
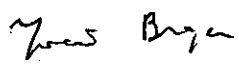
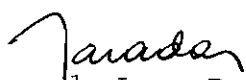
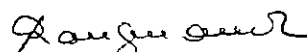


1. Publicação nº <i>INPE-3380-TDL/185</i>	2. Versão	3. Data <i>Dez., 1984</i>	5. Distribuição <input type="checkbox"/> Interna <input checked="" type="checkbox"/> Externa <input type="checkbox"/> Restrita
4. Origem <i>DRH-DAS</i>	Programa <i>FRH/CEA</i>		
6. Palavras chaves - selecionadas pelo(s) autor(es) <i>RAIOS GAMA</i> <i>DIODOS Ge(Li)</i> <i>LINHAS NUCLEARES</i>			
7. C.D.U.: <i>523.03</i>			
8. Título <i>INPE-3380-TDL/185</i> <i>MEDIDAS DE LINHAS NUCLEARES COM UM TELESCÓPIO Ge(Li) DUPLO A BORDO DE BALÃO ESTRATOSFÉRICO</i>		10. Páginas: <i>83</i>	
		11. Última página: <i>68</i>	
9. Autoria <i>João Braga</i>		12. Revisada por  <i>Ngan André BuiVan</i>	
Assinatura responsável 		13. Autorizada por  <i>Nelson de Jesus Parada</i> <i>Diretor Geral</i>	
14. Resumo/Notas <i>Descreve-se um telescópio de raios gama de alta resolução em energia, formado por dois diodos Ge(Li) e uma blindagem ativa de cintiladores NaI(Tl). Discutem-se os dados obtidos na calibração de laboratório do instrumento e no vôo a bordo de balão estratosférico realizado. Dá-se ênfase às vantagens da utilização do telescópio para detecção de linhas nucleares de origem cósmica, as quais constituem o mais direto método de sondagem de processos de alta energia que ocorrem no Universo.</i>			
15. Observações <i>Dissertação de Mestrado em Ciência Espacial/Astrofísica, aprovada em 17 de setembro de 1984.</i>			

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

Prof. Pierre Kaufmann



Presidente

Dr. Ngan André BuiVan




Orientador

Dr. José Antonio de Freitas Pacheco



Membro da Banca
-convidado-

Dr. Hisao Takahashi



Membro da Banca

Candidato: João Braga

São José dos Campos, 17 de setembro de 1984

*À Camila,
minha esposa.*

AGRADECIMENTOS

Expresso meus sinceros agradecimentos a N.A. BuiVan e Jerônimo O.D. Jardim, integrantes da equipe de cientistas da experiência GELI-1, pelas proveitosas discussões e valiosas sugestões apresentadas durante todo o decorrer desta pesquisa, que incluiu: montagem do telescópio, calibração dos detectores, ajustes exaustivos na eletrônica de bordo da carga útil, voo da experiência em balão e redução dos dados, além do desenvolvimento e utilização de programas de "plotter" e análise de dados. Em particular agradeço a N.A. BuiVan a orientação e disponibilidade constante para discussões e esclarecimento de dúvidas.

Agradeço também ao Eng. Fernando Gonzalez Blanco e a todo o pessoal da Divisão de Balões e Cargas Úteis do Departamento de Astrofísica do INPE, responsáveis pelo desenvolvimento e montagem de toda a parte eletrônica da experiência, que incluiu os sistemas de telemetria, telecomando e redução de dados, e pelo perfeito voo em balão realizado.

Finalmente, manifesto uma gratidão especial a U.B. Jayanthi, Chefe da Divisão de Astrofísica de Alta Energia do Departamento de Astrofísica do INPE, pelo grande apoio e estímulo dispensados durante todo o programa de mestrado.

ABSTRACT

A high energy resolution balloon-borne gamma-ray telescope, consisted in two Ge(Li) diodes and an active shield of NaI(Tl) scintillators, is described. The data obtained during both the laboratory calibration of the instrument and a stratospheric balloon flight are discussed. The advantages of the utilization of this telescope to detect cosmic nuclear lines, which are the most direct probe of high energy processes taking place in the Universe, are emphasized.

SUMÁRIO

	<u>Pág.</u>
LISTA DE FIGURAS	<i>xi</i>
LISTA DE TABELAS	<i>xiii</i>
<u>CAPÍTULO 1 - INTRODUÇÃO</u>	1
<u>CAPÍTULO 2 - HISTÓRICO DE OBSERVAÇÕES E MODELOS DE EMISSÃO DE LINHAS NUCLEARES CÔSMICAS</u>	3
<u>CAPÍTULO 3 - DESCRIÇÃO DA EXPERIÊNCIA GELI-1</u>	13
<u>CAPÍTULO 4 - CALIBRAÇÃO DO TELESCÓPIO</u>	23
<u>CAPÍTULO 5 - VÔO A BORDO DE BALÃO ESTRATOSFÉRICO E DISCUSSÃO DOS DADOS</u>	37
<u>CAPÍTULO 6 - CONCLUSÃO</u>	55
REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS	63

LISTA DE FIGURAS

	<u>Pág.</u>
2.1 - Características da aniquilação do positrônio no estado eletrônico fundamental	6
2.2 - Fluxo da linha de 511KeV em função do fluxo entre 100 e 300KeV, ambos do CG	12
3.1 - Diagrama com as várias partes do telescópio GELI-1.	14
3.2 - Espectro da prata obtido com detectores NaI e Ge(Li)	16
3.3 - Diagrama de blocos da eletrônica da experiência	18
3.4 - Diagrama esquemático das principais interações de raios gama nos detectores	19
4.1 - Transmissão do telescópio em função do ângulo de incidência (modos GL2/ANTI3 e GL2/SEM), para duas linhas da fonte de ^{152}Eu	25
4.2 - Área efetiva em função da energia dos fótons incidentes (modos GL2/SEM e GL2/ANTI3), obtida com a fonte de ^{152}Eu a 0°	27
4.3 - Fator geométrico do telescópio em função da energia dos fótons incidentes (modos GL2/ANTI3 e GL1/ANTI3)	29
4.4 - Efeito "forward scattering"	30
4.5 - Resolução em energia (FWHM) em função da energia dos fótons incidentes (modo GL2/SEM), obtida com a fonte de ^{152}Eu a 0°	32
4.6 - Espectro de calibração pré-vôo, obtido com a fonte de ^{152}Eu a 0° (modo GL1/ANTI3)	34
4.7 - Espectro de calibração pré-vôo, obtido com a fonte de ^{152}Eu a 0° (modo GL2/ANTI3) e com o diodo inferior desligado do somador ("S/D1")	35
5.1 - Espectro obtido a uma profundidade atmosférica de $10\text{g}/\text{cm}^2$	39
5.2 - Espectro obtido a $10\text{g}/\text{cm}^2$, no modo GL1/ANTI3	40
5.3 - Espectro obtido a $5 - 4,8\text{g}/\text{cm}^2$, no modo GL2/INF	42
5.4 - Espectro obtido a $4,8 - 4,7\text{g}/\text{cm}^2$, no modo GL2/SUP	43
5.5 - Intensidade da linha de 511KeV atmosférica em função da profundidade atmosférica	44
5.6 - Fluxo da linha de 511KeV atmosférica em função da latitude de geomagnética e do parâmetro L de McIlwain	48
5.7 - Evolução temporal do "bump" espectral observado	51
5.8 - Expansão do "bump" espectral observado entre 083829 e 085829 UT	52

	<u>Pág.</u>
5.9 - Identificação de linhas pelo programa HYPERMET	53
5.10 - Espectro de "bremsstrahlung" atmosférico medido por vários autores e pelo telescópio GELI-1	54
6.1 - Fluxo diferencial do contínuo entre 56 e 122KeV e fluxo da linha de aniquilação de pósitrons do CG, em função da data de observação	57

LISTA DE TABELAS

	<u>Pág.</u>
2.1 - Restrições à região de aniquilação de pósitrons do CG ...	9
2.2 - Características das principais observações da linha de aniquilação $e^- + e^+$ do Centro Galáctico	10
3.1 - Diagrama dos principais modos de detecção	20
4.1 - Características das fontes radioativas utilizadas na calibração	24
5.1 - Modos de detecção durante o voo e fluxos da linha em 511KeV	38
5.2 - Linhas de ruído de fundo observadas por GL2 em 10 - 7g/cm ²	45
5.3 - Linhas de ruído de fundo observadas por GL2 em 4,6 - 4,3g/cm ²	46
5.4 - Linhas de ruído de fundo observadas por GL2 em 4,3g/cm ² ..	47
6.1 - Áreas efetivas e fluxos das últimas medidas da linha de aniquilação de pósitrons do CG	59

CAPÍTULO 1

INTRODUÇÃO

A detecção de linhas nucleares de origem cósmica constitui um meio altamente eficiente de estudar processos nucleares básicos em Astrofísica, pois estas linhas revelam diretamente os seus prováveis processos de emissão, permitindo determinar onde e de que maneira ocorre nucleossíntese no universo atual.

As principais regiões do espaço onde se espera que tais processos sejam bastante ativos são o meio interestelar, os restos de supernovas, as novas, as estrelas de nêutrons e os buracos negros. A detecção de linhas nucleares primordiais não é esperada, pois, apesar de haver ocorrido reações do tipo ${}^1\text{H}(n,\gamma){}^2\text{H}(p,\gamma){}^3\text{H}$ até 10^4 segundos após o "Big Bang", o universo nesta época era de tal maneira opaco aos raios gama que estes se degradaram rapidamente em fótons com energias ambientais (Lingenfelter and Ramaty, 1980). Além disso, o enorme desvio para o vermelho cosmológico que as linhas emitidas pelos núclídeos sobreviventes à época de opacidade teriam sofrido até a época atual faria com que suas energias ficassem bem abaixo da faixa de raios gama.

Na última década, vários experimentos foram realizados a bordo de balões estratosféricos ou satélites, visando observar linhas nucleares. Foram detectadas várias linhas de origem atmosférica, produzidas por interações de raios cósmicos primários e secundários com os núclídeos existentes na atmosfera, especialmente carbono, nitrogênio e oxigênio (Ling, 1975; Ling and Gruber, 1977). Também foram observadas linhas nucleares de origem solar, produzidas pelas interações de prótons muito energéticos e de nêutrons com o gás da atmosfera.

A linha nuclear observada com maior confiabilidade estatística até o momento é a linha de aniquilação elétron-pósitron em 511KeV. Tanto a sua componente atmosférica quanto a sua componente de origem cósmica vinda da direção do Centro Galático (CG) têm seus flu

xos bem determinados por vários experimentos. As mais significativas medidas desta última foram realizadas pelo "High-Energy Astrophysical Observatory" (HEAO-3) e mostraram uma variabilidade temporal de 6 meses, até hoje não confirmada por nenhum outro experimento. Acredita-se que esta emissão se origine nas vizinhanças de um objeto compacto próximo ao Centro Galáctico.

No presente trabalho, apresentam-se a montagem, a calibração e o voo em balão estratosférico de um telescópio gama formado por dois diodos Ge(Li), montados coaxialmente num mesmo criostato, e uma blindagem ativa de cintiladores NaI(Tl). A presença do diodo inferior que opera em anticoincidência com o superior reduz sensivelmente o ruído de fundo, o que melhora significativamente a relação sinal/ruído para medir linhas nucleares. A alta resolução em energia do instrumento ($\Delta E/E < 0,1\%$) permite uma determinação precisa das energias centrais e das larguras das linhas observadas, bem como de seus eventuais deslocamentos, o que torna possível a obtenção de importantes informações a respeito da região emissora, tais como temperatura, grau de ionização e "redshift".

No Capítulo 2 faz-se um breve histórico das observações de linhas nucleares cósmicas e dos modelos propostos para suas emissões, com o objetivo de mostrar a importância de novas medidas. No Capítulo 3 descreve-se a experiência denominada GELI-1 e faz-se um resumo das características dos detectores usados. No Capítulo 4 apresentam-se os resultados da extensa calibração de laboratório do telescópio. As várias linhas nucleares observadas durante o voo em balão, de origem atmosférica e induzidas nos materiais da carga útil, são mostradas no Capítulo 5, no qual se discute comparativamente esta experiência com o experimento CESAR, que possuía o mesmo sistema de blindagem de NaI(Tl), porém utilizava como detector principal um único diodo Ge(Li). Finalmente, no Capítulo 6 apresentam-se as perspectivas futuras da utilização do telescópio para medidas de linhas nucleares cósmicas, baseadas na análise de linhas de origem atmosférica e induzidas, que, além do espectro contínuo, constituem o ruído de fundo para medidas cósmicas. Evidenciam-se também no Capítulo 6 as vantagens do telescópio Ge(Li) duplo em relação a detectores convencionais.

CAPÍTULO 2

HISTÓRICO DE OBSERVAÇÕES E MODELOS DE EMISSÃO DE LINHAS NUCLEARES CÔSMICAS

A espectroscopia de raios gama é considerada como um importante método de sondagem para o estudo de fenômenos astrofísicos desde a década de 50, porém foram necessários aproximadamente 20 anos para que surgissem os primeiros resultados experimentais confiáveis. A razão disto é a dificuldade de construir instrumentos capazes de medir pequenos fluxos sobre intensos ruídos de fundo e que possuam propriedades telescópicas apropriadas na faixa de energia de interesse. Muitas tentativas fracassaram por não conseguirem distinguir fluxos de origem cósmica dos produzidos na atmosfera e nos próprios detectores.

Observações realizadas com balões, satélites e sondas espaciais detectaram raios gama vindos de vários objetos astronômicos, tais como o Sol, a Lua, estrelas de nêutrons, nuvens interestelares, o centro de nossa galáxia e núcleos ativos de galáxias (Ramaty and Lingenfelter, 1982). Os processos nucleares básicos que levam à emissão de linhas de raios gama são: desexcitação nuclear, captura radioativa e aniquilação de pósitrons. Também podem ser emitidas linhas ciclotrônicas na faixa de raios gama, em regiões de campo magnético muito forte.

O primeiro espectro da radiação gama do Sol foi observado em 1972, por um pequeno (3"x3") cintilador de iodeto de sódio a bordo do satélite OSO-7 (Chupp et alii, 1973), durante uma forte explosão solar. Foram detectadas duas fortes linhas espectrais em 0,511 e 2,22MeV, e duas fracas em 4,43 e 6,13MeV. A linha de 0,511MeV tem origem na aniquilação de pósitrons produzidos por raios cósmicos solares ao encontrarem elétrons da atmosfera solar. A linha em 2,22MeV é o resultado da captura de nêutrons produzidos na explosão pelo hidrogênio da fotosfera. Finalmente, acredita-se que as linhas mais fracas, em 4,43 e 6,13MeV, sejam o resultado do espalhamento inelástico de prótons ener

gênicos e partículas alfa por núcleons de ^{12}C e ^{16}O , respectivamente. Estas observações deram origem a um modelo com dois processos separados de aceleração e aquecimento (Ramaty and Kozlovsky, 1975). Acredita-se que algumas das partículas produzidas no segundo processo permanecem na atmosfera solar e produzem a emissão nuclear observada, enquanto outras escapam do Sol e são observadas próximo a 1 U.A. como raios cósmicos solares. Observações posteriores (Riegler et alii, 1982a; Forrest et alii, 1980; Forrest, 1983; Share et alii, 1983) confirmaram a existência destas linhas durante períodos de explosões solares.

Existem evidências de emissão de linhas ciclotrônicas na faixa de raios- γ de baixa energia, vinda da direção da fonte pulsante de raios-X Hercules X-1 (Trümper et alii, 1978), da fonte 4U 01515+63 (White et alii, 1983), da nebulosa Caranguejo (Ling et alii, 1979; Strickman et alii, 1979) e de "bursts" de raios gama (Mazets et alii, 1981). Provavelmente, estas emissões originam-se em regiões de campo magnético muito intenso (da ordem de 10^{12} Gauss), próximas aos pólos das estrelas de nêutrons girantes, através de transições entre níveis quânticos do momentum do elétron perpendicular ao campo magnético. A espectroscopia de linhas ciclotrônicas é um poderoso método de investigação de processos de emissão e colimação de raios-X, além de fornecer diretamente o valor do campo magnético de estrelas de nêutrons.

Sem dúvida, a linha nuclear cósmica observada com maior confiabilidade é a linha em 511KeV do Centro Galático. Suas observações remontam a 1971, quando um grupo da Universidade de Rice lançou em balão estratosférico, na Argentina, um telescópio formado inteiramente de cintiladores NaI(Tl) e encontrou uma linha espectral centrada em $473 \pm 30\text{KeV}$ no espectro do CG, com um fluxo de $(1,8 \pm 0,5) \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ (Johnson et alii, 1972). Esta descoberta estimulou várias sugestões teóricas para explicar o fenômeno. Uma delas consistia na idéia de que os fótons eram originados por aniquilação de pósitrons na superfície de estrelas de nêutrons e, posteriormente, perdiam energia via "redshift" gravitacional (Ramaty et alii, 1973; Guthrie and Tadamaru, 1973). Os pósitrons seriam produzidos através de colisões nu

cleares de partículas de agregação com o material da superfície da estrela de nêutrons. A dificuldade deste modelo está na exigência de uma densidade de $\sim 0,2$ estrelas de nêutrons por parsec cúbico para produzir o fluxo observado, o que é mais de uma ordem de grandeza superior aos valores plausíveis para o disco galático (Ostriker et alii, 1970).

Um segundo modelo (Leventhal, 1973; Leventhal and MacCallum, 1980) mostrava que o espectro observado era consistente com um espectro de aniquilação do positrônio ($ps =$ estado ligado de $e^+ + e^-$) no meio interestelar. O positrônio, no estado singleto de spin (1S_0), aniquila-se emitindo dois fótons de 511KeV antiparalelos. No estado tripleto (3S_1), três vezes mais provável que o singleto, a aniquilação se dá através da emissão de três fótons coplanares, com energias que formam um contínuo entre 0 e 511KeV (Figura 2.1). Neste caso, o aparente "redshift" seria o resultado da combinação de um espectro de aniquilação via três fótons (3S_1) com a linha de aniquilação em 511KeV (1S_0), levando em conta nos cálculos a resolução pobre em energia inerente aos cintiladores NaI. No entanto, seria necessário um número bastante elevado de pósitrons no meio interestelar para que se obtivesse um fluxo compatível com o observado.

Em 1974, o grupo de Rice repetiu a experiência utilizando um sistema mais eficiente de cristais NaI(Tl) e encontrou uma linha espectral em 530 ± 11 KeV com um fluxo reduzido de $(8,0 \pm 2,3) \times 10^{-4}$ fótons $cm^{-2} s^{-1}$ (Haymes et alii, 1975). Esta diferença significativa entre os dois resultados pode ter ocorrido, segundo os autores, devido à menor abertura angular do novo telescópio ("Full Width at Half Maximum" = 13°), à dependência temporal ou às diferentes direções de apontamento. Eles acreditam que a linha observada tenha sido realmente a de aniquilação de pósitrons livres em 511KeV deslocada por uma flutuação estatística nos seus dados.

ANIQUILAÇÃO DO POSITRÔNIO
 (ps = e⁺ + e⁻, ESTADO LIGADO)



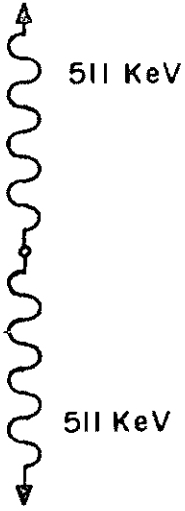
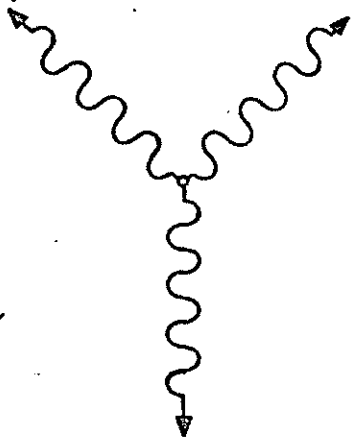
	 1S_0 PARA - ps	 3S_1 ORTO - ps
FRAÇÃO	25%	75%
VIDA MÉDIA	$1,3 \times 10^{10}$ SEG.	$1,4 \times 10^{-7}$ SEG.
MODO	 <p>2γ</p>	 <p>3γ</p>

Fig. 2.1 - Características da aniquilação do positrônio no estado eletrônico fundamental.

Tornou-se evidente, a esta altura, a necessidade do desenvolvimento de novos telescópios de raios gama, com alta resolução espectral, para a obtenção de resultados com maior confiabilidade estatística e para que se pudesse testar os modelos teóricos propostos. Neste sentido, um grupo formado por membros dos laboratórios Bell e Sandia desenvolveu um novo telescópio gama, formado por um detector central de germânio hiperpuro de 130cm^3 e por um sistema de cintiladores NaI(Tl) de grandes proporções que opera em anticoincidência. O instrumento possuía alta resolução em energia ($3,2\text{KeV}$ FWHM em 511KeV) e foi lançado em balão pela primeira vez em 11/11/77, tendo sido encontrado um fluxo de $(1,22 \pm 0,22) \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ para a linha de 511KeV (Leventhal et alii, 1978). Os resultados evidenciaram fortemente, porém não de maneira definitiva, a presença do espectro contínuo referente à aniquilação do positrônio via três fótons, o que implica uma aniquilação de 90% dos fótons via positrônio. Esta razão entre aniquilação via positrônio e aniquilação livre implica uma produção de fótons de 511KeV por pósitron aniquilado de $\sim 0,65$. Na aniquilação direta, este valor é 2, enquanto na aniquilação somente via positrônio, a relação é 0,5.

