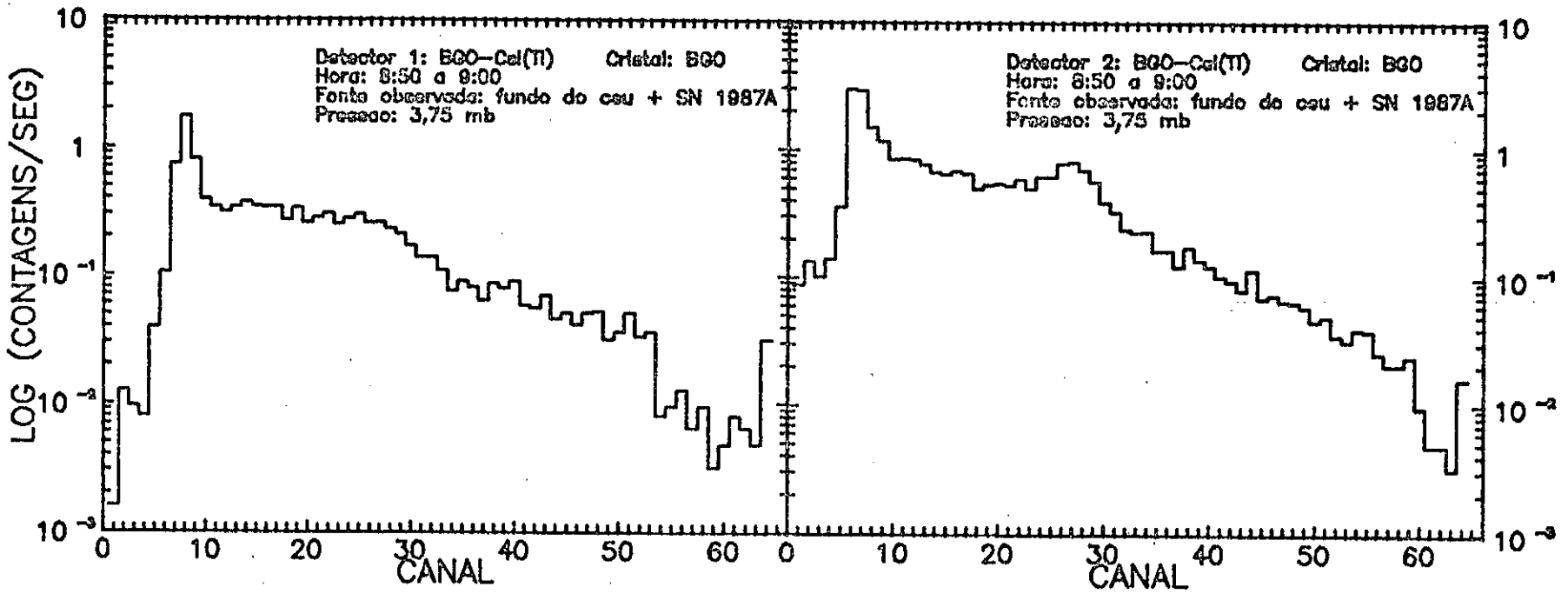


Fig. 4.5 - Espectros brutos obtidos durante as observações do fundo do céu 1 e fundo do céu 2 (8:50 h a 9:30 h).

(Continua)

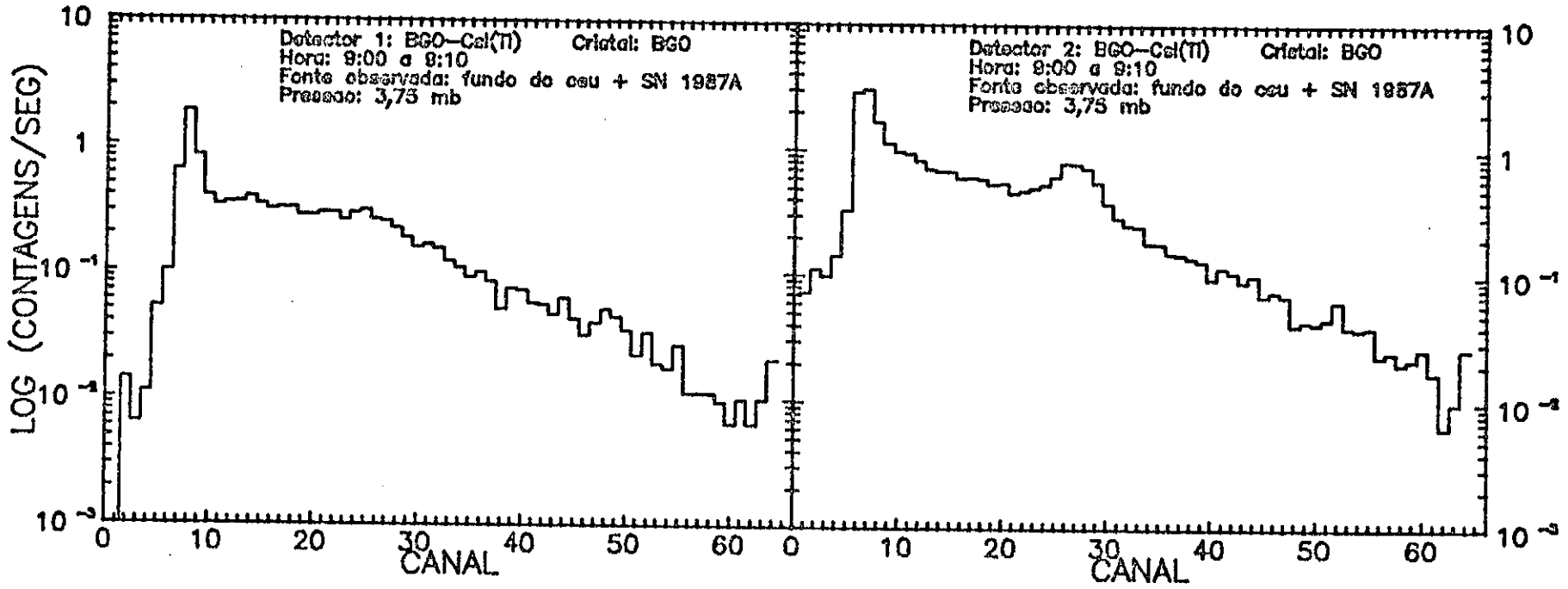


Fig. 4.5 - (Continua)

