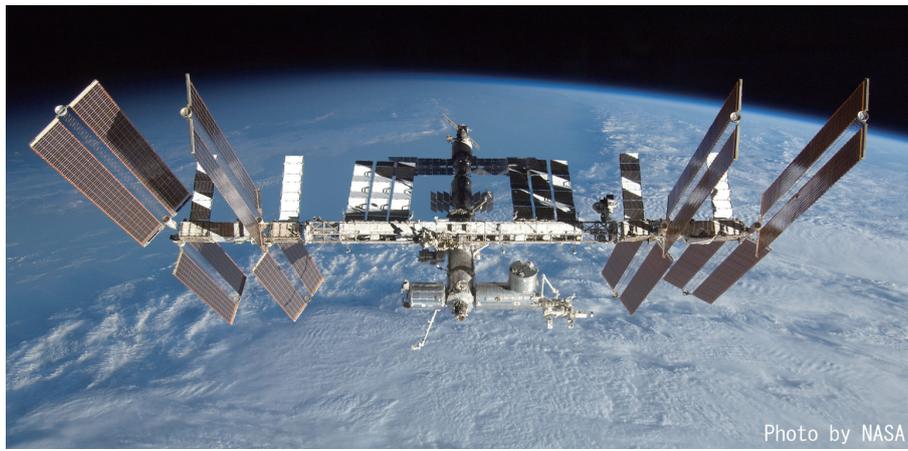


宇宙放射線の観測



槇野文命

宇宙航空研究開発機構

巻頭言

本書「宇宙放射線の観測」は、槇野文命先生のこれまでの宇宙観測の研究に基づき、宇宙放射線の観測の現状を、観測技術の視点からまとめた貴重な著作であります。2012年の今年、「宇宙線」が発見されて100年、また、槇野先生が深く関わってこられた「宇宙X線」の発見からも50年という節目の年にあたりますが、この記念すべき年に、本書がJAXAの特別出版として刊行できたことは、まことに喜びの至りであります。

よく知られているように、槇野先生はX線天文衛星「ぎんが」の計画を提案し、衛星の設計、観測器の製作、試験、観測を指導されました。搭載された観測器は世界最高感度を持ち、約5年間完全に動作して、X線天文学に一時期を画した衛星として世界に知られています。長寿命の決め手になったのは、国産電池の使用法の改善だったと伺っております。「ぎんが」は、打ち上げ直後に「大マゼラン雲の超新星」の出現に遭遇し、日本ではニュートリノと共に、X線の観測が行われました。これは幸運によるものですが、「よい観測装置を準備しておけば、天も助けるものだよ」との小柴先生のお言葉に、納得いたしました。

本書には、放射線量の計測という一章がありますが、これには槇野先生の放射線取扱主任者としての長年の放射線管理の経験に基づくもので、計測技術の現状だけでなく、問題点や将来の線量計測についての示唆も含むもので、類書にない貴重な資料と考えております。

その槇野先生と私の仕事上の関係は1999年4月以来で、宇宙開発事業団の宇宙環境利用研究システムに、槇野先生を宇宙科学分野のアドバイザーとしてお迎えしてからのことになります。私は、ISS「きぼう」を利用する我が国の宇宙環境利用研究を推進するために、1996年10月に宇宙環境利用研究システム長を拝命、日々、宇宙環境利用研究の基盤構築に奔走しておりました。その宇宙環境利用研究分野のうち、ISS「きぼう」の船外実験プラットフォーム(曝露部)を利用する宇宙科学分野で、特に、宇宙観測ミッションの利用推進を槇野先生に担って頂きました。

槇野先生のご尽力により、曝露部に搭載された「全天X線観測ミッション(MAXI)」が多く

の科学観測上の成果を上げ、また、今後搭載予定の「高エネルギー電子、ガンマ線観測装置(CALET)」も搭載に向けて開発が進められるなど、ISS「きぼう」の曝露部を利用する宇宙観測ミッションに対し、総括的なアドバイザーとして多大な貢献をなされ、宇宙に経験のない物理化学を専攻とする私に、さまざまな面で助言して頂いたことは、私にとって大変な幸運でありました。宇宙科学研究と科学観測ミッションの開発における榎野先生の卓越した知識・経験、それに加えて、科学と技術に対する厳しい姿勢が、私の宇宙開発事業団における仕事の推進の支えになったものと心より感謝しております。

この、科学と技術にしっかりと裏付けられた、極めて貴重なデータの集積でもある本書が、これからの宇宙線の研究や宇宙線観測センサーの研究開発を目指す、学生、研究者、技術者の教科書として、また参考書として、それぞれの場で幅広く活用されることを願い、榎野先生へのこれまでの感謝の気持ちの巻頭言とさせていただきます。

2012年12月

井口 洋夫

まえがき

宇宙放射線の主なものは、**銀河宇宙線**、**太陽高エネルギー粒子**、**放射線帯粒子**である。宇宙線は、1912年頃、オーストリアのヘスによって発見された。ヘスは検電器を持って、自ら気球に乗り込み4,000mの上空へ昇った。電離度は高度と共に増加し、上空からやって来る未知の放射線を宇宙線と名づけた。後に、宇宙線の正体は、高エネルギーの陽子であることがわかった。太陽表面での爆発現象に伴って、宇宙線強度が減る現象は、1940年頃、フォーブッシュによって発見されフォーブッシュ減少と呼ばれた。1942年には、増加する現象も発見されフォーブッシュ増加とよばれたが、これは太陽からの粒子の放射によるものであることがわかった。これは**太陽宇宙線**と呼ばれたが、現在では太陽高エネルギー粒子と呼ばれている。**放射線帯**は1952年に、バンアレンによるロケット観測で発見された。ロケットに搭載されたガイガーカウンターは高度と共に計数率が上がり、やがて窒息状態となった。放射線帯が確認されたのは、1958年のエクスペローラー1号衛星による観測である。宇宙からの**X線**、**γ線**は、1960年代に発見され、**X線天文学**、**γ線天文学**として、大きな学問分野に成長した。太陽および、超新星1987Aからの**ニュートリノ**の発見は、**ニュートリノ天文学**の始まりとなったが、同時に、素粒子物理学の研究対象でもある。

通信衛星や気象衛星の利用は、社会生活に不可欠の手段となっているが、宇宙放射線はこれらの宇宙機器に障害を与えることが知られている。有人月探査や火星探査を目指して、人の長期宇宙滞在が計画されているが、最も深刻な問題は宇宙放射線の人に与える影響である。宇宙放射線の観測と並行して、放射線耐性のある機器の開発や、人に対する防御方法の研究が行われている。

本書は、科学観測や、宇宙利用目的の宇宙放射線観測を行う科学者や技術者のための解説書として書いたものである。初版は、2007年に発行されたが、重要事項の欠落や誤りと宇宙科学、技術の急速な進展を補うために、改版したものである。宇宙科学、宇宙技術を志す研究者の入門書として、利用して頂ければ、幸いである。折しも、原子炉事故のために、大勢の人がサーベイメーターを持ち歩く事態になっているが、測定器や測定方法によって、計測値が異なる理由も記述した。

本書の執筆にあたっては、NASDA宇宙環境利用研究システム、井口洋夫、矢代清高、清水順一郎、吉富進、JAXA宇宙環境利用センター、田中哲夫、吉村善範の各氏のご支援を頂いた。MAXI、SMILES、SEDA-APの観測チームとの折に触れての会話は有効であった。原稿の校正や清書については、伊師里美氏に、文献の検索については、ISASデータセンターの山岸 泉氏にお願いした。皆様のご協力に厚くお礼を申し上げます。

(単位はMKSを使用した)

2012年10月31日

宇宙科学研究所名誉教授 榎野 文命

目 次

まえがき

1. 放射線の性質	1
1-1. 原子、原子核、素粒子	1
1-2. 放射線	2
1-3. 放射線の強度	2
1-4. 放射線と物質の相互作用	3
1-4-1. 原子核粒子の相互作用	3
1-4-2. 電子の相互作用	5
1-4-3. 飛程	6
1-4-4. X線、 γ 線の相互作用	7
A. 光電効果	8
B. コンプトン散乱	8
C. 電子対生成	9
D. X線、 γ 線の吸収係数	10
1-4-5. 中性子の相互作用	10
A. 陽子との弾性散乱 ${}^1\text{H}(n,n){}^1\text{H}$	11
B. 陽子、 α 粒子(${}^4\text{He}$)を生成する核反応	11
C. 中性子捕獲反応	11
1-4-6. 電子-光子カスケード (電磁シャワー)	11
1-4-7. 不安定粒子の崩壊	12
A. 放射性同位元素	12
B. π 中間子の崩壊	13
C. 陽電子消滅	14
1-4-8. 放射線の検出に利用されるその他の相互作用	14
A. チェレンコフ放射	14
B. 遷移放射	14
2. 基本的な放射線検出器	16
2-1. シンチレーターの特性	16
2-1-1. 無機シンチレーターの特性	16
A. NaI(Tl)	16
B. CsI(Tl)	17
C. CsI(Na)	17
D. $\text{Bi}_4\text{Ge}_3\text{O}_{12}$ 、BGO	17
E. CdWO_4 、CWO	18
F. Gd_2SiO_5 (Ce)、GSO	18
G. LaBr_3 (Ce)	18
H. PbWO_4 、PWO	18
I. 液体 Xe	19
2-1-2. 有機シンチレーターの特性	19
A. 有機結晶	19
B. プラスチックシンチレーター	19
C. 液体シンチレーター	20
2-1-3. 光電子増倍管の特性	20

2-1-4. 電子なだれ増幅光ダイオード(APD)	21
2-1-5. シンチレーションカウンター	22
A. X線、 γ 線の測定	22
B. 荷電粒子の測定	24
C. 中性子の計測	24
D. フォスウィッチカウンター	25
2-2. ガスカウンター	25
2-2-1. 電離箱	25
2-2-2. 比例計数管	26
A. X線、粒子線の計測	26
B. 中性子の計測	27
C. ガス増幅を利用するその他の検出器	28
2-2-3. ガイガーカウンター	28
2-2-4. ガス蛍光比例計数管	29
2-3. 半導体カウンター	29
2-3-1. 半導体X線検出器	31
2-3-2. 半導体 γ 線検出器	32
2-3-3. 半導体粒子線検出器	33
2-4. 飛跡検出器	33
2-4-1. 原子核乾板	33
2-4-2. 固体飛跡検出器(SSNTD)	34
2-4-3. 放電を利用する検出器	35
A. 放電箱	35
B. 抵抗板検出器(RPC)	35
2-5. その他の検出器	36
2-5-1. チェレンコフカウンター	36
2-5-2. 遷移放射検出器	36
2-5-3. X線マイクロカロリメーター	37
2-5-4. マイクロチャンネルプレート(MCP)	38
3. 銀河宇宙線(GCR)	39
3-1. 銀河宇宙線の概要	39
3-2. 宇宙線のスペクトル	39
3-3. 宇宙線の組成	40
3-3-1. 元素組成	40
3-3-2. 同位元素組成	41
3-3-3. 特異宇宙線(ACR)	41
3-3-4. 電子成分	42
3-3-5. 大気中の宇宙線	42
3-4. 宇宙線の強度変動	43
3-4-1. 太陽周期変動	43
3-4-2. 太陽フレアに伴う強度変動	44
3-5. 宇宙線の観測	44
3-5-1. TeV以下の宇宙線観測	44
A. α マグネチックスペクトロメーター(AMS)	44
B. 超伝導磁石スペクトロメーター(BESS)	47
C. 「反物質、軽核粒子探査衛星」(PAMELA)	48

D. 「高エネルギー天文衛星3」(HEAO-3)	49
3-5-2. 1 TeV~1000 TeV の宇宙線観測	50
A. エマルションチェンバー	50
i) 日米共同エマルション実験(JACEE)	50
ii) 日ロ共同気球観測(RUNJOB)	51
iii) 電子観測	51
B. 先進薄型電離カロリメーター(ATIC)	52
C. 宇宙線エネルギーと質量観測(CREAM)	52
D. 同位体組成、超重核の観測	53
i) 超鉄核銀河元素観測器(TIGER)	54
ii) 高エネルギー放射線観測用遷移放射アレイ(TRACER)	54
E. カウンターによる高エネルギー宇宙線電子の観測	55
i) α マグネチックスペクトロメーター(AMS-02)	55
ii) 「フェルミ γ 線宇宙望遠鏡」(FGST)	55
iii) カロリメーター型電子望遠鏡(CALET)	56
iv) 「PAMELA」による観測	57
v) HESS、MAGICによる観測	57
F. 水チェレンコフ装置	57
G. 抵抗板検出器による観測	58
3-5-3. 100 TeV 以上の宇宙線観測	59
A. 空気シャワーアレイ	59
i) 明野巨大空気シャワーアレイ(AGASA)	59
ii) チベット空気シャワーアレイ(Tibet)	59
iii) カールスルーエシャワー核アレイ検出器(KASCADE)	60
iv) 南極空気シャワー実験(SPASE)	60
B. 空気シンチレーションの観測	61
i) ピエール・オージェ観測所(P. Auger)	61
ii) テレスコープアレイ(TA)	62
iii) フライズアイ(Fly's Eye)、高分解能フライズアイ(HiRes)	63
iv) 極限宇宙天文台(JEM-EUSO)	63
4. 太陽高エネルギー粒子(SEP)	65
4-1. 太陽フレア	65
4-2. 原子核粒子	65
4-3. 電子	66
4-4. 太陽中性子	67
4-5. X線、 γ 線	67
4-6. 太陽高エネルギー粒子(SEP)の観測	68
4-6-1. 原子核粒子および電子の観測	68
A. 「静止軌道環境衛星」(GOES)による観測	68
B. 「先進元素組成探査機」(ACE)による観測	69
C. 「ユリシーズ」(Ulysses)による観測	71
D. 「太陽および太陽圏観測衛星」(SOHO)による観測	72
E. 「ボイジャー」(Voyager) 1、2号による観測	73
F. 「ジオテイル」(Geotail)による観測	74
G. 「ウインド」(WIND)衛星による観測	74
H. 「惑星間空間モニタープラットフォーム8」(IMP-8)による観測	76

I. 「国際太陽地球環境探査機」(ISEE-3)による観測	76
4-6-2. 太陽中性子の観測	77
4-6-3. 太陽 X 線、 γ 線の観測	78
A. 斜入射望遠鏡による X 線画像観測	78
i) 「ようこう」による観測	78
ii) 「GOES」による観測	78
iii) 「ひので」による観測	79
B. 太陽硬 X 線、 γ 線撮像観測	79
i) 「ひのとり」による観測	79
ii) 「SMM」による観測	79
iii) 「ようこう」による観測	79
iv) 「RHESSI」による観測	80
C. 太陽 X 線、 γ 線のモニター観測	80
i) 「GOES」による観測	80
ii) 「ISEE-3」による観測	81
iii) 「SMM」による観測	81
iv) 「ひのとり」による観測	82
v) 「ようこう」による観測	82
5. 放射線帯粒子	83
5-1. 地球磁場での荷電粒子の運動	83
5-2. 放射線帯の構造	83
5-3. 南大西洋地磁気異常帯(SAA)	85
5-4. 放射線帯粒子の観測	86
5-4-1. 「あけぼの」による観測	86
5-4-2. 「太陽粒子、特異粒子、放射線帯粒子観測衛星」(SAMPEX)による観測	87
5-4-3. 「チャンドラ X 線衛星」(CXO)による観測	88
5-4-4. 遷移軌道での観測	88
A. 「つばさ」による観測	88
B. 「放射線影響観測衛星」(CRRES)による観測	89
5-4-5. 標準放射線環境モニター(SREM)	90
5-4-6. AMS、「PAMELA」による観測	90
5-4-7. 「放射線帯嵐観測衛星」(RBSP)	91
6. 宇宙 X 線、γ 線	93
6-1. はじめに	93
6-2. X 線天文学	93
6-2-1. X 線の放射機構とスペクトル	94
A. 制動放射	94
B. 希薄プラズマからの放射	94
C. 黒体放射	95
D. 蛍光 X 線放射	96
E. シンクロトロン放射	96
F. 逆コンプトン散乱	98
6-2-2. X 線を放射する主な天体	100
A. 中性子星	100
B. ブラックホール	101

C. 白色矮星	102
D. 超新星残骸	102
E. 活動銀河核	103
F. 銀河団	104
G. 宇宙 X 線背景放射	105
H. 月、惑星表面の X 線	105
6-2-3. 宇宙 X 線の観測	105
A. 比例計数管による観測	106
B. ガス蛍光比例計数管による観測	107
C. 望遠鏡と焦点面検出器による観測	108
i) 高角分解能望遠鏡	108
ii) レプリカ望遠鏡	109
iii) アルミ薄板望遠鏡	109
D. 大面積カウンターによる観測	111
E. X 線サーベイ観測	111
F. X 線全天監視装置	112
G. すだれコリメーターと符号化マスク	114
i) すだれコリメーター	114
ii) 符号化マスク	115
H. X 線の偏光観測	116
i) 「重力と超強磁場観測衛星」(GEMS)	116
ii) ブラッグ反射偏光計 (BRP)	117
iii) コンプトン散乱偏光計	117
6-3. γ 線天文学	119
6-3-1. γ 線天文学の概要	119
A. 20MeV \sim 300GeV γ 線	119
B. 30keV \sim 20MeV γ 線(硬 X 線 \sim 軟 γ 線).....	120
C. TeV γ 線	120
D. γ 線バースト	121
6-3-2. γ 線の放射機構	122
A. 制動放射	122
B. π^0 中間子の崩壊	122
C. 逆コンプトン散乱	123
D. 核 γ 線および陽電子消滅 γ 線	123
6-3-3. γ 線を放射する天体	123
A. 銀河面からの広がった放射	123
B. 活動銀河核	124
C. パルサーと X 線星	125
D. 超新星残骸	126
E. 宇宙 γ 線背景放射	126
F. γ 線バースト	127
G. 月、惑星	127
6-3-4. 宇宙 γ 線の観測	128
A. TeV (10^{12} eV) γ 線の観測	128
B. 20 MeV 以上の γ 線の観測	128
i) 放電箱を用いた観測装置	128
ii) シリコントラッカーを用いた観測装置	129