Outros experimentos foram realizados aproximadamente na mesma época pela Universidade de New Hampshire (Gardner et alii, 1982) e por um grupo francês de colaboração entre o "Centre d'Études Spatiales des Rayonnements (CESR)" e o "Centre d'Études Nucleaires de Saclay (CEN)" (Albernhe et alii, 1981). Este último foi realizado em colaboração com o INPE, em vôos de balão estratosférico a partir de Guaratinguetã, Brasil. Os fluxos encontrados pelos experimentos acima, surpreendentemente elevados, foram $(4,0 \pm 0,6) \times 10^{-3}$ e $(4,18 \pm 1,56) \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, respectivamente, para a linha de aniquilação do CG. É importante notar que, se forem excluídas a possibilidade de efeitos inerentes aos instrumentos e a existência de uma componente extensa, uma comparação entre os fluxos medidos pelos grupos de New Hampshire e Bell/Sandia, em 1977, mostram uma variação de um fator $\sim 3,3$ em 10 dias, o que implicaria uma dimensão linear máxima de $\sim 2,6 \times 10^{16} \text{cm}$ ($\sim 0,01 \text{pc}$) para a fonte (este valor é calculado a partir da idéia de que o tamanho da fonte

não pode ser maior do que o tempo de viagem da luz de um extremo a outro da região emissora, para que a emissão seja coerente). No entanto, não parece ser correto levar a argumentação a tal ponto, em virtude da grande diferença entre os dois telescópios, particularmente no que concerne à abertura angular (ver Tabela 2.2).

De todas as medidas da linha de 511KeV do CG, as mais significativas foram as realizadas pelo espectrômetro de raios gama cósmicos a bordo do satélite HEAO-3, em outubro de 1979 e março de 1980 (Riegler et alii, 1981 e 1982b; Jacobson, 1980). O telescópio desenvolvido pelo "Jet Propulsion Laboratory (JPL)", na Califórnia, consistia em 4 cristais de germânio hiperpuro (HPGe) de grande volume, circundados por uma blindagem ativa de iodeto de césio, que definia uma abertura angular de 35° FWHM. Acima do detector foi colocada uma camada de cintilador plástico de 0,35cm de espessura para garantir uma proteção total contra partículas carregadas. A área efetiva do instrumento era de $26,4\text{cm}^2$ em 511KeV. A resolução em energia em 511KeV era 2,72KeV FWHM para as medidas feitas em outubro de 1979. Em março de 1980, a linha alargou-se para 5,7KeV devido a danos acumulativos provocados por bombardeamento de partículas. No entanto, nenhuma outra degradação foi observada além do alargamento de linhas (a intensidade da linha de 1460KeV da fonte radioativa de calibração a bordo (^{40}K), por exemplo, permaneceu constante entre outubro de 1979 e março de 1980). Os fluxos encontrados para a linha de aniquilação do CG foram $(1,85 \pm 0,21) \times 10^{-3}$ e $(0,65 \pm 0,27) \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, para as medidas realizadas em outubro de 1979 e março de 1980, respectivamente.

Essas medidas foram muito importantes devido às fortes restrições impostas à energia ($510,9 \pm 0,25\text{KeV}$) e à largura ($<2,5\text{KeV}$) da linha e, principalmente, por demonstrarem a variabilidade temporal do fluxo da linha em uma escala de tempo relativamente curta (6 meses), com medidas realizadas pelo mesmo instrumento. Esta variabilidade limita o tamanho da fonte, ou pelo menos de uma componente dela, em aproximadamente um ano-luz. As principais limitações impostas à região de aniquilação de pósitrons do CG estão indicadas na Tabela 2.1. A densidade do gás no qual os pósitrons se aniquilam deve exceder a

10^5H/cm^3 , densidade mínima necessária para que eles percam energia cinética e se aniquilem em ~6 meses (Lingenfelter and Ramaty, 1982). A largura da linha observada indica que o gás deve ser pelo menos parcialmente ionizado (Bussard et alii, 1979). Se fosse neutro, a linha seria mais larga do que a observada por causa do alargamento Doppler causado, não pelo movimento térmico do gás, mas pela velocidade de pósitrons energéticos formando positrônio em vôo através de troca de carga com o hidrogênio neutro. Num gás parcialmente ionizado, no entanto, os pósitrons perdem energia para o plasma e termalizam-se antes da formação do positrônio ou da aniquilação. Portanto, a largura da linha reflete a temperatura do meio. Além disto, a largura da linha limita qualquer velocidade de rotação, expansão ou movimento aleatório em 700km/s , e a energia central da linha indica uma velocidade global ao longo da linha de visada de $-90 < v < +200 \text{km/s}$ e um "redshift" gravitacional $z < 7 \times 10^4$.

TABELA 2.1

RESTRIÇÕES À REGIÃO DE ANIQUILAÇÃO DE PÓSITRONS DO CG

PARÂMETRO FÍSICO	RESTRIÇÃO	PARÂMETRO OBSERVACIONAL
Tamanho	$< 10^{18} \text{cm}$	Variabilidade
Densidade	$> 10^5 \text{H/cm}^3$	Variabilidade
Grau de ionização	$n_e/n > 0,1$	Largura da linha
Temperatura	$< 5 \times 10^4 \text{K}$	Largura da linha
Rotação, Expansão, Movimento aleatório	$< 700 \text{km/s}$	Largura da linha
Movimento global ao longo da linha de visada	$-90 < v < 200 \text{km/s}$	Energia central da linha
"Redshift" gravitacional	$z < 7 \times 10^4$	Energia central da linha

Após a desativação do satélite HEAO-3, foram realizados mais dois experimentos de alta resolução espectral para medir a linha de 511KeV, lançados em balões estratosféricos em Alice Springs, Austrália, em 20-21 de novembro de 1981. Ambos mediram apenas limites superiores do fluxo da linha, o que indicou que a fonte parecia estar num estado "off" ou "low". Um dos experimentos, realizado pelo "Goddard Space Flight Center", encontrou um limite superior de $1,2 \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ para o fluxo da linha (Paciesas et alii, 1982), enquanto o outro, do grupo Bell/Sandia, mediu um limite superior de $7,6 \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$ (Leventhal et alii, 1982), ambos para um excesso de 2σ acima do ruído de fundo.

Na Tabela 2.2 são resumidas as principais características das mais importantes medidas da linha de aniquilação $e^- - e^+$ do CG.

TABELA 2.2

CARACTERÍSTICAS DAS PRINCIPAIS OBSERVAÇÕES DA LINHA DE ANIQUILAÇÃO $e^- + e^+$ DO CENTRO GALÁTICO

GRUPO	DATA	DETECTOR CENTRAL	CAMPO DE VISADA (FWHM) (graus)	RESOLUÇÃO EM ENERGIA EM 511KeV (FWHM, KeV)	FLUXO DA LINHA (fótons $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}$) $\times 10^{-3}$
Rice	20 nov. 1971	NaI	24	86	$1,8 \pm 0,5$
Rice	02 abr. 1974	NaI	13	60	$0,8 \pm 0,23$
CESR/CEN	14 abr. 1977	Ge(Li)	50	13	$4,18 \pm 1,56$
Bell/Sandia	11 nov. 1977	HPGe	15	3,2	$1,22 \pm 0,22$
UNH	21 nov. 1977	NaI	100	40	$4,0 \pm 0,6$
Bell/Sandia	15 abr. 1979	HPGe	15	3,2	$2,35 \pm 0,71$
JPL (HEAO-3)	out. 1979	HPGe	35	2,7	$1,85 \pm 0,21$
JPL (HEAO-3)	mar. 1980	HPGe	35	5,7	$0,65 \pm 0,27$
GSFC/CEN	20 nov. 1981	HPGe	15	2,4	$> 1,2 (2\sigma)$
Bell/Sandia	21 nov. 1981	HPGe	15	2,4	$> 0,76 (2\sigma)$

Admitindo uma fonte pontual no CG a ~ 10 Kpc de distância e supondo que, como já foi visto, cada pósitron aniquilado gera $\sim 0,65$ fótons de 511 KeV, o valor médio do fluxo da linha de 511 KeV do CG (aproximadamente 2×10^{-3} fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$) corresponde a uma taxa de aniquilação de $\sim 4 \times 10^{43}$ pósitrons por segundo e a uma luminosidade de radiação de aniquilação de $\sim 6 \times 10^{37}$ erg s^{-1} , incluídos a linha e o contínuo. Este valor torna o CG a mais luminosa fonte de raios gama da Galáxia.

Existem indícios de uma possível correlação entre o fluxo da linha de 511 KeV do CG e o contínuo de raios gama de baixa energia. Esta correlação é esperada em um modelo onde pares elétron-pósitron e radiação gama não-térmica de baixa energia são produzidos no disco de agregação de um objeto compacto massivo (Ramaty and Lingenfelter, 1981; Lingenfelter and Ramaty, 1982); os pósitrons, em seguida, são aniquilados nas nuvens de gás quente ionizado que parecem existir em Sg A (Oeste) (Lacy et alii, 1980) e produzem a linha em 511 KeV. Para investigar esta hipótese, foram calculados os fluxos integrais de 100 a 300 KeV de vários espectros do CG. A Figura 2.2 mostra que pode existir uma certa correlação ($\chi_r^2 = 2,01$ para 5 graus de liberdade) entre estes valores e os fluxos da linha de 511 KeV (Rice: Johnson et alii, 1972; Haymes et alii, 1975; Bell/Sandia: Leventhal et alii, 1978; Leventhal et alii, 1980; JPL (HEAO-3): Riegler et alii, 1981 e 1982b; GSFC/CEN: Paciesas et alii, 1982).

Essa comparação é um tanto vaga porque está sujeita a diferenças sistemáticas entre os instrumentos de medida, particularmente no que concerne ao campo de visada. No entanto, medidas espectrais do CG feitas pelo satélite HEAO-1 (Matteson, 1982) mostram que o contínuo acima de 50 KeV é dominado por uma fonte (GCX) variável, de extensão angular $\leq 5^\circ$, o que tornaria as diferenças de abertura irrelevantes. Em energias inferiores, a variabilidade das ~ 10 fontes identificadas na região do CG (principalmente GCX) é muito pequena, o que indica que o mecanismo de produção de raios-X destes objetos não deve ser relacionado com a produção da linha de 511 KeV. De qualquer forma, novas medidas são importantes para que estas questões sejam melhor compreendidas.

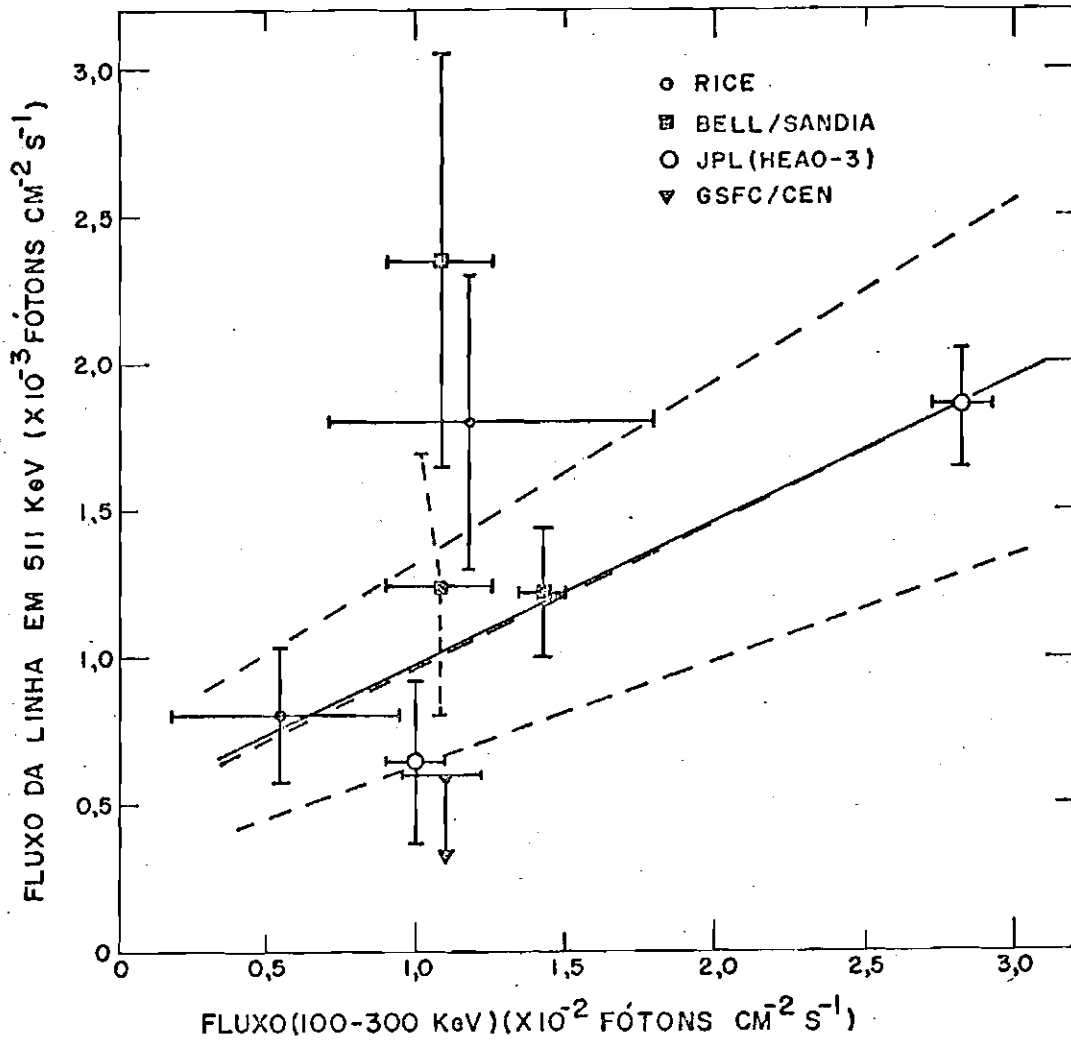


Fig. 2.2 - Fluxo da linha de 511KeV em função do fluxo entre 100 e 300KeV, ambos do CG.

A linha contínua indica um ajuste por mínimos quadrados ($\chi_r^2 = 2,01$ para 5 graus de liberdade). As linhas tracejadas referem-se ao valor obtido por Leventhal et alii (1980) durante 6 horas de observação do CG (os autores preferem o valor de $(2,35 \pm 0,71) \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, obtido em 2 horas de observação).

CAPÍTULO 3

DESCRIÇÃO DA EXPERIÊNCIA GELI-1

A experiência GELI-1 nasceu de um projeto de colaboração entre a França e o Brasil para observar linhas nucleares cósmicas no Hemisfério Sul. Em fevereiro de 1977 foram realizadas observações do Centro Galático com o telescópio CESAR, lançado em balão estratosférico de Guaratinguetá, SP, como foi mencionado no capítulo anterior. Este telescópio foi o precursor do telescópio GELI-1, do qual fazer parte seu sistema de blindagem ativa e componentes mecânicos.

A parte principal do telescópio GELI-1 (Figura 3.1) consiste em um sistema formado por dois detectores de semicondutor de germânio (diodos Ge(Li)), em forma de anéis cilíndricos, montados sobre um mesmo eixo e separados de 1,25cm. A área da base de cada cilindro, descontada a área ocupada pelo eixo, é de 17,6cm² e a espessura, 2,5cm, totalizando um volume de 44cm³ para cada um. Os diodos são pressurizados e resfriados por um criostato que os mantém à temperatura de nitrogênio líquido (~77⁰K). Este sistema é circundado por um conjunto de cintiladores NaI(Tl) (NaI3, NaI4 e NaI5), cuja função é constituir uma blindagem lateral e inferior para os diodos.

O cristal NaI3 é um anel cilíndrico cujas dimensões externas são 20,3cm de diâmetro e 15,2cm de altura (8" x 6"). Os cristais NaI4 e NaI5 são cilindros semicirculares cujas dimensões externas são 20,3cm de diâmetro e 5,1cm de altura (8" x 2"). Estes valores definem um ângulo de visada geométrico de aproximadamente 50⁰ para o telescópio.

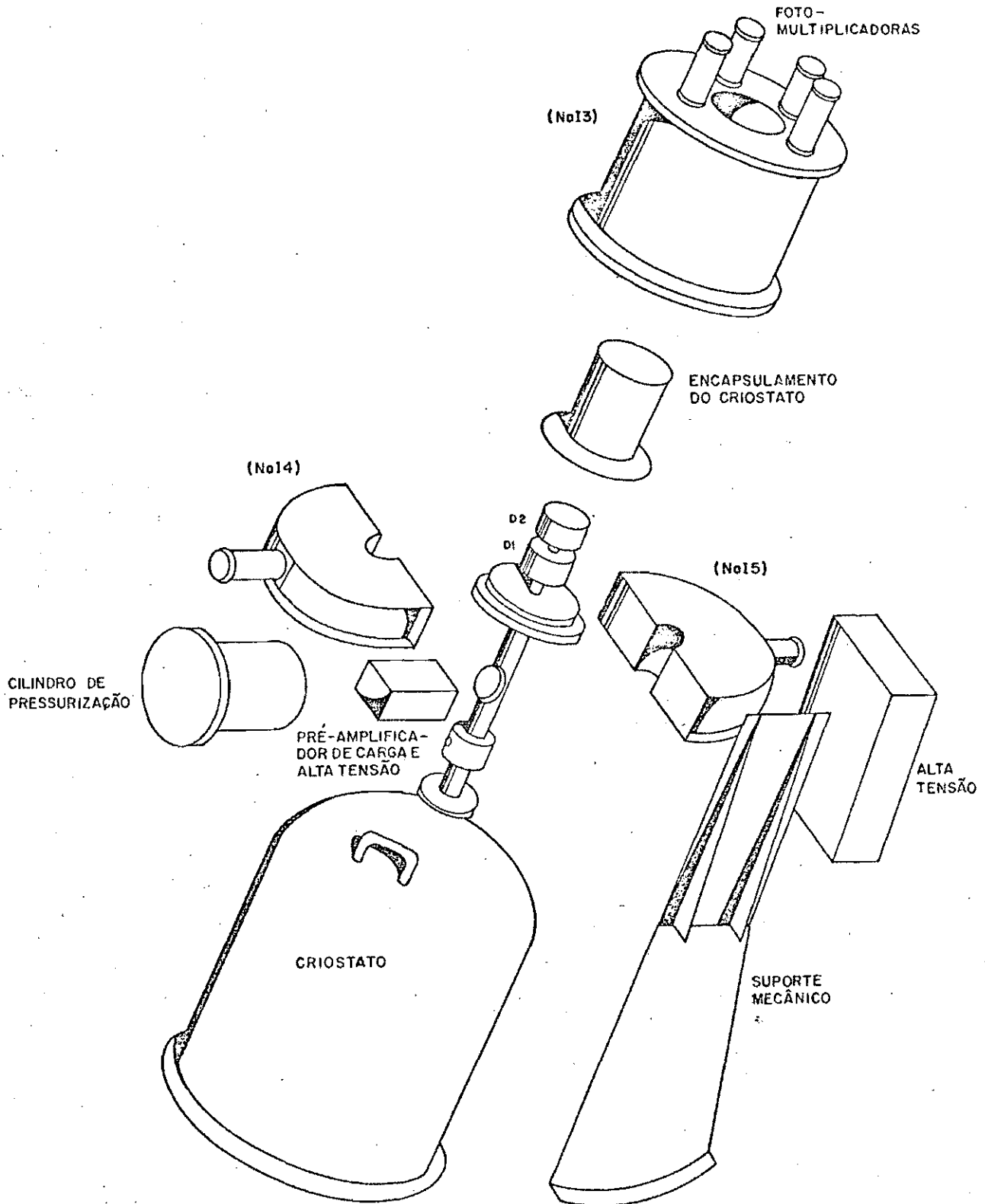


Fig. 3.1 - Diagrama com as várias partes do telescópio GELI-1.

A principal vantagem da utilização de diodos Ge(Li) como detectores de radiação gama é a alta resolução em energia que eles possuem. Em um detector de cintilação, a cadeia de eventos que ocorrem na conversão da energia da radiação incidente em luz e a geração subsequente de um sinal elétrico envolve vários passos ineficientes. A energia necessária para criar um portador de informação (um fotoelêtron), em cristais NaI, é grande (da ordem de 1KeV ou mais), e o número relativamente pequeno de portadores criados em uma interação típica introduz elevadas flutuações estatísticas no processo. Este fato impõe uma degradação na resolução em energia inerente ao processo de detecção. Além disso, as flutuações que ocorrem na multiplicação de elétrons secundários nos diodos das fotomultiplicadoras contribui para alargar a resolução. Nos detectores de semicondutor, no entanto, a energia necessária para criar um portador de informação (um par elétron-buraco) é da ordem de apenas 3eV, e o movimento dos pares elétron-buraco (criados ao longo da trajetória do fóton incidente), em um campo elétrico, produz diretamente o sinal elétrico de saída. A melhor resolução em energia dos detectores Ge(Li) em relação aos cristais NaI, devida a estes fatores, é claramente visível na Figura 3.2.

Os diodos Ge(Li) são construídos a partir de um cristal de germânio puro de alta qualidade. Envolvendo o cristal, é depositada uma camada de lítio, cujos átomos se difundem através do semicondutor pela ação de uma alta voltagem. Os átomos de lítio compensam as impurezas do tipo p ainda presentes no cristal, fazendo com que o diodo do tipo p-i-n, assim formado, possa suportar voltagens reversas altas e produzir intensos campos elétricos na região intrínseca. Os detectores Ge(Li) devem operar a baixas temperaturas ($\sim 77^{\circ}\text{K}$) para evitar a criação de pares elétron-buraco por excitação térmica, devendo ser constantemente mantidos a essas temperaturas para que não haja degradação do processo de compensação do lítio.