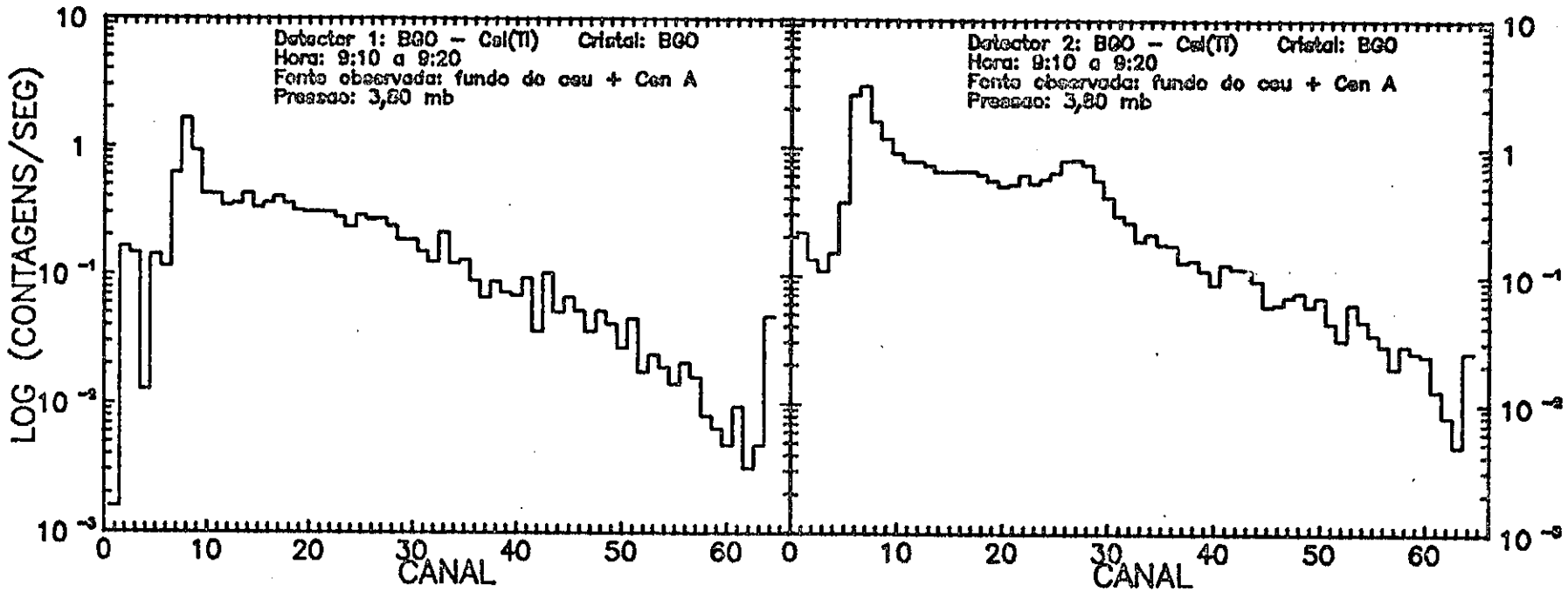


Fig. 4.5 - (Continua)

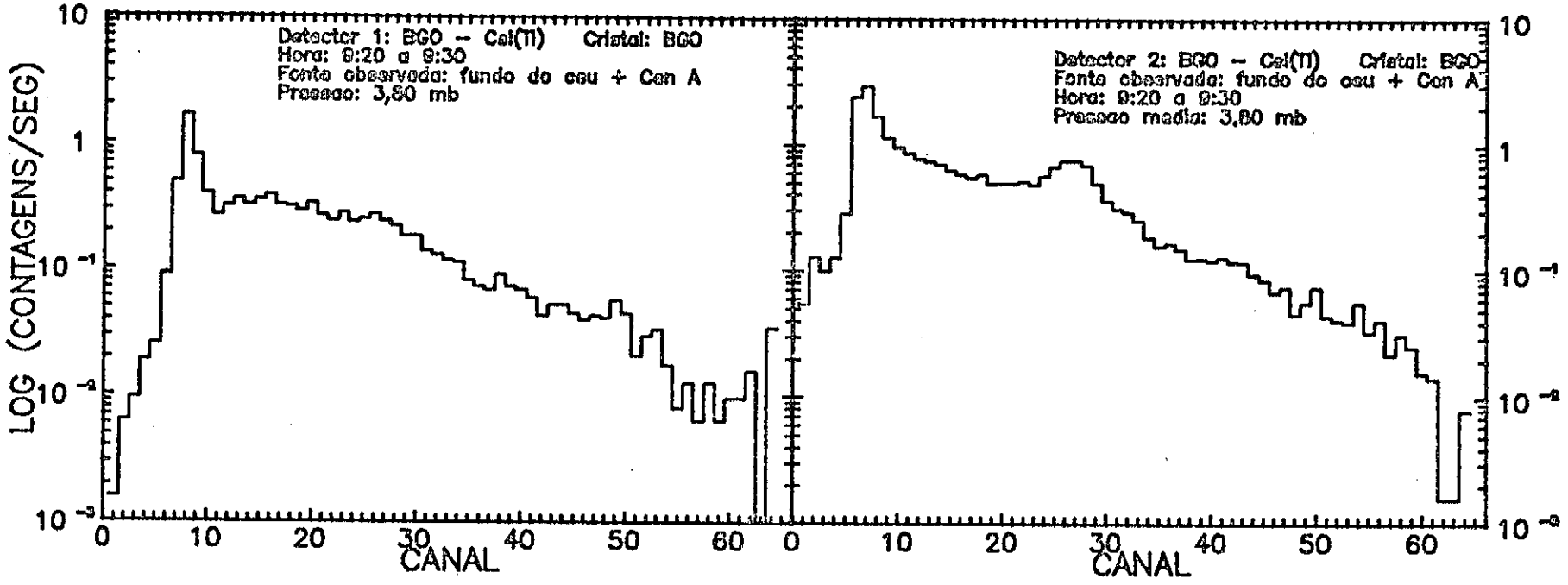


Fig. 4.5 - Conclusão.

A Figura 4.6 apresenta os valores de contagens/seg nas faixas de energias mencionadas anteriormente. Para que as contagens observadas pudessem ser consideradas significativas com 99% de certeza, seria necessário que a contribuição de F+RF superasse a de RF em, pelo menos, 3 σ. Entretanto, nota-se claramente que os valores obtidos confundem-se dentro de um intervalo de 3 σ, estando, portanto, dentro das variações estatísticas.

4.2 - ESTIMATIVA DE UM LIMITE SUPERIOR PARA O FLUXO

Como as taxas de contagens observadas não mostraram nenhum sinal evidente da supernova e levando-se em conta que o tempo de apontamento foi pequeno, decidiu-se verificar a sensibilidade dos detectores olhando para F+RF e RF e estabelecer um limite superior com 2 σ. Partiu-se então para o cálculo das eficiências dos detectores, levando-se também em conta a absorção atmosférica. O procedimento baseia-se na relação entre as intensidades incidente e transmitida pelo detector, dando como resultado um valor teórico para a eficiência, mas que não difere muito (< 5%) dos valores experimentais medi-