C. γ 線バーストの観測	131
i) 「コンプトン γ 線衛星」のBATSEによる観測	131
ii) 「HETE-II」による観測	131
iii) 「Swift」衛星による観測	132
iv) 「フェルミ γ 線衛星」のGBMによる観測	132
v) 「SVOM」衛星による観測	133
D. MeV γ 線、硬X線の観測	133
i) フォスウィッチカウンターによる観測	133
ii) コンプトン望遠鏡	134
iii) 符号化マスクによる観測	135
iv) 多層膜反射鏡による硬X線の観測	136
E. 月、惑星の γ 線観測	137
7. ニュートリノの観測	139
7-1. ニュートリノの性質	139
7-2. 自然界のニュートリノ	140
7-2-1. ビッグバンニュートリノ	140
7-2-2. 超新星ニュートリノ	140
7-2-3. 太陽ニュートリノ	141
7-2-4. 大気ニュートリノ	142
7-2-5. 地球ニュートリノ	143
7-3. ニュートリノの観測	143
7-3-1. 水チェレンコフ装置	144
A. スーパーカミオカンデ(SK)	144
B. サドベリーニュートリノ観測所(SNO)	145
7-3-2. 液体シンチレーションカウンターによる観測	146
A. 神岡液体シンチレーター反ニュートリノ検出器(KamLAND)	146
B. ボレクシーノ(BOREXINO)	147
C. 大容積検出器(LVD)	148
D. バクサン地下シンチレーションテレスコープ(BUST)	148
7-3-3. 放射化学的な観測	149
A. ホームステイク(Homestake)	149
B. ロシア・アメリカガリウム実験(SAGE)	150
C. ガリウム実験(GALLEX)、ガリウムニュートリノ観測所(GNO)	151
7-3-4. 高エネルギーニュートリノの観測	152
A. バイカル(BAIKAL)	153
B. ニュートリノ天文学及び深海環境調査(ANTARES)	153
C. 水中ニュートリノ望遠鏡と海洋学研究(NESTOR)	153
D. アイスキューブ(IceCube)	154
E. モノポール天文学宇宙線観測施設(MACRO)	155
8. 放射線量計測	156
8-1. 放射線量とは何か	156
8-2. 放射線量の測定(dosimetry)	158
8-2-1. 受動型線量計	159
A. 熱ルミネッセンス線量計(TLD)	159
B. CR-39プラスチック原子核飛跡検出器(PNTD)	161

C. ガラス線量計	161
D. 光刺激ルミネッセンス(OSL)線量計	162
E. 半導体線量計(RADFET)	162
8-2-2. 能動型線量計	163
A. テレスコープ型線量計	163
B. カウンター線量計	164
C. ガイガーカウンター	165
D. 電離箱	166
E. シンチレーションカウンター	166
8-3. 中性子計測	166
8-3-1. 環境中性子の観測	167
A. 受動的検出器による観測	167
B. 反跳陽子中性子カウンター	168
C. ボナー球中性子スペクトル計	169
D. レムカウンター	171
8-3-2. 月、惑星の中性子観測	172
9. 付 録	174
1. 計数の統計誤差	174
2. 不感時間の補正	174
3. 幾何学的因子	175
4. ニュートリノ振動	177
5. 前置増幅器	178
6. 運動エネルギーE、運動量 p 、ローレンツ因子 γ 、 $\beta = v/c$ の換算式	180
7. ローレンツ変換	181
8. エネルギースペクトルから線量を求める	181
9. 観測の役に立つ資料のあるウェブサイト	185
参 考 文 献	186
基礎物理学、放射線計測、宇宙環境	186
銀河宇宙線（高エネルギー宇宙線）	186
銀河宇宙線（低エネルギー宇宙線）、太陽高エネルギー粒子(SEP)	188
太陽 X 線及び γ 線、太陽中性子の観測	189
放射線帯粒子の観測	190
宇宙 X 線の観測	191
X 線の偏光観測	192
高エネルギー γ 線の観測	193
軟 γ 線、硬 X 線の観測	194
γ 線バーストの観測	194
ニュートリノの観測	195
放射線量計測	196
月、惑星及び環境中性子の観測	198
図 の 出 典	199
索 引	205

1. 放射線の性質

1-1. 原子、原子核、素粒子

固体、液体、気体などの物質は分子（化合物）からできているが、これらの分子は、正の電荷を持つ原子核とその周囲を周回している電子から成る原子で構成されている。電子と原子核の間に働くクーロン力が中心力となって、電子が軌道運動をしていると考えてよい。しかし、運動を支配しているのは量子力学で、離散的な軌道しか許されないこと、一つの軌道を2個の電子（スピン状態が異なる）しか占めることができないこと、電子の時々刻々の位置を定義できないことなど、ニュートン力学の軌道運動とは異なる。原子の大きさは、電子の軌道の大きさで、0.1nm 程度である。原子核の中にある陽子の数を原子番号と呼び、原子の電子の数はこれと同じである。陽子と電子は、それぞれ正と負の等量の電荷を持っている。質量のほとんどは、原子核が占めている。原子核は陽子と中性子からなり、これらが核力により結合している系である。陽子と中性子の質量はほとんど同じで、この二種類の粒子を核子と呼ぶ。原子核の核子の数を質量数という。陽子数が同じで中性子数が異なる原子または原子核を同位体または同位元素と呼ぶ。素粒子は、物質を構成する基本粒子で、核子や中間子を構成するクォーク、電子やニュートリノなどのレプトン（軽粒子）、電磁力や核力などの力を媒介するゲージボソンなどがある。素粒子のうちで、自由粒子（放射線）として宇宙空間や大気中で観測されるのは、ゲージボソンのうちの光子、レプトンの電子、 μ 粒子、ニュートリノである。クォークは自由粒子としては、取り出せない性質がある。いずれの粒子にも、その反粒子が存在する。反粒子は粒子と同じ質量とスピンであるが、荷電粒子では電荷が、中性子では磁気モーメントが、またはニュートリノではヘリシティ（運動量とスピンのスカラー積）が反対符号になっている粒子である。光子、 π^0 中間子は反粒子と粒子が同じである。宇宙線中には、反陽子、陽電子の存在が知られている。

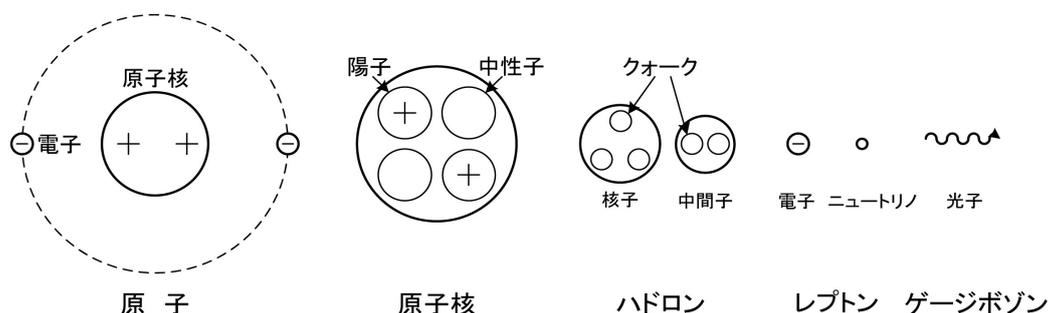


図 1-1 原子、原子核、素粒子

必要な物理量を挙げておく。A：質量数、 m_0 ：静止質量、c：光速である。

電子の古典半径： $2.818 \times 10^{-15} \text{ m}$

原子核の半径： $\sim 1.2 \times 10^{-15} A^{1/3} \text{ m}$

電子の静止質量： $9.109 \times 10^{-31} \text{ kg}$

$m_0 c^2$ ： $8.187 \times 10^{-14} \text{ J} = 0.5110 \text{ MeV}$

陽子の静止質量 : $1.6727 \times 10^{-27} \text{ kg}$ $m_0 c^2 : 1.503 \times 10^{-10} \text{ J} = 938.3 \text{ MeV}$

中性子の静止質量 : $1.6749 \times 10^{-27} \text{ kg}$ $m_0 c^2 : 1.505 \times 10^{-10} \text{ J} = 939.6 \text{ MeV}$

電子(-)、陽子(+)の電荷 : $1.602 \times 10^{-19} \text{ C}$

1-2. 放射線

高速で運動している原子核や素粒子を放射線という。一般的には、電離していない高速の原子や部分電離の原子も含めるが、自然界には少ない。このような粒子の運動エネルギーを放射線のエネルギーと呼んでいる。粒子の速度を v 、静止質量を m_0 とするとエネルギー E は特殊相対論の効果を考慮して、次の式で与えられる。(c : 光速 = $2.9979 \times 10^8 \text{ m/s}$)

$$E = (\gamma - 1)m_0 c^2 \quad (J) \quad (1-1)$$

$$E \approx \frac{1}{2} m_0 v^2 \quad (v \ll c) \quad (J) \quad (1-2)$$

$$E \approx \gamma m_0 c^2 \quad (v \approx c) \quad (J) \quad (1-3)$$

$$\gamma = \frac{1}{\sqrt{1 - \beta^2}}, \quad \beta = \frac{v}{c} \quad (1-4)$$

(1-4)式の γ をローレンツ因子という。(1-1)、(1-2)、(1-3)式の単位はジュールであるが、多くの場合、電子ボルト eV という単位を用いる。1eV は陽子または電子を 1V の電位差で加速した時のエネルギーで、 $1\text{eV} = 1.602 \times 10^{-19} \text{ J}$ である。eV の 10^3 、 10^6 、 10^9 、 10^{12} 倍をそれぞれ keV、MeV、GeV、TeV と呼んでいる。放射線の厳密な定義はないが、実用上は直接、間接に原子を電離することのできるエネルギーの粒子と考えてよい。従って、すべてのエネルギーの中性子、keV 以上の荷電粒子、紫外線より波長の短い電磁波(光子)がこれに相当する。振動数 ν の光子のエネルギーは、プランク定数 h ($=6.626 \times 10^{-34} \text{ J} \cdot \text{s} = 4.136 \times 10^{-15} \text{ eV} \cdot \text{s}$) を用いて、次の式で定義される。

$$E = h\nu \quad (J) \quad (1-5)$$

ニュートリノやダークマター候補と考えられている素粒子は、宇宙には大量に存在し、重要な研究対象ではあるが、相互作用断面積が小さく、電離源としての放射線からは除外される。E、p (運動量)、 γ 、 β の関係は付録 6 を参照されたい。

1-3. 放射線の強度

放射線の計測すべき物理量は粒子の種類とエネルギー分布と入射方向である。強度は、エネルギーが E と $E+dE$ の間で、方向が極座標表示 (図 1-2 参照) で、 θ と $\theta+d\theta$ 、 ϕ と $\phi+d\phi$ から入射し、この方向に垂直な微小面積 dS を時間 t と $t+dt$ の間に貫通する粒子数 $\Phi(E, \theta, \phi, t)dSdE \sin \theta d\theta d\phi dt$ で定義される。 $\sin \theta d\theta d\phi$ は、図 1-2 に示すように θ 、 $\theta+d\theta$ 、 ϕ 、 $\phi+d\phi$ で囲まれる領域が原点に対して張る立体角 $d\Omega$ である。従って、粒子流 (フラックス) $\Phi(E, \theta, \phi, t)$ の単位は 粒子数/ $\text{m}^2/\text{sr}/\text{s}/\text{eV}$ となる (sr : 立体角の単位、

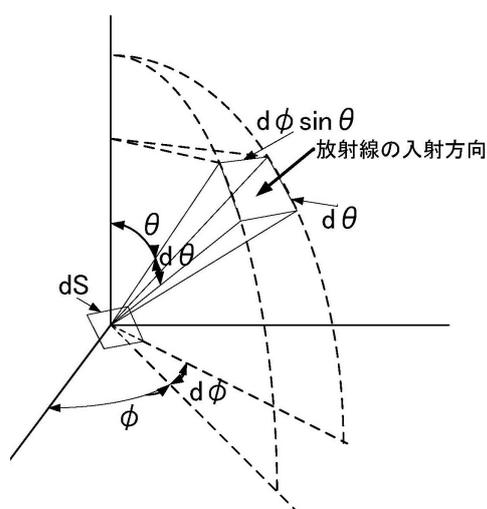


図 1-2 座標系

ステラジアン)。これを微分フラックス(F_D)、または微分エネルギースペクトル、または単にエネルギースペクトルという。なお、加速器で加速された粒子や、恒星状の宇宙 γ 線源からの γ 線のように入射方向が一定の粒子のフラックスは粒子数/ $\text{m}^2/\text{s}/\text{eV}$ という単位で表される。微分フラックスを θ について0から π まで、 ϕ について0から 2π まで(Ω について0から 4π srまで)積分したフラックスを全方向フラックス(F_O)という。ある方向の微分フラックスを測定し、放射が等方的と仮定して、これに 4π srを掛けて、全方向フラックスする場合が多い。全

方向フラックスの単位は粒子数/ $\text{m}^2/\text{s}/\text{eV}$ または粒子数/ m^2/s で、いずれも断面積が 1m^2 の球を1秒間に貫通する粒子の数を表す。微分フラックスをエネルギー E について、 E から ∞ まで積分したものを積分フラックス(F_I)または積分スペクトルという。微分フラックスを時間 t についてある時間内で積分した粒子数をフルエンス(Fluence)という。観測値からフラックスを求める方法については、付録3に記述してある。

$$F_D = \Phi(E, \theta, \phi, t) \quad (1-6)$$

$$F_O = \int_0^\pi d\theta \int_0^{2\pi} d\phi \Phi(E, \theta, \phi, t) \sin\theta \quad (1-7)$$

$$F_I = \int_E^\infty \Phi(E, \theta, \phi, t) dE \quad (1-8)$$

$$\text{Fluence} = \int_{t_1}^{t_2} F_O(E, t) dt \quad (1-9)$$

放射線を粒子計測としてではなく、放射線防護などの目的で、粒子の種類やエネルギーを問わない、いわゆる放射線量計測(ドシメトリー)においては、放射線による空気や生体組織などの標準物質中での単位質量当たりの電離電荷や失われた放射線のエネルギーの値で強度を定義している(8.放射線量計測参照)。放射線の種類と微分スペクトルから、(1-10)式などを用いて放射線量に換算することはできる(付録8参照)。

1-4. 放射線と物質の相互作用

1-4-1. 原子核粒子の相互作用

高速の陽子、ヘリウム(α 線または α 粒子と呼ぶことが多い)やその他の原子核粒子の主な相互作用は、通過する物質の電離である。電離は、入射粒子の電荷によるクーロン撃力で、飛跡の近傍の原子の軌道電子が剥ぎ取られ、自由電子とイオン(軌道電子の一部または全部が失われた原子)が発生する現象である。電離による入射粒子のエネルギー損失の計算には、ベーテとブロッホの式に密度効果の補正項 δ を加えた式が用いられている。

$$-\frac{dE}{dx} = 4\pi r_e^2 m_e c^2 z^2 \rho \frac{Z}{A} N_A \frac{1}{\beta^2} \left\{ \ln \left(\frac{2m_e c^2 \beta^2}{I(1-\beta^2)} \right) - \beta^2 - \frac{\delta}{2} \right\} \quad (J/m) \quad (1-10)$$

$$= 30.71 z^2 \rho \frac{Z}{A} \frac{1}{\beta^2} \left\{ \ln \left(\frac{1.022 \times 10^6}{I} \frac{\beta^2}{1-\beta^2} \right) - \beta^2 - \frac{\delta}{2} \right\} \quad (MeV/m) \quad (1-11)$$

δ は入射粒子のエネルギー E が最小電離となる値よりも高いエネルギー領域での補正である。低エネルギーでは、電子との再結合により電離が減少する。この補正は適当な近似方法がなく、実験式に基づく補正が行われている (R. M. Sternheimer and R. F. Peierls, Phys. Rev. B, Vol.3, 3681, 1971、 I. L. Rakhno, N. V. Mokhov, S. I. Stringanov, FERMILAB-Conf-05-019-AD, 2005, arXiv:physics/0505043v2)。入射粒子のエネルギー E/A が 10keV 程度以下のエネルギーでは原子核との弾性散乱でエネルギーを失い、これを

核ストッピング(nuclear stopping)

と呼び、半導体の製造の際に、イオンの飛程を決める際に重要である。

(1-10)式の記号はそれぞれ、 x : 距離(m)、 z : 入射粒子の原子番号、 Z : 物質の原子番号、 ρ : 物質の密度(kg/m³)、 A : 物質の原子量(kg モル)、 I : 物質の平均電離ポテンシャル(図 1-3) (eV)、 r_e : 古典電子半径(m)、 m_e : 電子の静止質量(kg)、 c : 光速(m/s)、 N_A : アボガドロ数、である。物質が化合物や混合物である場合には、 Z/A および $\ln I$ を平均値で置き換えればよい。 β^2 は、(1-1)式を用いて、入射粒子のエネルギー E で表すことができる。(1-10)式の両辺を密度 ρ で割って、エネルギーの単位を MeV に変換し、J/m の代わりに、MeV・m²/kg という単位で表すことが多い。(1-10)式を**阻止能**(stopping power)と呼ぶこともある。

図 1-4 に、陽子が水素、シリコン、鉛に入射した場合の電離損失を示した。0.1MeV 付近のピークから左

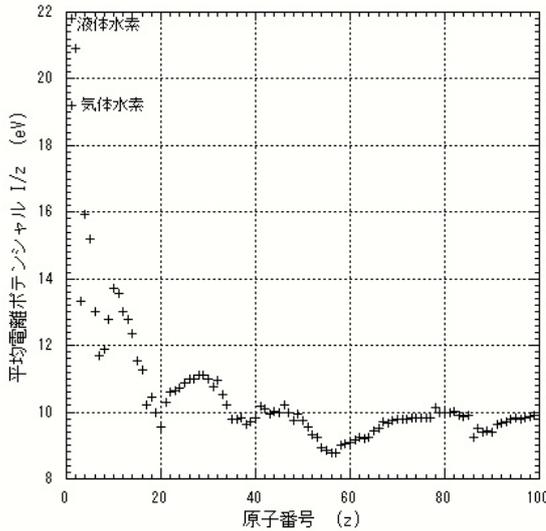


図 1-3 平均電離ポテンシャル
(H. Paul 氏の好意による)

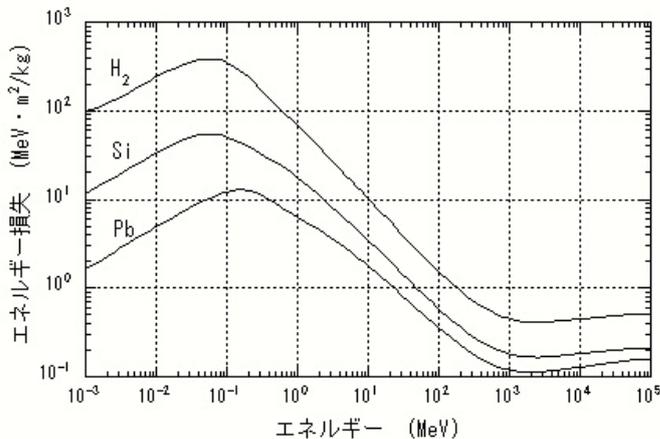


図 1-4 陽子の物質中でのエネルギー損失

は、陽子のエネルギーの減少に伴って、電子と再結合する確率が増え、電離効率が低下することを示している。この効果は(1-10)、(1-11)式には含まれていない。0.1MeV から 1GeV は、(1-10)式からわかるように、エネルギーにほぼ逆比例する領域である。電離損失が最小となる 2.5GeV 付近の現象を**最小電離**といい、これより高エネルギーに向かって、わずかに増加する現象を、**相対論的増加**と呼んでいる。1GeV 以上の陽子、0.5MeV 以上の電子のように単一電荷の粒子による電離エネルギーを**最小電離エネルギー**と呼んで、電離エネルギーの最小単位として用いることがある。