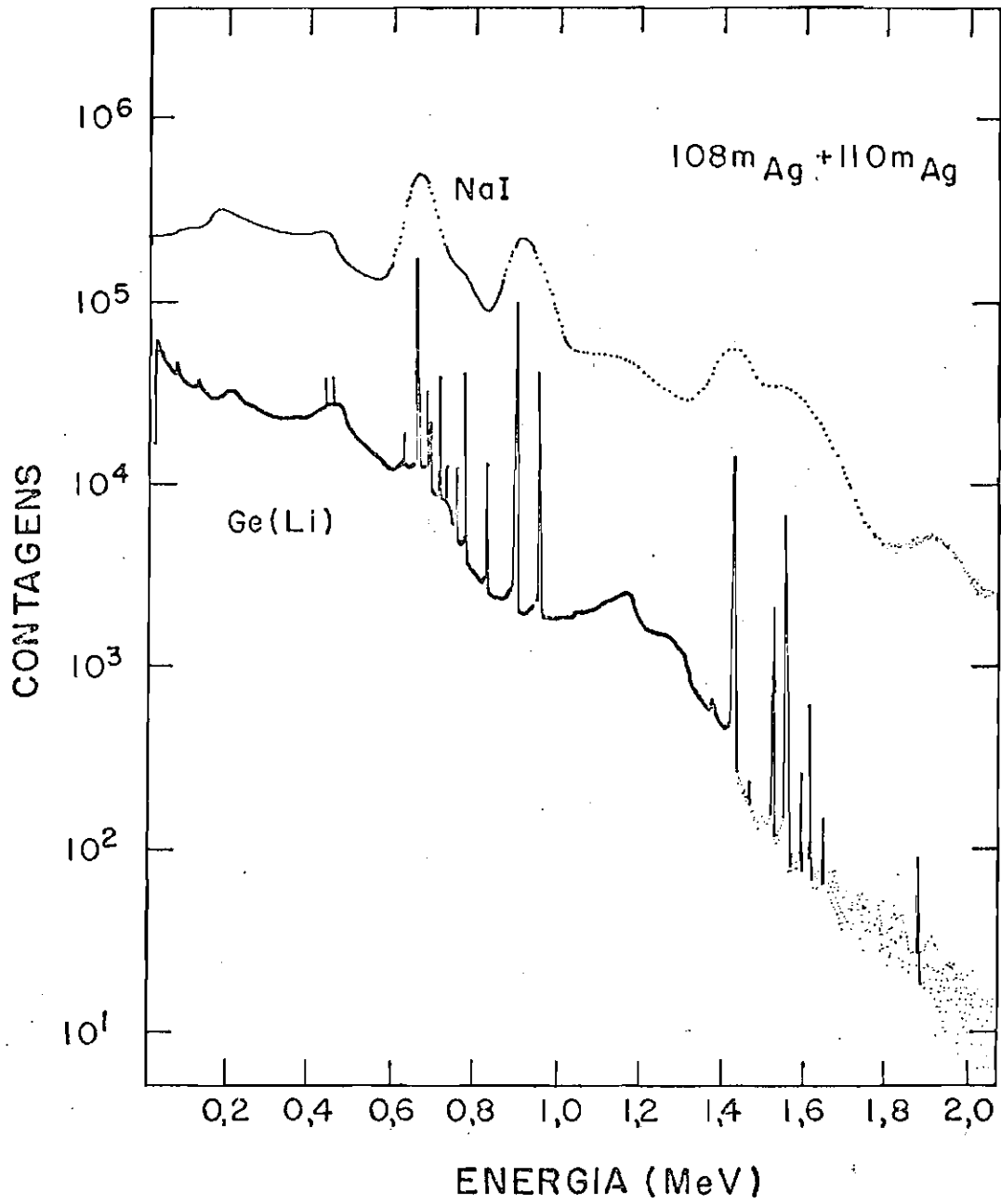


Fig. 3.2 - Espectro da prata obtido com detectores NaI e Ge(Li).
FONTE: Kno11 (1979).

A diferença essencial entre os telescópios GELI-1 e CESAR está na presença do segundo diodo Ge(Li), colocado em posição inferior ao detector principal. O objetivo é conseguir, com esta nova configuração, uma diminuição substancial do ruído de fundo instrumental, visando melhorar a relação sinal/ruído para a detecção de linhas nucleares, e obter uma melhor proteção contra nêutrons no sentido "upward", os quais induzem o aparecimento de linhas produzidas no próprio detector Ge(Li), através de reações do tipo $\text{Ge}(n,\gamma)\text{Ge}$.

A eletrônica associada ao telescópio é representada na Figura 3.3. Os dois diodos Ge(Li) são polarizados por uma mesma alta tensão e cada um deles alimenta um pré-amplificador de carga (CAMBERRA 970 e CAMBERRA 2001), os quais, juntamente com a alta tensão, operam à pressão atmosférica no interior de um cilindro vedado. Os pulsos de saída são amplificados e formatados por amplificadores lineares (ORTEC 472 e CAMBERRA 1413). Os pulsos que satisfazem às condições impostas pela lógica de anticoincidência são analisados por altura, divididos em 8192 canais e convertidos em palavras digitais de 13 bits por um codificador (NORLAND 5410). Os discriminadores inferiores foram ajustados inicialmente em 10KeV. A linearidade de ganho dos amplificadores define um intervalo de energia de 10 a 1460KeV. Os níveis dos discriminadores associados aos cristais NaI(Tl) foram ajustados em 100KeV.

Os diodos podem operar em anticoincidência mútua, ou seja, os pulsos correspondentes a fótons que interagem nos dois detectores não são analisados pelo codificador devido a um bloqueio provocado por um circuito lógico. Da mesma maneira, os cristais NaI operam em anticoincidência com os diodos, o que faz com que os fótons que interagem em algum cristal NaI e em algum dos diodos não sejam contados. Este sistema de rejeição aumenta significativamente a blindagem do telescópio em relação a uma simples absorção "passiva" na matéria. As principais interações que ocorrem entre a radiação gama incidente e os detectores estão indicadas esquematicamente na Figura 3.4. As amplitudes dos pulsos gerados por estas interações são sempre proporcionais às energias depositadas, em cada detector, pelos fótons incidentes.

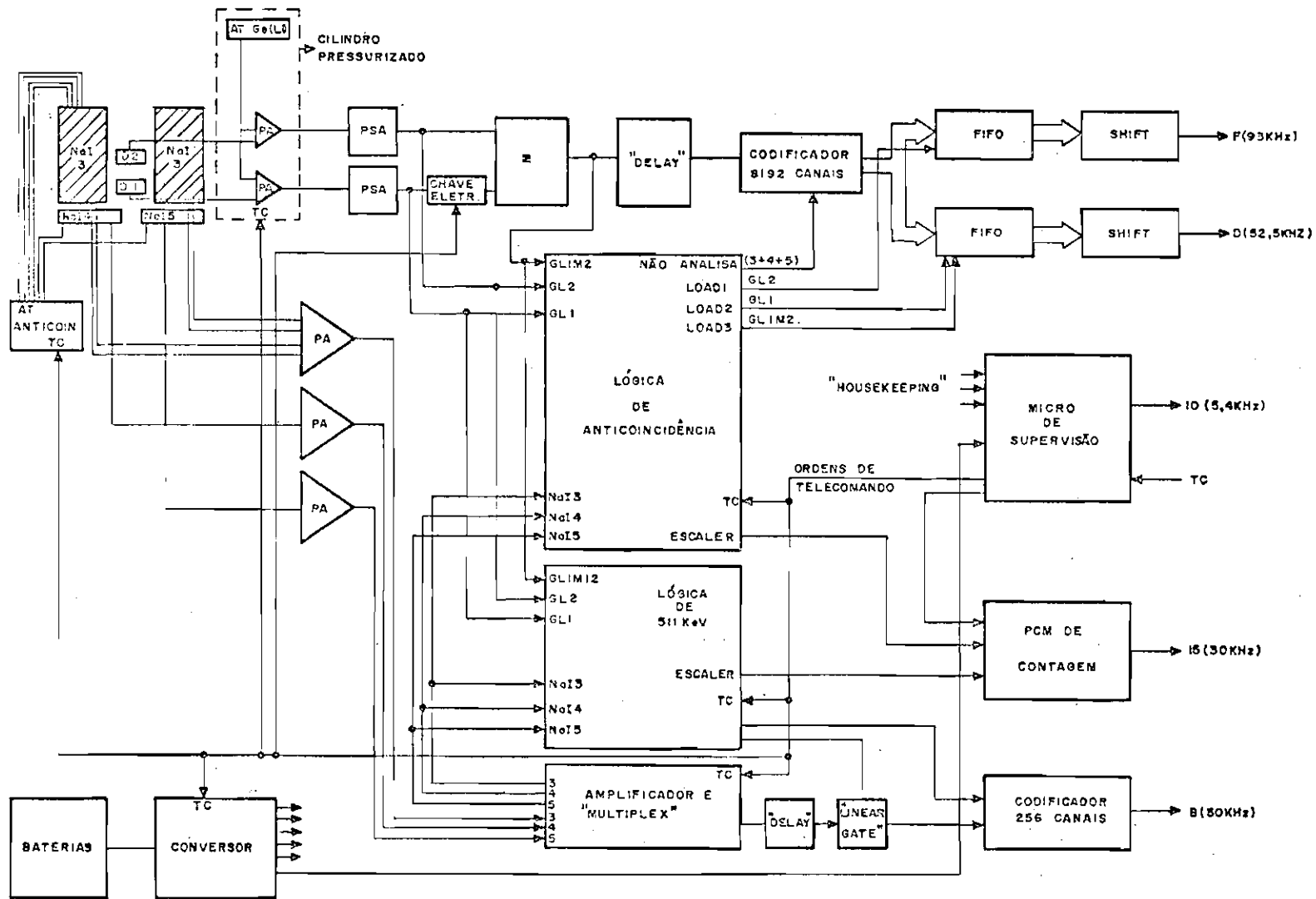
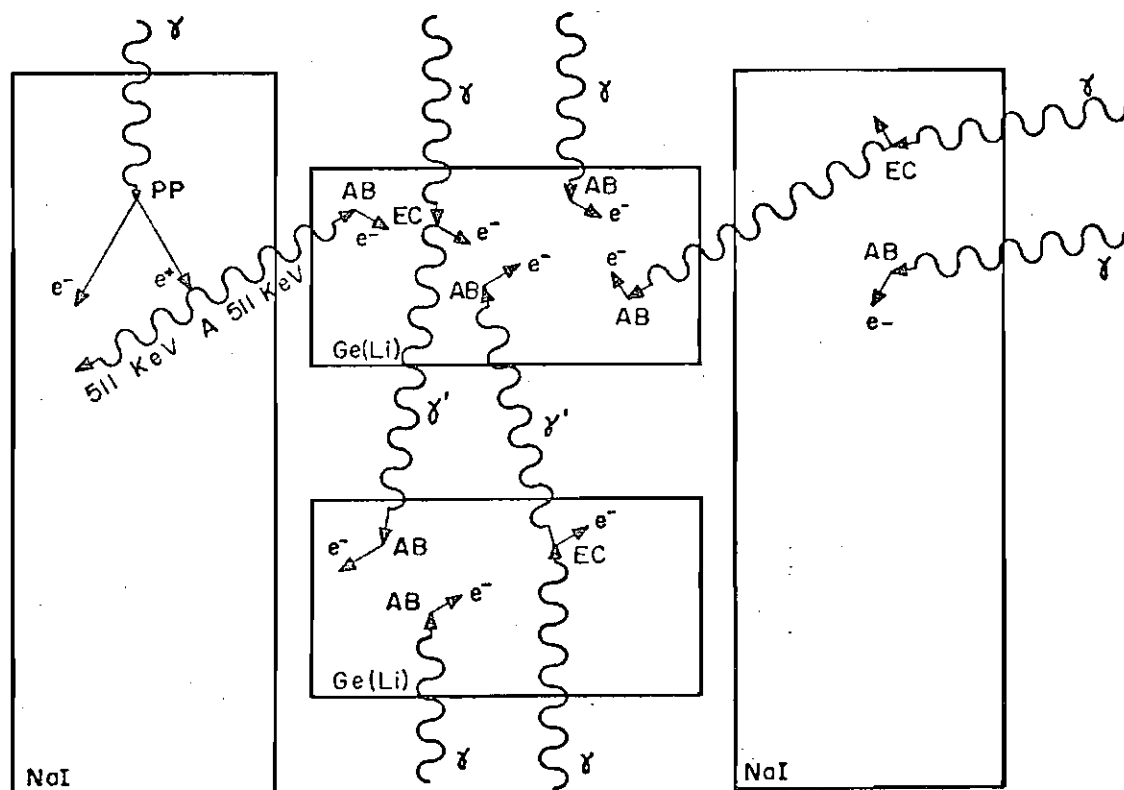


Fig. 3.3 - Diagrama de blocos da eletrônica da experiência.



AB - ABSORÇÃO FOTOELÉTRICA
EC - ESPALHAMENTO COMPTON
PP - PRODUÇÃO DE PARES
A - ANIQUILAÇÃO ELÉTRON-PÓSITRON

Fig. 3.4 - Diagrama esquemático das principais interações entre os raios gama e os detectores.

Com o objetivo de monitorar a relação energia x canal dos detectores durante os vãos da experiência, foi definida uma janela eletrônica em torno de 511KeV, a qual permite uma visualização constante da intensa linha de aniquilação atmosférica. Os pulsos, provenientes dos cristais de anticoincidência, que satisfazem às condições da lógica de 511KeV (ou seja, que corresponde a eventos que depositam energias entre 100 e 900KeV), são codificados em 256 canais.

Foi utilizado um sistema de telemetria FM/FM de 6 canais IRIG para transmitir todas as informações da carga útil para a terra. A fim de permitir uma redução do tempo morto do sistema, os canais usados para a transmissão dos eventos associados aos diodos Ge(Li) (canais F e D) foram de frequência mais alta do que os utilizados na experiência CESAR (que utilizava 4096 canais de energia). A introdução de um bit adicional à palavra digital que carrega a informação do evento ocorrido no detector aumenta o tempo de análise da palavra, durante o qual outros eventos não podem ser analisados. Para minimizar este "tempo morto", foi utilizada uma largura de bit menor, e, conseqüentemente, um canal de frequência mais alta.

O telescópio pode operar em vários modos de detecção, como mostra a Tabela 3.1. O sistema passa de um modo para outro através do envio de ordens de telecomando, com as quais se pode inibir a operação em anticoincidência de qualquer um dos cinco detectores e escolher o espectro de 256 canais (em torno de 511KeV) desejado.

TABELA 3.1

PRINCIPAIS MODOS DE DETECÇÃO

DETETORES DE ANÁLISE	DETETORES EM ANTICOINCIDÊNCIA	NOMENCLATURA
2	1,3,4,5	GL2/ANTI3
1	2,3,4,5	GL1/ANTI3
2	1,3	GL2/SUP
2	1,4,5	GL2/INF
1	2,3	GL1/SUP
1	2,4,5	GL1/INF
2	1	GL2/ANTI1
1	2	GL1/ANTI2
1,2	3,4,5	GL1M2/ANTIN

Várias outras operações podem ser feitas via telecomando, por exemplo, ligar e desligar uma chave eletrônica que foi colocada na entrada do sinal do diodo inferior (D1) no circuito "Dual Sum and Invert" (ORTEC 433), devido ao fato de estar havendo uma superposição de ruídos eletrônicos em sua saída, o que degradava a resolução em energia do diodo superior (D2).

CAPÍTULO 4

CALIBRAÇÃO DO TELESCÓPIO

Os objetivos básicos da calibração de laboratório da experiência foram calcular a eficiência (área efetiva) de detecção e estimar a resolução em energia do telescópio, em função da energia dos fótons incidentes; além disso, procurou-se estudar as propriedades telescópicas do instrumento.

As características das fontes radioativas calibradas, utilizadas nas medidas, estão na Tabela 4.1. Os espectros de calibração foram obtidos sem a passagem dos sinais pelo sistema de telemetria, proporcionando um aumento considerável nas taxas de contagem devido à diminuição do tempo de análise. Os pulsos provenientes dos amplificadores foram digitalizados no conversor analógico-digital do analisador multicanal TRACOR NORTHERN TN-1710. Os espectros foram gravados no computador B6800 do INPE através de uma interface desenvolvida no Departamento de Astrofísica (Corrêa e Blanco, 1983). Para o cálculo das áreas dos picos fotoelétricos, dos centróides e das resoluções em energia das linhas, foi utilizado o programa de convergência iterativa HYPERMET desenvolvido no "Naval Research Laboratory" (Phillips and Marlow, 1976). Este programa faz um ajuste não-linear do espectro contínuo na região das linhas e aproxima os picos por curvas gaussianas.

Para estudar a diretividade do telescópio, variou-se o ângulo de incidência da radiação vinda das fontes radioativas, mantendo-as a uma distância constante do centro do diodo superior. As primeiras medidas foram realizadas com o sistema de anticoincidência (cristais NaI(Tl)) desmontado. O parâmetro que melhor representa a diretividade é a *transmissão*, definida como a razão entre as áreas dos fotopicos obtidos no modo de detecção GL2/ANTI3 e no modo denominado GL2/SEM (no qual os cristais NaI(Tl) estão ausentes e o diodo inferior atua apenas como barreira passiva). A Figura 4.1 mostra a variação da transmissão em função do ângulo de incidência para duas linhas da fonte de

^{152}Eu (121,78 e 1408,03KeV), juntamente com a transmissão do telescópio CESAR (da Costa, 1981). Nota-se que, em baixas energias, para as quais a absorção passiva nos cristais NaI é grande, praticamente não há variação de transmissão de um telescópio para outro, enquanto para altas energias o diodo inferior desempenha importante papel no sistema de blindagem, dividindo aproximadamente por 2 a transmissão em ângulos elevados ($\theta \geq 40^\circ$). A Figura 4.1 mostra também que a abertura angular efetiva (FWHM) do telescópio, para baixas energias ($E \leq 300\text{KeV}$) é de 50° , idêntica à abertura geométrica.

TABELA 4.1

CARACTERÍSTICAS DAS FONTES RADIOATIVAS UTILIZADAS NA CALIBRAÇÃO

FONTE ($T_{1/2}$, MEIA VIDA)	ATIVIDADE (A_0 , μCi)	ENERGIA (KeV) (η , RAZÃO DE RAMIFICAÇÃO)*
^{241}Am (433 anos)	$6,43 \pm 0,19$ (02/07/81)	59,54 (0,363)
^{22}Na (2,58 anos)	$1,48 \pm 0,04$ (03/02/83)	511 (1,798); 1274,5 (0,9994)
^{152}Eu (13 anos)	$18,7 \pm 0,37$ (06/11/81)	121,78(0,332); 244,7(0,078); 344,28(0,311); 778,9(0,153); 964,0 (0,17); 1086,4(0,103); 1112,0(0,159); 1408,03(0,244)
^{60}Co (5,26 anos)		1173; 1333

* Dados de Erdtmann and Soyka (1979) e Brown et alii (1978).

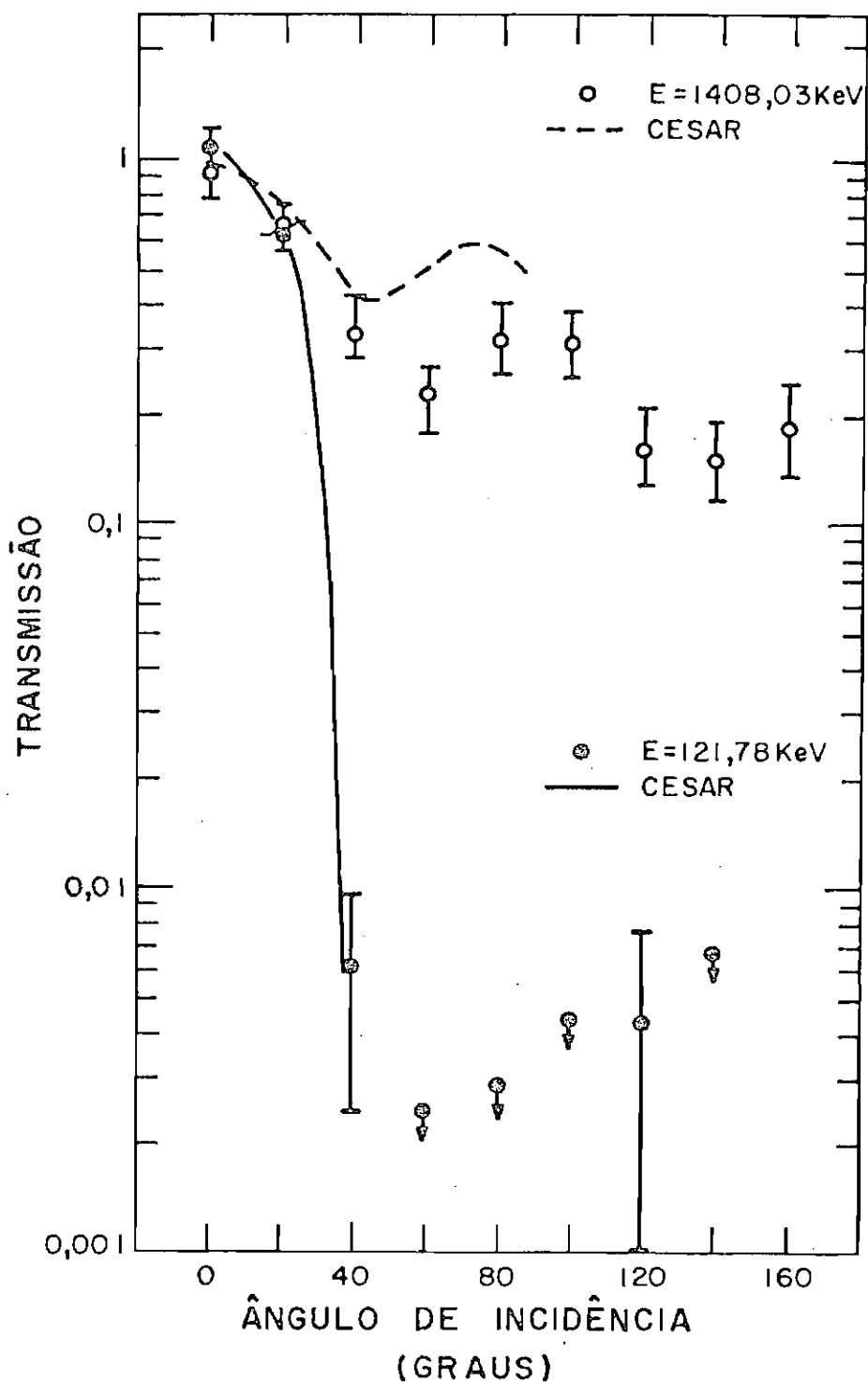


Fig. 4.1 - Transmissão do telescópio em função do ângulo de incidência (modos GL2/ANTI3 e GL2/SEM) para duas linhas da fonte de ^{152}Eu .