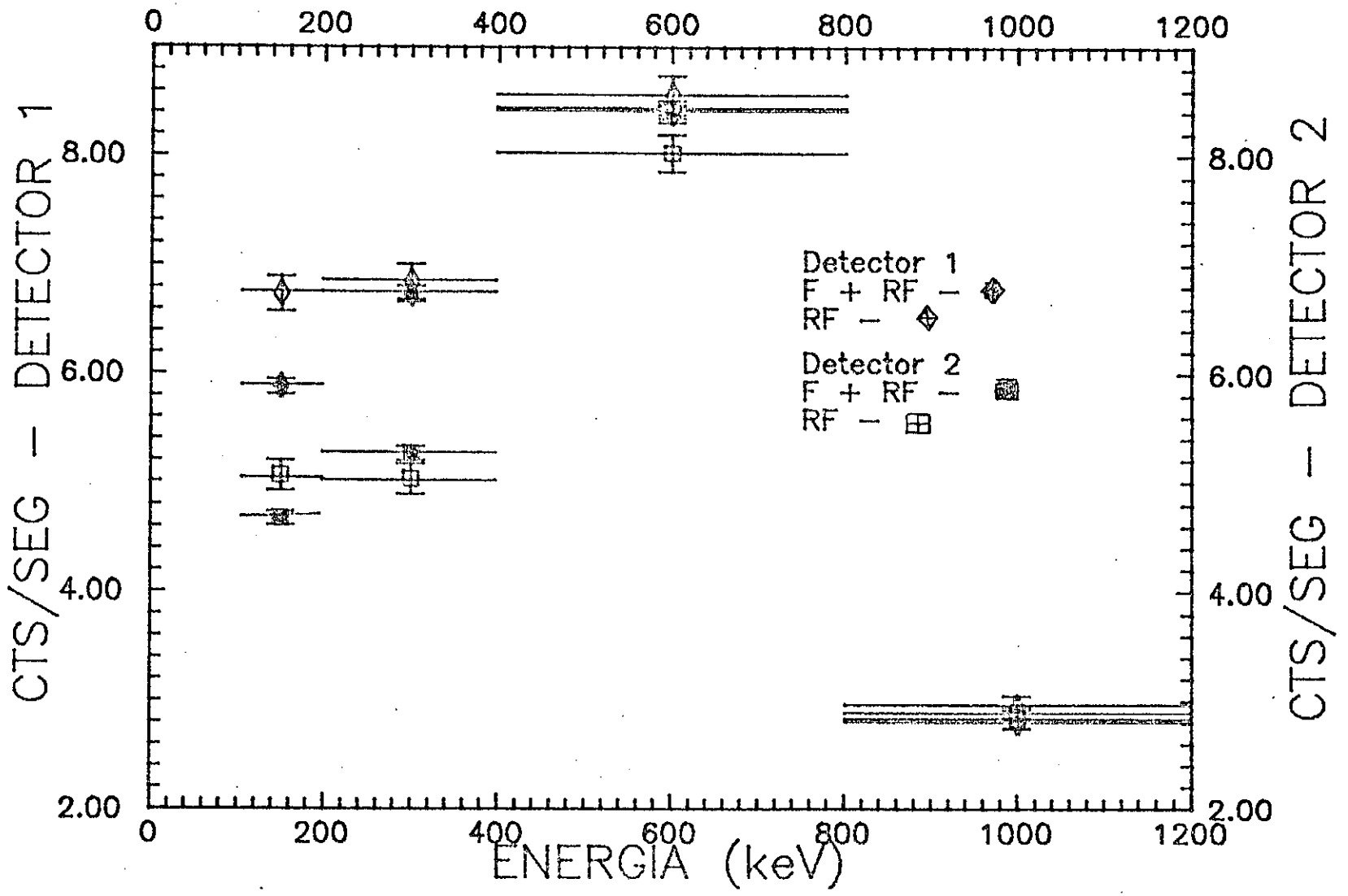


Fig. 4.6 - Espectro de contagens/seg x energia para as faixas de 0,1 - 0,2 keV,0,2 - 0,4 keV, 0,4 - 0,8 keV e 0,8 - 1,2 keV para os detectores 1, 2 e 3.

dos. Considerando-se um feixe de radiação de intensidade I_0 incidindo sobre a atmosfera terrestre, a parcela da radiação que atingirá o sistema é I_1 onde:

$$I_1 = I_0 \exp(-\mu_{atm} \cdot d_{atm}) \tag{4.1}$$

sendo μ = coeficiente de atenuação linear (cm^{-1})
d = espessura do meio considerado (cm)

Uma parte da radiação é absorvida no cintilador plástico e na janela de alumínio colocada sobre o cristal superior. Assim, a parcela que chega no BGO é:

$$I_3 = I_0 \exp[-(\mu_{atm} \cdot d_{atm} + \mu_{pls} \cdot d_{pls} + \mu_{Al} \cdot d_{Al})] \tag{4.2}$$

A quantidade absorvida será:

$$I_4 = I_3 [1 - \exp(-\mu_{BGO} \cdot d_{BGO})] \tag{4.3}$$

A eficiência total foi calculado substituindo os parâmetros fornecidos por Harshaw/Filtrol Partnership (1984) nas relações acima, obtendo-se:

$$\varepsilon = I_4/I_0 \tag{4.4}$$

As eficiências de fotopico foram calculadas usando-se os dados obtidos durante a calibração no solo. No gráfico da Fig. 4.7 é feita a comparação entre as eficiências de fotopicos para os detecto-

res do vôo SUGAR e uma simulação de Monte Carlo (Costa et alii, 1984) para um "phoswich" BGO - CsI(Tl) com as seguintes características:

d_{BGO} = 10 mm

$d_{CsI(Tl)}$ = 50 mm

Área: 25 cm

Forma: quadrado

Observa-se no gráfico uma coincidência das curvas nas baixas energias, o que indica que os três detectores devem ter a mesma resposta para energias da ordem de 0,200 MeV. A diferença das três curvas para a simulação de Monte Carlo pode ser explicada pela ausência de pontos entre 0,300 MeV e 0,500 MeV. O ajuste seria mais perfeito nas energias mais baixas caso se pudesse contar com mais pontos no intervalo mencionado. Entretanto um ponto deve ser ressaltado: na simulação, Costa et alii (1986) não levaram em conta a absorção no plástico de blindagem contra partículas carregadas nem na janela de alumínio, plotando simplesmente o valor esperado da eficiência x razão área

total/área do contínuo criado pelo efeito Compton. As curvas tracejadas são do tipo lei de potência, com as seguintes equações:

Detector 1 - $\varepsilon_1 = 42.372,28 \times E^{-1,15}$

Detector 2 - $\varepsilon_2 = 20.793,91 \times E^{-1,02}$

Detector 3 - $\varepsilon_3 = 10.448,53 \times E^{-0,89}$

É também importante lembrar que as eficiências de fotopico calculadas, embora consistentes com a simulação, não serão utilizadas por não haver condições imediatas de se montar a matriz de deconvolução que determina o espectro real de fótons, dado pela equação

$$n = \int_{E_i}^{E_f} \int_{E' > 200 \text{ keV}} I_o(E) \exp(-\alpha) [1-\exp(-\beta)] M(E,E') \, dE dE' \quad (4.5)$$

onde I_o - radiação incidente no topo da atmosfera;

α - fator de atenuação x espessura dos meios atravessados pela radiação até chegar no cristal;

β - fator de atenuação do BGO x espessura do BGO;

$M(E,E')$ - matriz de deconvolução (incluindo resoluções e eficiências) para o BGO.

n - taxa de fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$

Para que detalhes no espectro de deconvolução pudessem afetar os resultados, seria necessário que os dados possuíssem uma estatística melhor. O procedimento adequado no caso de se ter conseguido um fluxo com 3σ acima do ruído de fundo seria supor um espectro de fótons, usar eficiências de fotopico e resoluções dos detectores e resolver a integral de convolução para, a partir do resultado obtido, aplicar um teste de X^2.

Por outro lado, pode-se analisar o efeito do desempenho dos detectores no espectro; uma baixa eficiência (em energias maiores que 0,200 MeV) torna o espectro mais "mole", deslocando fótons de energias mais altas para energias mais baixas, via efeito Compton.

Caso as áreas dos detectores utilizados fossem maiores, poder-se-ia conseguir uma eficiência de fotopico muito maior, com toda energia criada pela produção secundária de fótons sendo absorvida dentro do volume dos detectores. Já uma resolução ruim desloca fótons de energias mais baixas para energias mais altas, tornando o espectro mais "duro". Essa resolução mais "pobre" se comparada com o NaI já é uma caracterísitca intrínseca do detector BGO. As curvas de resolução FWHM x energia para os detectores de raios γ, com dados da calibração em terra são mostradas na Figura 4.8. As curvas decrescem de acordo com uma lei de potência, embora não muito próximas aos valores esperados de $\Delta E/E \sim E^{-1/2}$.

Como não se observou um fluxo estatisticamente significativo da supernova, optou-se por estimar um limite superior com uma margem de erro de 2σ. Assim, foram escolhidos os detectores 1 e 2, que possuem praticamente a mesma área, e usando os valores obtidos para os desvios padrão calculou-se um limite superior para o fluxo de fótons, estimando a presença da supernova. Nesse cálculo levou-se em conta as eficiências totais de cada detector (considerando a absorção atmosférica) e a posição da fonte em relação ao colimador durante o período de observação (cerca de 85% da fonte esteve dentro do campo de visão do colimador FWHM).