(1-10) (1-11)式は、電荷を持った中間子やバリオンについても適用できる。粒子のエネルギーが高くなると核反応や、粒子の生成反応によって急激にエネルギーを失うが、その確率は通常は小さい。(1-10) (1-11)式を**線エネルギー付与 (LET)**ということもある。

1-4-2. 電子の相互作用

電子は、散乱される原子の電子と同種であるため、**電離損失**の式は(1-10)式と少し異なる。また**制動放射**(電子の軌道が原子核や電子の電荷によって曲げられることにより、電磁波を放射する)によるエネルギー損失が無視できない。電離による損失は、

$$\left(-\frac{dE}{dx}\right)_{ion} = 4\pi r_e^2 m_e c^2 \rho \frac{Z}{A} N_A \frac{1}{\beta^2} \left\{ \ln \left(\frac{m_e c^2 (\gamma-1) \sqrt{\gamma+1}}{\sqrt{2} I} \right) + \frac{F}{2} - \frac{\delta}{2} \right\} \quad (J/m) \quad (1-12)$$

$$= 30.71 \rho \frac{Z}{A} \frac{1}{\beta^2} \left\{ \ln \left(\frac{3.613 \times 10^5 (\gamma-1) \sqrt{\gamma+1}}{I} \right) + \frac{F}{2} - \frac{\delta}{2} \right\} \quad (MeV/m) \quad (1-13)$$

$$F = (1-\beta^2) \left\{ 1 + \frac{(\gamma-1)^2}{8} - (2\gamma-1) \ln 2 \right\} \quad (1-14)$$

で与えられる。 γ は電子のローレンツ因子(1-4)式、 δ については前節を参照されたい。(1-12)式は、定性的には陽子に対する(1-10)式とよく似た値になる。電子は陽子に比べて軽いので、その軌道は原子核や電子の電荷で曲げられ、制動放射によりエネルギーを失う。その値は制動放射の断面積(6-2-1, A, 94 ページ参照)から、近似的に次の式で与えられる。

$$\left(-\frac{dE}{dx}\right)_{rad} = 4\alpha r_e^2 T \rho \frac{Z^2}{A} N_A \ln \left(\frac{2T}{m_e c^2} \right) \quad (J/m) \quad m_e c^2 < T < \frac{m_e c^2}{\alpha Z^{1/3}} \quad (1-15)$$

$$= 1.396 \times 10^{-10} T \rho \frac{Z^2}{A} \ln(3.914T) \quad (MeV/m) \quad 0.511 < T < \frac{70.03}{Z^{1/3}} \quad (1-16)$$

$$\left(-\frac{dE}{dx}\right)_{rad} = 4\alpha r_e^2 T \rho \frac{Z^2}{A} N_A \ln \left(\frac{191}{Z^{1/3}} \right) \quad (J/m) \quad T > \frac{m_e c^2}{\alpha Z^{1/3}} \quad (1-17)$$

$$= 1.396 \times 10^{-10} T \rho \frac{Z^2}{A} \ln \left(\frac{191}{Z^{1/3}} \right) \quad (MeV/m) \quad T > \frac{70.03}{Z^{1/3}} \quad (1-18)$$



T : 電子の全エネルギー $E+me^2c^2$ 、 α : 微細構造定数 $1/137.037$ 、(1-15)、(1-17)式の T の単位は J、(1-16)、(1-18) 式の T の単位は MeV である。 $T=me^2c^2/(\alpha Z^{1/3})$ での不連続は近似式を用いたことによる。

図 1-5 制動放射

電離損失と放射損失が同じになるエネルギーを臨界エネルギー ε_0 と言い、C、air、Fe、Pb でそれぞれ、90MeV、84MeV、23MeV、7MeV である。 ε_0 以上では制動放射による損失が優勢となる(図 1-6 参照)。(1-17)式は、簡単に解くことができ、エネルギー E は距離 x と共に、指数関数的に減衰することがわかる。エネルギーが $1/e(=0.3679)$ に、減衰する距離を放射距離 $X_0(m)$ という。

$$\frac{1}{X_0} = 4\alpha r_e^2 \rho \frac{Z^2}{A} N_A \ln\left(\frac{191}{Z^{1/3}}\right) \quad (/m) \quad (1-19)$$

$$= 1.396 \times 10^{-4} \rho \frac{Z^2}{A} \ln\left(\frac{191}{Z^{1/3}}\right) \quad (/m) \quad (1-20)$$

X_0 に密度 ρ を掛けた値 ρX_0 を放射距離と呼ぶことが多く、この場合には単位が kg/m^2 となる。C、air、Fe、Pb、W の放射距離は、それぞれ 446、377、141、63.5、68.2 kg/m^2 である。

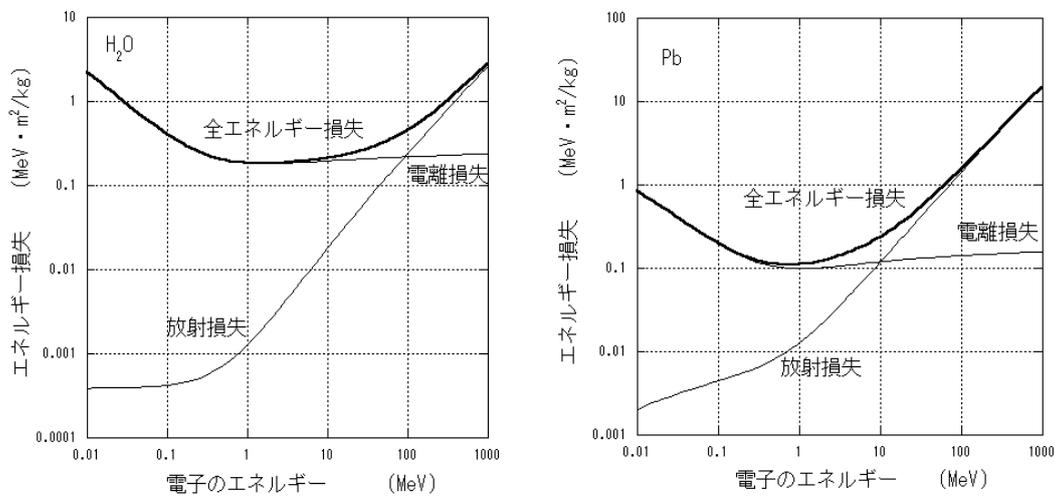


図 1-6 水 (左) 及び鉛 (右) 中での電子のエネルギー損失

制動放射により、電子はエネルギーを失うが、X線や γ 線が放射されるので、放射線が消滅する訳ではない。これらの光子は新たな放射線源となって、相互作用を行う。

1-4-3. 飛程

陽子や電子などの荷電粒子が物質中で電離によってエネルギーを失う時、運動エネルギーを完全に失って、停止するまでに粒子が飛行する距離を飛程という。飛程 R は次のように定義される。

$$R = \int_E^0 \left(-\frac{dE}{dx} \right)^{-1} dE \quad (m) \quad (1-21)$$

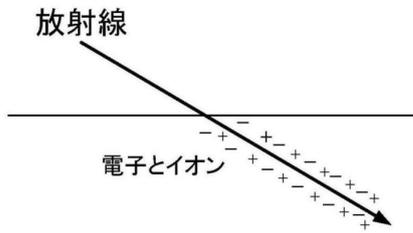


図 1-7 荷電粒子による電離

(1-21)式の単位は、 x の代わりに ρx を用いた時には、 kg/m^2 となる。粒子のエネルギーが高くなると、電子の制動放射や陽子の核反応による二次粒子が発生し、(1-21)式よりは長い距離まで、二次粒子による電離が起こる。Si 中での陽子、電子の飛程 R_p 、 R_e については、それぞれ次のような実験式が求められている。(1-21)式の R に物質の密度 ρ をかけた値 ρR で示され、単位は kg/m^2 である。

$$R_p = \exp(-2.4234 + 1.4608x + 0.23509x^2 - 0.044584x^3 - 0.010293x^4 + 0.0023799x^5) \quad (\text{kg}/\text{m}^2) \quad (1-22)$$

$$x = \log_{10} E, \quad (E: \text{MeV}), \quad (10^{-3} \text{MeV} \leq E \leq 10^3 \text{MeV})$$

$$R_e = \exp(1.6836 + 2.8447x - 0.56853x^2 + 0.012971x^3 + 0.045157x^4) \quad (\text{kg}/\text{m}^2) \quad (1-23)$$

$$x = \log_{10} E, \quad (E: \text{MeV}), \quad (10^{-2} \text{MeV} \leq E \leq 10^2 \text{MeV})$$

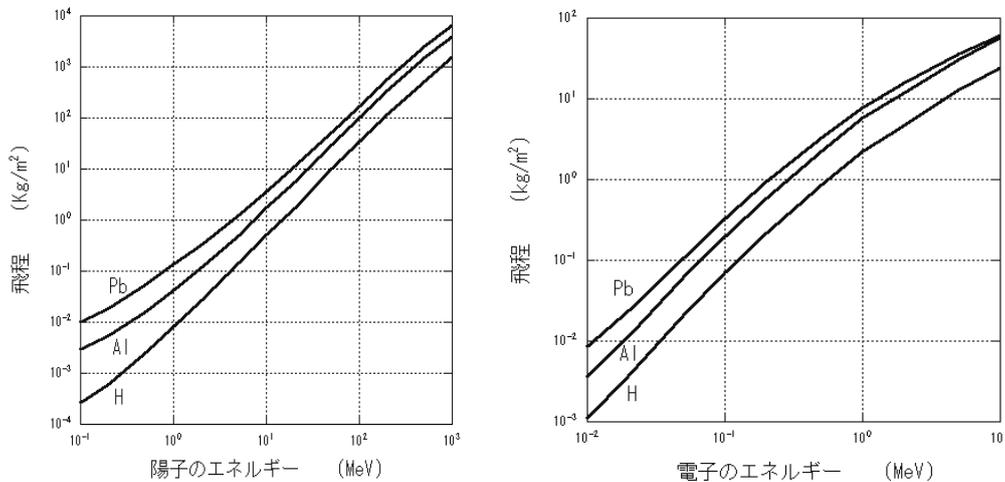


図 1-8 水素、アルミニウム、鉛の中で陽子（左）、電子（右）の飛程

1-4-4. X線、 γ 線の相互作用

光子のうちの、可視光や紫外線は光電効果により、原子を電離させるが、物質の透過力は弱く、一個の光子が表面の一個の原子を電離させるのみである。放射線としての性質を示すのは、エネルギーの高いX線と γ 線である。明確な定義はないが、エネルギーで $100\text{eV} \sim 100\text{keV}$ (波長 $0.012 \sim 12\text{nm}$) の光子 (電磁波) を X線、それ以上を γ 線と呼んでいる。光子が直接電離するのは一個の原子であるが、高エネルギー光子の場合には、相互作用に

よって発生する電子や γ 線のエネルギーが高いので、これらの二次粒子によって、大量の電離電荷を発生することになる。

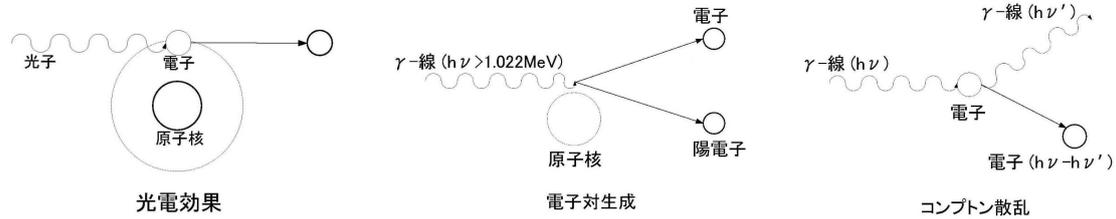


図 1-9 X 線、 γ 線の相互作用

A. 光電効果

X 線、 γ 線による光電効果は、内殻電子を放出する確率が高く、多くの場合、K 殻電子が放出される。エネルギー $h\nu$ の光子によって発生する電子を光電子といい、そのエネルギー E は電子の結合エネルギーを W として、

$$E = h\nu - W \quad (1-24)$$

となる。K 殻電子（最も原子核に近い軌道の電子）による原子あたりの光電効果の断面積（この面積内に入射すると、相互作用が起こる。単位体積当たりの相互作用の発生率は $\phi \sigma N$ で与えられる。 ϕ ：入射粒子のフラックス、 σ ：断面積、 N ：標的粒子の密度） σ_{ph} は入射光子のエネルギーが K 殻電子の結合エネルギー W_K より大きいとして($h\nu > W_K$)、

$$\sigma_{ph} = \sigma_T 4\sqrt{2} \alpha^4 Z^5 \left(\frac{m_e c^2}{h\nu} \right)^{7/2} = 1.067 \times 10^{-36} Z^5 \left(\frac{0.511}{h\nu} \right)^{7/2} \quad (m^2) \quad (1-25)$$

で与えられる。 $\sigma_T = 6.652 \times 10^{-29} m^2$ ：トムソン散乱の断面積、 α ：微細構造定数 7.297×10^{-3} 、 Z ：物質の原子番号、 $h\nu$ ：入射光子のエネルギーで MeV 単位である。K 殻電子が放出されると、外殻電子が K 殻電子の結合エネルギーに相当するエネルギーを光子で放出して、空いた K 殻を埋める。この光子を蛍光 X 線という。蛍光 X 線を放射する代わりに、外殻電子を放出することもある。これをオージェ電子という。オージェ電子を放出する割合 ω_K は、 $\omega_K = Z^4 / (30 + Z^4)$ で与えられる (Z ：原子番号)。K 殻以外の電子による光電効果は、K 殻電子の 20%程度であるので、これを考慮する場合には(1-25)式を 5/4 倍すればよい。

B. コンプトン散乱

コンプトン散乱は光の粒子性を示す散乱で、静止している電子と γ 線光子の弾性散乱である。角度 θ の方向に散乱される γ 線のエネルギー $h\nu'$ は、弾性散乱のエネルギー及び運動量の保存則から、次のように求めることができる（光子の運動量は $h\nu/c$ ）。従って、 $h\nu - h\nu'$ が反跳電子のエネルギーとなる。 θ と $\theta + d\theta$ 方向の微小立体角 $d\Omega = \sin\theta d\theta d\phi$ へコンプトン散乱する微分断面積は、クラインと仁科により(1-27)式のように求められている。

$$h\nu' = \frac{h\nu}{1 + h\nu / (m_e c^2)(1 - \cos\theta)} \quad (J) \quad (1-26)$$

$$\frac{d\sigma_c}{d\Omega} = \frac{r_e^2}{2} \left(\frac{h\nu'}{h\nu} \right)^2 \left(\frac{h\nu}{h\nu'} + \frac{h\nu'}{h\nu} - \sin^2\theta \right) \quad (m^2 / sr) \quad (1-27)$$

r_e : 古典電子半径 $2.8179 \times 10^{-15} m^2$ である。これを Ω について積分 (両辺に $d\Omega = 2\pi \sin\theta d\theta$ かけて、 θ について 0 から π まで積分) した、電子あたりの全コンプトン散乱断面積 σ_c は、以下のようになる。ただし、 $u = h\nu / (m_e c^2)$ である。

$$\sigma_c = \sigma_T \frac{3}{4} \left[\frac{1+u}{u^3} \left\{ \frac{2u(1+u)}{1+2u} - \ln(1+2u) \right\} + \frac{\ln(1+2u)}{2u} - \frac{1+3u}{(1+2u)^2} \right] \quad (m^2) \quad (1-28)$$

(1-28)式から、 $u \rightarrow 0$ とすると $\sigma_c \rightarrow \sigma_T$ となることがわかる。 γ 線のエネルギーが電子の結合エネルギーにくらべて大きければ、(1-27)、(1-28)式を Z 倍すれば、原子当たりの断面積となる。電子は、実際には原子に束縛されているので、 $100 keV$ 付近から以下では、(1-28)式の値より小さくなる。エネルギーは変わらず、方向だけが変化するレイリー散乱 σ_R は、トムソン散乱を原子の電子分布で積分することで求められる(図 1-11 参照)。(J. H. Hubbell, Wm. J. Veigle et al., J. Chem. Ref. Data, 4, 471, 1975)

C. 電子対生成

光子のエネルギーが、電子の静止質量エネルギー $0.511 MeV$ の 2 倍を超えると、電子と陽電子の対を生成して、入射光子が消滅する現象が顕著になる。これを電子対生成という。真空は負のエネルギーの粒子で満たされていると考えられ、対粒子の静止質量エネルギー以上のエネルギーの粒子は、原子核または電子の電場の中で、粒子と反粒子の対生成を行う。反応の前後で、電荷、エネルギー、運動量が、原子核または電子を含めた系で保存される。電子対生成の原子当たりの断面積 σ_{pa} は、原子核および電子の相互作用を含めて、次のように表すことができる。 $f(h\nu)$ の値の例は図 1-10 に示してある。

$$\sigma_{pa} = \sigma_T \frac{3}{8\pi} \alpha Z^2 f(h\nu) \quad (m^2) \quad (1-29)$$

電子対生成は光子のエネルギーが $1.022 MeV$ 以上でなければ起こらない。このような反応を起こす下限のエネルギーを、反応のしきい値 (threshold) という。