Os valores da eficiência absoluta (ϵ) do telescópio foram calculados segundo a expressão abaixo, que representa a razão entre os fótons detectados via efeito fotoelétrico e os fótons emitidos pela fonte radioativa no ângulo sólido ocupado pelo detector, para uma dada emissão monoenergética, ou seja:

$$\epsilon = \frac{P_k}{A \eta \left(\frac{\Omega}{4\pi}\right) T},$$

onde:

P_k = contagem total do fotopico das linhas observadas,

$A = A_0 \exp(-t \cdot \ln 2 / T_{1/2})$,

t = tempo decorrido entre a calibração da fonte e a medida,

η = razão de ramificação,

$\Omega = S/d^2$,

S = área de detecção projetada na direção perpendicular à direção de incidência,

d = distância da fonte ao centro do diodo superior,

T = tempo de integração.

Na Figura 4.2 estão os valores da área efetiva de detecção ($S_f = \epsilon S$) em função da energia, obtidos para os modos GL2/SEM e GL2/ANTI3, com a fonte de ^{152}Eu a 0° . Foi feito um ajuste por mínimos quadrados utilizando a expressão proposta por McNelles e Campbell (1973):

$$S_f = \left(\frac{a_1}{E}\right)^{a_2} + a_3 \exp(-a_4 E).$$

Os valores encontrados para o modo GL2/SEM foram:

$$a_1 = 467,8,$$

$$a_2 = 1,342,$$

$$a_3 = -371,5,$$

$$a_4 = 5,582 \times 10^{-2},$$

para $\chi_r^2 = 3,511$ (com 7 graus de liberdade).

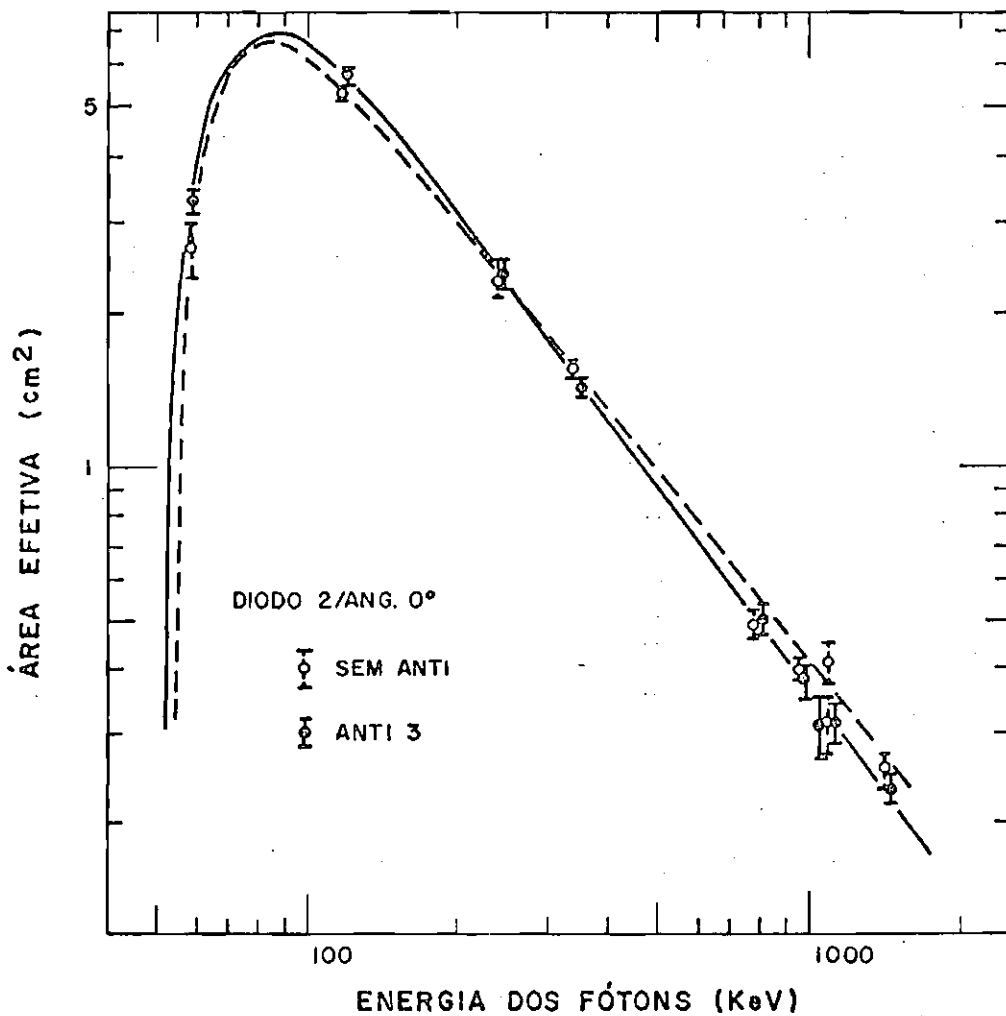


Fig. 4.2 - Área efetiva em função da energia dos fótons incidentes (modos GL2/SEM e GL2/ANTI3), obtida com a fonte de ^{152}Eu a 0° .

Para energias superiores a ~300KeV, os valores obtidos para a soma dos diodos correspondem à soma das áreas efetivas calculadas para cada um, separadamente. Para energias inferiores, no entanto, o diodo superior representa um obstáculo que absorve os fótons, diminuindo os valores de S_f para o diodo inferior.

Um parâmetro útil para a normalização do ruído de fundo instrumental do telescópio é a integral da área efetiva em ângulo sólido, denominada *fator geométrico*. Levando em conta a simetria cilíndrica do sistema de detecção, este parâmetro é definido como:

$$G(E) = \int_0^{\pi} S_f(E, \theta) 2\pi \sin\theta d\theta .$$

Para cada linha observada, o cálculo de G foi feito numericamente a partir da curva da área efetiva em função do ângulo de incidência. Os resultados estão na Figura 4.3. Em 511KeV, o fator geométrico do instrumento GELI-1 é ~15 vezes menor do que o da experiência CESAR, enquanto a área efetiva, medida a 0° , é ~5 vezes menor, na mesma energia, para o modo GL2/ANTI3, e ~2,5 vezes menor para o modo GLIM2/ANTIN. Como, em primeira aproximação, o ruído de fundo instrumental é proporcional ao fator geométrico, a relação de contagem (fonte/ruído de fundo) para a observação de fontes pontuais é, no mínimo, 3 vezes superior no telescópio GELI-1.

A presença do diodo inferior no sistema de detecção introduz o aparecimento do efeito "forward scattering" nos espectros obtidos com o diodo 1 (sem anticoincidência com o diodo 2) ou com a soma dos diodos. Este efeito consiste no espalhamento Compton, no diodo superior, de alguns fótons provenientes da fonte radioativa, os quais posteriormente depositam toda a sua energia restante no diodo 1, através de uma absorção fotoelétrica, fazendo com que apareça um acúmulo de contagens na região anterior ao fotopico. O efeito é bem nítido na Figura 4.4(a), onde se pode notar também a sua ausência quando os diodos estão em anticoincidência. Na Figura 4.4(b), onde o espectro foi obtido com o diodo superior, o efeito não aparece, como era de esperar.

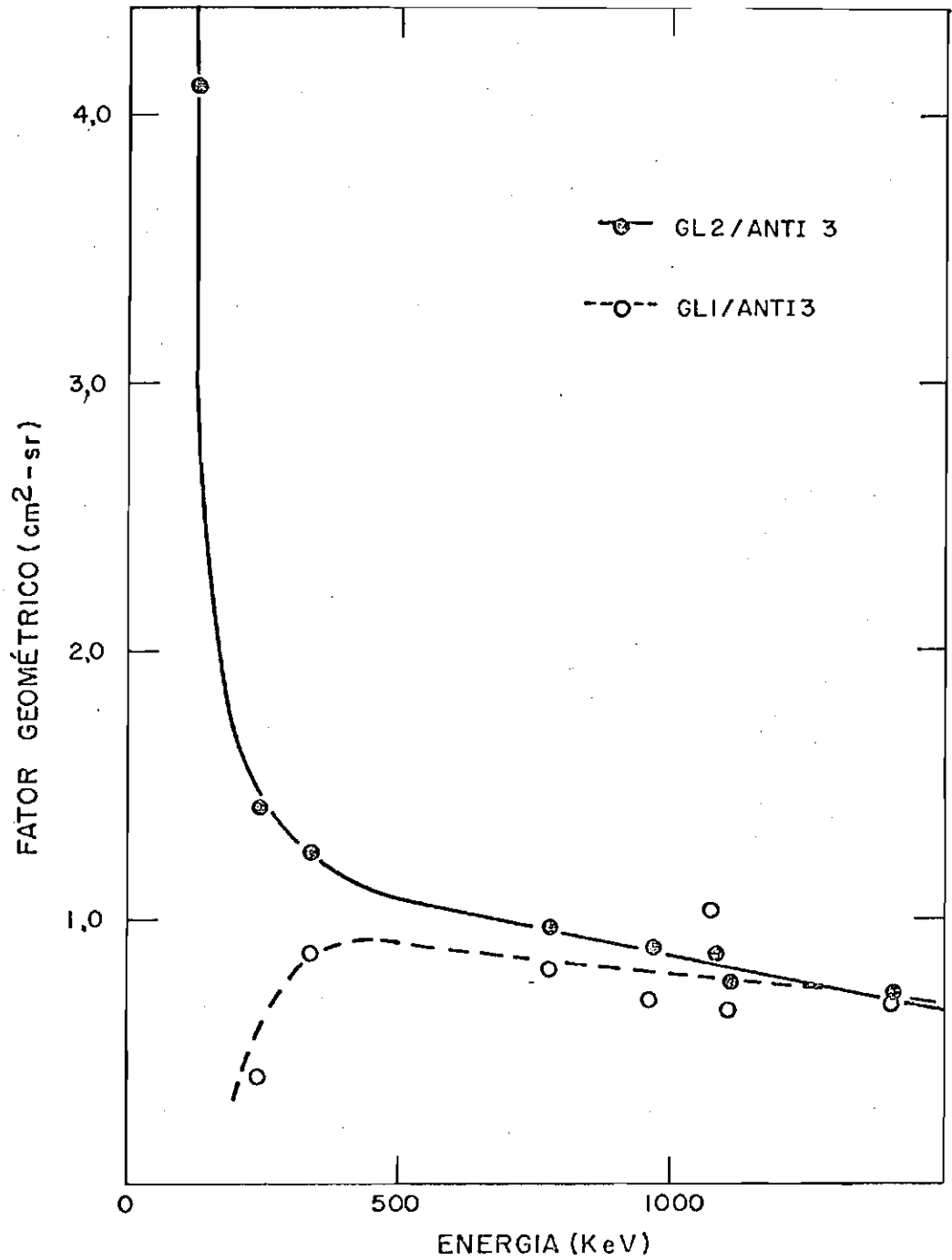
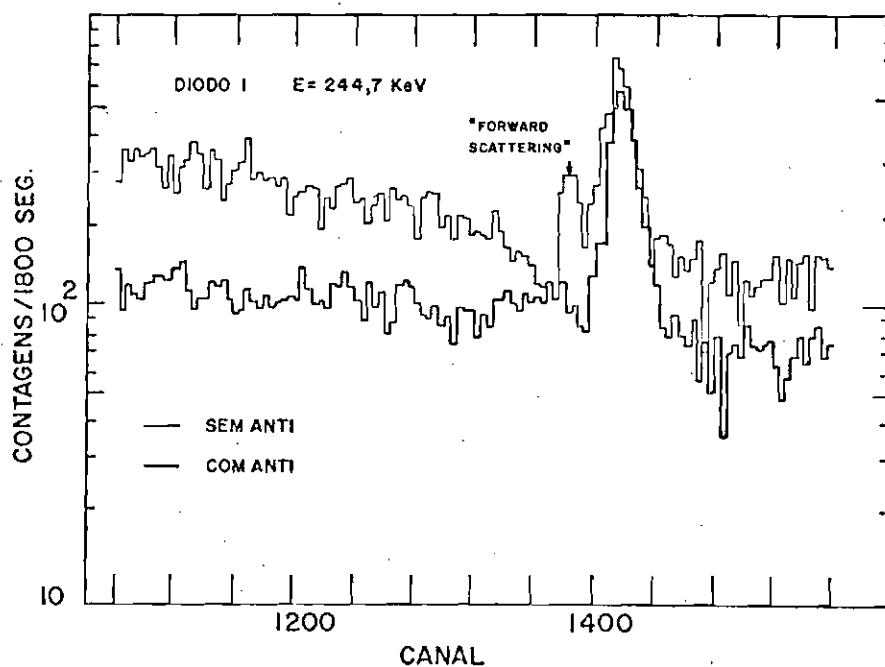
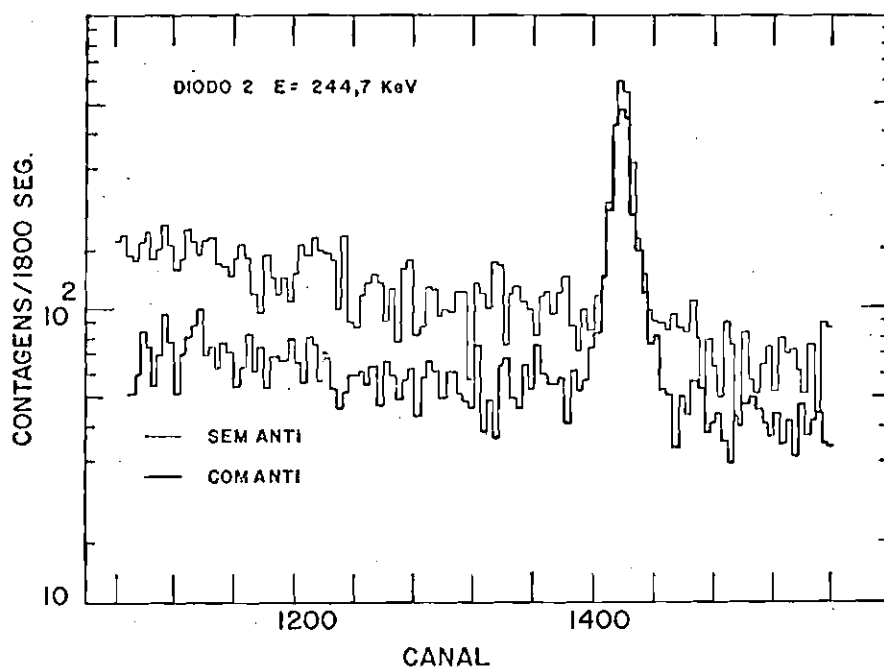


Fig. 4.3 - Fator geométrico do telescópio em função da energia dos fótons incidentes (modos GL2/ANTI3 e GL1/ANTI3).



) Espectro do ¹⁵²Eu obtido com o diodo inferior na região do pico de 244,7KeV.



b) Espectro do ¹⁵²Eu obtido com o diodo superior na mesma faixa de energia.

Fig. 4.4 - Efeito "forward scattering".

As medidas da resolução em energia do instrumento, obtidas com o programa HYPERMET, mostram uma sensível melhora em relação ao telescópio CESAR. O valor obtido para o modo GL2/SEM foi de 2,5KeV FWHM em aproximadamente 1MeV, cerca de 1,8 vezes menor que o obtido na experiência CESAR.

A expressão que melhor representa a resolução em energia dos detectores de germânio (Knoll, 1979) é:

$$(\Delta E)^2 = (\Delta E)_e^2 + (2,35)^2 \cdot F \cdot \epsilon \cdot E ,$$

onde:

(ΔE) = largura total do fotopico à meia intensidade (FWHM).

$(\Delta E)_e$ = largura total do fotopico à meia intensidade devida à eletrônica.

F = fator de Fano, que traduz o alargamento produzido por flutuações estatísticas no número de portadores de carga produzidos em cada interação no detector.

ϵ = energia necessária para criar um par elétron-buraco (para o germânio, $\epsilon = 2,96\text{eV}$).

E = energia do pico fotoelétrico.

Um ajuste por mínimos quadrados para os valores obtidos no modo GL2/SEM, com a fonte de ^{152}Eu a 0° (Figura 4.5), resultou em:

$$(\Delta E)_e = 2,2645 \pm 0,045\text{KeV},$$

$$F = 0,0584 \pm 0,0288,$$

com $\chi_r^2 = 1,323$ (para 8 graus de liberdade).

Esses valores permitem estimar, a partir das linhas das fontes de calibração, a resolução em energia das linhas a serem observadas durante o voo da experiência em balão. O fator de Fano encontrado é compatível com os valores usuais para detectores de germânio.

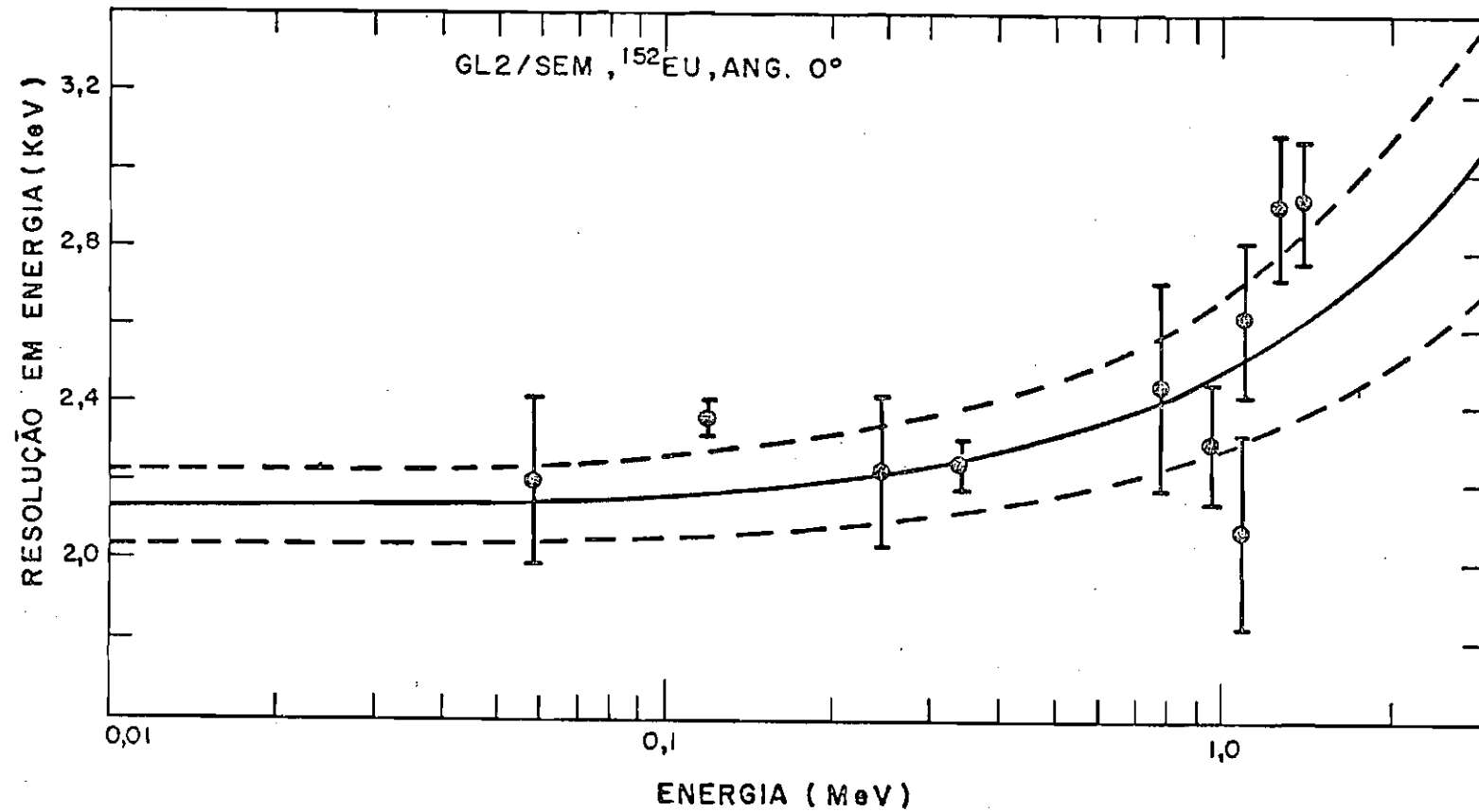


Fig. 4.5 - Resolução em energia (FWHM), em função da energia dos fôtons incidentes (modo GL2/SEM), obtida com a fonte de ^{152}Eu a 0° .

As linhas indicam o ajuste por mínimos quadrados ($\chi^2_r = 1,323$ para 8 graus de liberdade).

A resolução em energia do diodo 1 não pôde ser bem definida a não ser em altas energias, quando a absorção em D2 foi pequena. Além disto, a difusão dos fôtons em D2 ("forward scattering") contribui para alargar os fotopicos. As linhas de espectros obtidos com a soma dos diodos (modos GL1M2/SEM e GL1M2/ANTIN) mostraram-se 40% mais largas do que as obtidas com o diodo superior (modos GL2/SEM e GL2/ANTI3), o que se deve não sô ao "forward scattering", mas também a flutuações de ganho dos amplificadores.

Após a calibração no laboratório, a eletrônica associada à experiência foi colocada em condições de vôo. As Figuras 4.6 e 4.7 mostram espectros da calibração pré-vôo realizada no local de lançamento, com a fonte de ^{152}Eu a 0° . Nota-se claramente na Figura 4.6 a pequena intensidade das linhas de baixa energia medidas com o diodo inferior, causada pela absorção no diodo superior. O modo de detecção GL2/ANTI2 S/D1, que aparece indicado na Figura 4.7, significa que foi cortada, por telecomando, a ligação do diodo 1 com o circuito que soma os sinais dos dois diodos, a fim de diminuir o nível de ruído (ver Figura 3.3). A partir destes espectros, foi feito um ajuste, por mínimos quadrados, da relação "energia x canal", para estabelecer esta relação com precisão e permitir o monitoramento do ganho dos amplificadores durante o vôo.