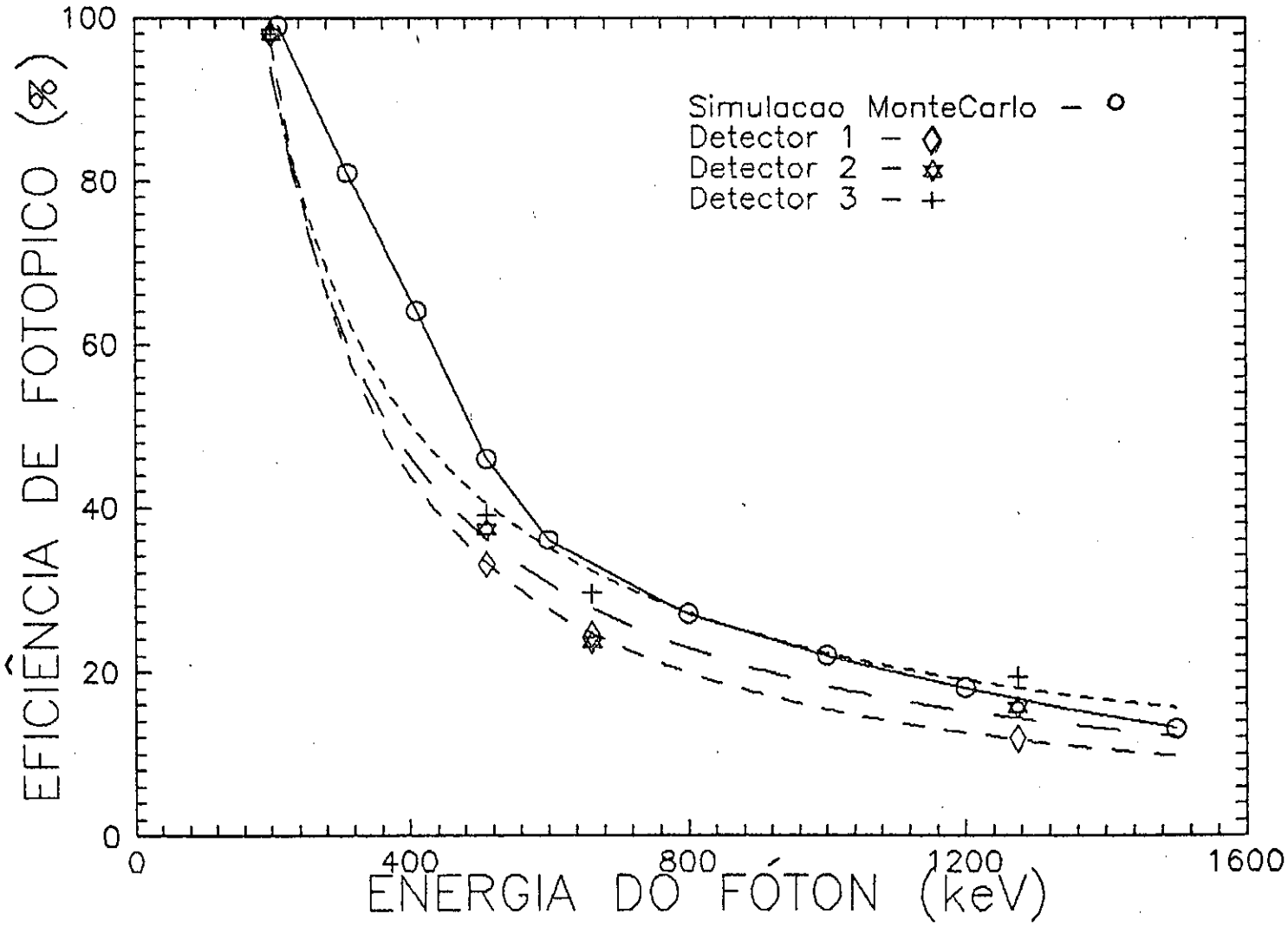


Fig. 4.7 - Curvas das eficiências de fotopico para os detectores 1, 2 e 3.

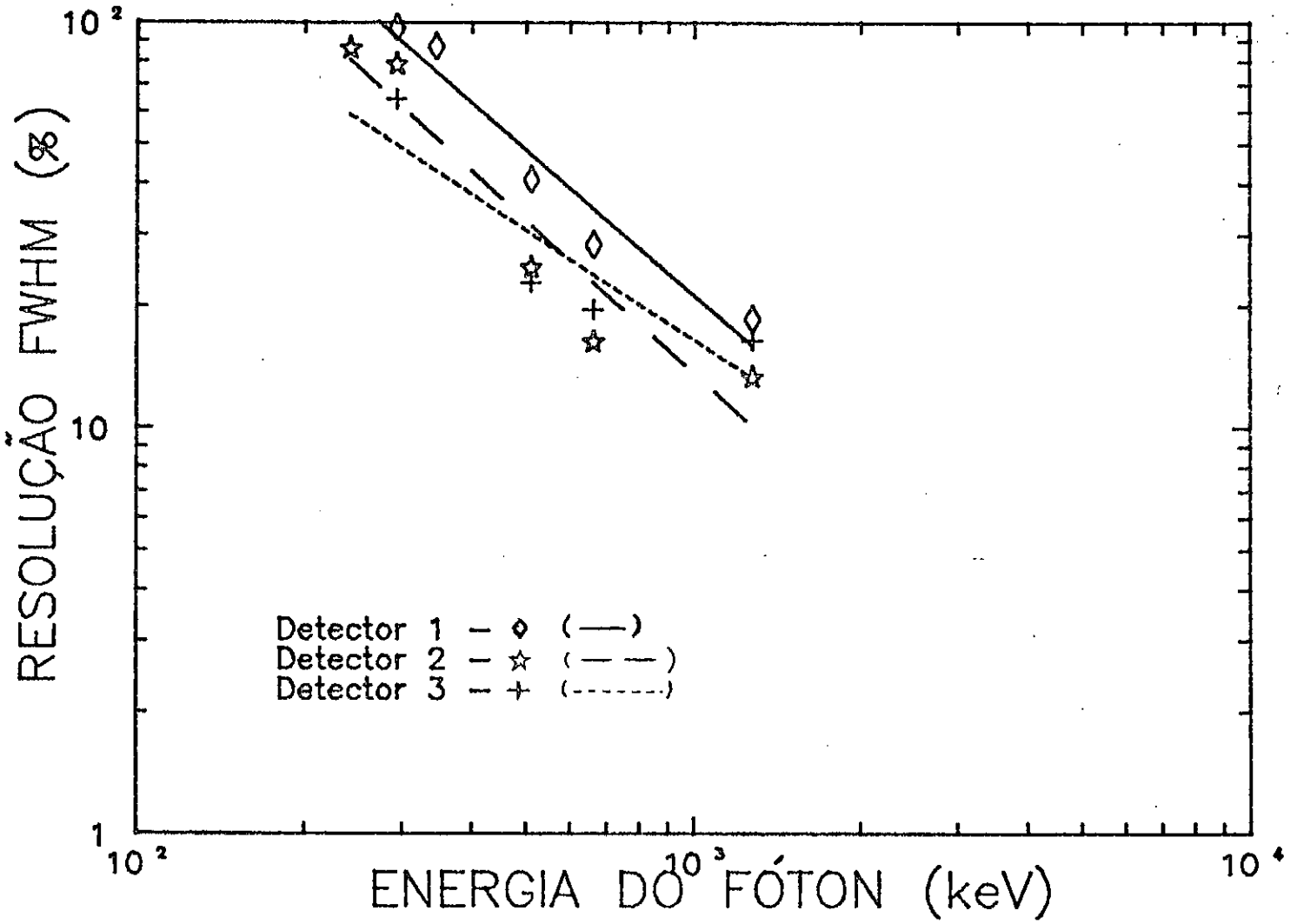


Fig. 4.8 - Curvas de resolução ΔE/E x E para os detectores 1, 2 e 3.