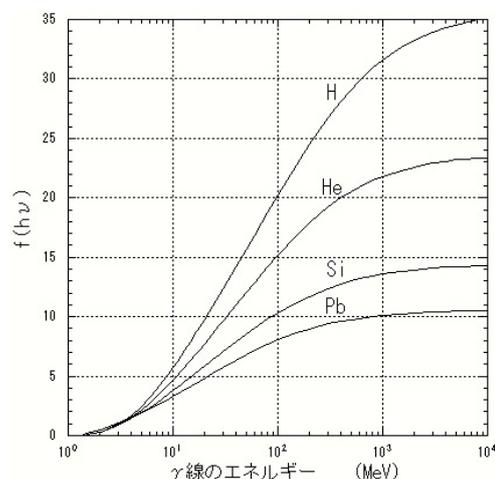


図 1-10 (1-29)式の $f(h\nu)$

D. X線、 γ 線の吸収係数

光子が物質中に入射するとき、光電効果、コンプトン散乱、電子対生成のどれかの相互作用が、それぞれの断面積で決まる確率で起こる。透過距離 $d(\text{m})$ と共に、エネルギー $h\nu$ の光子数 ϕ が減衰して行く様子は、次の式で示される。 ϕ_0 : $d=0$ での強度、 σ_t : 全断面積(m^2)、 ρ : 吸収体の密度(kg/m^3)、 A : 吸収体の原子量(kg モル)、 λ : 平均自由行路(m)、 $k_1 \equiv 1/\lambda$: 線吸収係数($1/\text{m}$)である。距離を $d\rho$ (kg/m^2) で表す場合が多く、このときには $\lambda\rho$ (kg/m^2) を平均自由行路、 $1/(\lambda\rho) \equiv k_m$ を質量吸収係数(m^2/kg) という。

$$\phi = \phi_0 \exp\left(-\sigma_t \frac{\rho}{A} N_A d\right) = \phi_0 \exp\left(-\frac{d}{\lambda}\right) = \phi_0 \exp(-k_1 d) \quad (\text{photon}/\text{m}^2/\text{s}) \quad (1-30)$$

$$\lambda = \frac{1}{\sigma_t N_A \rho / A} \quad (\text{m}) \quad (\sigma_t = \sigma_{ph} + \sigma_C + \sigma_R + \sigma_{pa}) \quad (1-31)$$

(1-30)、(1-31)式は細いビーム状の放射線源に対する吸収の式である。エネルギーの吸収を表す場合には、光子が消滅しないレイリー散乱 σ_R を除外し、コンプトン散乱 σ_C についても、散乱によるエネルギー減少の割合を掛けて、エネルギー吸収係数とする。光電吸収(σ_{ph})係数は電子の結合エネルギーに相当するエネルギーで、不連続になり、これをそれぞれの殻に対応する吸収端と呼んでいる。

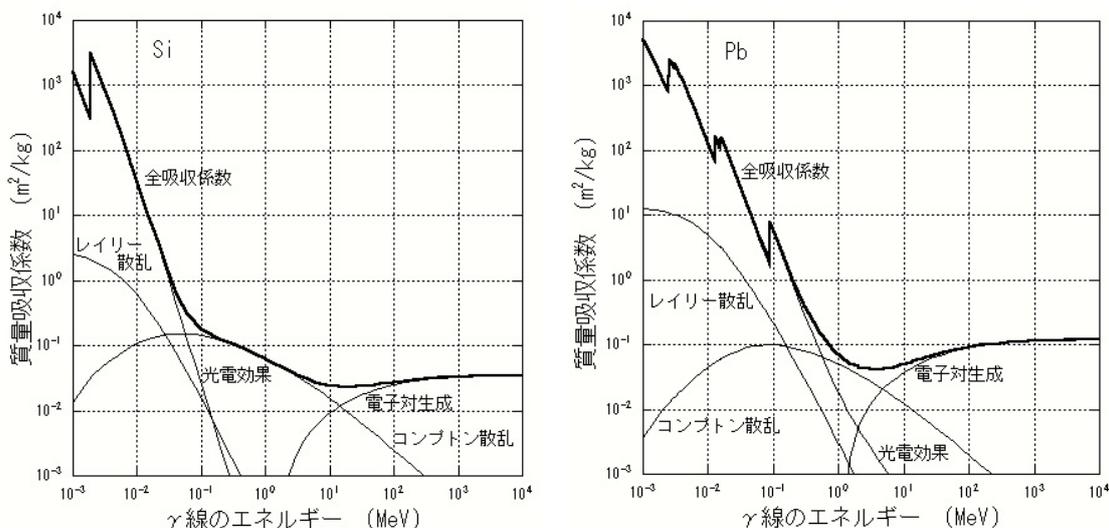


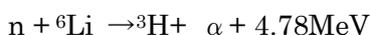
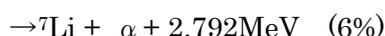
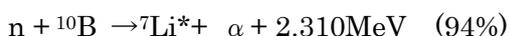
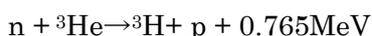
図 1-11 Si (左) および Pb (右) の γ 線吸収係数

1-4-5. 中性子の相互作用

中性子は電荷を持たないので、直接、原子を電離することはない。中性子の検出のためには、中性子が起こす核反応で発生する荷電粒子を利用する。中性子は電荷がないために、クーロン反発力を受けることなく、エネルギーが 0 近くであっても、核内へ入り、容易に核反応を起こす。中性子の検出に利用される核反応は次のようなものである。

A. 陽子との弾性散乱 ${}^1\text{H}(n, n){}^1\text{H}$ 

中性子と陽子の弾性散乱で、散乱される陽子を**反跳陽子**といい、そのエネルギーは入射中性子のエネルギーから 0 まで連続的に分布している。散乱の断面積は、図 1-12 のように表される。これは全断面積であるが、陽子の中性子捕獲反応の断面積は $0.332 \times 10^{-28} \text{m}^2$ であるので、すべて、散乱の断面積と考えてよい。

B. 陽子、 α 粒子(${}^4\text{He}$)を生成する核反応

いずれも発熱反応で、発生するエネルギーは生成粒子の質量に反比例する形で分配される。いずれの反応も熱中性子 ($\sim 0.025 \text{eV}$) のエネルギー領域で $(1 \sim 5) \times 10^{-25} \text{m}^2$ という大きな反応断面積であるので、熱中性子の検出に利用される。

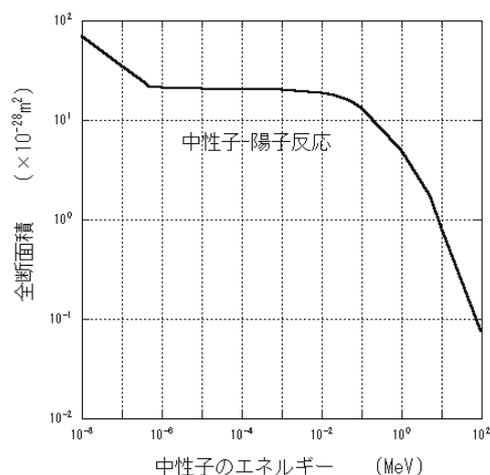
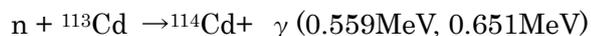
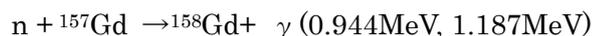


図 1-12 中性子の陽子による弾性散乱断面積 (S. Kato 氏の好意による)

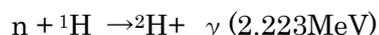
C. 中性子捕獲反応



熱中性子に対する断面積は $2.1 \times 10^{-24} \text{m}^2$ と大きい、 ${}^{113}\text{Cd}$ の存在比は 12.2% であるので、全 Cd 原子での平均値は $2.56 \times 10^{-25} \text{m}^2$ 程度になる。



この反応の熱中性子に対する断面積は $1.6 \times 10^{-23} \text{m}^2$ で、すべての原子核の中で最大である。 ${}^{155}\text{Gd}$ も約 $7 \times 10^{-24} \text{m}^2$ という大きい中性子捕獲断面積を持っている。それぞれの存在比は 15.65% と 14.8% である。



上の反応の断面積は、 $3.32 \times 10^{-29} \text{m}^2$ と小さいので、中性子の検出器に利用されることはないが、太陽表面での爆発 (フレア) が発生した時に、 2.223MeV の γ 線が観測されることがあり、これから、太陽表面での中性子強度を求めるのに利用されている。

1-4-6. 電子-光子カスケード (電磁シャワー)

数十 MeV 以上の電子が物質中へ入射すると、制動放射で γ 線を放射し、この γ 線が電子対をつくり同様の相互作用がカスケード状に連続して起こる。電子数、光子数はねずみ算式に増殖される。この現象を**電子-光子カスケード**または**電磁シャワー**と呼んでいる。図

1-13 は γ 線が入射した時に、粒子が増殖される様子を模式的に示したものであるが、電子が入射した時は、最初の反応が、電子の制動放射（図 1-13 の 2 段目の反応）となり、以降は同じである。図 1-14 は電子が入射した時の粒子数の発達を示したものである。x 軸は放射距離を単位とした物質の深さ、入射電子のエネルギーは臨界エネルギー ε_0 の倍数で書い

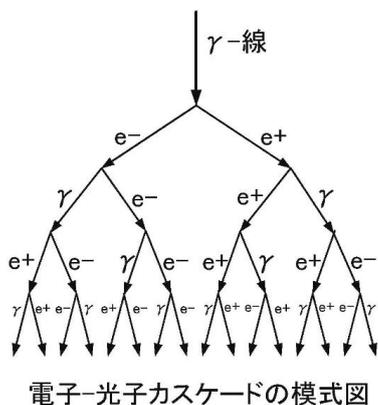


図 1-13 電子-光子カスケード

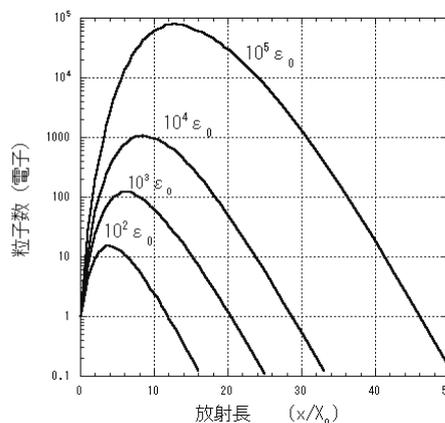


図 1-14 シャワー粒子の増減
(M. S. Longair 氏の好意による)

である。 γ 線についてもほとんど同じ曲線になる。空气中で起こる電磁シャワーを**空気シャワー**と呼んでいる。高エネルギーの電子と γ 線の検出はいずれも電磁シャワーを利用し、両者は入射粒子の電荷の有無によって識別する。

核子当たり 1GeV 程度以上のエネルギーの陽子や原子核粒子が、物質に入射すると、破碎反応や、中間子生成反応により、多数の核子、中間子を発生する。これらの粒子は二次粒子である、 γ 線や電子を生成する他、さらに反応を繰り返し、電磁シャワーに似た大量の粒子群となる。これを**ハドロンカスケード**と呼んでいる。多種の粒子と多数の電磁シャワーが含まれ、モンテカルロ法によるシミュレーションによって研究されている。高エネルギー電子や γ 線の観測では、ハドロンシャワーとの識別が重要である。

1-4-7. 不安定粒子の崩壊

安定な原子核、電子、ニュートリノ以外の粒子、および放射性同位元素は不安定で、自然崩壊により消滅する。自由中性子は不安定であるが、原子核の中では、エネルギー的に β 崩壊が禁止され、安定である。自由陽子は安定であるが、核内の陽子は β^+ 崩壊をするものがある。(素粒子の大統一理論では陽子も崩壊すると予想されているが、その寿命は、スーパーカミオカンデの観測に依れば、 8.2×10^{33} 年以上である。)

A. 放射性同位元素

放射性同位元素には、加速器で加速された粒子および原子炉での核反応で生成された人工の同位元素と U や Th のような自然界に存在するものがある。これらは、 α 線(He の

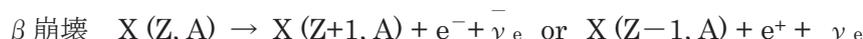
原子核)、 β 線(電子または陽電子)、 γ 線(光子)を放出し、それぞれ α 崩壊、 β 崩壊、 γ 崩壊と呼ばれている。 β 崩壊はニュートリノの放射を伴う。 N 個の放射性原子核があるとき、単位時間に崩壊が起こる数は μN で与えられ、 μ (1/s)を**崩壊定数**という。 $1/\mu$ (s)を**平均寿命**、 $(\ln 2) / \mu$ (s)を**半減期**という。半減期は N 個から $N/2$ 個に減少する時間である。放射性粒子の、時間 t (s)の経過による数の減少は、 $t=0$ で N_0 個として、次式で表される。

$$N = N_0 \exp(-\mu t) \quad (1-32)$$

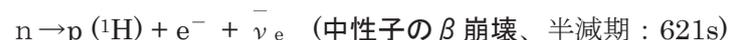
原子番号 Z 、質量数 A の原子核を $X(Z, A)$ と表せば、崩壊によって、次のように変化する。



U、Th などからの α 粒子のエネルギーは約5MeVである。



β 崩壊は3体崩壊であるので、電子のエネルギーは連続的に分布する。電子崩壊では、反ニュートリノが、陽電子崩壊ではニュートリノが放射されるが、これは軽粒子(レプトン)数の保存に基づくものである。陽電子を放射する代わりに軌道電子と結合する場合があります、これを**軌道電子捕獲**と呼んでいる。K殻電子を捕獲した後はK-X線が放射される。



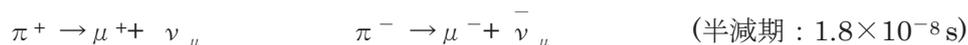
中性子は原子核内では安定であるが、自由中性子は不安定である。



γ 線放射と競合する過程に、軌道電子放射があり、これを**内部変換**といい、放射される電子を**内部変換電子**という。励起状態のエネルギーから電子の結合エネルギーを引いたエネルギーの電子が放射される。

B. π 中間子の崩壊

高エネルギーの粒子または γ 線が原子核と衝突する時、重心系での衝突エネルギーが π 中間子の静止質量エネルギー(π^\pm の場合は $\times 2$)を越えると、 π 中間子の発生が起こる。エネルギーの増加と共に、 π 中間子の多重発生が起こるようになる。同時に、原子核の破砕反応により、核子や軽原子核粒子を発生する。 π 中間子は、次のように崩壊し、二次粒子である電子、陽電子、 γ 線が宇宙放射線として観測される。 π 中間子は3種類あり、電荷を持つ π^\pm 中間子は互いに粒子と反粒子の関係にある。電荷を持たない π^0 中間子は粒子と反粒子が同じである。



μ^\pm は互いに粒子と反粒子で、発見当初は中間子と考えられていたが、現在では電子と同じ軽粒子(レプトン)に分類され、 **μ 粒子**と呼ばれている。



π^\pm 、 π^0 、 μ^\pm の静止質量エネルギーは、それぞれ、139.57MeV (2.488×10^{-28} kg)、

134.98MeV ($2.406 \times 10^{-28}\text{kg}$)、105.66MeV ($1.884 \times 10^{-28}\text{kg}$)である。

C. 陽電子消滅

陽電子は、エネルギーが高い間は、電子と同じように電離や制動放射を行うが、エネルギーが低くなると、 $\sigma_{an} = \pi r_B^2 c / v$ (r_B : ボーア半径= $5.2918 \times 10^{-11}\text{m}$ 、 c : 光速、 v : 陽電子の速度) の断面積で電子と衝突し、 γ 線を放射して、消滅する。



これを消滅 γ 線という。電子と結合して、**ポジトロニウム**と呼ばれる水素原子のような状態をつくることもある。ポジトロニウムには、スピンの反平行と平行の状態があり、それぞれ2光子と3光子に崩壊する。

1-4-8. 放射線の検出に利用されるその他の相互作用

電離などに比べるとエネルギー損失は無視できるが、放射線検出器に利用される相互作用がある。

A. チェレンコフ放射

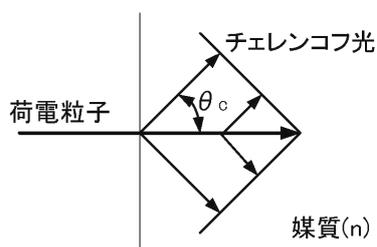


図 1-15 チェレンコフ放射

屈折率 n の媒質中の光速は c/n (c : 光速)である。荷電粒子の速度 v が c/n より大きいと、荷電粒子の電場で加速を受けた電子からの放射は、 $\cos \theta_c = 1/(n\beta)$ ($\beta = v/c$) で与えられる θ_c の方向へ出る光の干渉波面となる。単位長さ当たり放射される波長 λ (m)の光子数 N は

$$\frac{d^2 N}{dx d\lambda} = \frac{2\pi\alpha z^2}{\lambda^2} \left(1 - \frac{1}{\beta^2 n^2}\right) \quad (\text{photon} / \text{m}^2) \quad (1-33)$$

で与えられる。 α : 微細構造定数 $1/137.036$ 、 z : 入射粒子の原子番号、 $\beta = v/c$ である。(1-33)式からわかるように、放射は紫外線領域で強く、波長の下限は媒質の透過率で決まる。屈折率の適当な物質を選び、粒子の速度を選択する検出器に利用される。

B. 遷移放射

遷移放射は荷電粒子が、誘電率の異なる物質の境界を通過するとき起こる放射である。プラズマ振動数が、 ν_1 、 ν_2 の物質を電荷 z 、ローレンツ因子 γ の粒子が通過する時に発生する光子数は(1-34)式で与えられるが、この値は1以下であるので、実際には、物質を n 層重ねたものを用いる。この時の放射スペクトルは複雑であるが(M. L. Cherry, G. Hartmann

$$\frac{dN}{d(h\nu)} = k \frac{\alpha z^2}{\pi h\nu} \left\{ \left(\frac{\nu_1^2 + \nu_2^2 + 2\nu^2 / \gamma^2}{\nu_1^2 - \nu_2^2} \right) \times \ln \left(\frac{1/\gamma^2 + \nu_1^2 / \nu^2}{1/\gamma^2 + \nu_2^2 / \nu^2} \right) - 2 \right\} \quad (\text{ph.} / \text{keV}) \quad (1-34)$$

$$\nu_i = \frac{1}{2\pi} \sqrt{\left(\frac{\rho}{A} Z\right)_i N_A \frac{e^2}{m_e \epsilon_0}} = 6.9677 \times 10^{12} \sqrt{\left(\frac{\rho}{A} Z\right)_i} \quad (\text{Hz}) \quad (i=1, 2) \quad (1-35)$$

et al., Phys. Rev. D, 10, 3594, 1974)、概略の強度は(1-34)式を $2n$ 倍したもので、推定できる。 k : エネルギーの変換定数(1.60218×10^{-16} J/keV)、 α : 微細構造定数、 $h\nu$: 放射光子のエネルギー(keV)、 z : 入射粒子の素電荷単位の電荷、 γ : 入射粒子のローレンツ因子、 ν_1 、 ν_2 : それぞれの媒質のプラズマ振動数(Hz)($\nu_1 > \nu_2$)、 e : 電子の電荷(1.60218×10^{-19} C)、 ϵ_0 : 真空中の誘電率(8.85419×10^{-12} F/m)、 ρ : 密度、 Z : 原子番号、 A : 原子量(kg モル)である。放射の主成分は $\gamma h\nu_1 > h\nu > \gamma h\nu_2$ にあると考えてよい。多くの場合、放射域は X 線領域にあり、比例計数管のような X 線検出器と組み合わせて使用する。チェレンコフ放射が、速度($\beta = v/c$)の選択に用いられたのに対し、遷移放射はローレンツ因子 γ の選択に利用される。放射は粒子の進行方向から 2 度以内である。