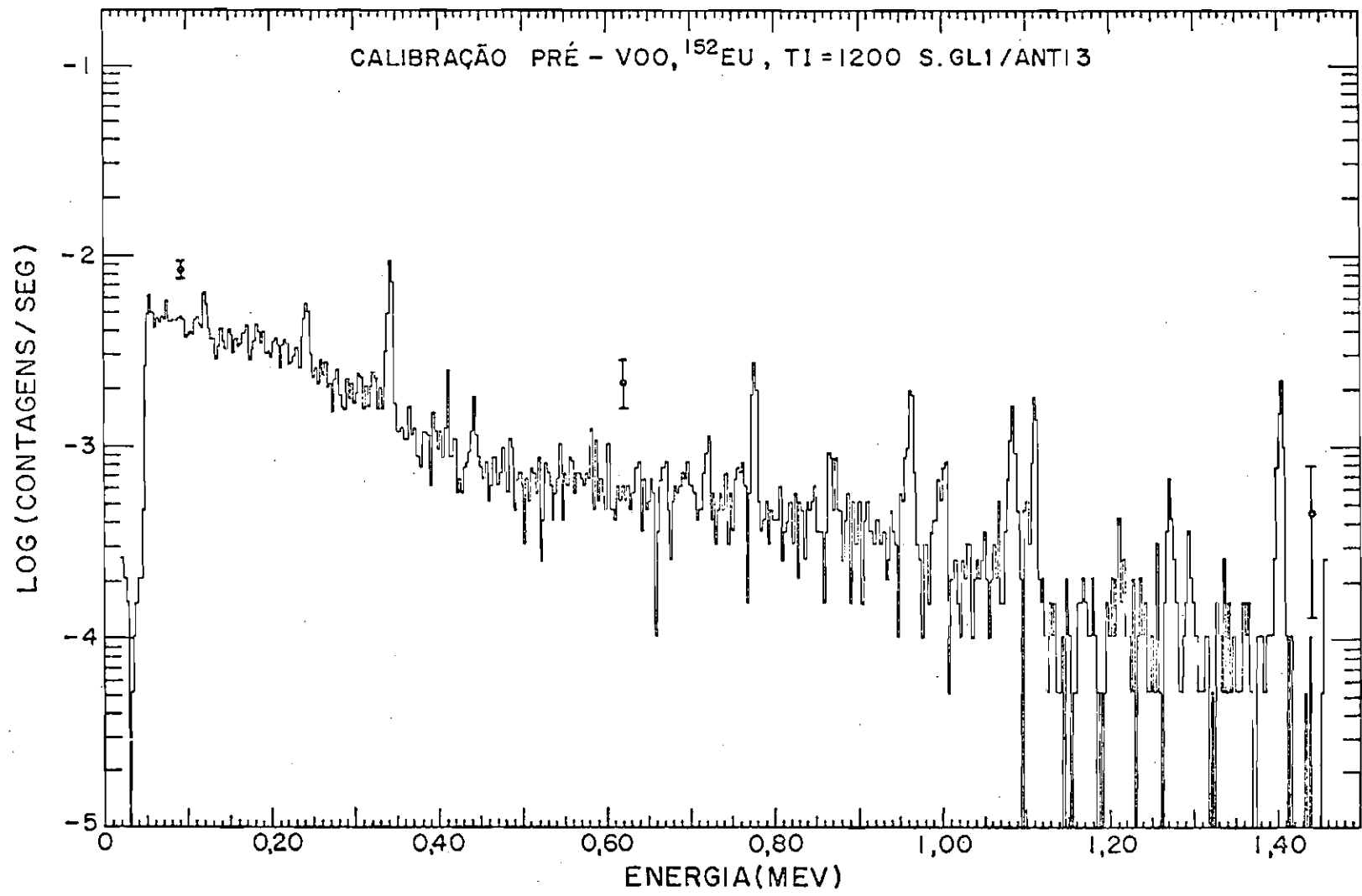


Fig. 4.6 - Espectro de calibração prē-vôo, obtido com a fonte de ^{152}Eu a 0° (modo GL1/ANTI3).

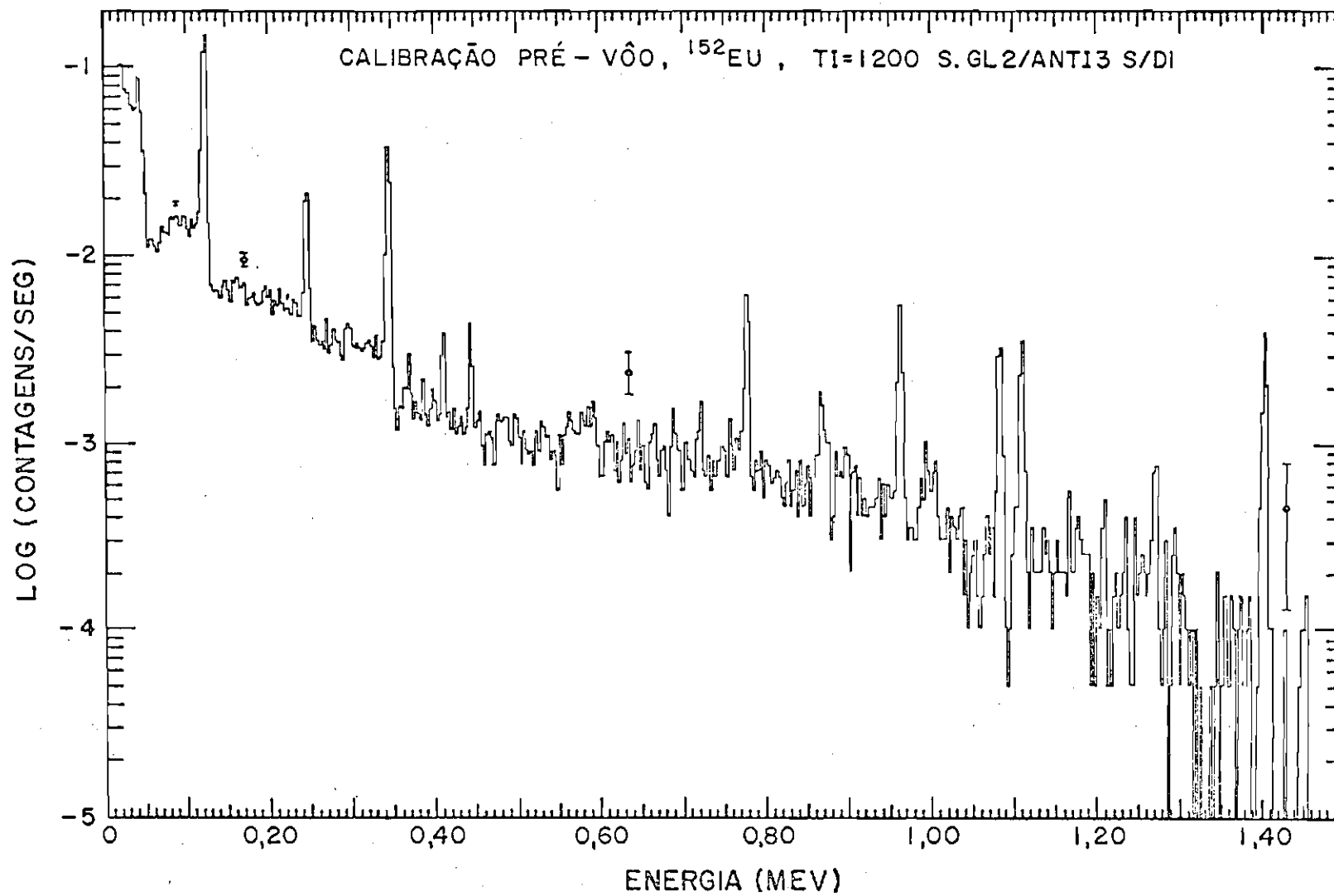


Fig. 4.7 - Espectro de calibração pré-vôo, obtido com a fonte de ^{152}Eu a 0° (modo GL2/ANTI3) e com o diodo inferior desligado do somador ("S/D1").

CAPÍTULO 5

VÔO A BORDO DE BALÃO ESTRATOSFÉRICO E DISCUSSÃO DOS DADOS

A experiência foi lançada no dia 20/12/83, em Cachoeira Paulista, SP, a 01:53 Hora Local (0453UT), em balão estratosférico RAVEN, de 184.000m³. Devido a problemas na eletrônica de bordo, os sinais do codificador de 8192 canais só começaram a ser enviados às 0630UT, quando a profundidade atmosférica era 10g/cm² (~31km de altura). Na Tabela 5.1 estão indicados os vários modos de detecção que foram selecionados durante o voo via telecomando e as faixas de profundidade atmosférica correspondentes aos horários de observação. As Figuras 5.1 e 5.3 mostram os primeiros espectros obtidos no voo, juntamente com o espectro de ruído de fundo da experiência CESAR, obtido em 14 de fevereiro de 1977 (0910-1400UT), a uma profundidade atmosférica na faixa de 1,7 a 2,7g/cm². Estas figuras foram desenhadas pela "Plotter" CALCOMP 1051 do INPE, através de um programa que soma as contagens de 16 em 16 canais. Nota-se claramente a presença da linha de 511KeV de origem atmosférica, com uma resolução em energia de ~4,3KeV (FWHM). A intensa linha em 898KeV no espectro CESAR deve-se à fonte de ⁸⁸Y levada a bordo para calibração. Comparando os dois espectros (Figuras 5.1 e 5.2) e o da experiência CESAR, observa-se que:

- a) O ruído de fundo medido pelo telescópio GELI-1, na região do pico de 511KeV, é cerca de duas ordens de grandeza inferior. Normalizando os valores para uma mesma profundidade atmosférica (tomando como base a curva de variação do fluxo da linha atmosférica de 511KeV - ver Figura 5.5), essa razão passa a ser de um fator ~300. Levando em consideração que a razão entre os fatores geométricos das duas experiências, nessa energia, é de aproximadamente um fator 15, existe um fator 20 remanescente devido à melhor blindagem do telescópio GELI-1 para a intensa radiação atmosférica e partículas carregadas no sentido "upward".

- b) As intensidades das linhas induzidas por nêutrons nos detetores de germânio, particularmente a linha em 198KeV, são consideravelmente menores nos espectros da experiência aqui descrita, confirmando a proteção mútua dos diodos.
- c) A linha de 511KeV é ~3 vezes mais estreita no espectro do experimento GELI-1, o que confirma a melhor resolução em energia do instrumento.
- d) Na região de baixa energia do espectro obtido por D2 (Figura 5.1), há a presença de linhas por volta de 100KeV que não aparecem no espectro obtido por D1, o que provavelmente se deve à absorção dos fótons nos suportes de alumínio e na garrafa de nitrogênio líquido.

TABELA 5.1

MODOS DE DETECÇÃO DURANTE O VÔO E FLUXOS DA LINHA EM 511KeV

HORA (UT)	PROFUNDIDADE ATMOSFÉRICA (g/cm ²)	MODO DE DETECÇÃO	FLUXO DA LINHA DE 511KeV (contagens/s)
0633-0652	10 - 7	GL2/ANTI3 C/D1 GL1/ANTI3	0,0301 ± 0,0041 0,0480 ± 0,0057
0652-0711	7 - 5	GL2/INF C/D1 GL1/INF	0,0142 ± 0,0050 0,0400 ± 0,0083
0712-0727	5	GL2/SUP C/D1	0,1485 ± 0,0355 0,0653 ± 0,0155
0755-0754	5 - 4,8	GL2/INF S/D1	
0801-0818	4,8 - 4,7	GL2/SUP S/D1	
0822-0839	4,6 - 4,2	GL2/ANTI3 S/D1	0,028 ± 0,0006
0839-0948	4,2	GL2/ANTI3 S/D1	
0948-1008	4,2	GL2/ANTI2 S/D1	0,0200 ± 0,0033

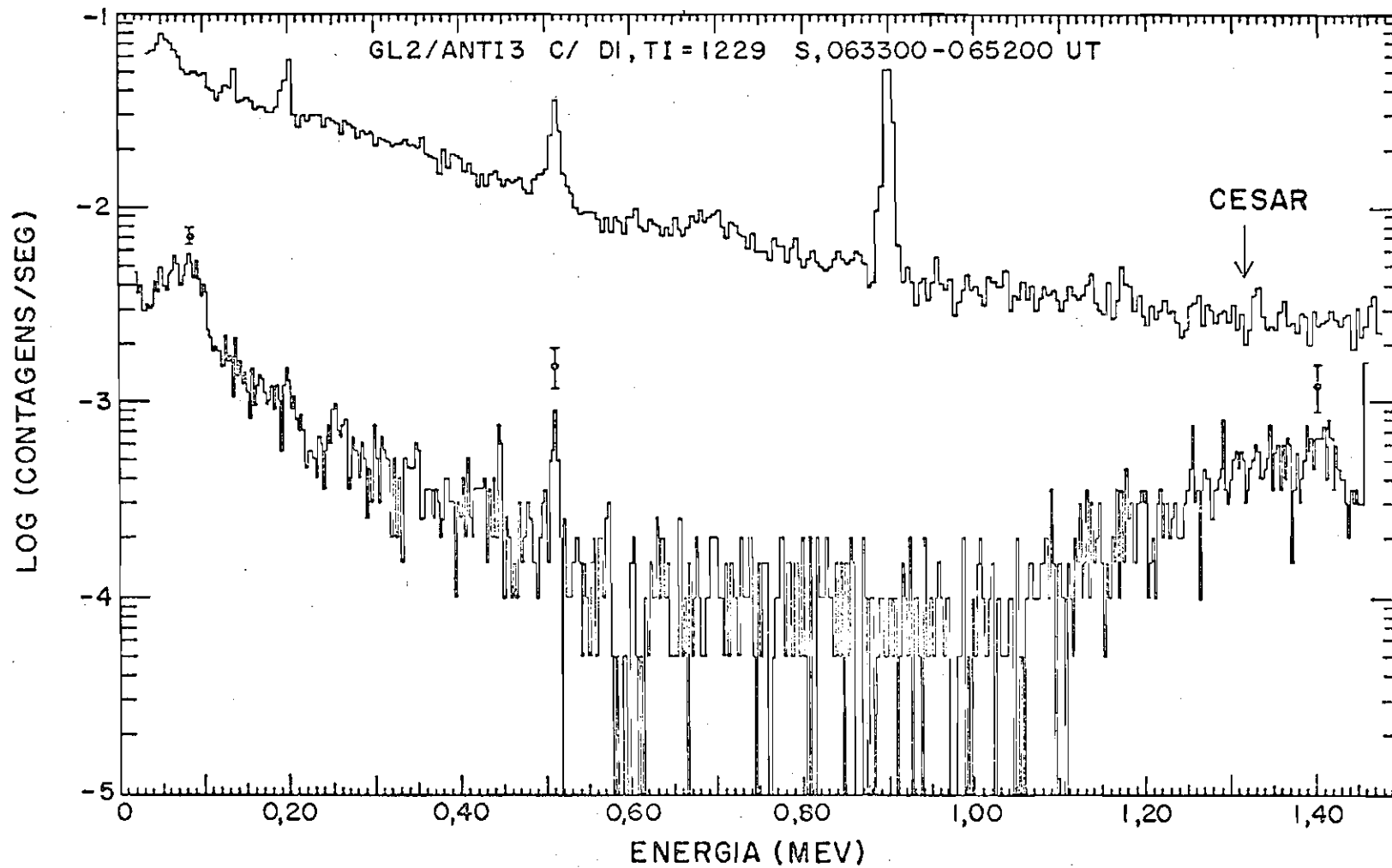


Fig. 5.1 - Espectro obtido a uma profundidade atmosférica de 10g/cm^2 .

Nota-se um "bump" espectral em torno de $1,4\text{MeV}$. Para comparação, mostra-se nesta figura o espectro obtido pela experiência CESAR, a 14/02/77, a uma profundidade atmosférica de $1,7-2,7\text{g/cm}^2$.

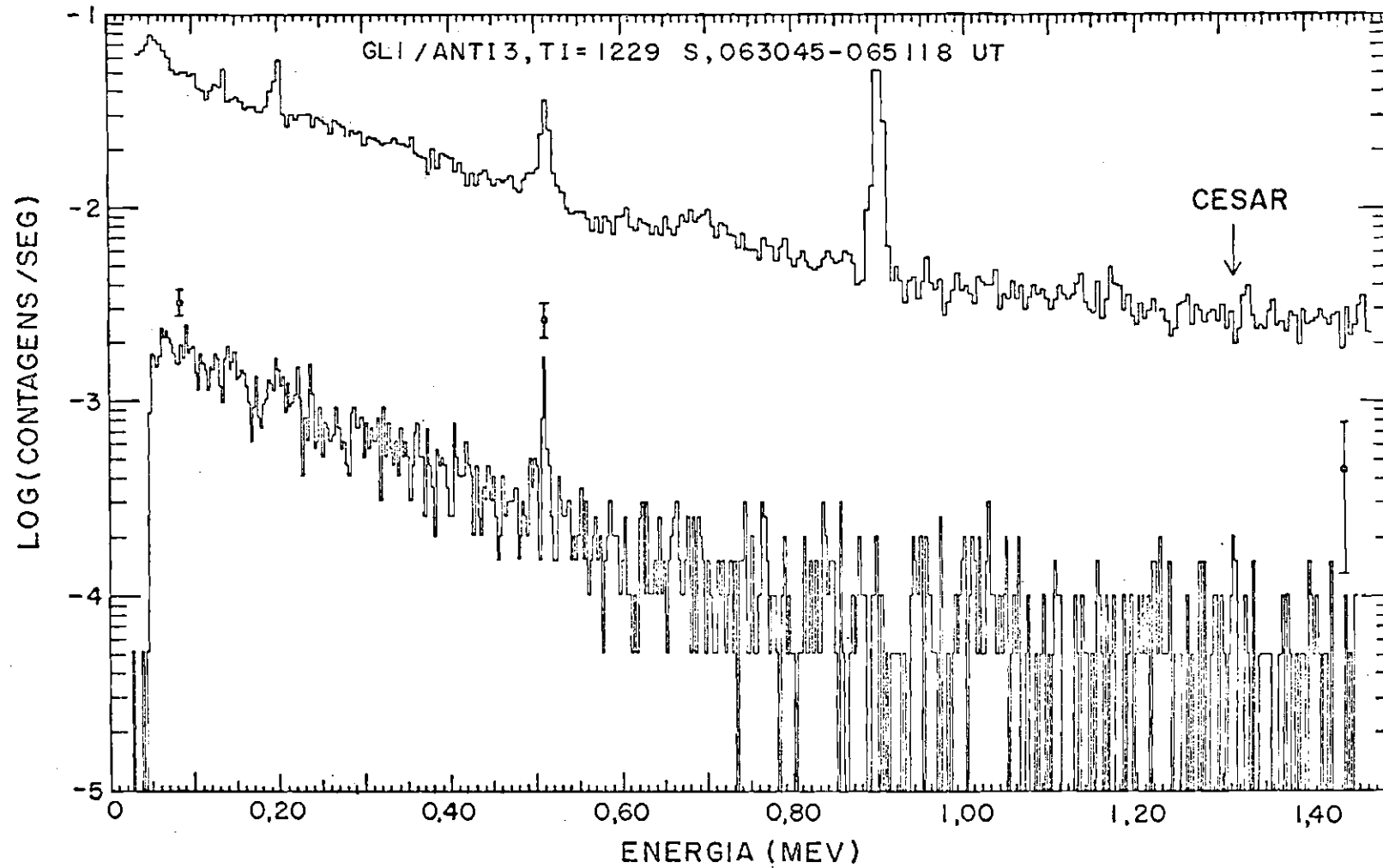


Fig. 5.2 - Espectro obtido a $10\text{g}/\text{cm}^2$ no modo GL1/ANTI3.

As Figuras 5.3 e 5.4 mostram espectros obtidos nas configurações GL2/INF e GL2/SUP, respectivamente; nota-se a forte rejeição dos fótons no sentido "upward" provocada pela presença dos cristais inferiores de NaI(Tl). Em baixa energia (~200KeV), o nível de ruído de fundo no modo GL2/SUP é cerca de 5 vezes maior do que o obtido no modo GL2/ANTI3). Os cálculos da contagem dos fotopicos feitos com o programa HYPERMET mostram que a linha de 511KeV, medida no modo GL2/SUP, é cerca de 10 vezes mais intensa do que a obtida no modo GL2/INF (ver Tabela 5.1), o que comprova quantitativamente a anisotropia desta emissão atmosférica, calculada por Ling et alii (1977) que mediram uma emissão "upward" ~6 vezes mais intensa do que a "downward", a 10 g cm^{-2} de profundidade atmosférica. Os processos de produção da emissão atmosférica em 511KeV e a sua variação com a profundidade atmosférica no Hemisfério Norte são descritos em detalhe por Ling et alii (1977). A Figura 5.5 mostra a intensidade desta linha em função da profundidade atmosférica, comparando-a com o modelo semi-empírico proposto por estes autores, o qual foi normalizado para o valor médio do vôo GELI-1 no teto.

Nas Tabelas 5.2, 5.3 e 5.4 são apresentadas as principais linhas observadas pelo diodo superior durante o vôo, cujas análises foram feitas pelo programa HYPERMET. As energias são comparadas com as obtidas pelo espectrômetro HEAO-C1, a bordo do satélite HEAO-3 (Mahoney, 1980). É importante notar que o número de linhas induzidas nos materiais da carga útil é cerca de 10 vezes menor do que o número observado por HEAO-C1, o que se deve à maior massa e à maior complexidade do satélite.

O fluxo efetivo da linha de 511KeV atmosférica foi calculado introduzindo uma correção de tempo morto (~8%, estimado a partir dos valores de contagem integrada) nos valores de contagem dos fotopicos (Tabela 5.1). Os resultados foram extrapolados para o topo da atmosfera e normalizados pelo fator geométrico. O fluxo encontrado para o modo GL2/ANTI3 foi de $0,0112 \text{ fótons cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ sr}^{-1}$, que é compatível com os fluxos medidos por vários autores em diferentes latitudes geomagnéticas, ou para diferentes valores do parâmetro L de McIlwain, o qual é estreitamente relacionado com a rigidez de corte vertical para a entrada de partículas de raios cósmicos (Figura 5.6).