Na Tabela 4.3 são mostrados os valores obtidos para esses limites superiores, nas quatro faixas de energia escolhidas. Na Figura 4.9 esses mesmos valores são mostrados em comparação com outros resultados de observações no contínuo desde agosto/87 até abril/88. Pelo gráfico, pode-se ver que os limites calculados apresentam-se bastante coerentes dentro do grupo de observações sumarizadas por Gehrels et alii (Fig. 4.9). O autor particularmente crê que um maior tempo de observação poderia diminuir a dispersão dos pontos calculados, apresentando mesmo um sinal observado com 3σ acima do ruído de fundo.

TABELA 4.3

LIMITES SUPERIORES OBSERVADOS DURANTE O VÔO SUGAR 87
PARA O FLUXO DE RAIOS GAMA NO CONTÍNUO

DETECTORES	ÁREA (cm^2)	FLUXO (x 10^{-5} FÓTONS.CM^{-2}.S^{-1}.KeV^{-1})			
		0,1 - 0,2	0,2 - 0,4	0,4 - 0,8	0,8 - 1,2
1 + 2	160	4,0	2,0	1,6	1,2

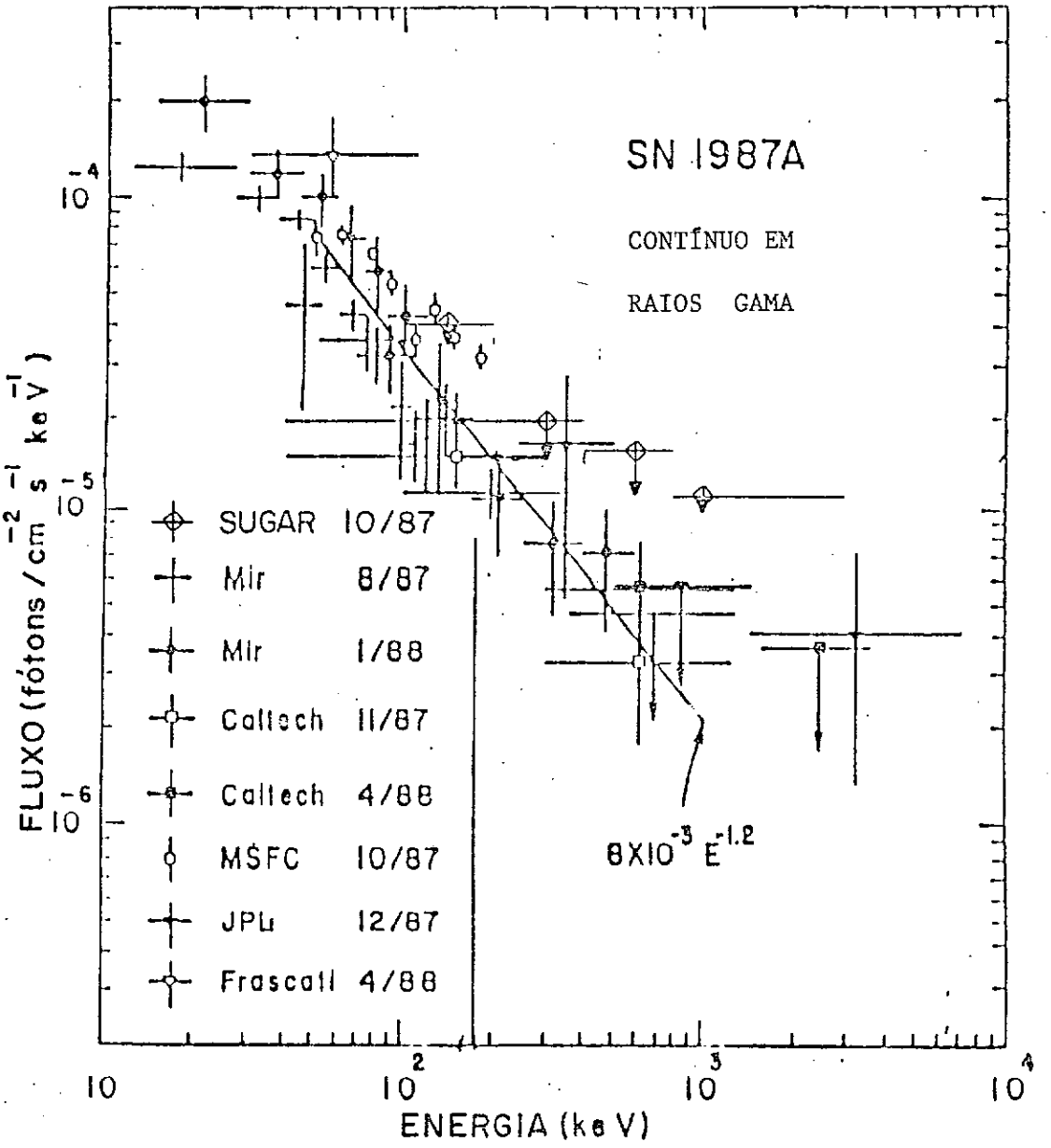


Fig. 4.9 - Medidas do contínuo em raios gama para a SN 1987A entre agosto/87 e abril/88. A linha contínua representa a forma espectral.

FONTE: Gehrels et alii (1988), p. 7.

4.3 - DISCUSSÃO DOS RESULTADOS

Pode-se fazer algumas comparações com resultados preliminares apresentados por diversos autores no período anteriormente citado. Os valores de Matz et alii, calculados com base nos dados obtidos pelo espectrômetro de raios γ (GRS) do satélite Solar Maximum Mission (SMM) foram conseguidos entre os dias 1 de agosto e 31 de outubro de 1987. O fluxo para a linha de 0,847 MeV foi estimado em $(1,0\pm0,25)\times10^{-3}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$, com uma precisão $< 5\sigma$; o valor do fluxo para a linha de 1,238 MeV foi $(6,0\pm2,0)\times10^{-4}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$. Os fluxos nessas linhas são equivalentes ao que seria esperado nesse período se houvesse cerca de $2,3\times10^{-4}$ $M_\odot$ de Co^{56} totalmente exposto a 155.000 anos-luz em 1 de agosto de 1987. Isso é somente cerca de 1,3% da massa total do Co^{56} estimada, misturada com a matéria ejetada, baseada na intensidade da curva de luz. Isso sugere que os raios γ observados foram produzidos pelo decaimento de uma pequena parcela de Co^{56} sob uma camada de matéria relativamente fina, ou por todo o Co^{56} situado sob um envelope opticamente espesso ($\tau \simeq 4$). A segunda hipótese implicaria numa razão de ramificação (calculada através de simulação Monte Carlo) $\sim 1,1$, o que contraria as previsões de laboratório ($F_{1,238}/F_{0,847} \sim 68\%$). Entretanto, embora essa razão de ramificação seja pouco provável, ela não está excluída. A primeira hipótese poderia acontecer no caso de o envelope ejetado não ser uniforme, ou uma parte do Co^{56} ter se misturado com a matéria fora do centro da explosão, via instabilidade Rayleigh-Taylor, o que faria a concordância entre os fluxos de raios γ e os raios X duros observados, além de confirmar algumas previsões teóricas (por exemplo, Shibazaki and Ebisuzaki, 1988; Ebisuzaki and Shibazaki, 1988a e 1988b; Kumagai et alii, 1988).