2. 基本的な放射線検出器

2-1. シンチレーターの特性

シンチレーションカウンターは、放射線による電離で蛍光を発生するシンチレーター（蛍光体）とこの光を電流に変えて増幅する光電子増倍管から成る。最近では、光電子増倍管の代わりに、半導体の光検出器を用いることもある。特に、電子なだれ増幅型の光ダイオード（APD）が注目されている。シンチレーターには、無機シンチレーターと有機シンチレーターがあり、性質や用途は大きく異なる。

シンチレーターの特性を決めるものは、物質（元素組成、密度）、物理的・化学的安定性（へき開性、潮解性、熱衝撃耐性、機械的な強度、加工性）、大きさ、蛍光効率、蛍光波長、蛍光減衰時間、温度特性、などである。宇宙観測や高エネルギー物理学実験では、高エネルギー粒子による核反応で、シンチレーター内で放射性同位元素が生成されることは避けられない。これをシンチレーターの放射化という。時間と共に変化するバックグラウンドを差し引くことは極めて困難である。短寿命のものはあまり問題とならないが、長寿命のものは蓄積し、時間と共にバックグラウンドが増加する。長寿命の核種を発生しないシンチレーターが望ましい。また、長期間、宇宙放射線の照射を受けると、結晶が破壊され、蛍光特性が劣化することもよく知られている。有機シンチレーターは、軽元素が主成分であるので、放射化することはないが、光の透過性の変化や蛍光物質の変質によって、性能が劣化することもある。

2-1-1. 無機シンチレーターの特性

無機シンチレーターの特徴は、密度が大きいこと、発光効率が高いこと、大型の単結晶が製作できることである。低エネルギーの γ 線の観測に最も適している。蛍光の発生のために、微量の活性剤（不純物）が添加されているものが多い（化学組成の記号の次のかっこ内に記述されている）。不純物が添加されていないものは、製造の際に含まれている不純物や、格子欠陥によって発光する。放射線による電離で伝導帯へ励起された電子は不純物準位を経て価電子帯へ戻りホールと再結合する。このときの発光を蛍光と言い、この光量がほぼ、放射線のエネルギー損失に比例する。蛍光には減衰時間が1 ms以上のものが含まれることがあり、これを残光（燐光）と呼んでいる。残光は少ないことが望ましい。温度により、発光強度、光の減衰時間が変化する。発光強度の変化と同時に、減衰時間も変化するので、使用している増幅器の時定数との関係には注意が必要である。

A. NaI(Tl)

大型の単結晶が製作でき、加工も容易である。蛍光効率が高く、波長特性も光電子増倍管の波長特性に合っている。欠点は、潮解性であること、へき開面で割れやすく機械衝撃、熱衝撃に弱いことである。温度特性は20°C付近で緩やかなピークを示すので、常温付近で

は安定と考えてよい。しかし、蛍光の減衰時間は強い温度変化を示すので、フォスウィッチカウンターに用いる時は注意を要する。機械加工で多結晶の大型シンチレーターも製造されている。最も多く使用されているシンチレーターである。

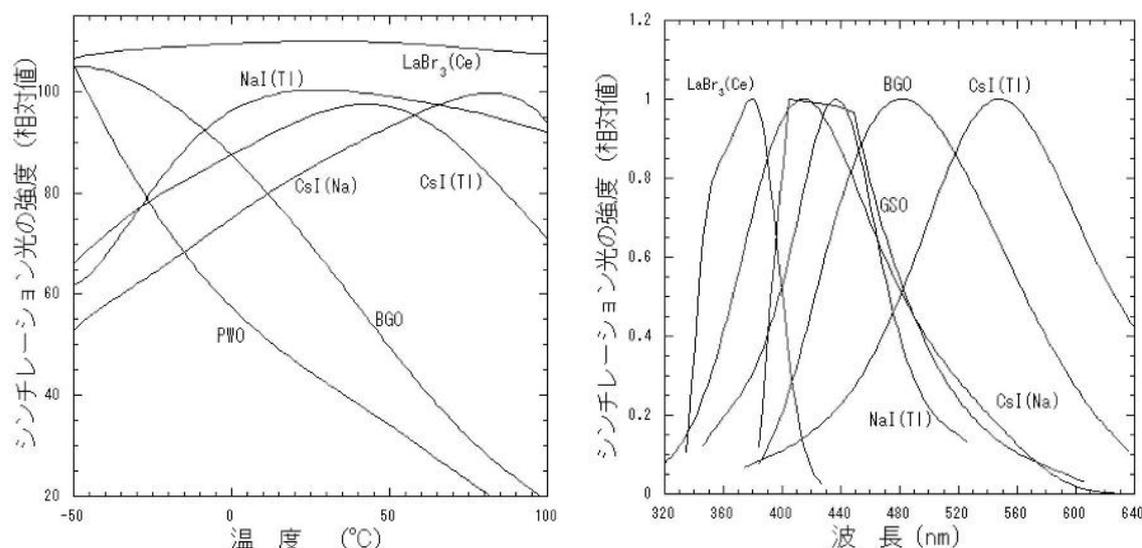


図 2-1 無機シンチレーターの温度特性 (左) と発光特性 (右)

B. CsI(Tl)

大型の単結晶が製造でき、加工性もよい。潮解性はないが、水溶性であるので、取り扱いには注意を要する。蛍光効率は NaI(Tl)の半分くらいである。機械的な性質は、ろうに似ていて、衝撃には強いが、長時間、力を加えると塑性変形する。蛍光の波長特性は光電子増倍管の波長特性と少しずれているが、フォトダイオードの波長特性には合っているので、光電子増倍管の代わりに、なだれ増幅光ダイオード(APD)を用いると感度が増加する。

C. CsI(Na)

CsI(Na)は、CsI(Tl)の蛍光波長特性が改良されたもので、光電子増倍管の波長特性に合っている上に、発光効率も NaI(Tl)の 85%と大きい。欠点は Na の一部が NaI となっているため潮解性がある。機械的な性質は CsI(Tl)と同じである。

D. Bi₄Ge₃O₁₂, BGO

ゲルマン酸ビスマスと呼ばれ、重元素を含み、密度が高いので、電離の効率がよい。大型の結晶ができるので、高エネルギー物理学や宇宙観測に利用されている。放射線耐性は 5×10^4 Gy と高い。欠点は、蛍光効率が NaI(Tl)の 20%程度と低いことと、 $-0.8\%/^{\circ}\text{C}$ という大きな温度依存性である。

E. CdWO₄、CWO

タングステン酸カドミウムは、重元素を含み、蛍光効率が NaI(Tl)の 1/3 程度と比較的高いので、コンピューターX線画像診断 (CT スキャナー)、陽電子放射画像診断 (PET) に多く使用されている。

F. Gd₂SiO₅ (Ce)、GSO

珪酸ガドリニウムは比較的原子番号が大きく、密度も大きいので、 γ 線の検出効率が高い。蛍光減衰時間が短く、蛍光効率の温度依存性が小さい。放射線耐性は 10⁶ Gy と極めて高い。化学的にも安定で、加工性にもすぐれているので、PET の検出器として用いられている。総合的な性能がすぐれている。

G. LaBr₃ (Ce)

臭化ランタンは、比較的最近、実用になったシンチレーターで、宇宙観測の実績はない。蛍光効率は NaI(Tl)の 1.6 倍である。温度特性が極めてよく、-50~100°Cの範囲で、3%程度の変化である。エネルギー分解能が、662keV(¹³⁷Cs の γ 線)で NaI(Tl)の 7%に対し、3%以下となっている。潮解性であるのが欠点である。

H. PbWO₄、PWO

平均の原子番号が 73、密度が 8280kg/m³と大きいのが特徴である。しかし、蛍光効率が NaI(Tl)の 1%であるので、高エネルギー電子、 γ 線の観測のためのシャワー粒子検出器としてのみ使用される。温度特性は、-1.3%/°Cと大きいので、使用に当たっては温度制御が必要である。

表 2-1 無機シンチレーターの特性

シンチレーター	蛍光効率	蛍光波長(nm)	減衰時間(ns)	密度(kg/m ³)	放射距離(m)	屈折率	その他
NaI (Tl)	100	410	230	3670	0.029	1.85	潮解性
CsI (Tl)	45	560	1000	4510	0.0186	1.8	
CsI (Na)	85	420	639	4510	0.0186	1.84	潮解性
BGO	20	480	300	7130	0.0111	2.15	
GSO	25	440	30~60	6710	0.0138	1.85	
CWO	40	480	20	7900	0.0106	2.25	
PWO	1	440	6	8280	0.0092	2.16	
LaBr ₃ (Ce)	160	340	25	3860	0.03	1.95	潮解性

以上の他に、Lu₂SiO₄ (LSO)、YSO、YAP、LPS、LuAP、LaCl₃(Ce)、LuI₂、ZnSe(Te)、CaF₂(Eu)、LiI(Eu)、BaF₂、CsF、ZnS(Ag)などが用いられている。

I. 液体 Xe

気体または液体の Ar, Xe が、放射線による電離で発光することは、よく知られているが、シンチレーションカウンターとして使われた例は少ない。最近、**暗黒物質**（未確認の素粒子）の探索に、その相互作用によって発生する γ 線を検出するための、液体 Xe（密度 3000kg/m^3 ）シンチレーションカウンターが製作されている。放射線による Xe の発光は、波長 175nm の紫外線である。発光機構は複雑で、2 原子から成る、励起 Xe 分子をつくり、この崩壊であるとされている。発光効率は NaI(Tl) の約 80%、減衰時間 4.2, 22, 45ns、紫外線の吸収とバックグラウンドとなる U, Th の混入を避けるため、Xe は超高純度でなければならない。光電子増倍管は、クォーツ窓の紫外線用で、 165K の温度での使用に耐えるものが必要である。

液体 Ar の放射線による発光も、波長 128nm の紫外線である。電離電荷を平行電場でドリフトさせ、ドリフト時間から位置を求める飛跡撮像装置(TPC)として用いられている。シンチレーション光は、この装置のトリガー信号となる。

2-1-2. 有機シンチレーターの特性

有機シンチレーターは、有機結晶、プラスチック、液体の三種類に分けることができる。有機シンチレーターの発光は、放射線による分子の励起によるものである。

A. 有機結晶

有機結晶のうち、**アントラセン**($\text{C}_{14}\text{H}_{10}$)は古くから知られている蛍光物質で、蛍光効率が高い (NaI(Tl) の約 50%) ことから、長く標準の蛍光源として利用されていた。**スチルベン**($\text{C}_{14}\text{H}_{12}$)は、 γ 線のバックグラウンドの中で中性子を検出するのに使われている。つまり、中性子の反跳陽子と γ 線の光電子の電離密度の違いによって起こる蛍光減衰時間の相違から両者を識別できるのである。この現象はすべての有機シンチレーターに見られるが、特に顕著なものが中性子計測に利用される。**p-ターフェニール**($\text{C}_{18}\text{H}_{14}$)は、 $-80\sim+150^\circ\text{C}$ の広い温度範囲で蛍光効率が変化せず、蛍光減衰時間が $3\sim 4\text{ns}$ と短いので、中性子などの高速計数に使われる。これらのシンチレーターは粉末にして、プラスチックなどに分散させて、使用されることが多い。

B. プラスチックシンチレーター

プラスチックシンチレーターは、ポリビニールトルエン、ポリスチレン、アクリル樹脂等を重合させるときに、**有機蛍光物質**を溶かして一様に分散させたものである。発光が紫外線領域にあるときは、これを吸収して、可視光を放射する物質（これを**波長変換剤**という）を混ぜることもある。プラスチックシンチレーターの特徴は、減衰時間が $2\sim 3\text{ns}$ のものが多いことで、高速計数と短い時間測定には不可欠である。電離密度の違いを利用して、中性子と γ 線を識別することもできる。熱中性子を吸収する物質を混ぜて、熱中性子検出

器とすることもある。大きさ、形状はどのようなものでも製作することができる。大型の検出器ではシンチレーション光の吸収が問題となるので、減衰距離の測定が必要である。プラスチックシンチレーターを直径 0.5~3.5mm のひも状にしたものをシンチレーションファイバーと呼び、平行に並べて、一次元の位置検出器として使用される。断面は正方形のものもある。通信用の光ファイバーと同じように、外側を一層または二層の屈折率の異なる材料で、被覆したものも多く使用されている。プラスチックシンチレーターは、多くの種類が製造されているので、表 2-2 には代表的なものの性質のみを記載しておく。

C. 液体シンチレーター

トルエン、キシレンのような溶媒に蛍光物質と必要に応じて、波長変換剤を溶かした溶液である。蛍光特性は、プラスチックシンチレーターに似ているが、液体であるために、形状大きさに制限がないこと、被測定物を溶液として中に入れ、効率の高い計測ができることが特徴である。放射性同位元素をトレーサーとして使用する実験には不可欠である。γ線と中性子を識別できる性能が高い、特殊な液体シンチレーターは宇宙観測にも使用されたことがある。なお、溶剤は、蛍光を吸収しないために、高純度のものが必要である。また溶解した酸素は、電離電子を吸収して、蛍光効率を低下させる。

表 2-2 有機シンチレーターの特性

シンチレーター	蛍光効率	蛍光波長(nm)	減衰時間(ns)	密度(kg/m ³)	減衰距離(m)	屈折率	その他
アントラセン	100	447	30	1250		1.62	高発光率
スチルベン	50	410	4.5	1160		1.16	
BC-400	65	423	2.4	1032	2.5	1.58	汎用
BC-404	68	408	1.8	1032	1.6	1.58	高速計数
BC-412	60	434	3.3	1032	4	1.58	長尺用
BC-420	64	391	1.5	1032	1.1	1.58	高速計数
BC-452	32	424	2.1	1080	1.5	1.58	鉛添加
BC454	48	425	2.2	1026	1.2	1.58	B添加
*BC-501A	78	425	3.2	874			n-γ
*BC-517H	52	425	2	860			鉍物油
*BC-521	60	425	4	890			Gd添加

2-1-3. 光電子増倍管の特性

光電子増倍管は、電流を増幅する真空管の一種で、光電面(光電陰極ということもある)、集束電極、ダイノード、陽極から成る。入射光はガラスの入射窓の内側の光電面に当たり、光電子を放出する。この光電子は、集束電極によって形成される電場によって、効率よく第一ダイノードへ導かれる。陰極と第一ダイノードの間には 150V 程度の電圧が印加されていて、この電圧で加速されて第一ダイノードへ流れ込んだ電子はダイノード表面で電離を行うと同時に、反射され、電離電子と共に第二ダイノードへ向かう。この電子数は第一ダ

イノードへ流入した電子数より多く、電流は増幅されたことになる。これを**二次電子増倍**という。ダイノードは全部で約10~14段程あり、同じようにして増幅されるので、電流はべき関数的に増え、増幅率は $10^6 \sim 10^8$ になる（増幅率は電圧の0.7~0.8乗に比例する）。陽極からの出力電流は、前置増幅器によって電圧信号に変換され、主増幅へ送られる。放射線検出器からの光は、入射光子や荷電粒子が μs 以下の短い時間に放射されるので、光電子増倍管からの信号はパルス信号となり、この大きさが検出器の中で失われたエネルギーに比例する量となる。

光電子増倍管の特性で最も重要なのは、光電面の波長特性と**量子効率**、および第一ダイノードへの電子の集束効率、二次電子の伝播速度の分散である。次いで、光電面の一様性、形状、大きさ、電極構造である。増幅率の揺らぎは、エネルギー分解能を決める要因となる。S-11、バイアルカリ光電面は、CsI(Tl)を除いて、多くのシンチレーターの発光スペクトルと整合がとれている。**光電陰極**の量子効率は、近年改良が進み、波長350nmで43%に及ぶものもある。紫外線用のクォーツ窓のものも利用できる。地磁気などの磁場の変化によって増幅率が変化するため、磁気シールドが必要である。

多数の小型光電子増倍管を一つの真空管に封入した**多陽極光電子増倍管**は撮像型光電子増倍管とも呼ばれ、撮像観測に使用されている。現在16×16素子で大きさ52×52mm、開口率89%のものが市販されている。

大きさは直径1cmから50cmまで、光電面の形状は円形、六角形、正方形のものがある。人工衛星搭載用には耐振型といって、電極の支持部が短いものが使用される。また、ガラスには、放射性の ^{40}K が含まれないものが望ましい。

2-1-4. 電子なだれ増幅光ダイオード (APD)

近年、光ダイオードや電子なだれ増幅型の光ダイオードがシンチレーションカウンターに用いられるようになった。受光面積が小さいために、用途は限られているが、ピクセル化した多素子のものが製造されており、将来は光電子増倍管に代わる光センサーになるものと思われる。磁場の影響を受けないことも利点である。APDの量子効率は、最大値で84%というものもある。通常の光ダイオードが、p-nまたはp-i-n構造であるのに対し、APDはp-n-n⁻-n⁺のような4層構造になっている。逆バイアス電圧を与えて、n-p接合面に強い電界をつくるためである。n-p接合面の上部で発生した光電子は、この電界で加速され、ネズミ算式に増倍される。増倍率は、印加電圧300~400Vに対し、10~300程度である。増倍率は、 $-3\%/^{\circ}\text{C}$ 程度の大きな温度変化を示すので、温度制御または温度による印加電圧の制御が必要である。増

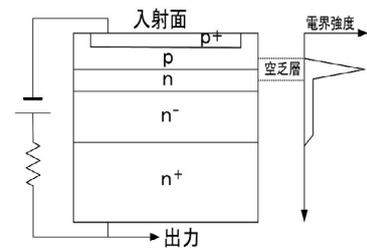


図 2-2 APD の構造

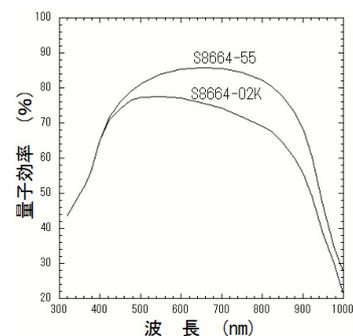


図 2-3 波長特性

倍過程のゆらぎ雑音（光電子増倍管、比例計数管と同じ）、熱雑音は他の検出器と同様で、改良の困難なものである。図 2-1、2-3 の波長特性からわかるように、現在、有効に使用できるシンチレーターは CsI(Tl)、次いで BGO、蛍光量の多い LaBr₃(Ce) などである。340～480nm 領域で、将来、感度が改良されることが必要である。

最近、注目されているのは、**ガイガーモード**で動作する多素子 APD で、多ピクセル光子カウンター（MPPC）と呼ばれているものである。単一光子の光電子を飽和するまで増幅して、全ピクセルの飽和信号をアナログの加算信号として取り出せば、その波高が光子数に比例することになる。小型で、常温での使用が可能で、100V で動作し、磁場の影響を受けない。すでに 400 ピクセルまでの素子が市販され、低光量のシンチレーションカウンターや、チェレンコフカウンターに使用されている。