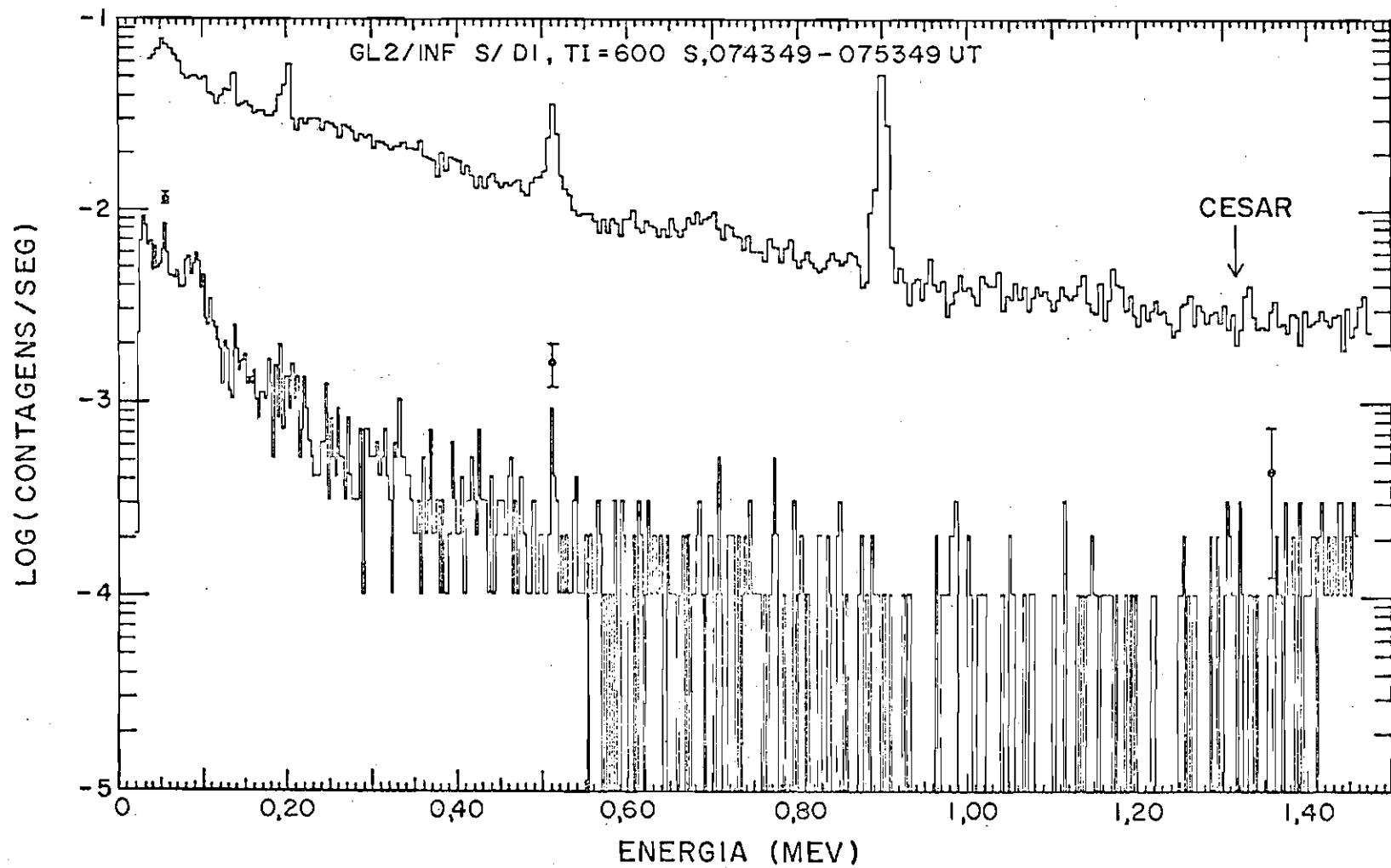


Fig. 5.3 - Espectro obtido a 5-4,8g/cm² no modo GL2/INF.

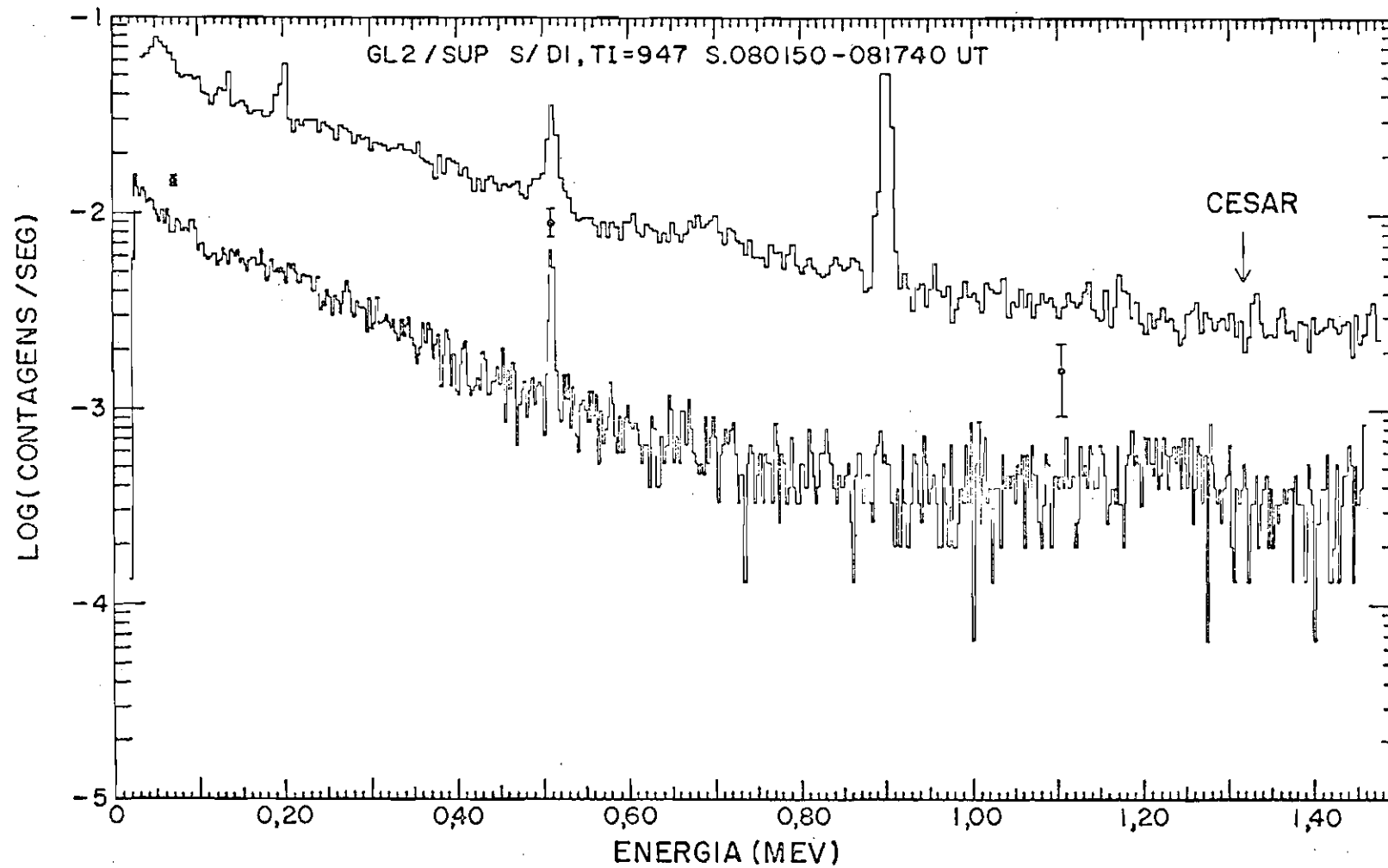


Fig. 5.4 - Espectro obtido a 4,8 - 4,7g/cm² no modo GL2/SUP.

Nota-se a alta intensidade da linha de 511KeV quando comparada ao modo "INF".

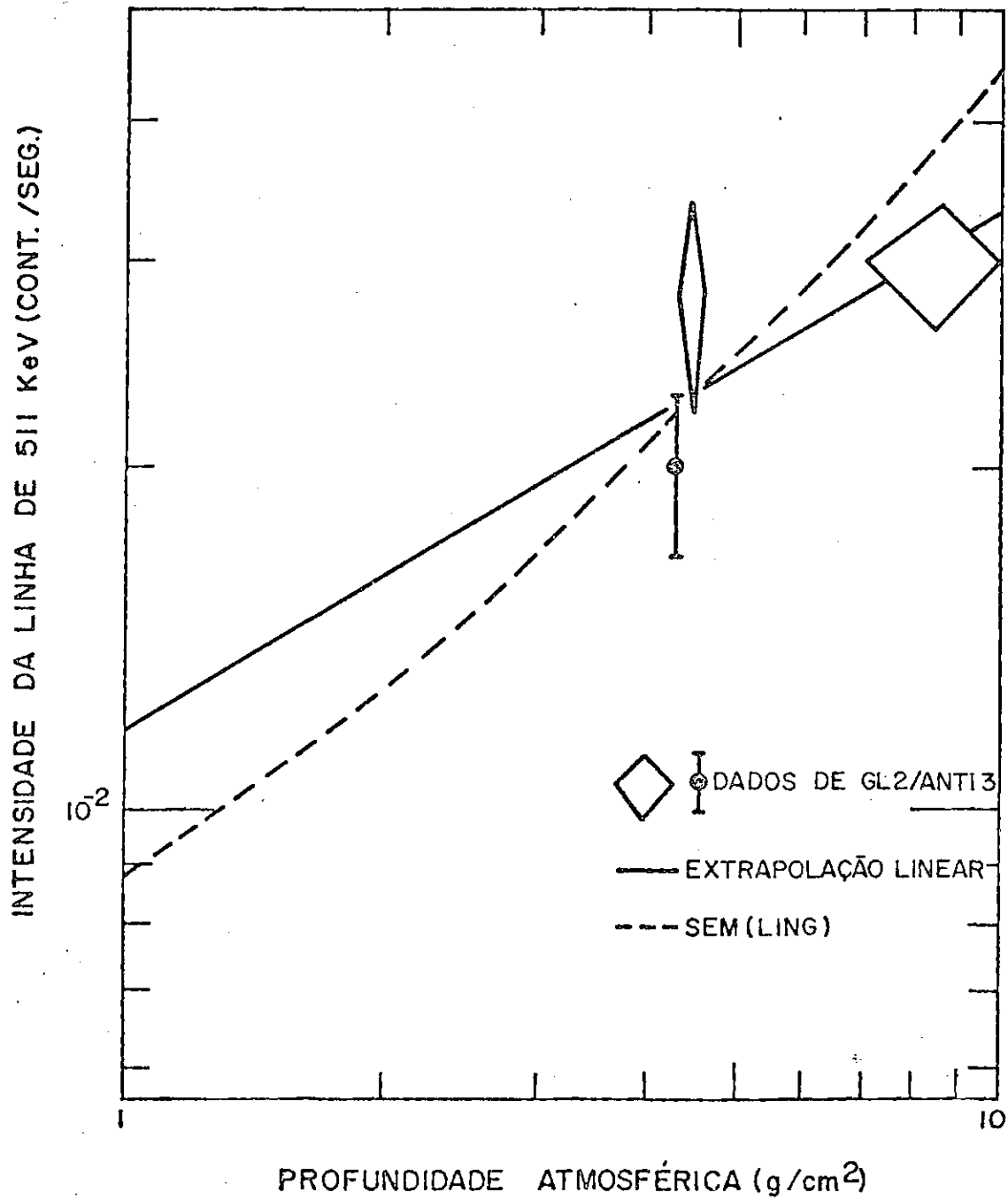


Fig. 5.5 - Intensidade da linha de 511KeV atmosférica em função da profundidade atmosférica.

A linha tracejada representa os valores previstos pelo modelo semi-empírico ("SEM") de Ling et alii (1977).

TABELA 5.2

LINHAS DO RUÍDO DE FUNDO OBSERVADAS POR GL2 EM 10-7g/cm²

ENERGIA MEDIDA (KeV)	FWHM (KeV)	LINHAS DE HEAO C-1	ENERGIA REAL (KeV)	ISÓTOPO	INTENSIDADE RELATIVA (CONT/S X 10 ⁻³)	ORIGEM
66,26 ± 0,48	1,801 ± 0,569	66,70	66,70	^{73m} Ge	15,46 ± 9,76	Ge
91,95 ± 0,28	1,813 ± 0,301	92,14	93,33	⁶⁷ Ga	27,66 ± 8,95	Ge
137,16 ± 0,321	2,016 ± 0,551	139,86	139,69	^{75m} Ge	16,27 ± 4,88	Ge
161,801 ± 0,613	1,881 ± 0,877	158,98	159,00	¹²³ I	8,14 ± 5,69	NaI
185,46 ± 0,405	1,800 ± 0,751	186,07	186,0	⁷¹ As	6,51 ± 4,88	Ge, X
196,61 ± 1,146	4,327 ± 1,517	198,31	198,31	⁷¹ Ge	17,09 ± 10,6	Ge
447,18 ± 0,537	4,353 ± 0,314	433,19	442,91	¹²⁸ I	22,78 ± 3,25	NaI
512,37 ± 0,402	4,354 ± 0,302	511,062	511,0034	aniquilação	30,11 ± 4,07	
574,003 ± 0,172	4,088 ± 0,58	573,38	574,24	⁶⁹ Ge	8,17 ± 1,63	Ge
669,55 ± 0,397	2,973 ± 1,013	667,57	667,718		3,25 ± 1,63	
882,64 ± 0,065	3,281 ± 1,462	882,66	882,51	⁶⁹ Ge	1,63 ± 1,63	Ge
1014,73 ± 0,062	2,952 ± 1,271	1014,24	1014,46	²⁷ Al	0,81 ± 0,81	Al(n,n')
1258,92 ± 0,422	4,019 ± 1,207				17,9 ± 4,07	

TABELA 5.3

LINHAS DE RUÍDO DE FUNDO OBSERVADAS POR GL2 EM 4,6-4,3g/cm⁻²

ENERGIA MEDIDA (KeV)	FWHM (KeV)	LINHAS DE HEAO C-1	ENERGIA REAL (KeV)	ISÓTOPO	INTENSIDADE RELATIVA (CONT/S X 10 ⁻³)	ORIGEM
93,79 ± 0,432	1,798 ± 0,688	92,14	93,327	⁶⁷ Ga	14 ± 10	Ge
137,47 ± 0,315	1,797 ± 0,645	139,86	139,69	^{75m} Ge	9 ± 7	Ge
162,113 ± 0,527	1,823 ± 0,887	158,98	159,0	¹²³ I	7 ± 6	NaI
199,28 ± 0,299	1,799 ± 0,493	198,31	198,31	⁷¹ Ge	13 ± 6	Ge
514,413 ± 0,503	4,293 ± 0,265	511,062	511,0034	aniquilação	28 ± 6	
1263,96 ± 0,004	1,797 ± 0,379				7 ± 3	
1368,53 ± 0,114	1,804 ± 0,363	1368,48	1368,633	²⁴ Na	7 ± 3	NaI

TABELA 5.4

LINHAS DO RUÍDO DE FUNDO OBSERVADAS POR GL2 EM 4,3g/cm²

ENERGIA MEDIDA (KeV)	FWHM (KeV)	LINHAS DE HEAO-C-1	ENERGIA REAL (KeV)	ISÓTOPO	INTENSIDADE RELATIVA (CONT/S X 10 ⁻³)	ORIGEM
103,98 ± 0,496	1,797 ± 0,577	101,96	102,98	⁶⁷ Ga	13,33 ± 9,17	Ge, X
140,28 ± 0,792	2,48 ± 2,803	139,86	139,69	^{75m} Ge	10,83 ± 11,7	Ge
163,19 ± 0,566	1,949 ± 1,951	158,98	159,0	¹²³ I	5,83 ± 9,17	NaI
198,07 ± 0,313	4,032 ± 3,412	198,31	198,31	⁷¹ Ge	5 ± 7,5	Ge
446,76 ± 0,38	3,266 ± 0,993	443,19	442,91	¹²⁸ I	5 ± 2,5	NaI
513,044 ± 0,518	4,354 ± 0,412	511,062	511,0034	aniquilação	20,00 ± 3,33	
575,092 ± 0,544	4,035 ± 1,442	573,38	574,24	⁶⁹ Ge	3,33 ± 1,7	Ge
1014,706 ± 0,119	2,657 ± 5,542	1014,24	1014,46	²⁷ Al	0,83 ± 1,7	Al(n,n')

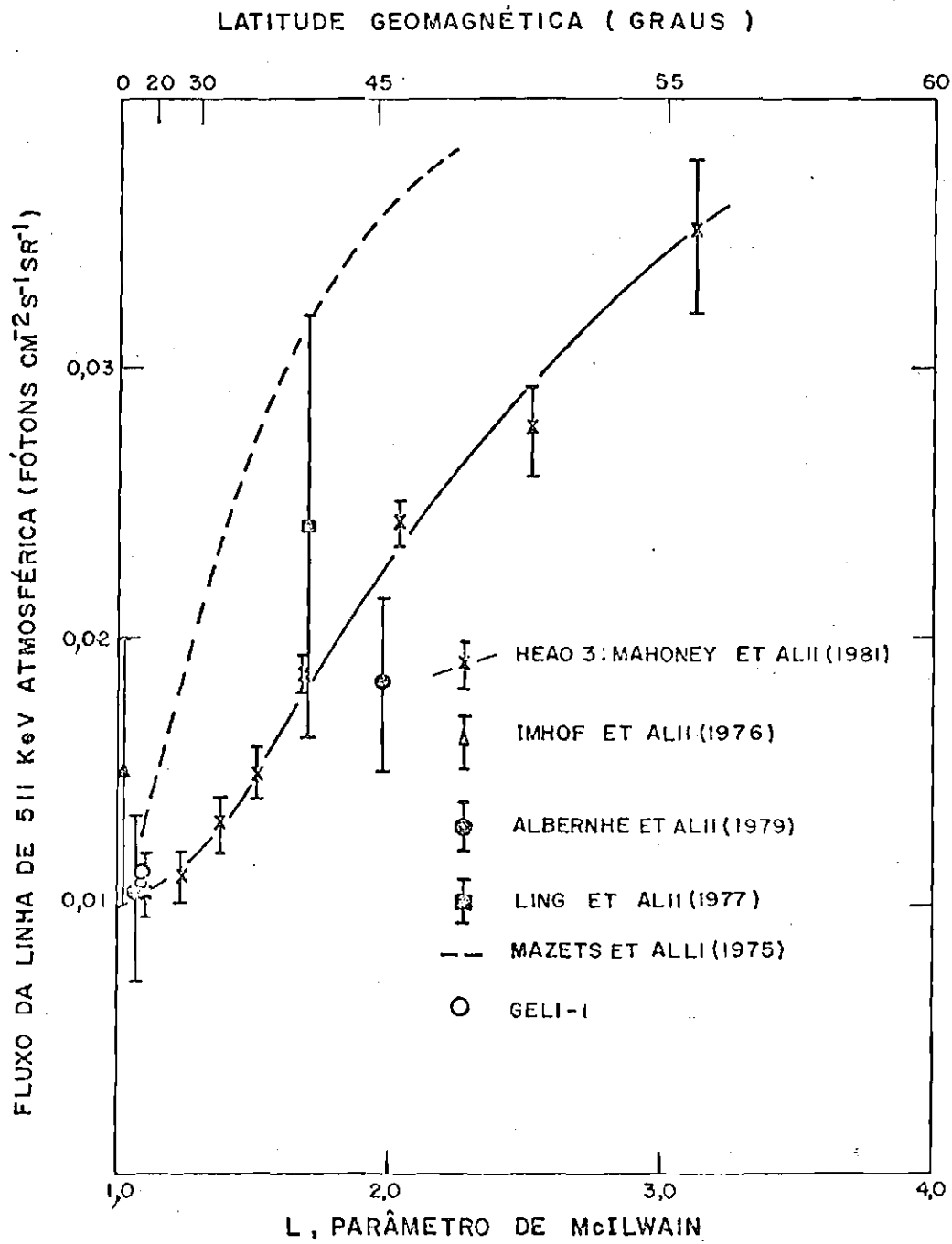


Fig. 5.6 - Fluxo da linha de 511KeV atmosférica em função da latitude geomagnética e do parâmetro L de McIlwain.

Os espectros obtidos a partir de aproximadamente 0830UT apresentam uma perturbação, inicialmente na faixa de 400 a 800KeV, mostrada na Figura 5.7. Uma expansão da região afetada (Figura 5.8) permite visualizar melhor a presença de linhas nucleares superpostas a um aumento global do espectro contínuo nesta região. A identificação das linhas é feita pelo programa HYPERMET. A Figura 5.9 mostra, a título de exemplo, a identificação de algumas linhas observadas no vôo. São indicados os valores experimentais e os calculados pelo programa, assim como os níveis de ruído de fundo na região de cada linha, com seus respectivos desvios estatísticos. Este "bump" espectral ocorreu simultaneamente a uma variação de 30γ no campo geomagnético, registrada nos magnetômetros do INPE. A busca de uma possível correlação entre este fenômeno e eventos geomagnéticos e/ou solares está atualmente em curso. Na Figura 5.8 é indicado o valor do fluxo mínimo detectável pelo "Gamma-Ray Spectrometer" (GRS), a bordo do satélite "Solar Maximum Mission" (SMM), na faixa de energia de 350 a 800KeV. Este valor, calculado a partir do nível de ruído de fundo do instrumento (Nolan et alii, 1983), mostra que o GRS poderia eventualmente detectar o fenômeno com um nível de confiabilidade de 2σ .

Na Figura 5.7 pode-se notar o deslocamento em energia do "bump" ao longo do tempo. Supondo que as partes de baixa energia dos espectros sejam dominadas por "bremsstrahlung" atmosférico, fez-se um ajuste por curvas exponenciais ($\sim \exp(-E/\alpha)$). Para os espectros nos quais o centro do "bump" encontrava-se em energias $\leq 600\text{KeV}$, obteve-se o melhor ajuste para a região compreendida entre ~ 30 e $\sim 300\text{KeV}$ com uma única exponencial, enquanto para os espectros nos quais o "bump" encontrava-se em energias mais elevadas (~ 670 a $\sim 850\text{KeV}$), fez-se o ajuste com duas exponenciais, com uma quebra em $\sim 50\text{KeV}$. Portanto, o "bump" espectral observado pode ser correlacionado com o "endurecimento" do espectro em baixa energia. Na Figura 5.10 comparam-se os espectros de "bremsstrahlung" atmosférico obtidos pela experiência GELI-1 e por várias outras observações realizadas em latitudes elevadas, nas quais a precipitação de elétrons vindos do cinturão de radiação externo é intensa. Nota-se a quebra do espectro em $\sim 50\text{KeV}$, não acompanhada pelos outros experimentos, a qual, portanto, pode ser relacionada ao "bump".