Sandie et alii (Lockheed/MSFC), com detectores de Ge puro (119 cm^2 e resolução de 0,002 MeV em 1,330 MeV) e um sistema de anticoincidência ativa lançado a bordo de balão num vôo que durou três dias (29 a 31 de outubro de 1987), apresentaram valores um pouco discrepantes dos obtidos por Matz et alii. Para dois períodos de trânsito

da supernova, o fluxo na linha de 0,847 MeV foi de cerca de $5x10^{-4}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$, com uma precisão maior que 3σ e esse mesmo valor foi estimado como limite superior para a linha de 1,238 MeV. No contínuo foram apresentados valores para duas faixas de energia: 0,050 - 0,100 MeV ($(6,4\pm0,5)x10^{-5}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$) e 0,100 - 0,200 MeV ($(2,9\pm0,5)x10^{-5}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$) sendo que os números do último intervalo aproximam-se dos valores obtidos por esse trabalho. Deve-se ressaltar que os resultados de Sandie et alii foram apresentados sem nenhum tratamento para erros sistemáticos - somente estão incluídos erros estatístico.

Cook et alii (Caltech) usaram um espectrômetro imageador de raios γ lançado a bordo de balão em 18 de novembro de 1987 e observaram a supernova com $4,9\sigma$ de significância na faixa de 0,040 - 1,300 MeV, durante 2,5 hs. O fluxo foi detectado com precisão de $2,6\sigma$, a partir da soma de contagens em duas faixas de energia: 0,081 MeV de abertura, centrada em 0,847 MeV e 0,093 MeV de abertura, centrada em 1,238 MeV, com o valor estimado para as duas faixas de $(1,1\pm0,6)x10^{-3}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$.

Em 6 de dezembro de 1987 Mahoney et alii (JPL) conseguiram, a partir de 4,5 hs de observação, registrar um fluxo na linha de 0,847 MeV de $(0,5\pm0,7)x10^{-3}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$, e na linha de 1,238 MeV, de $(2,1\pm0,7)x10^{-3}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$. O tempo de observação foi igualmente dividido entre F+RF e RF, e os erros registrados são somente estatísticos.

Os vôos em 1988 registrados até a presente data nos telegramas da IAU não indicam mudanças muito bruscas nos fluxos. Em 8 de janeiro de 1988 Rester et alii (Florida University/GSFC) observaram a supernova por cerca de 12 hs, num vôo à bordo de balão realizado na Antártica com o GRAD (Gamma-Ray Advanced Detector). As estimativas de fluxos são (para ambas as linhas) $(2,5\pm1,3)x10^{-4}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$; esses valores ainda estavam sendo submetidos a uma análise mais detalhada, quando da publicação do telegrama na circular da IAU.

Num experimento conjunto entre Alemanha, Itália, Austrália e Inglaterra, Ubertini et alii lançaram à bordo de balão um experimento combinando detectores de raios X e γ, obtendo cerca de 7 hs de dados, de uma região de 4° de abertura centrada na SN 1987A, que foi detectada com uma precisão de 4,8 σ na faixa de energias entre 0,030 - 0,100 MeV. A avaliação preliminar do fluxo no contínuo é de (1,4±0,4) $\times 10^{-5}$ fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$.

Terminando a seqüência, em 12 de abril de 1988, Cook et alii (Caltech) relançaram o telescópio imageador de raios γ, obtendo cerca de 5 hs de apontamento para a SN 1987A. Detectou-se um fluxo entre 0,040 - 1,300 MeV com 4,9 σ de significância, dentro de 0°,5 em relação à supernova. Os valores obtidos são semelhantes aos do vôo de novembro de 1987, sugerindo um pequeno decréscimo de fluxo. As estimativas iniciais no contínuo foram (em unidades de 10^{-5} fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$. keV^{-1}): 1,5±0,3, centrada em 0,150 MeV e 0,3±0,15, centrada em 0,625 MeV. Para as linhas (em unidades de 10^{-3} fótons.$cm^{-2}.s^{-1}.keV^{-1}$) obteve-se: 0,8 ± 0,4 para a linha de 0,847 MeV e um limite superior (3 σ) menor que 1,4 para a linha de 1,238 MeV.

Os valores citados anteriormente são os que aparecem na Tabela 1.1 . Os resultados de outubro de 1987 para as linhas de 0,847 MeV e 1,238 MeV estão entre uma e duas ordens de grandeza acima dos valores apresentados neste trabalho para o limite superior no contínuo; as estimativas para o contínuo estão sempre na faixa de 10^{-4} fótons.$cm^{-2}.s^{-1}$. Levando-se em conta que o experimento que obteve o menor tempo de observação da supernova (2,5 hs), em 18 de novembro de 1987, apresentou um fluxo para linhas de (1,1 ± 0,6)$\times 10^{-3}$ fótons. $cm^{-2}.s^{-1}$ (4,9 σ), pode-se imaginar que, com o mesmo tempo de observação ou detectores com área um pouco maior, pelo menos o contínuo seria observado com precisão maior que 3 σ, reforçando assim a justificativa apresentada do pouco tempo de observação.

4.4 - PRÓXIMAS ETAPAS

Embora o apontamento para a supernova tenha sido pobre, espera-se ainda obter outros resultados a partir deste trabalho. Um bom tempo de observação foi conseguido para Cen A e para o Centro Galáctico, e é objetivo do grupo de Astrofísica de Altas Energias do INPE analisar os dados de todas as fontes observadas durante o vôo. Além disso, um outro ponto começa a aparecer como alvo principal das futuras observações da SN 1987A.

Os "bursts" de neutrinos detectados horas antes da explosão da SN 1987A, pelos detectores de Kamioka, IMB, Mont Blanc e Baksan sugerem um colapso da estrela progenitora e a luminosidade calculada dos neutrinos (entre 2,5 e 5,0 MeV) observados coincidem muito bem com os modelos correntes de explosão de supernovas e formação de estrelas de nêutrons (para referências à detecção dos neutrinos, ver, por exemplo, Underground Physics, 1988). Ainda existem controvérsias com relação aos diferentes horários de observação entre o experimento de Mont Blanc e os outros três, mas não há mais dúvida que os neutrinos observados são provenientes do colapso que deu origem à SN 1987A. Uma hipótese levantada por Nussinov et alii (1987) propõe que a SN 1987A tenha sofrido dois colapsos seguidos, sendo o segundo do estágio de estrela de nêutrons para o de buraco negro. Bisnovatyi-Kogan também discute essa idéia, explicando que o tempo observado entre os eventos de Mont Blanc e Kamioka, IMB e Baksan deve-se ao fato de que uma estrela de nêutrons em rotação é mais estável do que uma que não gira. O tempo de colapso característico para uma estrela de nêutrons parada é da ordem de algumas dezenas de segundos, enquanto que, se a estrela está girando, o segundo colapso só vai ocorrer após a perda de momento angular num processo magnetorrotacional, onde o intervalo entre ambos os colapsos é da ordem de 4,5 hs. Porém, caso se observe um pulsar no resíduo da explosão da SN 1987A essa hipótese será invalidada. Nesse caso, serão necessárias novas interpretações para os sinais observados nos detectores de neutrinos.

Por outro lado, levando-se em conta a massa da progenitora e a energia liberada durante o colapso, é bastante provável que um pulsar tenha sido criado durante a explosão. A luminosidade e as possíveis condições de observação desse pulsar são discutidas no artigo de Gehrels et alii (1988). As estimativas são de um pulsar com luminosidade igual a 1% do Pulsar do Caranguejo. Os cristais de NaI(Tl) usados à bordo do último experimento SUPERNOVA do DAS têm sensibilidade suficiente para detectar essas pulsações, e isso será tentado num vôo a ser realizado em fins de novembro de 1988.