2-1-5. シンチレーションカウンター

シンチレーションカウンターは、シンチレーターを光電子増倍管の光電面に光学的に接続したものである。接続にあたっては、シンチレーターとその窓材、光学的接合剤、光電子増倍管の窓材の屈折率を考慮し、効率よく光電面へ光を導く。シンチレーターの外面は全体を反射材で被う。シンチレーターと光電子増倍管の接合は光学的接合剤を用いて、耐久性のある結合にする。全体は外部からの光を完全に遮断した容器に格納する。光電子増倍管は磁気に敏感であるので、周囲を磁気遮蔽材で囲み遮蔽する。集束電極、ダイノード、陽極の電圧は、高圧電源の電圧(約 1,000V)を 1M Ω 程度の抵抗で分割して印加する。これを **ブリーダー** という。終段に近いダイノード間にはコンデンサーを挿入して、増幅電流による電圧降下を少なくする。終段ダイノードから信号を取り出すこともあるが、陽極からの信号とは逆極性の信号となる。

A. X線、 γ 線の測定

図 2-4 は γ 線測定用のシンチレーションカウンターの例で、シンチレーターは重元素を含む密度の高い無機シンチレーターを用いる。これまでは、NaI(Tl)シンチレーションカウン

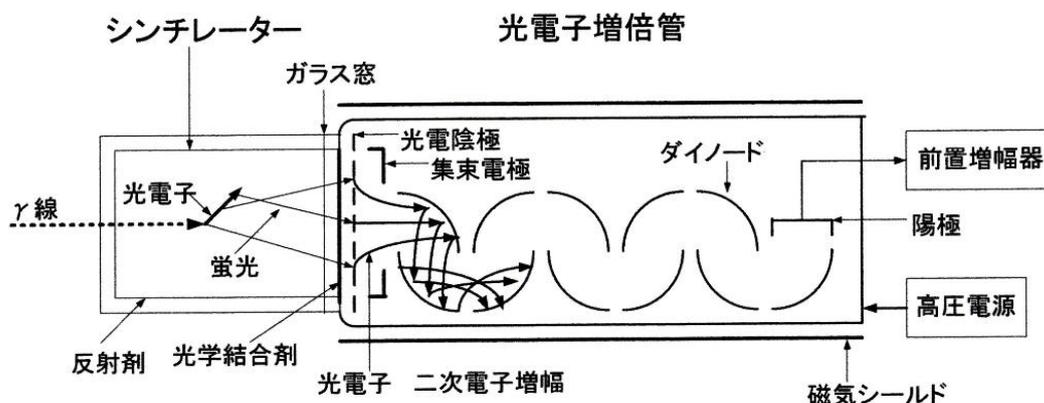


図 2-4 γ 線測定用のシンチレーションカウンター

ターがもっとも多く用いられたが、最近では医療用の CT スキャナーの需要が増加したことから、表 2-1 に示すような高性能のシンチレーターを使用したカウンターが次々に開発されている。一般に、前置増幅器(付録 5、178 ページ参照)は検出器の性質に見合ったものが要求されるので、検出器と不可分の一部と考えて設計する必要がある。多くは、パルス電流の積分とインピーダンス変換を兼ねた回路である。積分時間はシンチレーターの減衰時間によって異なったものを使用する。前置増幅器の出力は、主増幅器を経て、波高分析を行い、その頻度分布を表した波高分布つまり、スペクトルを得る。

γ 線に対する波高分布は通常、図 2-5 に見られるように、フォトピーク、コンプトン端、コンプトン連続スペクトルからなる。フォトピークは、入射 X 線、 γ 線がすべて、シンチレーター内でエネルギーを失った場合の波高分布で、ガウス分布に似た分布関数になっている。ピークの半分の高さでの分布の中 $\Delta h\nu$ を半値幅といい、これをピークのエネルギー $E (=h\nu)$ で割った $\Delta h\nu / (h\nu)$ を % で表した値をエネルギー $h\nu$ でのエネルギー分解能 R という。分解能を決める主要な因子は、電離電子数のゆらぎ、発生する蛍光光子数のゆらぎ、第一ダイノードへ入る光電子数のゆらぎ、二次電子増倍率のゆらぎである。これらは、電離電子数 ($h\nu / I$ としてもよい。I: 電離ポテンシャル、図 1-3 参照) の平方根に逆比例する項と光電子増倍管に起因する定数項で、次のように表すことができる。定数 K, C は実験によって求められ、NaI(Tl)の場合、それぞれ、 $3.8 \times 10^{-3} \text{MeV}$ と 9×10^{-4} 程度である。

$$R^2 = \left(\frac{\Delta h\nu}{h\nu} \right)^2 = \frac{K}{h\nu} + C \quad (2-1)$$

コンプトン端 E_{CE} は、コンプトン散乱の反跳電子の最大エネルギーで、(1-26)式で $\theta = \pi$ と置いた値を $h\nu$ から引いたエネルギーである。

$$E_{CE} = \frac{h\nu}{1 + m_e c^2 / h\nu} \quad (2-2)$$

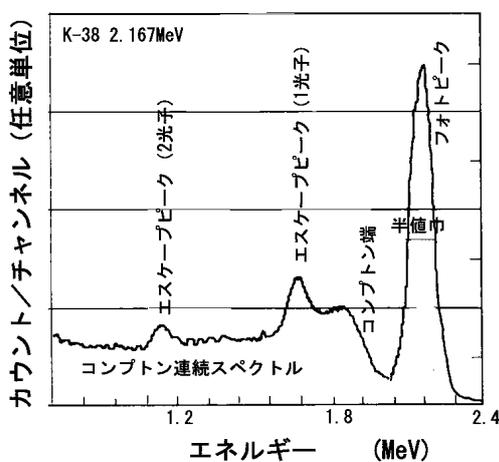


図 2-5 NaI(Tl)の波高分布
(T. Nakamura 氏の好意による)

したがって、コンプトン連続スペクトルは、入射光が、シンチレーター内でコンプトン散乱した後、散乱光がシンチレーターの外へ逃げた場合に相当する。この他に、エスケープピークといって、K-X 線や、電子対生成の陽電子が消滅した 0.511MeV の γ 線がシンチレーター内で吸収されず、外へ逃げ出した場合に、フォトピークから、これらのエネルギーだけ下がった位置にピークが現れることがある。

X 線の観測には 5keV 以上で使用することができ、使われるのは、ベリリウム窓の薄型へき解表面の NaI(Tl)である。

B. 荷電粒子の測定

荷電粒子は、どの種類のシンチレーターでも検出可能である。粒子の飛程が短く、シンチレーター内で停止する場合には、無機シンチレーターで比較的精度よくエネルギーを計測することができる。しかし、電離電荷の密度により、エネルギーと波高の関係が異なるので、多種の粒子が混在しているときは、いかなるシンチレーターで計測する場合でも、粒子の識別が必要である。

大面積の薄い板状のシンチレーターを使用するときは、**ライトガイド**を介して光電子増倍管に接続する。ライトガイドはシンチレーターの光の取り出し口の形状から光電子増倍管の光電面の形状に連続的に変化させた導波器のようなもので、材料は可塑性を含まないアクリル樹脂である。シンチレーションファイバーまたは光ファイバーをシンチレーターの周辺部に埋め込み、ライトガイドとして用いることもあり、任意の場所へ光を導くことができる。板状のシンチレーターや多種の計数管を直列に並べ、貫通する粒子を計測する装置を**カウンターテレスコプ**という。プラスチックシンチレーターは、高速計数ができるので、電荷の測定、**同時計数**（二つ以上のカウンターの同時信号の計測）や、**飛行時間計測**（二つのカウンター間を粒子が飛行する時間の計測）、**反同時計数**（あるカウンターには信号が発生したが、他のカウンターには信号が発生していないような相互作用の検出）に多数使用されている。エネルギー分解能は、蛍光効率が低いので、発生する蛍光光子数の統計誤差で決まる。

シンチレーションファイバーを平行に隙間なく平面状に並べたものは、一次元の位置検出型の荷電粒子検出器となる。これを二層直交して置けば、通過粒子の二次元の位置を知ることができる。これを**ホドスコプ**という。シンチレーションファイバーの端に、同じ形状のライトガイドを繋ぎ、規則正しく束ねて、**イメージンシファイアー**または、位置検出型光電子増倍管に接続して、像として信号を取り出す。これを、計算機上で再構成して、粒子の飛跡や電磁シャワー粒子の分布を測定する。 γ 線天文学では、 γ 線のエネルギーを測定する**カロリメーター**として、BGO、PWOのような放射距離の短いシンチレーターを用い、電磁シャワーを発達させて、測定している。この場合には、粒子数が多く、蛍光発光量が多いので、光電子増倍管で増幅する必要はなく、フォトダイオードで検出することができる。

C. 中性子の計測

中性子の計測で最も一般的なのは、有機シンチレーター内での散乱の反跳陽子のエネルギーを計測することである。中性子-陽子散乱の断面積は、図 1-12 のように小さく、しかも中性子のエネルギーが高くなると急速に減少する。測定できるのは、0.1~50MeV 程度

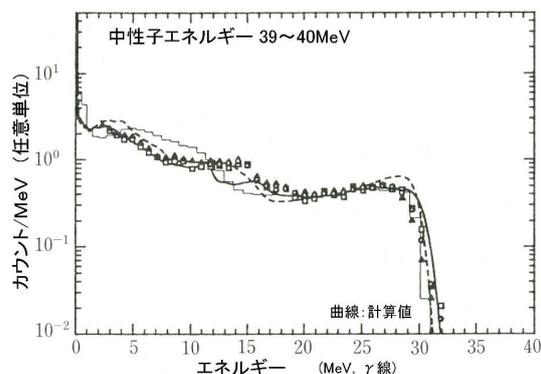


図 2-6 反跳陽子の波高分布
(T. Nakamura 氏の好意による)

である。100MeV の陽子の飛程は有機シンチレーター中で 10cm である。観測される波高分布は一様分布に近い連続スペクトルであるので、中性子のスペクトルに変換するには、予め応答関数を測定しておかなければならない。中性子は荷電粒子や γ 線と共存している場合が多いので、これらを識別する技術は不可欠である。荷電粒子は、周囲をプラスチックシンチレーターで囲み、この信号との反同時計数を行うのが、普通の方法である。次いで、 γ 線の除去は、陽子と電子の電離密度の相違による、蛍光減衰時間を利用することが多い。減衰時間の相違を識別することを、**波形弁別**という。特に、中性子と γ 線を識別することを、**n- γ 弁別**と呼び、中性子と γ 線が共存している時に、中性子または γ 線を検出するのに利用されている。有機結晶および、液体シンチレーターにはこの性質の顕著なものがある。熱中性子のような低エネルギーの中性子の検出には、 ${}^6\text{Li}(\text{Eu})$ シンチレーションカウンターや、 ${}^6\text{Li}$ を添加したプラスチックシンチレーションカウンターが使われることもある。 ${}^6\text{Li}$ は、 ${}^6\text{Li}(n, \alpha){}^3\text{H}$ 反応の α 線と三重水素により、強い蛍光を発生する。

無機シンチレーションカウンターを中性子検出に用いることもある。主に核反応により、多数の粒子を発生して、大きな信号となる。しかし、核反応は多種で、平均した信号は広いエネルギー範囲に連続的に分布したスペクトルとなるので、加速器で発生する中性子を利用して、応答関数を測定しておかなければならない。

D. フォスウィッチカウンター

フォスウィッチというのは、二種類の蛍光物質を重ねたものという意味の造語で、蛍光減衰時間の異なるシンチレーターを光学的に接続して、一個の光電子増倍管につないだものである。減衰時間の相違を利用して、電子回路で両成分を分離して、どちらか一方を選んだり、反同時計数を行ったりする。観測装置がコンパクトになるので、宇宙観測ではよく用いられる技術である。 γ 線観測では、荷電粒子を除くために、 $\text{NaI}(\text{Tl})$ とそれを囲むプラスチックシンチレーター、バックグランドを除くための $\text{NaI}(\text{Tl})$ と周囲の $\text{CsI}(\text{Tl})$ シンチレーターまたは、 $\text{NaI}(\text{Tl})$ と BGO の組み合わせが多い。「すざく」衛星では、 BGO と GSO のフォスウィッチカウンターが使用された。フォスウィッチカウンターでは、シンチレーターの温度特性が安定でなければならない。特に、減衰時間の温度特性が重要である。例えば、 $\text{NaI}(\text{Tl})$ の蛍光減衰時間は 20°C で 270ns 、 -20°C で 580ns であるので、宇宙観測では温度制御が必要である。積分型の前置増幅器を用いた時には、減衰時間はパルスの立ち上がり時間となるので、立ち上がり時間弁別回路が必要となる。

2-2. ガスカウンター

2-2-1. 電離箱

電離箱は最も古い放射線検出器であるが、構造が簡単で、大型化が容易であることから、現在も使用されることがある。電離箱は、平行平板電極の間に、不活性ガスを詰め、電極間に高電圧を印加したものである。放射線がガス中で生成する電子とイオンを、電界で陽

極と陰極へ導き、その電流を直接計測する。電離箱は、定常的な放射線の線量計測に使用される他、大きい電離電荷を生成する一個一個の重荷電粒子の検出に使用されることもある。後者を、パルス電離箱という。電離箱での電子やイオンの挙動は、比例計数管や、半導体検出器の基礎となるものである。容量 C は浮遊容量と呼ばれるもので、電離箱の場合は平行平板電極の容量である。線量計測の場合には、出力電圧は時間 RC (s) で積分した値を測定していることになる。 RC の値によって、積分時間を変えることができる。

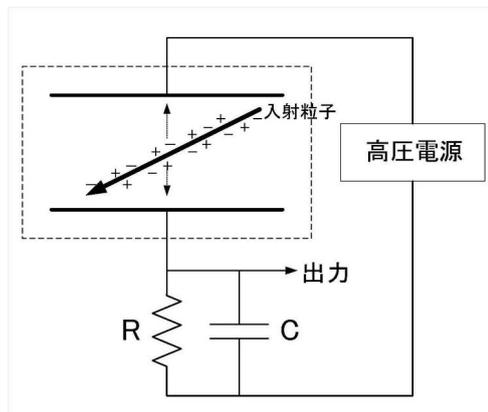


図 2-7 電離箱と出力回路

パルス電離箱としての動作は、陰極からの距離 d_0 にある電荷 $\pm q$ が、速度 w^\pm でそれぞれ陰極と陽極へ動きは始めたとして、時間 t の後、それぞれの電極に誘導される電圧 $V^\pm(t)$ として求めることができる。(V^+ : 陽極誘導電圧、 V^- : 陰極誘導電圧)

$$V^-(t) = \mp \frac{q}{C} \frac{w^- + w^+}{d} t \quad t \leq \min\left(\frac{d-d_0}{w^-}, \frac{d_0}{w^+}\right) \quad (V) \quad (2-3)$$

$$V^+(t) = -2 \frac{q}{C} \frac{w^- + w^+}{d} t \quad (V) \quad (2-4)$$

ただし、上の式は、無限に広がった平行平板と仮定している。(2-3)式は、電子かイオンが先に電極に到達してからは、 w^+ または w^- の速度で、電圧が変化することになる。(2-4)式は、陰極を $0V$ とした時の陽極の誘導電圧である。電子の移動速度 w^- はイオンの移動速度 w^+ の 1000 倍ほど速いので、実用的には w^+ を 0 としてよい。つまり、イオンは信号の形成に寄与しない。(2-3)式を飛跡に沿って積分すれば、全電離電荷の移動による誘導電圧となる。

2-2-2. 比例計数管

A. X線、粒子線の計測

比例計数管はマンハッタン計画の中で完成された技術であるが、様々な改良が加えられ、今日まで、高エネルギー物理学、X線天文学の分野で広く使われた。比例計数管は、金属の円筒を陰極とし、中心に張った直径 $50 \mu\text{m}$ 程度の金属線を陽極とした電離箱である。内部には Ar または Xe にメタン (CH_4) または炭酸ガス (CO_2) のような多原子分子 (クエンチングガスという) を 5~10% ほど混合したガスを封入する。円筒の外径は数 mm から 10cm 以上まで用途によって様々である。芯線には 1000~2000V 程度の高電圧が印加されている。カウンター内の電界 $\varepsilon(r)$ は、(2-5)式で与えられる。 V_0 : 芯線の電圧、 r : 中心からの距離、 b : 円筒の内径、 a : 芯線の外径である。ガス中で発生した放射線による電離電荷のうち、

$$\varepsilon(r) = \frac{V_0}{r \ln(b/a)} \quad (V/m) \quad (2-5)$$

電子は電界で加速され、芯線の方へ向かう。イオンは円筒に向かって移動するが、イオンの移動速度は電子に比べて遅い。芯線の近傍では、(2-5)式からわかるように、電界が強いので、電子は原子と衝突するまでに、原子を電離できるほどのエネルギーを得る。衝突による電離電子も加速され、この電子がさらに電離を行いねずみ算式に電子数が増加する。これを**ガス増幅**という。増殖した電子数は、増殖前の電子数との比例性を保持しているので、比例計数管という。電子は多原子分子との衝突で振動や回転のエネルギー準位を励起してエネルギーを失い、移動速度を早くするのに役立つ。重原子との散乱ではほとんどエネルギーを失わない。またガス増幅の際に発生する紫外線を吸収して、不安定な電子の増殖を抑制する。**ガス増幅率**は100~5000程度である。ガス増幅が芯線の近傍で起こるので、 $t=0$ で、電子もイオン(電荷 q)も芯線の位置にあり、時間と共にイオンのみの移動によって信号が発生すると考えてよい。イオンの速度 w^+ が、電界 $\epsilon(r)$ に比例し、ガス圧 P に逆比例すると仮定すれば ($w^+ = k \epsilon(r) / P$, k : 定数)、陽極の誘導電圧は、次のようになる。Cは計数管の同軸円筒コンデンサーとしての浮遊容量である。

$$V(t) = -\frac{q}{C \ln(b/a)} \ln \left\{ \frac{2kV_0}{a^2 P \ln(b/a)} t + 1 \right\} \quad (V) \quad (2-6)$$

エネルギー分解能はX線の場合、5.9keV(^{55}Fe)で18%程度で、電離電子数とガス増幅の揺らぎによる広がりである。入射窓の種類とガスの圧力により、100eVから60keV以上のX線を観測することができる。大面積の装置を製作することも可能である。