Em energias inferiores ($15\text{KeV} \leq E \leq 50\text{KeV}$), no entanto, a energia característica do espectro é semelhante à do espectro de Hudson et alii (1965), obtido aproximadamente numa mesma profundidade atmosférica.

A partir de aproximadamente 1010UT, o regulador de tensão da experiência apresentou problemas, talvez causados por fadiga de componentes eletrônicos, o que impediu a observação do Centro Galático durante seu trânsito meridiano, que se daria às 1454UT.

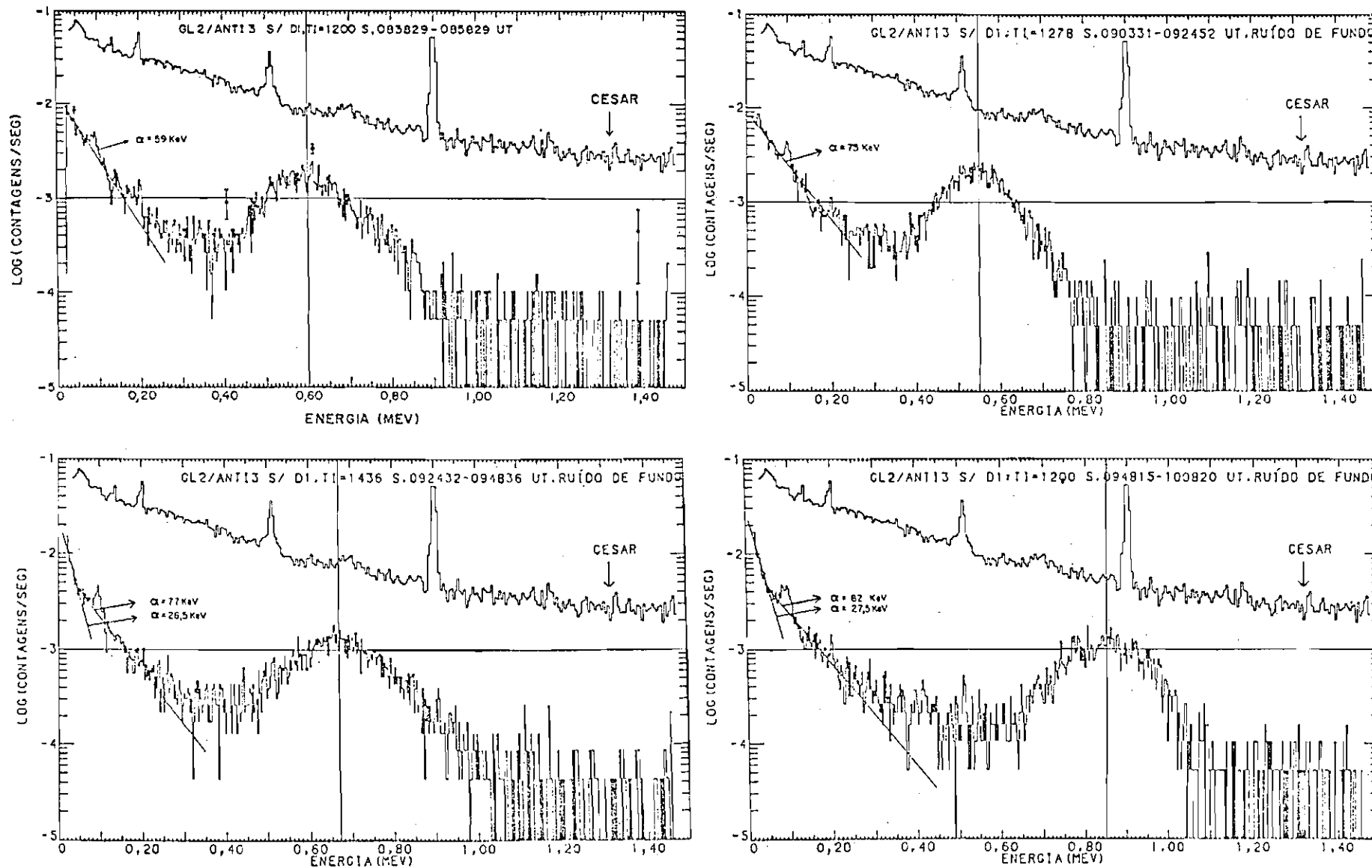


Fig. 5.7 - Evolução temporal do "bump" espectral observado.

Mostra-se também os ajustes por curvas exponenciais ($-\exp(-E/\alpha)$) feitos nas regiões de baixa energia, e indicam-se os valores das energias características (α).

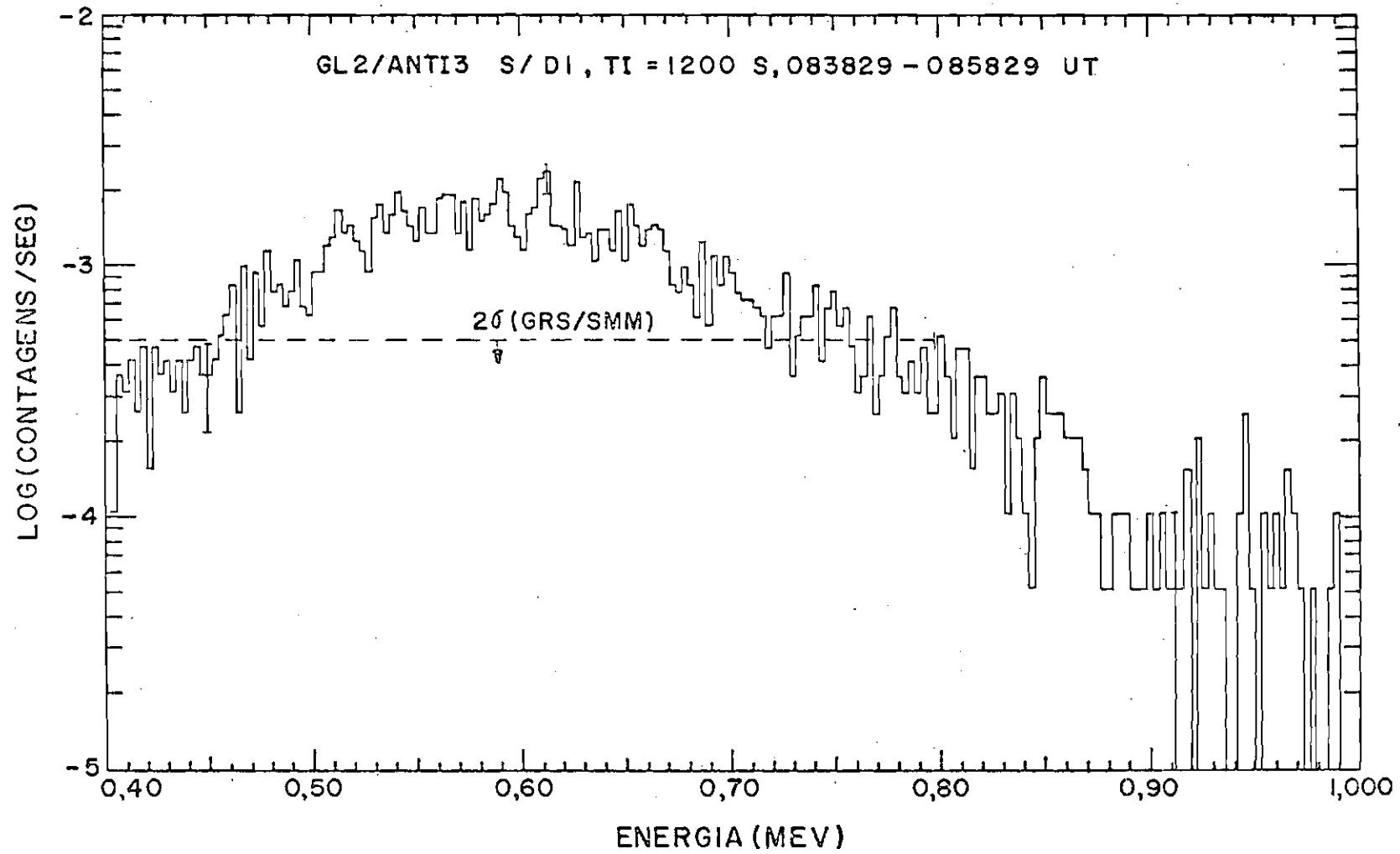


Fig. 5.8 - Expansão do "bump" espectral observado entre 083829 e 085829 UT.

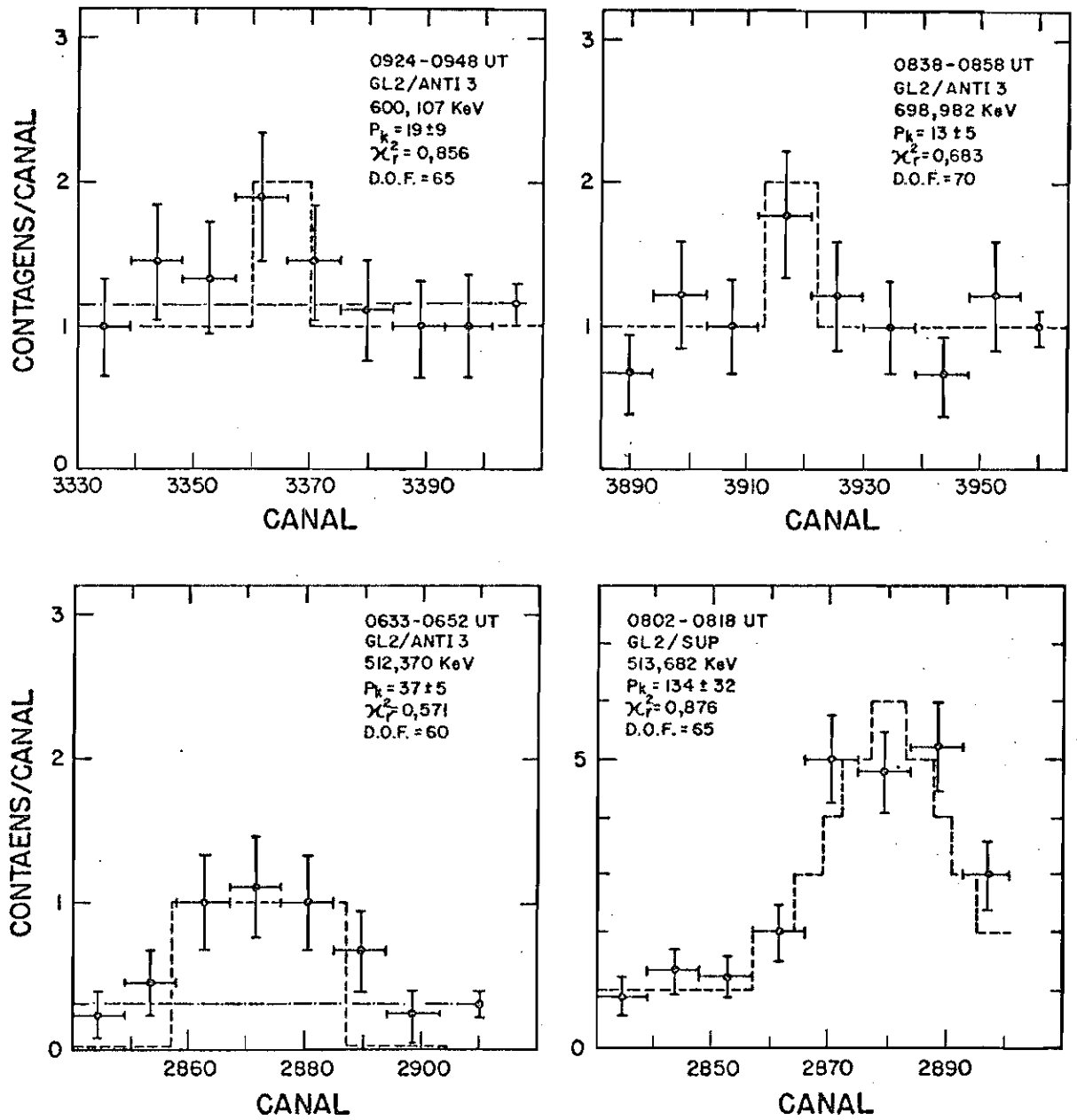


Fig. 5.9 - Identificação de linhas pelo programa HYPERMET.

Os pontos indicam os valores experimentais. A linha tracejada corresponde aos valores calculados pelo programa, e a linha descontínua corresponde ao espectro contínuo da região da linha.

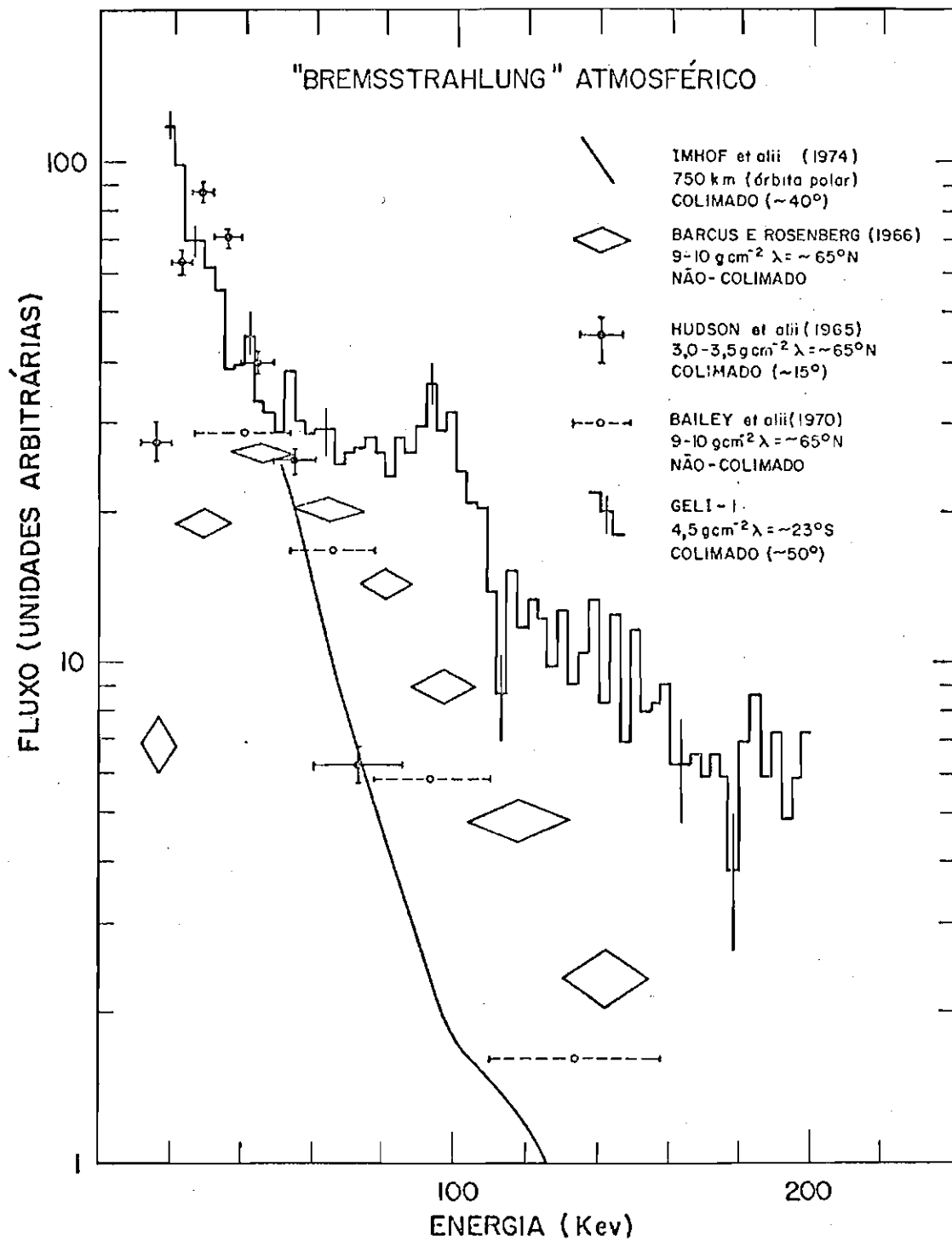


Fig. 5.10 - Espectro de "bremsstrahlung" atmosférico medido por vários autores e pelo telescópio GELI-1.

CAPÍTULO 6

CONCLUSÃO

Uma das propriedades mais importantes de um telescópio de raios gama é a sua *sensibilidade*, definida como o fluxo mínimo de tectável pelo instrumento de uma determinada linha ou faixa do contínuo. Este parâmetro é dado pela expressão (Willett et alii, 1978).

$$F_m = \frac{k}{2 \epsilon A \Delta E} \left\{ \frac{k}{T_s} + \left[\left(\frac{k}{T_s} \right)^2 + 4 R_b \Delta E \left(\frac{1}{T_s} + \frac{1}{T_b} \right) \right]^{1/2} \right\},$$

onde:

k = número de desvios estatísticos acima do ruído de fundo (# sigma);

ϵ = eficiência;

A = área, cm^2 ;

R_b = ruído de fundo do detector, contagens $\text{s}^{-1}\text{KeV}^{-1}$;

ΔE = faixa de energia, KeV;

T_s = tempo de observação da fonte, s;

T_b = tempo de observação do ruído de fundo, s.

Supondo que $T_s = T_b = T \geq 1$ hora, a expressão acima toma a forma aproximada:

$$F_m = \frac{k}{2 \epsilon A \Delta E} \sqrt{\frac{8 R_b \Delta E}{T}}.$$

O fluxo mínimo estimado dessa forma para a faixa de 56 a 122KeV foi de $4,814 \times 10^{-5}$ contagens $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{KeV}^{-1}$, para um nível de confiabilidade estatística de 2σ e um tempo de observação de 6 horas. O valor do produto $R_b \Delta E$ foi estimado aproximando o espectro obtido no teto ($4,2 \text{g cm}^{-2}$) por uma lei de potência ($n[\text{cont.s}^{-1} \text{KeV}^{-1}] = 20,38 E^{-1}$,⁵⁶⁹) e integrando-o na faixa de energia considerada (56-122KeV). O valor de 6 horas representa o tempo aproximado de observação de uma fonte pontual, calculado a partir da abertura angular efetiva do telescópio. O fluxo assim obtido foi corrigido para o tempo morto (~8%) e para o topo da atmosfera através do fator usual $\exp(-\mu x)$, onde μ é o coeficiente de atenuação atmosférica ($\mu(4,2 \text{gcm}^{-2}, 56-122 \text{KeV}) \approx 0,16 \text{cm}^2 \text{g}^{-1}$) e x é a profundidade atmosférica ($x = 4,2 \text{g cm}^{-2}$). O valor encontrado, $F_m = 1,025 \times 10^{-4}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{KeV}^{-1}$, é da ordem dos menores fluxos medidos para o Centro Galático nesta faixa de energia, como mostra a Figura 6.1 (Rice: Johnson et alii, 1972; Haymes et alii, 1975; Bell/Sandia: Leventhal et alii, 1978; Leventhal et alii, 1980; CESR/CEN: Albernhe et alii, 1981; JPL (HEAO-3): Riegler et alii, 1981 e 1982b; UNH: Gardner et alii, 1982; GSFC: Paciesas et alii, 1980 e 1982; MP 6 e Ariel 5: Violes, 1981; OSO 8: Dennis et alii, 1980; HEAO-1: Matteson, 1982). Este fato comprova a boa sensibilidade do telescópio em baixas energias, tornando possível não só a observação de linhas ciclotrônicas com confiabilidade, como também medidas de fluxo do contínuo de raios gama de baixa energia emitidos pelo CG, importantes na tentativa do estabelecimento de uma correlação entre estas emissões e a linha de 511KeV do CG, mencionada no Capítulo 2.

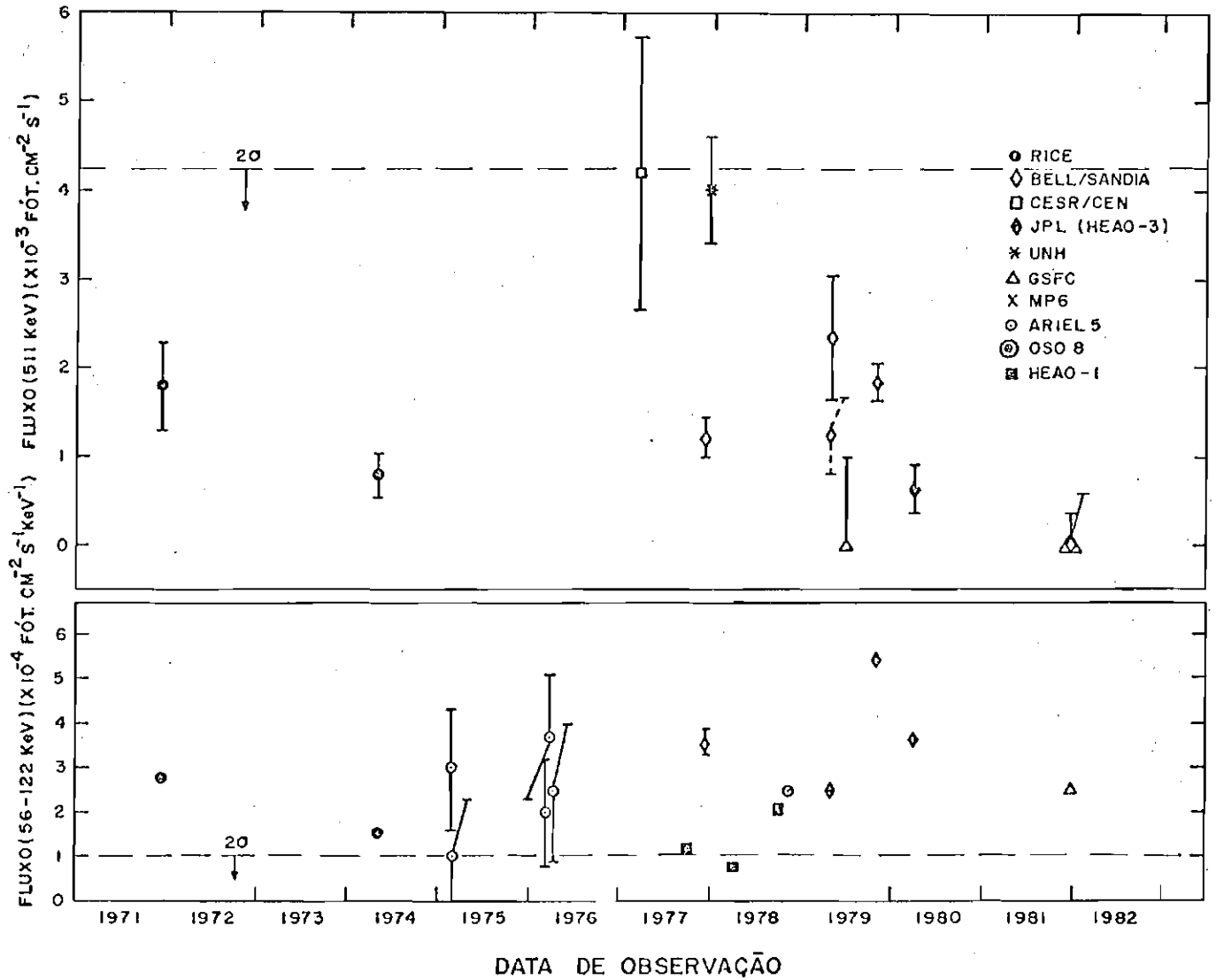


Fig. 6.1 - Fluxo diferencial do contínuo entre 56 e 122KeV e fluxo da linha de aniquilação de pósitrons do CG, em função da data de observação.