CAPÍTULO 5

CONCLUSÃO

Quando o assunto desse trabalho foi decidido, a SN 1987A tinha sido "apresentada" à comunidade astronômica internacional havia apenas 2 semanas. Os objetivos foram então iguais aos de todos os astrofísicos que trabalham com astronomia de raios X e γ : a observação das linhas de 0,847 MeV e 1,238 MeV provenientes do decaimento do Co^{56}. Devido à data do vôo, descartou-se a busca de um pulsar como objetivo principal, sendo os esforços direcionados na direção da observação das linhas e do espectro contínuo. Paralelamente (e objetivo inicial do vôo) pretendia-se testar o uso de detectores "phoswich" do tipo BGO-CsI(Tl) na astronomia de raios γ à bordo de balões estratosféricos. Alguns problemas na eletrônica de bordo impediram uma melhor avaliação do desempenho destes detectores, mas o autor acredita que o sistema de anticoincidência usado nos "phoswich" e discutido no Capítulo 2 é mais eficiente na astronomia de raios X, pelo simples fato que a relação entre as espessuras dos cristais pode ser muito maior (na proporção 1:50), havendo menos contaminação pela área lateral do cristal superior (no caso o BGO).

De posse dos dados reduzidos, em maio de 1988, os objetivos inicialmente traçados tiveram que ser redirecionados. O aparecimento das linhas de emissão do Co^{56} cerca de seis meses antes do previsto dentro dos limites de fluxo estimados e também o pouco tempo de apontamento para a SN 1987A sugeriam que o sistema não detectara a fonte dentro do limite de confiança de 3σ, usualmente aceito para medidas na faixa de raios γ. O sinal medido para F+RF, embora superior algumas vezes ao medido para RF nas faixas de energia escolhida, confundiam-se dentro do limite de 3σ. Determinou-se então um limite superior para esse fluxo, dentro de 4 faixas de energia cujos valores foram (em unidades de 10^{-5} fótons.s^{-1}.cm^{-2}.keV^{-1}): 4,03 entre 0,1 e 0,2 MeV, 1,96 entre 0,2 e 0,4 MeV, 1,63 entre 0,4 e 0,8 MeV e 1,22 entre 0,8 e 1,2 MeV. Os resultados foram comparados com os de outros

experimentos lançados entre agosto/87 e abril/88. Os valores deste trabalho estavam bastante coerentes com os apresentados no artigo de Gehrels et alii (1988), indicando somente que o limite de sensibilidade dos detectores do experimento SUGAR 87 para o contínuo estava aquém do necessário para a detecção da fonte durante o intervalo de observação.

De qualquer maneira, todo evento que venha a ser observado com relação à SN 1987A será de interesse para a comunidade astronômica de todo o mundo. Como ela poderá ser observada em todos os comprimentos de onda durante vários anos, acontecimentos como a medida direta do decaimento radioativo de elementos recém sintetizados, a observação de um pulsar, o acompanhamento da evolução do resíduo da supernova e, quem sabe?, a confirmação do primeiro buraco negro efetivamente observado serão alguns dos muitos problemas abordados. Mas pessoalmente acreditamos que os eventos mais interessantes e imprevisíveis ainda aguardam a sua hora de serem descobertos, brindando todos aqueles que se interessam por esse fascinante ramo da Física com surpresas durante muitos anos.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

ASCHENBACH, B.; BRIEL, U.G.; PFEFFERMANN, E.; BRAUNINGER, H.; HIPPMANN, H.; TRÜMPER, J. A search for soft X-rays from supernova 1987A. Nature, 330(6145):232-232, Nov. 1987.

BEREZINSKY, V.S.; GINZBURG, V.L. Cosmic rays and gamma radiation from the shell of SN 1987A. Nature, 329(6142):807-809, Oct. 1987.

BEVINGTON, P.R. Data reduction and error analysis for the physical sciences. New York, NY, McGraw-Hill, 1969.

BISNOVATYI-KOGAN, G.S. Stellar gravitacional colapse and neutrino emission. In: DOMOGATSKY, G.V.; KHALCHUKOV, F.F.; KUDRYAVTSEV, V.A.; RYAZHSKAYA, O.G., eds., Underground Physics 87, Moscow, USSR, 1988. (Proceedings of the Second International Symposium on Underground Physics).

BRAGA, J. Medidas de linhas nucleares com um telescópio Ge(Li) duplo à bordo de balão estratosférico. Dissertação de Mestrado em Ciência Espacial/Astrogeofísica. São José dos Campos, INPE, Set. 1984 (INPE-3380-TDL/185).

CAMPBELL, P. Supernova almost on the doorstep. Nature, 326(6108): 11-11, Mar. 1987.

CHAN, K.W.; LINGENFELTER, R.E. Calculated gamma-ray line fluxes from the type II supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 318(2 part 2):L51-L55, Jul. 1988.

CHEVALIER, R.A.; FRANSSON, C. Circumstellar matter and the nature of the SN 1987A progenitor star. Nature, 328(6125):44-45, Jul. 1987.

CHUNG, K.C. Tópicos de Astrofísica Nuclear. Rio de Janeiro, Centro Brasileiro de Pesquisas Físicas (CBPF), 1982. 40 p. (CBPF-MO-003/82).

CLAYTON, D.D.; COLGATE, S.A.; FISHMAN, G.J. Gamma-ray lines from young supernova remnants. The Astrophysical Journal, 155(1 part 1):75-82, Jan. 1969.

COOK, W.R.; PALMER, D.; PRINCE, T.; SCHINDLER, S.; STARR, C.; STONE, B. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4527, Jan. 12, 1988.

------ Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4584, Apr. 23, 1988.

COSTA, E. Descrição técnica do experimento SUGAR 87. São José dos Campos, Set. 1988. Udaya Baskharam Jayanthi, comunicação pessoal.

COSTA, E.; MASSARO, E.; PIRO, L. A BGO-CsI(Tl) phoswich: a new detector for X- and gamma-ray astronomy. Nuclear Instruments and Methods, A243(3):572-577, March 1986.

COSTA, E.; AURIEMMA, G.; DE BIASE, G.A.; MASSARO, E.; MEDICI, G.; PIRO, L. Study of a BGO-CsI(Tl) phoswich detector and possible applications to X- and gamma-ray astrophysics. Il Nuovo Cimento, 7C (6):714-721, Nov.-Dic. 1984.

DA COSTA, J.M. Técnicas observacionais de astronomia de raios gama de baixa energia. São José dos Campos, INPE, Agosto 1981 (INPE-2333-MD/018).

DOPITA, M.A The recombination wave and the hidrogen envelope mass of supernova 1987A. Nature, 331(6156):506-507, Feb. 1988.

DOTANI, T.; HAYASHIDA, K.; INOUE, H.; ITOH, M.; KOYAMA, K.; MAKINO, F.; MITSUDA, K.; MURAKAMI, T.; ODA, M.; OGAWARA, Y.; TAKANO, S.; TANAKA, Y.; YOSHIDA, A.; MAKISHIMA, K.; OHASHI, T.; KAWAI, N.; MATSUOKA, M.; HOSHI, R.; HAYAKAWA, S.; KII, T.; KUNIEDA, H.; NAGASE, F.; TAWARA, Y.; HATSUKADE, I.; KITAMOTO, S.; MIYAMOTO, S.; TSUNEMI, H.; YAMASHITA, K.; NAKAGAWA, M.; YAMAUCHI, M.; TURNER, M.J.L.; POUNDS, K.A.; THOMAS, H.D.; STEWART, G.C.; CRUISE, A.M.; PATCHETT, B.E.; READING, D.H. Discovery of an unusual hard X-ray source in the region of supernova 1987A. Nature, 330(6145):230-231, Nov. 1987.