比例計数管は、観測目的に応じて、様々な形式のものが製作されている。多数の芯線を平面状に平行に並べて、陰極もこれに直交する線状に分割し、二次元撮像型検出器としたもの、芯線を抵抗線にして、両端で信号を読み出す**電荷分割型一次元位置検出器**、一様な電界中を移動させてその時間から位置を知る**ドリフトチェンバー**、絶縁体の表面に多数の平行陽極をエッチングでつくった**ストリップカウンター**、絶縁体にピクセル状に配置されたくびれた加速電場を形成した**ピクセルカウンター**等、多くの発展型がある。

B. 中性子の計測

中性子計測の比例計数管には二種類あり、一つは反跳陽子のスペクトルを測定するもので、もう一つは、核反応で発生する粒子を測定するものである。反跳陽子を測定するカウンターは、ガスとして、水素、メタンを2~5気圧で充填したものである。エネルギーの測定範囲は、反跳陽子の飛程で決まり、0.05~2.5MeVである。核反応を利用するものは、カウンターガスとして、 ^3He を充填し、熱中性子による $^3\text{He}(n, p)^3\text{H}$ 反応で発生する陽子と三重水素の信号パルスを検出する。また、古くからあるのは、 BF_3 ガスを封入して、熱中性子による $^{10}\text{B}(n, \alpha)^7\text{Li}$ の α 粒子のエネルギーを測定して検出するものである。 ^{10}B の存在比は19.9%である。いずれの方法も熱中性子の検出が目的であるが、 ^3He カウンターの場合には、中性子のエネルギーが高い時には、反跳三重水素のエネルギーも無視できないの

で、5MeV 程度の中性子まで測定が可能である。この時には、陽子と三重水素の波高分布を含む応答関数を用いてスペクトルを決定する必要がある。

C. ガス増幅を利用するその他の検出器

多数の比例計数管を一次元または二次元に配列して、飛跡検出器としたものを、**ワイヤーチェンバー**または**多芯線チェンバー(MWPC)**と呼んでいる。大きい電位勾配のガス増幅部に、芯線に垂直な方向の一樣な電位勾配のドリフト領域を接続したものは、二次元の飛跡検出器として用いられ、**ドリフトチェンバー(DC)**と呼ばれている。二次元の位置は、ドリフト時間と芯線の位置から求められる。同心円状のドリフト領域の芯線(センスワイヤー)を適当な数、まとめてグループ化したものを**セル型 DC**という。一方向のドリフト領域の適当な数の芯線を一列に並べたものを、**ジェット型 DC**と呼んでいる。いずれも、適当に配置したフィールドワイヤーでドリフト電場を形成する。電線の代わりに、プリント板の上に、陽極、陰極、フィールド電極を形成したものが、**マイクロパターンガス検出器**である。ドリフト電極は、プリント板から適当な位置に平行に置く。**マイクロストリップガス検出器(MSGC)**はプリント板上に、細い陽極線と広い陰極線を 200 μm 程度の間隔で、ストリップ状に平行に並べたものである。平面の陰極板に適当な幅の絶縁体を置き、その上に陽極線を置いたものを、**マイクロギャップチェンバー**と呼んでいる。微細加工技術で、小円の陽極に電気力線が集中するように周囲に同心円状にフィールド電極と陰極を形成し、二次元に配列したものが**マイクロドットチェンバー**である。同じようなもので、製作法の異なるものに、**マイクロピクセルカウンター(μPIC)**がある。ガス電子増幅器(GEM)は、50 μm の厚さのカプトンの両面に 5 μm の銅箔を貼り、微細加工技術により、140 μm 間隔で、直径 75 μm の孔をあけたものである。上下の銅箔に 350V 程度の電圧を与えると電気力線は孔の中心に集中し、ここで、電子が増倍され孔の外へ出る。出口に陽極板を置けば、信号を取り出すことができる。同じような電極板の孔の位置をあわせて置けば、カスケード状に増倍することができる。**MICROMEGAS**(マイクロメッシュガス装置の略称)**チェンバー**は、ドリフト電極とマイクロメッシュ電極、更に 100 μm のクォーツファイバーのスペーサーを挟んで置かれたストリップ陽極で構成されている。メッシュ電極は厚さ 3 μm の Ni で、25 μm の間隔の線幅 4 μm のメッシュである。メッシュ電極に負の高圧が印加され、100 μm の空間は 100kV/cm 程度の電界となって、電子が増倍され、陽極で検出される。

2-2-3. ガイガーカウンター

ガイガーカウンターは比例計数管と同じ構造のカウンターの高電圧を高くしたものと考えればよい。高電圧が高くなると、ガス増幅は管全体に及び、大きな電流を発生する。増殖は飽和するので、入射粒子による電離電荷との比例性は失われる。連続放電を防ぐために、クエンチングガスとして、ハロゲンガスが封入される。ガイガーカウンターの歴史は古く、1928 年にガイガーとミュラーにより発明された。特徴は、増幅器なしで、計数が

できることで、当時は画期的な検出器であった。しかし、回復時間が 1ms と長く、高速計数はできない。バンアレンによる放射線帯の発見、ジャッコーニによる X 線天体の発見はいずれもガイガーカウンターで行われた。現在では、サーベイメーターの一部に使用されているが、宇宙観測に使用されることはない。

2-2-4. ガス蛍光比例計数管

放射線の電離によって発生する電子の数を増幅するのに、比例計数管ではガス増幅を利用したが、ガス蛍光比例計数管は電離電子を加速して、Xe 原子に衝突させて励起した原子が放射する光子数を増倍させる計数管である。電子は Xe ガス中を電界の方向へ進みながら、何度も加速と励起を繰り返し、一個の電子が多数の光子を発生する。この光を光電子増倍管に集め、増幅して出力信号とする。特徴は、光子増幅過程が、ガス増幅過程よりも増幅の揺らぎが小さく、エネルギー分解能が比例計数管の倍程度に改善されることである。比例計数管と言うよりは、ガスシンチレーション計数管と呼ぶべきであろう。

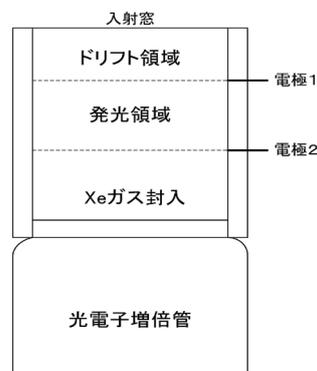


図 2-8 ガス蛍光比例計数

入射窓を通して入った X 線はドリフト領域で吸収され、光電子に変換される。光電子は同じドリフト領域で電離によってエネルギーを失い、X 線エネルギーに比例する個数の電離電子を発生する。入射窓と電極 1 間の電位差で、この電子は移動し、グリッドを通り抜けて発光域に入る。ここでは電極 1 と電極 2 の間の高い電位差で加速され、Xe の蛍光を放射する。一個の電子が数百個の光子を放射させる。Xe の蛍光は波長 173nm 付近の紫外線であるので、ガス中の不純物を十分除去することが必要である。ガラス窓および光電子増倍管は紫外線用のものを用いるか、またはガラス窓およびガス容器内部に波長変換剤を蒸着する。X 線の分解能は、5.9keV(⁵⁵Fe)で、9%である。分解能の支配的な因子は、電離電子数と光電子増倍管で発生する光電子数および二次電子増倍のゆらぎである。発光領域を通過する時間がパルス立ち上がり時間となり、2 μ s 程度と遅いのが欠点である。また電極 2 には 10kV 程度の高電圧を印加しなければならない。半導体検出器の発展が目覚しく、今後使用されることはないと思われる。日本では、ロケット観測、太陽観測衛星「ひのとり」、X 線天文衛星「てんま」と「あすか」に使用された。「あすか」では、多陽極光電子増倍管を用い、二次元撮像装置として使用された。

2-3. 半導体カウンター

半導体は、金属と絶縁体の中間の性質を示す物質で、電気抵抗率は $10^{-4} \sim 10^7 \Omega \text{m}$ である。よく知られた Ge、Si の他に、Sb、P、As、Ga、In、Se、Te、Pb などの化合物が半導体の性質をもっている。半導体の特徴は、電子が結晶原子と結合した状態である価電子帯と自由電子になっている伝導帯のエネルギー差（バンドギャップという）が、絶縁体に比

べて 1.1eV(Si)、0.7eV(Ge)と小さいことである(金属はこれが重なっているので、常に自由電子が存在する)。従って、絶縁体の電離エネルギーに比べ、1/10 以下であるので、同じエネルギー損失であれば、10 倍以上の電離電子が発生することになる。ガスカウンターやシンチレーションカウンターではイオンはほとんど信号の発生に寄与しないのに対し、半導体では、電子が自由電子となって抜けた孔は正電荷の電子と同じような振る舞いをする。

これはイオンが動くのではなく、近くの電子が次々にこの孔を埋めるので、あたかも正の電荷が動くように見えるのである。これを**正孔**と呼び、放射線によって、**電子-正孔対**が生成されるという。正孔も電流として、信号に寄与するので、電子数は倍加されることになる。これらのことにより、半導体カウンターのエネルギー分解能は著しく改善されることになる。実際の、電子正孔対を生成する平均エネルギーは -196°C で、3.76eV(Si)、2.98eV(Ge)である。

半導体中の不純物は、価電子帯と伝導帯の間の禁制帯に、電子が存在できるエネルギー準位をつくる。不純物の元素によって、伝導帯に近いエネルギーに準位をつくるものと、価電子帯に近いエネルギーに準位をつくるものがあり、前者を**p型半導体**、後者を**n型半導体**と呼んでいる。この二つの接合部(実際には、不純物を制御しながら同じ結晶の中につくる)をつくり、両端に電極をつけ、電流が流れない方向の逆バイアス電圧をかけると、電荷のほとんど存在しない領域ができる。これを**空乏層**という。この空乏層が放射線の有感領域である。放射線により空乏層で発生した電離電荷つまり、電子正孔対は電界によって、それぞれの電極へ向かって移動する。

半導体カウンターの概念的な構造と動作原理は、電離箱と全く同じである。問題は、電子と正孔の移動速度が異なるが、ガス中のイオンと電子程の差はないので、正孔を無視できない。電荷の発生場所によって、正負の電荷の電極への到着時間が異なるために、信号の立ち上がりは、折れ線となり、その形状は、(2-3)式からわかるように、電子正孔対の発生場所によって異なる。前置増幅器、主増幅器の時定数を適切な値に設定しなければならない。荷電粒子の場合は、飛跡に沿って積分したものが全電荷となる。移動速度は電界強度に比例し、比例係数を易動度という。電子、正孔の易動度はそれぞれ、 $0.135, 0.048 \text{ m}^2/\text{s/V}$ (Si)、 $0.39, 0.19 \text{ m}^2/\text{s/V}$ (Ge)である。空乏層の厚さは、バイアス電圧の平方根に比例するので、X線、 γ 線の測定には、できるだけ高いバイアス電圧が必要である。しかし、バイアス電圧を高くすると漏洩電流が大きくなり、エネルギー分解能が悪くなるので、適切な動作条件を選択しなければならない。半導体カウンターには、**p-n接合型**の他に、表面障壁型、イオン注入型、真性半導体型など構造の異なる種類があるが、最近では**PIN型**と呼ばれる全空乏層型のものが、X線、 γ 線測定に多く使用されている。p型のSiやGeに

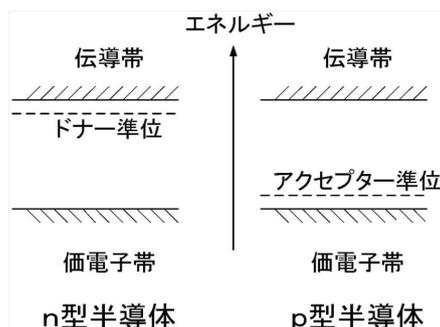


図 2-9 半導体のエネルギー準位

Li を拡散させてつくった p-n 接合に逆バイアスをかけた状態で、Li を p 側にドリフトさせると、真性領域ができる。これを Li ドリフト型とよんでいる。Li ドリフト型は、液体窒素温度で保管しなければならないので、最近では、常温で保存できる高純度の Si、特に Ge の真性半導体(PIN)検出器が多くなっている。空乏層の厚さ $D(m)$ は不純物濃度 $N(\text{個}/\text{m}^3)$ 、誘電率 ϵ 、バイアス電圧 V 、素電荷 e として、

$$D = \sqrt{\frac{2\epsilon V}{eN}} \quad (m) \quad (2-7)$$

で与えられるので、 N が小さければ厚い空乏層ができることになる。シリコン基板の厚さ全体に及ぶ空乏層も実現できる。

最近、シリコンドリフト検出器(SDD)が市販されるようになった。これは、シリコン半導体検出器の表面に、同心円状のドリフト電極を設け、放射線によって発生した電子を中央の小さい陽極へ導くものである。陽極は小さいので、静電容量が小さく、前置増幅器の雑音が減少し、感度が著しく改善される。X線検出の他、シンチレーターの受光器としても用いることができる。電子なだれ増幅型光ダイオード(APD)に厚い真性半導体をつくり、増幅機能を持った高感度の検出器も試作されている。CCD は、光の撮像素子の空乏層を厚くし、X線撮像素子としたものである。各ピクセルの電荷は転送によって、シリアルに読み出すため、高速計数ができないのが欠点である。

硬 X 線の観測には、重元素を含む CdTe、CdZnTe などの化合物半導体が使用されている。これらは、バンドギャップ (図 2-9 の価電子帯と伝導帯のエネルギー差) が、それぞれ、1.52eV、1.64eV と Si、Ge に比べ大きく、常温での使用が可能である。同時に、電子正孔対の生成に要するエネルギーも、4.43eV、5.0eV と大きくなる。欠点は、正孔の移動速度が遅く、電子の 1/10 以下、正孔の寿命は、それぞれ、2.0 μ s と 50ns 程度である。また、CdTe には、回復性ではあるが、ポーラリゼーションという経時的な劣化がある。正孔成分を信号から除くことが、まず必要である。適当な動作条件を選べば、十分観測に使用できるものである。2~5cm 程度の大きさの結晶を多数寄せ集めたピクセル検出器として衛星に搭載されている。ポーラリゼーションは、バイアス電圧の再印加で回復する。

2-3-1. 半導体 X 線検出器

従来は、Li ドリフト Si 検出器が多かったが、現在は高純度の Si、および高純度の Ge 検出器も多く製品化されている。図 2-10 は 面積 13mm²、厚さ 300 μ m の高純度 Si 検出器で測定した蛍光 X 線のスペクトルである。温度は電子冷却器で -55 $^{\circ}$ C に冷却されている。バイアス電圧は 100V である。同程度の性能のものは、高純度 Ge 検出器でも製造されている。C の K-X 線(277eV)の検出も可能である。

X 線天文学では、X 線検出用の CCD (電荷結合素子)が主流となっている。CCD は光の撮像素子として、量産されている Si 半導体であるが、この空乏層を 80~400 μ m と厚くしたものは X 線に十分な感度があり、しかも撮像とスペクトル測定が同時にできるというす

ぐれた性能を持っている。エネルギー分解能は 5.9keV (^{55}Fe) で 136eV 、ピクセル(画素)の大きさ $24\mu\text{m}$ 、ピクセル数 420×420 、空乏層の厚さ $200\mu\text{m}$ で、 -50°C 以下で使用するというのが標準的な X 線 CCD である。有効面積 36cm^2 、空乏層の厚さ $300\mu\text{m}$ という大型 X 線 CCD や、背面の Si の基板を削り取り、空乏層を露出させ、薄い電極をつけた CCD に、背面から入射させて、 150eV の X 線まで感度を持たせたものも実用になっている。後者は背面入射型 CCD と呼ばれている。CCD はフォトダイオードで発生した電荷を x-y 方向に転送して、直列的に読み出すので、高速計数ができないのが欠点である。

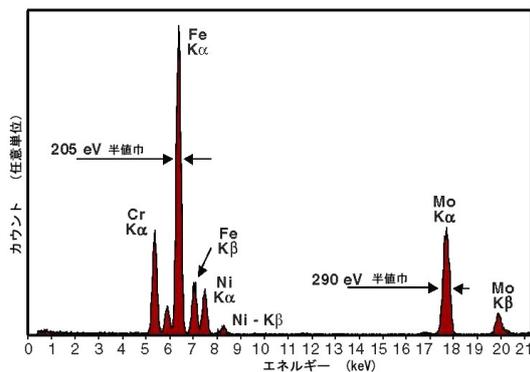


図 2-10 高純度 Si による X 線スペクトル

2-3-2. 半導体 γ 線検出器

γ 線検出器として最も多く使用されているのは、高純度 Ge 検出器である。Li ドリフトの Ge が使用されたこともあったが、常温に置くと、Li が析出するという欠点があり、ほとんど使用されなくなった。Ge 検出器には、n 型と p 型があり、電極構造の相違から、 γ 線の検出下限が異なる。n 型は 3keV まで感度があるが、p 型は 40keV までである。 γ 線に対する性能は p 型がよいが、放射線耐性は n 型がよい。半値幅 $R(\text{eV})$ は、ノイズによる巾を $N(\text{eV})$ として、

$$R = (N^2 + 2h\nu)^{1/2} \quad (\text{eV}) \quad (2-8)$$

で表される ($h\nu$: 入射 γ 線のエネルギー-eV)。ノイズには、検出器の静電容量が効くので、大きい検出器ほど、分解能は悪い。目的に応じて、適切な検出器を選ぶ必要がある。バイアス電圧は 5000V 程度、動作温度は $-190 \sim -170^\circ\text{C}$ である。

20keV から 500keV の領域では、CdTe、CdZnTe 半導体検出器が使用されている。大きさは、 $10 \times 10 \times 6\text{mm}$ 程度以下に限られるが、常温で使用できること、検出効率が高いこと、エネルギー分解能がよいことから、宇宙観測と医療用での用途が期待されている。エネルギー分解能は Si、Ge に及ばない。電極の製作方法に、オーミック型(抵抗性の動作)とショットキー型(ダイオード性の動作)があるが、高い電圧をかけることができるショットキー型の方がエネルギー分解能はよい。オーミック型では、移動速度の遅い正孔

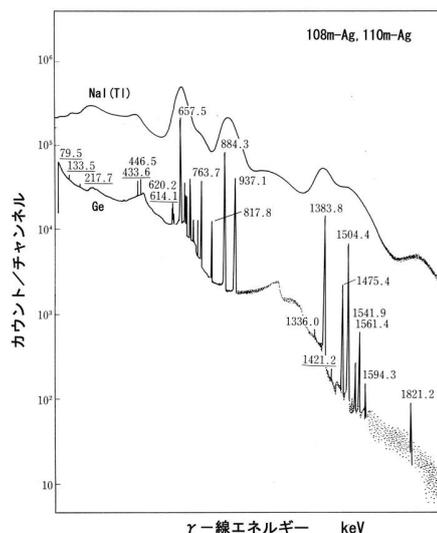


図 2-11 Ge 検出器と NaI(Tl) の比較 (J. Philippot 氏の好意による)