A linha tracejada indica o valor medido por Leventhal et alii (1980), durante 6 horas de observação do CG (estes autores preferem o valor $(2,35 \pm 0,71) \times 10^{-3}$ fótons $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, obtido em 2 horas de observação).

Para estimar o fluxo m̃nimo detect̃avel para a linha de aniquilaç̃o do CG, ẽ preciso levar em consideraç̃o o intenso fluxo atmosf̃rico nesta energia. Neste sentido, seja S a contribuiç̃o de contagens por segundo, no detector, devida ẽ emiss̃o do CG, e B a contribuiç̃o atmosf̃rica. Nesta hip̃tese, sendo S obtido a partir da subtraç̃o da contribuiç̃o total (B+S) pela contribuiç̃o atmosf̃rica (B), o erro estat̃stico associado a uma medida de S ẽ $((2B+S)T)^{1/2}/T$, onde T ẽ o tempo de observaç̃o em segundos. Portanto, para observar um limite superior, para o fluxo da fonte, de k desvios estat̃sticos acima do rũdo de fundo, deve-se ter:

$$S = \frac{k \sqrt{(2B+S)T}}{T},$$

resolvendo esta equaç̃o para S, tem-se:

$$S = \frac{k^2 + k \sqrt{k^2 + 8TB}}{2T};$$

inserindo nesta express̃o os valores:

$$B = 2 \times 10^{-2} \text{contagens s}^{-1} \text{ (em } 4,2\text{g cm}^{-2}\text{),}$$

$$k = 2\sigma,$$

$$T = 6 \text{ horas,}$$

e corrigindo o valor encontrado para tempo morto (8%), ẽrea efetiva (1,05cm² em 511KeV, para o modo GL2/ANTI3), e topo da atmosfera ($\mu(511\text{KeV}) = 0,09\text{cm}^2 \text{ g}^{-1}$), obtem-se:

$$F_m = 4,25 \times 10^{-3} \text{f̃otons cm}^{-2} \text{ s}^{-1}.$$

Apesar de esse valor ser da ordem de 4 vezes maior do que os últimos limites superiores estabelecidos para essa linha (ver Figura 6.1), as áreas efetivas dos instrumentos que estabeleceram estes limites são da ordem de 11 vezes maiores do que a do telescópio GELI-1 (ver Tabela 6.1), o que o favorece por um fator ~3.

TABELA 6.1

ÁREAS EFETIVAS E FLUXOS DAS ÚLTIMAS MEDIDAS DA LINHA
DE ANIQUILAÇÃO DE PÓSITRONS DO CG

GRUPO	DATA	ÁREA EFETIVA EM 511KeV (cm ²)	FLUXO DA LINHA (fótons cm ⁻² s ⁻¹)
JLP (HEAO-3)	mar. 80	26,4	$(6,5 \pm 2,7) \times 10^{-4}$
GSFC	nov. 81	11,0	$< 7,6 \times 10^{-4} (2\sigma)$
Bell/Sandia	nov. 81	11,8	$< 1,2 \times 10^{-3} (2\sigma)$

Novas observações da linha de 511KeV do Centro Galático são necessárias para confirmar a variabilidade evidenciada pelo satélite HEAO-3 e proporcionar novas informações a respeito da região emissora. Se a fonte voltar a um estado "on" ou "high" intenso, ela poderá ser observada com alta resolução espectral pelo telescópio GELI-1, o que permitirá a obtenção de novos dados a respeito da temperatura, da fração de ionização e de demais parâmetros físicos da região de aniquilação, refletidos na largura e na energia central da linha, como foi visto no Capítulo 2.

Planeja-se desenvolver um sistema de apontamento para os próximos vôos do telescópio, o qual permitirá um acompanhamento da fonte durante um maior período de tempo, aumentando o fluxo mínimo detectável. Além disto, medidas do CG ($\alpha = 17^{\text{h}} 44^{\text{m}}$; $\delta = -28^{\circ}$) em latitudes próximas a 23° são particularmente vantajosas devido aos pequenos ângu

los zenitais de observação. Portanto, poderão ser acumulados dados de vários vôos, com baixo custo operacional. Uma vantagem das observações em balões é a possibilidade de renovação do estoque de nitrogênio líquido necessário para o funcionamento dos detectores, o que não é possível em satélites. Uma outra idéia, no sentido de melhorar a sensibilidade, seria a utilização de dois diodos Ge(Li) de 140cm^3 nos lugares dos detectores de 44cm^3 , o que aumentaria de, no mínimo, um fator 3 a eficiência do telescópio, mantendo as mesmas características de baixo ruído de fundo instrumental devidas à proteção do diodo inferior.

Uma propriedade importante do telescópio apresentado neste trabalho é a pequena produção de linhas nucleares locais. As linhas induzidas por nêutrons nos próprios detectores são bastante fracas quando comparadas a outros experimentos (ver Tabelas 5.2, 5.3 e 5.4). A linha de aniquilação atmosférica, em particular, apresentou um fluxo compatível com o medido por vários outros instrumentos (ver Figura 5.6), o que evidencia a produção local desprezível.

Em resumo, o telescópio de raios gama GELI-1, apresentado neste trabalho, mostrou-se um instrumento eficaz para realizar medidas de linhas nucleares. A adição de um segundo diodo Ge(Li), que pode operar em anticoincidência com o primeiro, fez com que o telescópio adquirisse características de diretividade, baixo ruído de fundo instrumental, boa sensibilidade (particularmente em baixa energia), alta resolução em energia e baixa produção de linhas nucleares locais, as quais tornam recomendável sua reutilização para observação de linhas nucleares de origem cósmica, com o objetivo de obter um melhor conhecimento dos processos físicos de altas energias que ocorrem no Universo.

A obtenção de resultados a curto prazo através de novos lançamentos da experiência, aperfeiçoada com as modificações sugeridas neste trabalho, poderá se constituir numa importante antecipação aos experimentos de altíssima sensibilidade programados para os próximos anos, como a complexa e pesada experiência em balão que será efetuada em conjunto pela Universidade da Califórnia (Berkeley), pelo "Jet

Propulsion Laboratory" e pelo "Centre d'Études Spatiales des Rayonnements". O lançamento desta experiência está previsto para novembro de 1984, em um vôo de volta ao mundo. Também estão previstos os lançamentos dos satélites "X-Ray Timing Explorer", em 1989-1991, e o "Advanced X-Ray Astrophysics Facility" e o "Gamma Ray Observatory", ambos no início da década de 90.

REFERÊNCIAS BIBLIOGRÁFICAS

- ALBERNHE, F.; LEBORGNE, J.F.; VEDRENNE, G.; BOCLET, D.; DUROUCHOUX, P.; DA COSTA, J.M. Detection of the positron annihilation gamma ray line from the Galactic Center region. *Astronomy and Astrophysics*, 94:214-218, 1981.
- ALBERNHE, F.; VEDRENNE, G.; MARTIN, I.M. The positron annihilation line at 511KeV in the upper atmosphere. *Journal of Geophysical Research*, 84(A11):6658-6662, Nov. 1979.
- BAILEY, D.K.; BROWN, R.R.; REES, M.H. Simultaneous forward scatter, riometer, and bremsstrahlung observations of a daytime electron precipitation event in the auroral zone. *Journal of Atmospheric and Terrestrial Physics*, 32(2):149-169, 1970.
- BARCUS, J.R.; ROSENBERG, T.J. Energy spectrum for auroral-zone X rays. *Journal of Geophysical Research*, 71(3):803-823, Feb. 1966.
- BROWN, E.; DAIRIKI, J.M.; DOBLER, R.E. *Table of Isotopes*. New York, NY, John Wiley, 1978.
- BUSSARD, R.W.; RAMATY, R.; DRACHMAN, R.J. The annihilation of galactic positrons. *The Astrophysical Journal*, 228(3 Part 1):928-934, Mar. 1979.
- CHUPP, E.L.; FORREST, D.J.; HIGBIE, P.R.; SURI, A.N.; TSAI, C.; DUNPHY, P.P. Solar gamma ray lines observed during the solar activity of August 2 to August 11, 1972. *Nature*, 241(5388):333-335, Feb. 1973.
- CORRÊA, R.V.; BLANCO, F.G. *Interface Multicanal - B6800*. São José dos Campos, INPE, set. 1983. (INPE-2871-NTI/186).
- DA COSTA, J.M. *Observação de radiação γ de baixa energia (0,05-3,0MeV) com telescópio Ge(Li) na latitude geomagnética $\lambda = 12^{\circ}S$* . Tese de Doutorado em Ciência Espacial. São José dos Campos, INPE, fev. 1981. (INPE-2002-TDL/043).
- DENNIS, B.R.; BEAL, J.H.; CUTLER, E.P.; CRANNELL, C.J.; DOLAN, J.F.; FROST, K.J.; ORWIG, L.E. Detection of high-energy X-rays from the Galactic Center region. *The Astrophysical Journal*, 236(2 Part 2): L49-L53, Mar. 1980.

- ERDTMANN, G.; SOYKA, W. *The gamma rays of the radionuclides*.
Weinheim, Germany, Verlag Chemie, 1979.
- FORREST, D.J. Solar γ -ray lines. In: BURNS, M.L.; HARDING, A.K.;
RAMATY, R., ed., *Positron-electron pairs in Astrophysics*.
Greenbelt, MD, 1983. p. 3-14. (AIP Conference Proceedings No 101).
- FORREST, D.J.; CHUPP, E.L.; RYAN, J.M.; CHERRY, M.L.; GLESKE, I.U.;
REPPIN, C.; PINKAU, K.; RIEGER, E.; KANBACH, G.; KINZER, R.L.; SHARE,
G.; JOHNSON, W.N.; KURFESS, J.D. The gamma ray spectrometer for the
Solar Maximum Mission. *Solar Physics*, 65:15-23, 1980.
- GARDNER, B.M.; FORREST, D.J.; DUNPHY, P.P.; CHUPP, E.L. Emission in
the 0.3 to 1.0 MeV range from the Galactic Center region. In:
RIEGLER, G.R.; BLANDFORD, R.D., ed. *The Galactic Center*. New York,
N.Y., 1982. p. 160-163. (AIP Conference Proceedings No 83).
- GUTHRIE, P.; TADEMARU, E. On the gamma-ray line from the Galactic
Center. *Nature Physical Sciences*, 241(sf):77-79, 1973.
- RAYMES, 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.
- HUDSON, H.S.; PARKS, G.K.; MILTON, D.W.; ANDERSON, K.A. Determination
of the auroral-zone X-ray spectrum. *Journal of Geophysical
Research*, 70(19):4979-4982, Oct. 1965.
- IMHOF, W.L.; NAKANO, G.K.; JOHNSON, R.G.; REAGAN, J.B. Satellite
observations of bremsstrahlung from widespread energetic electron
precipitation events. *Journal of Geophysical Research*, 79(4):
565-574, Feb. 1974.
- IMHOF, W.L.; NAKANO, G.H.; REAGAN, J.B. High-resolution measurements
of atmospheric gamma rays from a satellite. *Journal of Geophysical
Research*, 81(16):2835-2843, June 1976.
- JACOBSON, A.S. Positron annihilation radiation from the Galactic
Center region. In: SYMPOSIUM ON RELATIVISTIC ASTROPHYSICS, 10.,
Texas, Dec. 15-19, 1980.

- JOHNSON, W.N., III; HARNDEN, F.R., Jr.; HAYMES, A.C. The spectrum of low-energy gamma radiation from the Galactic Center region. *The Astrophysical Journal*, 172(1 Part 2):L1-L7, Feb. 1972.
- KNOLL, G.F. *Radiation detection and measurement*. New York, NY, John Wiley, 1979.
- LACY, J.H.; TOWNES, C.H.; GEBALLE, T.R.; HOLLENBACH, D.J. Observations of the motion and distribution of the ionized gas in the central parsec of the Galaxy. II. *The Astrophysical Journal*, 241(1 Part 1): 132-146, Oct. 1980.
- LEVENTHAL, M. Positronium-formation redshift of the 511KeV annihilation line. *The Astrophysical Journal*, 183(3 Part 2):L147-L150, Aug. 1973.
- LEVENTHAL, M.; MACCALLUM, C.J. Gamma-ray lines from the Galactic Center. *Annals of the New York Academy of Science*, 336:248-265, 1980.
- LEVENTHAL, M.; MACCALLUM, C.J.; HUTERS, A.F.; STANG, P.D. Gamma-ray lines and continuum radiation from the Galactic Center direction. *The Astrophysical Journal*, 240(1 Part 1):338-343, Aug. 1980.
- Time-variable positron annihilation radiation from the Galactic Center direction. *The Astrophysical Journal*, 260(1 Part 2):L1-L5, Sept. 1982.
- LEVENTHAL, M.; MACCALLUM, C.J.; STANG, P.D. Detection of 511KeV positron annihilation radiation from the Galactic Center direction. *The Astrophysical Journal*, 225(1 Part 2):L11-L14, Oct. 1978.
- LING, J.C. A semiempirical model for atmospheric γ rays from 0.3 to 10MeV at $\lambda = 40^\circ$. *Journal of Geophysical Research*, 80(22):3241-3252, Aug. 1975.
- LING, J.C.; GRUBER, D. Spectra and angular distributions of atmospheric gamma rays from 0.3 to 10MeV at $\lambda = 40^\circ$. *Journal of Geophysical Research*, 82(7):1211-1226, Mar. 1977.
- LING, J.C.; MAHONEY, W.A.; WILLETT, J.B.; JACOBSON, A.S. Measurement of 0.511MeV gamma rays with a balloon-borne Ge(Li) spectrometer. *Journal of Geophysical Research*, 82(10):1463-1473, Apr. 1977.

- LING, J.C.; MAHONEY, W.A.; WILLETT, J.B.; JACOBSON, A.S. A possible line feature at 73KeV from the Crab Nebula. *The Astrophysical Journal*, 231(3 Part 1):896-905, Aug. 1979.
- LINGENFELTER, R.E.; RAMATY, R. Cosmic gamma-ray lines: theory. In: COWSIK, R.; WILLS, R.D., ed. *Non-solar gamma-rays*. Oxford, Pergamon, 1980. p. 103-115.
- On the origin of the positron annihilation radiation from the direction of the Galactic Center. In: RIEGLER, G.R.; BLANDFORD, R.D., ed., *The Galactic Center*. New York, NY, 1982. p. 148-159. (AIP Conference Proceedings Nº 83).
- MAHONEY, W.A. *Linhas induzidas observadas pelo espectrômetro HEAO C-1*. São José dos Campos, set. 1980. Ngan André Buivan, Comunicação pessoal.
- MAHONEY, W.A.; LING, J.C.; JACOBSON, A.S. HEAO 3 measurements of the atmospheric positron annihilation line. *Journal of Geophysical Research*, 86(A13):11098-11104, Dec. 1981.
- MCNELLES, L.A.; CAMPBELL, J.L. Absolute efficiency calibration of coaxial Ge(Li) detectors for the energy range 160-1330KeV. *Nuclear Instruments and Methods*, 109(2):241-251, June 1973.
- MATTESON, J.L. Observations of continuum X-ray and gamma-ray emission from the Galactic Center. In: RIEGLER, G.R.; BLANDFORD, R.D., ed., *The Galactic Center*. New York, NY, 1982. p. 109-123. (AIP Conference Proceedings Nº 83).
- MAZETS, E.P.; GOLENETSKII, S.V.; APTEKAR, R.L.; GUR'YAN, YU. A.; IL'INSKII, V.N. Cyclotron and annihilation lines in γ -ray bursts. *Nature*, 290(5805):378-382, Apr. 1981.
- MAZETS, E.P.; GOLENETSKII, S.V.; IL'INSKII, V.N.; GUR'YAN, A.; KHARITONOVA, T.V. Diffuse cosmic gamma ray background in the 28KeV-4.1MeV range from cosmos 461 observations. *Astrophysics and Space Science*, 33(2):347-357, 1975.

- NOLAN, P.L.; SHARE, G.H.; FORREST, D.J.; CHUPP, E.L.; MATZ, S.;
RIEGER, E. Upper limits on narrow annihilation lines in Gamma-Ray
Bursts. In: BURNS, M.L.; HARDING, A.K.; RAMATY, R., ed., *Positron-
electron pairs in Astrophysics*. Greenbelt, MD, 1983. p. 59-63.
(AIP Conference Proceedings No 101).
- OSTRIKER, J.P.; REES, M.J.; SILK, J. Some observable consequences of
accretion by defunct pulsars. *Astrophysical Letters*, 6(4):179-184,
Sept. 1970.
- PACIESAS, W.S.; CLINE, T.L.; TEEGARDEN, B.J.; TUELLER, J.; DUROUCHOUX,
P.; HAMEURY, J.M. Gamma-ray spectroscopy of the Galactic Center
region: confirmation of the time variability of the positron
annihilation line. *The Astrophysical Journal*, 260(1 Part 2):L7-L10,
Sept. 1982.
- PACIESAS, W.S.; CLINE, T.L.; TEEGARDEN, B.J.; SCHMIDT, W.K.H. A search
for gamma-ray lines from the galactic plane and Cas A. *American
Physical Society Bulletin*, 25:526, 1980.
- PHILLIPS, G.W.; MARLOW, K.W. Automatic analysis of gamma-ray spectra
from Germanium detectors. *Nuclear Instruments and Methods*, 137(3):
525-536, Sept. 1976.
- RAMATY, R.; BARNER, G.; COHEN, J.M. Positron-annihilation radiation
from neutron stars. *The Astrophysical Journal*, 181(3 Part 1):891-
894, May 1973.
- RAMATY, R.; KOZLOVSKY, B. Solar gamma-rays. *Space Science Review*,
18:341-388, 1975.
- RAMATY, R.; LINGENFELTER, R.E. Gamma-Ray Astronomy. *Annual Review of
Nuclear and Particle Science*, 32:235-269, 1982.
- Interpretations and implications of γ -ray lines from solar
flares, the galactic centre and γ -ray transients. *Philosophical
Transactions of the Royal Society of London A*, 301:671-686, 1981.
- RIEGLER, G.R.; LING, J.C.; MAHONEY, W.A.; PRINCE, T.A.; WHEATON, W.A.;
WILLETT, J.B.; ZIRIN, H.; JACOBSON, A.S. Gamma-ray and optical
observations of the 1979 November 8 solar flare. *The Astrophysical
Journal*, 259(1 Part 1):392-396, Aug. 1982a.

- RIEGLER, G.R.; LING, J.C.; MAHONEY, W.A.; WHEATON, W.A.; JACOBSON, A.S. Spectrum and variation of gamma-ray emission from the Galactic Center region. In: INTERNATIONAL COSMIC RAY CONFERENCE, 17., Paris, France, July 13-25, 1981. *Conference Papers*. France, IUPAC, 1982b., v. 9, p. 85-88.
- RIEGLER, J.R.; LING, J.C.; MAHONEY, W.A.; WHEATON, W.A.; WILLETT, J.B.; JACOBSON, A.S.; PRINCE, T.A. Variable positron annihilation radiation from the Galactic Center region. *The Astrophysical Journal*, 248(1 Part 2):L13-L16, Aug. 1981.
- SHARE, G.H.; CHUPP, E.L.; FORREST, D.J.; RIEGER, E. Positron annihilation radiation from solar flares. In: BURNS, M.L.; HARDING, A.K.; RAMATY, R., ed. *Positron-electron pairs in Astrophysics*. Greenbelt, MD, 1983. p. 15-20. (AIP Conference Proceedings No 101).
- STRICKMAN, M.S.; JOHNSON, W.N.; KURFESS, J.D. The hard X-ray spectrum of the Crab Nebula. *The Astrophysical Journal*, 230(1 Part 2):L15-L19, May 1979.
- TRÜMPER, J.; PIETSCH, W.; REPPIN, C.; VOGES, W.; STAUBERT, R.; KENDZIORRA, E. Evidence for strong cyclotron line emission in the hard X-ray spectrum of Hercules X-1. *The Astrophysical Journal*, 219(3 Part 2):L105-L110, Feb. 1978.
- VIOLES, F. *Etude des sources X e γ observées par l'expérience SIGNE (satellite PROGNOZ 6) dans les régions du centre et de l'antcentre galactiques*. Thèse de Doctorat en Sciences Spatiales. Toulouse, L'Université Paul Sébatier, 1981.
- WHITE, N.E.; SWANK, J.H.; HOLT, S.S. Accretion powered X-ray pulsars. *The Astrophysical Journal*, 270(2 Part 1):711-734, July 1983.
- WILLETT, J.B.; LING, J.C.; MAHONEY, W.A.; JACOBSON, A.S. Capabilities of Germanium detectors. In: NASA. *Gamma-Ray Spectroscopy in Astrophysics*; Proceedings of the symposium held at Greenbelt, MD, April 28-29, 1978. Greenbelt, MD, NASA-GSFC, 1978, p. 450-461. (NASA TM-79619).