EBISUZAKY, T.; SHIBAZAKI, N. The effects of mixing of the ejecta on the hard X-ray emissions from supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 327(1 part 2):L5-L8, Apr. 1988.

------ X-ray and gamma ray emissions expected from supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 328(2 part 1):699-703, May 1988.

GEHRELS, N.; LEVENTHAL, M.; MaCCALLUM, C.J. Summary of gamma ray observations of SN 1987A. To appear in: GEHRELS, N.; SHARE, G.H., eds., Nuclear spectroscopy of astrophysical sources. Greenbelt, MD, 1988 (AIP Conference proceedings - in press).

GEHRELS, N.; MaCCALLUM, C.J; LEVENTHAL, M. Prospects for observations of nucleosynthetic gamma-ray lines and continuum from supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 320(1 part 2):L19-L22, Sept. 1987.

GILMOZZI, R.; CASSATELA, A.; CLAVEL, J.; FRANSSON, C.; GONZALEZ, R.; GRY, C.; PANAGIA, N.; TALAVERA, A.; WAMSTEKER, W. The progenitor of SN 1987A. Nature, 328(6128):318-320, Jul. 1987.

HAYMES, R.C.; WALRAVEN, G.D.; MEEGAN, C.A.; HALL, R.D.; DJUTH, F.T.; SHELTON, D.H. Detection of nuclear gamma rays from the Galactic Center region. The Astrophysical Journal, 201(3 part 1):593-602, Nov. 1975.

HELFAND, D. Bang: the supernova of 1987. Physics Today, 40(8 part 1):25-32, Aug. 1987.

HILLEBRANDT, W.; HOEFLICH, P.; TRURAN, J.W.; WEISS, A. Explosion of a blue supergiant: a model for supernova SN 1987A. Nature, 327(6122):597-599, Jun. 1987.

ITOH, M.; KUMAGAI, S.; SHIGEYAMA, T.; NOMOTO, K.; NISHIMURA, J. X-rays expected from supernova 1987A compared with the source discovered by the GINGA satellite. Nature, 330(6145):233-235, Nov. 1987.

KNOLL, G.F. Radiation detection and measurement. New York, NY, John Wiley, 1979.

KUMAGAI, S.; ITOH, M.; SHIGEYAMA, T.; NOMOTO, K.; NISHIMURA, J. Hard X-rays and gamma-rays from SN 1987A and the mixing of supernova ejecta. Astronomy and Astrophysics, 197(1/2):L7-L10, May 1988.

LEISING, M.D. Gamma-rays and X-rays from SN 1987A. Nature, 332(6164):516-518, Apr. 1988.

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 emissions from SN 1987A. Nature, 331(6154):416-418, Feb, 1988.

MAHONEY, W.A.; VARNEL, L.S.; JACOBSON, S.A.; LING, J.C.; RADOCINSKI, R.G.; WHEATON, W.A. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4584, Apr. 23, 1988.

MURDIN, P. Supernova 1987A - The parent and its environs. Nature, 329(6134):12-13, Sept. 1987.

NUSSINOV, S.; GOLDMAN, I.; ALEXANDER, G.; AHARONOV, Y. SN 1987A supernova: a black hole precursor?. Nature, 329(6135):134-135, Sept. 1987.

OSTRIKER, J.P. The pulsar in type II supernova 1987A. Nature, 327(6120):287-288, May 1987.

PINTO, P.A.; WOOSLEY, S. The theory of gamma-ray emergence in Supernova 1987A. Nature, 333(6173):534-537, June 1988.

------ X-ray and gamma-ray emissions from supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 329(2 part 1):820-830, June 1988.

PIRO, L.; MASSARO, E.; FIACCONI, S.; GIGANTE, G.E.; COSTA, E. Temperature dependence of BGO-CsI(Tl) phoswich detector properties. Nuclear Instruments and Methods, A257(2):429-435, June 1987.

RANK, D.M.; PINTO, P.A.; WOOSLEY, S.E.; BREGMAN, J.D.; WITTEBORN, F.C.; AXELROD, T.S.; COHEN, M. Nickel, argon, cobalt in the infrared spectrum of SN 1987A: the core becomes visible. Nature, 331(6155):505-506, Feb. 1988.

RESTER, A.C.; FICHHORN, G.; COLDWELL, R.I.; TROMBKA, J.I.; STARR, B.; LASCHE, G.P. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4535, Jan. 25, 1988.

SANDIE, W.;NAKANO, G.; CHASE, L.; FISHMAN, G.;MEEGAN, C.; WILSON, R.; PACIESAS, W.; LASCHE, G.P. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4526, Jan. 11 1988.

SHAPIRO, S.L.; TEUKOLSKY, S.A. Black holes, White dwarfs and neutron stars - The physics of compact objects. New York, NY, John Wiley, 1983.

SHELTON, I. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4316, Feb. 24, 1987.

SHIBAZAKI, N.; EBISUZAKI, T. The efects of mixing of the ejecta on the Gamma-ray lines from supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 327(1 part 2):L9-L12, Apr. 1988.

SUNYAEV, R.; KANIOVSKY, A.; EFREMOV, V.; GILFANOV, M.; CHURAZOV, E.; GREBENEV, E.; KUSNETZOV, E.; MELIORANSKIY, A.; YAMBURENKO, N.; YUNIN, S.; STEPANOV, D.; CHULKOV, I.; PAPPE, N.; BOYARSKIY, M.; GAVRILOVA, E.; LOZNIKOV, V.; PRUDKOGLYAD, A.; RODIN, V.; REPIN, C.; PIETSCH, W.; ENGELHAUSER, J.; TRÜMPER, J.; VOGES, W.; KENDZIORRA, E.; BEZLER, M.; STAUBERT, R.; BRINKMAN, A.C.; HEISE, J.; MELS, W.A.; JAGER, R.; SKINNER, G.K.; AL-EMAM, O.; PATTERSON, T.G.; WILLMORE, A.P. Discovery of hard X-ray emission from supernova 1987A. Nature, 330(6145):227-229, Nov. 1987.

TRIMBLE, V. Conference report: supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. Comments on Astrophysics, Volume 12(4): 203-217, May 1988.

UBERTINI, P.; BAZZANO, A.; LA PADULA, C.; SOOD, R.; WALDRON, L.; FRYE, G.; KOGA, R.; ROCHESTER, G.; SUMNER, T.J.; STAUBERT, R.; KENDZIORRA, E. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud. IAU Circular nº 4590, May 5, 1988.

WALRAVEN, G.D.; HALL, R.D.; MEEGAN, C.A.; COLEMAN, P.L.; SHELTON, D.H.; HAYMES, R.C. Measurement of low-energy gamma radiation from the Crab Nebula and from pulsar NP 0532. The Astrophysical Journal, 202(part 1):502-510, Dec. 1975.

WOOSLEY, S.E.; MARTIN, P.G.; WEAVER, T.A. Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud: the explosion of a 20 Mo star which has experienced mass loss?. The Astrophysical Journal, 318(1 part 2):664-673, July 1987.

WOOSLEY, S.E.; PHILLIPS, M.M. Supernova 1987A!. Science, 240(4583): 750-759, May 1988.

WOOSLEY, S.E.; WEAVER, T.A. The physycs of supernova explosions. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 24:205-253, 1986.

WOOSLEY, S.E.; PINTO, P.A.; ENSMAN, L. Supernova 1987A: six weeks later. The Astrophysical Journal, 324(1 part 1):466-489, Jan. 1988.

XU, Y.; SUTHERLAND, P.; McCRAY, R.; ROSS, R.R. X-Rays from supernova 1987A. The Astrophysical Journal, 327(1 part 1):197-202, Apr. 1988.