の信号に対する補正または、正孔の移動を阻止するような構造が必要である。移動速度が遅く、寿命の短い正孔の影響は、光電ピークの低エネルギー側の尾となって現れる。CdZnTeは、ポーラリゼーション(2-3, 31 ページ参照)は起こらないが、速度が遅く、寿命が 50ns と極短に短い正孔の成分を除くことは不可欠である。どちらも、動作条件を選ぶことで、十分に耐えるが、更なる改良が望ましい。500keV 以下の、ピクセルカウターとして最適である。信号数が多くなるので、専用の集積回路(ASIC)が必要である。

2-3-3. 半導体粒子線検出器

小型の高エネルギー粒子の検出器には、入射窓の薄い表面障壁型の Si 半導体が使われることが多い。n 型 Si の表面を加工した後、薄い SiO₂ 膜をつくり、金を蒸着するとダイオード特性の接触となり、接合をつくる。製造も簡単で、カウンターテレスコープ(多数のカウターを直列ならべ、通過する粒子を計測するもの)での電荷識別や、同位体識別のための dE/dx、E カウター(4-6-1, B, 69 ページ参照)として使用される。

大型の粒子線検出器では、大量のシリコンストリップカウンターが飛跡検出器として、使用されるようになった。n 型シリコン基板の両面、または片面に p⁺型(+は高濃度を示す)シリコンの表面に線状(ストリップ)の平行電極を並べ、両面の場合は裏面に直交した同じような n⁺型のストリップをつくる。ストリップの外側には SiO₂ の絶縁膜を隔てて Al 電極が平行につくられ、ストリップと交流結合(コンデンサーによる結合)になっている。荷電粒子によって発生した電子正孔対は電界によって、上下の方向へ移動し、最も近いストリップに、両面の場合は交点の両面ストリップに誘導電荷を発生する。この信号を読み出すことで、粒子の飛跡の一次元または二次元の位置を知ることができる。ストリップの間隔は 20~200 μm で、10×10cm 程度の大型 Si 基板の上に構築され、これを何層も重ねて多数使用するので、莫大な数の信号を処理することになる。専用の集積回路(ASIC)を使用するが、必ずしも、一つ一つ全部読み出すとは限らない。信号の性質を考えて、適当なグルーピングを行うことが多い。隣り合ったストリップの信号の大きさによる内挿によって、中間の位置を正確に求めることもできるが、できるだけ読み出す信号量を減らす必要がある。

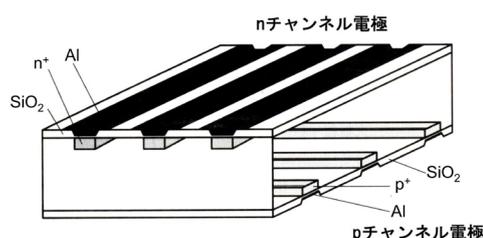


図 2-12 Si 両面型検出器

2-4. 飛跡検出器

2-4-1. 原子核乾板

原子核乾板は、写真の感光剤が、荷電粒子による電離で光と同じような化学反応を起こし、臭化銀から銀が還元され、これを現像することによって、飛跡が黒く現れることを利用する。この現象は 1910 年から知られていたが、本格的な改良が 1940 年代に英国で行われ、最小電離粒子でも検出できるようになった。1947 年には原子核乾板により、 π 中間子、

μ 粒子の発見が行われた。日本では富士フィルムで開発研究が行われ、世界最高感度の原子核乾板が製造された。普通の写真フィルムに比べ、臭化銀の量が倍くらいであること、感光乳剤の厚さが 1mm と厚いことが特徴である。現像後、顕微鏡で観察するが、分解能は $0.2\mu\text{m}$ くらいである。日本では、原子核乾板と相互作用物質を何層も重ねたエマルションチェンバーという装置が発明され、気球飛揚が行われた。使用上は、潜像の退行、温度依存性、現像にともなう収縮などの問題がある。現在では、宇宙線観測の一部および、加速器による τ ニュートリノの検出に使用されているのみで、乾板の入手はできず、乳剤の製造が極少量行われているだけである。名古屋大学には、計算機制御による原子核乾板の自動解析装置が設置されている。

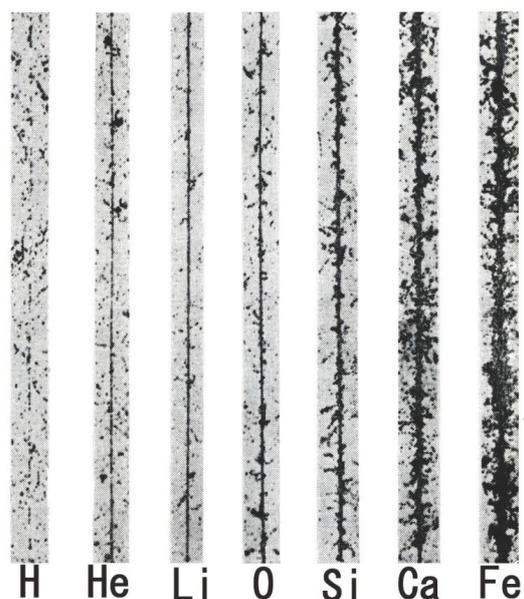


図 2-13 宇宙線の飛跡
(J. Nishimura 氏の好意による)

2-4-2. 固体飛跡検出器 (SSNTD)

結晶や高分子は放射線の電離作用により、結晶に欠陥を生じたり、高分子が切断されたりすることが知られている。このような放射線の飛跡に沿って発生した損傷は、一種の潜像と考えられ、適当な薬品で現像することにより、可視化することができる。このような放射線検出器を固体飛跡検出器と呼んでいる。よく知られている物質は、ポリカーボネイト、メタアクリル酸メチル、三酢酸セルロース、硝酸セルロース、CR-39 などの高分子の他、バリウム燐酸ガラス BP-1 である。種類により、検出できる電離電荷密度が異なる。最小電離の粒子を検出できるものはない。この中で最も感度が高いのは CR-39 プラスチック原子核飛跡検出器(PNTD)と呼ばれる、眼鏡レンズの素材として量産されているもので、 0.1MeV の陽子よりも大きい電離電荷密度 ($\text{LET} > 5\text{keV}/\mu\text{m} = 5\text{MeV}/(\text{kg}/\text{m}^2)$) の荷電粒子の飛跡を検出することができる。厚さ 0.6mm 程度の板を適当な大きさに切り取り、荷電粒子を照射した後、6 規定の苛性ソーダ(NaOH)に 70°C で

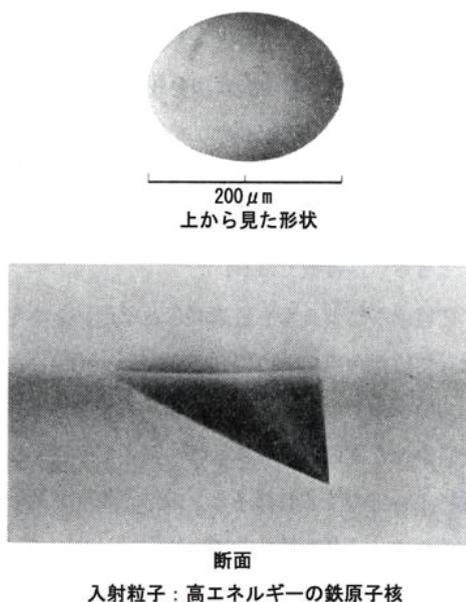


図 2-14 CR-39 のエッチピット
(J. Nishimura 氏の好意による)

10 時間程浸す。この作業をエッチングといい、乾燥後、顕微鏡で観察すると、表面に $10\mu\text{m}$ 以上の円形または楕円形の孔を見ることができる。これをエッチピット(図 2-14)という。同時に、CR-39 の表面も溶解して、薄くなるが、表面の溶解速度 V_B よりエッチピットの溶解速度 V_T が速いので、エッチピットが残されることになる。しかし、入射角 θ ($\theta = 90^\circ$ が垂直入射) が小さく $V_B > V_T \sin \theta$ となる時には、エッチピットは生成されない。この限界の角度 $\theta_c = \sin^{-1}(V_B/V_T)$ を臨界面角と言ひ、電離電荷密度(LET)に強く依存するので、実験的に求めなければならない。幾何学的因子で決まる検出効率 (registration efficiency と呼んでいる) は $1 - \sin^2 \theta_c = 1 - (V_B/V_T)^2$ となる。観測された LET 分布は検出効率の逆数を掛けて、補正しなければならない。宇宙放射線は等方的ではないので、一様分布として補正するのは適当ではない。 θ_c の値は、 $5\text{keV}/\mu\text{m}$ で、 7.7° 、 $200\text{keV}/\mu\text{m}$ で 66° 程度である。一般的には、製品毎の性質の違い、非一様性、エッチング条件、潜像の退行、膨張と収縮、経年変化などの問題がある。

2-4-3. 放電を利用する検出器

A. 放電箱

放電箱は、間隔が $5\sim 10\text{mm}$ 程度の多層平行板金属電極の間に Ne、Ar などの不活性ガスを詰め、荷電粒子の通過から $1\mu\text{s}$ 以内に $5\sim 10\text{kV}$ の高電圧パルスを加えて、電離電子を電極方向に加速して放電させる装置である。放電でガスは発光するので、これを記録すれば、飛跡が点線状に観測できることになる。放電箱は福井、宮本によって発明された。発明当初は、放電の光をカメラで記録していたが、 1mm くらいの間隔で、電線を平行に平面状に並べて電極とし、これを交互に直交させて積み重ね、各電線の放電電流を記録する方法が考案された。これをワイヤーチェンバーと呼んでいる。放電箱は、宇宙 γ 線の観測に用いられ大きな成果を挙げたが、半導体のシリコンストリップカウンターが使用されるようになり、将来これを使用する観測計画はない。

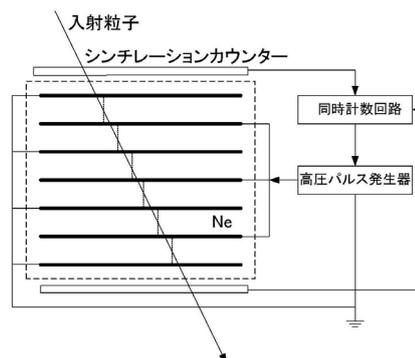


図 2-15 放電箱の概念図

B. 抵抗板検出器 (RPC)

放電箱によく似た飛跡検出器に抵抗板検出器がある。これは、金属板電極の代わりに高抵抗の抵抗板 (ベークライト、ガラス等) を用いる。抵抗板の間隔は 2mm 程度で、ここに Ar、イソブタン、フロン等の混合ガスを充填する (実際にはガスを流しながら使用する)。抵抗板の外側は薄い金属の電極とし、両側の電極間に 10kV 程度の高電圧を加えておく。ガス中を荷電粒子が通過すると、ガス電離し、高電圧によって電子が加速され、電子、イオン数が増加する。比例計数管的な動作をアバランシュ型、飽和するまで増幅する場合を

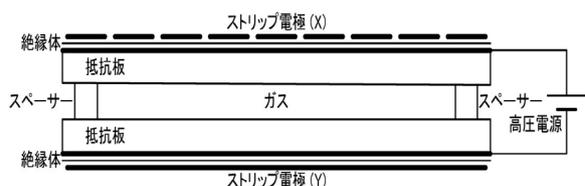


図 2-16 抵抗板検出器の断面図

ストリーマー型と呼んでいる。それぞれ、信号の大きさ、時間分解能、粒子密度特性が異なり、観測目的によって選択する。宇宙線の場合は、粒子密度が低いので、ストリーマー型で使用することが多い。単に、電圧だけではなく、ガス層の厚さ、ガスの種類、動作の安定性にも関係する。電極が高抵抗であるので、多数の粒子が同時に入射しても、電圧降下は局所的で、粒子数だけ放電は起こる。放電の場所を検出するために、高圧電極の外に薄い絶縁膜を介して細線の平行電極を、上下で直交する方向に置く。放電による誘導電荷が平行線電極（ストリップ電極またはピックアップ電極という）の交点の電極に発生し、これを位置信号とする。立ち上がりの速いパルスが発生するので、ns程度の時間計測に用いることができる。自己トリガー型放電箱ということができる。シリコンストリップカウンターの出現で、抵抗板検出器はあまり使われなくなっているが、空気シャワー粒子の観測のように、大面積を要するものには、使用されている。

2-5. その他の検出器

2-5-1. チェレンコフカウンター

チェレンコフカウンターは荷電粒子が物質中で発生するチェレンコフ光を光電子増倍管で観測する装置で、(1-33) 式からわかるように、荷電粒子の速度を選択するカウンターである。チェレンコフ放射体の屈折率に対応する速度以上の粒子を選択する。

表 2-3 チェレンコフ放射体の特性

物質	屈折率	陽子	電子	放射角 $\beta=1$
		臨界エネルギー	臨界エネルギー	
空気	1.000284	38.5GeV	21MeV	1.4°
エアロジェル	1.01~1.06	5.7~1.9GeV	3.13~1.03MeV	8.1° ~19°
水	1.33	450MeV	250keV	42°
アクリル樹脂	1.5	310MeV	170keV	48°
重フリントガラス	1.68	220MeV	130keV	54°

粒子の飛程が放射体に比べ短いか、放射距離が短いと、放射は粒子の進行方向の周囲にリング状に見える。このリングを撮像型の検出器で観測すると、放射角からエネルギーを知ることができる。これをリングチェレンコフカウンターという。大型の鉛ガラスなどを放射体として、電磁シャワーを発達させ、全エネルギーカウンターとして使うこともある。スーパーカミオカンデは世界最大（5万トン）の水リングチェレンコフ装置で、ニュートリノが相互作用で発生する電子のリング像を観測している。エアロジェルは軽量で、透明で、耐火性のあるユニークな材料である。

2-5-2. 遷移放射検出器

遷移放射は誘電率の異なる物質の境界を、荷電粒子が通過するとき X線を発生する現象で、放射量が小さいので、放射体は薄膜を多層に重ね合わせたものを使用する。(1-34)

式に見られるように、放射エネルギーは入射粒子のローレンツ因子に比例するので、ローレンツ因子の選択器として使用する。X線の検出は比例計数管を用いる。チェレンコフカウンターの場合には、粒子が高エネルギーになると $\beta \sim 1$ となり、飽和するが、遷移放射検出器は、その上のエネルギー領域で使用することができる。放射体は、X線を吸収しない軽元素で、密度の低いものが望ましい。Li、Be、Al、プラスチックの薄膜が用いられる。

2-5-3. X線マイクロカロリメーター

X線マイクロカロリメーターは、微小高感度の熱量計で、一個のX線光子の吸収による素子の温度上昇を測定して、入射光子のエネルギーを決定するものである。X線カウンターにおいて、入射X線光子のエネルギー分解能を決めている因子の大きいものは、検出器で変換される電子数、光子数のゆらぎである。熱に変換するのは、結晶の格子振動量子フォノンに変換することに相当するので、変換によるゆらぎは極端に小さくなる。分解能を決めるものは、検出器自体の雑音、温度測定器の雑音、電磁干渉などである。吸収体はX線の吸収率が高く、熱容量が小さく、急速に熱エネルギーに変換できる物質が必要で、化合物半導体のHgTeや、これを改良したHgCdTeが使用される。サーミスターは感度が高く、固有の熱揺らぎとノイズが小さいことで、Si半導体のサーミスターが使用される例もある。熱結合は適当な時定数で、熱溜と結合させるものである。エネルギー分解能 $\Delta h\nu$ は

$$\Delta h\nu = 2.35\xi\sqrt{kT_b^2 C} \quad (eV) \quad (2-9)$$

で表される。 k : ボルツマン定数、 T_b : 熱溜の温度、 C : 素子の熱容量、 ξ : ~ 2 程度のパラメーターである。 T_b はmKのオーダーが必要であり、宇宙観測では無重力であるので、希釈冷凍機は使用できず、超流動Heと断熱消磁で、これを達成する。初段の冷媒による冷却に代えて、長寿命化のために、機械式冷凍機を用いるようになっている。「すざく」衛星(JAXA, NASA, 2005)に搭載の装置(XRS)では、エネルギー分解能は $\Delta h\nu = 7\text{ eV}$ であった。素子の大きさは $600\mu\text{m} \times 600\mu\text{m} \times 8\mu\text{m}$ 程度の大きさの素子を多数モザイク状に並べて、撮像型とする。X線天体の観測には、望遠鏡で、この素子の面へ結像させ、撮像観測を行う。欠点は、温度測定であるので、時定数が3msと極めて長いことである。高速計数ができないので、強いX線源の観測には、適当なフィルターを挿入して強度を減らさなければならない。最近、温度計として、超伝導遷移端センサー(TES)が使用されるようになっている。これは、超伝導と常伝導の間の遷移領域を利用する高感度の温度計である。実験室では、TESを用いて、1.8eV (5.9keV)のエネルギーの分解が得られている。

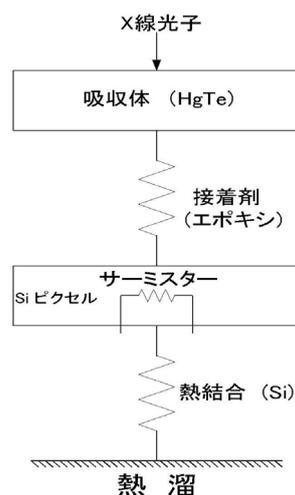


図 2-17 X線熱量計
(K. Mitsuda 氏の好意による)

2-5-4. マイクロチャンネルプレート(MCP)

マイクロチャンネルプレートは、内径 $10\ \mu\text{m}$ 、長さ 1mm 程度の鉛ガラスの細管の内面に、二次電子増倍を行いかつ、適当な抵抗値を持つ半導体物質を焼き付けたものである。光子または荷電粒子を入射させると壁面と衝突し、光電子または電離電子を発生する。管の両端に 1000V 程度の電圧を印加しておく、これらの電子は陽極方向へ移動しながら管壁に衝突して二次電子を放出し増幅される。このような細管を多数束ねて、平板状にしたものが、マイクロチャンネルプレートである。直線型の場合は、逆方向へ加速されるイオンで発生した電子が出力されることがあるので、増幅率を $10^3\sim 10^5$ 程度に抑えている。多くはシェブロン(chevron)と呼ばれる構造で、細管の向きが傾いた二層のチャンネルプレートを重ねたものとなっている。シェブロンでは、イオンが十分なエネルギーを得る前に、壁と衝突し、イオンの信号が抑制される。増幅率(ゲイン)は細管の内径と長さの比および電圧で決まり、 $10^6\sim 10^8$ である。直径は、 $1\sim 5\text{cm}$ のものが市販されている。入射光子や粒子のエネルギーと波高値の比例性は失われる。光の入射は完全に遮らなければならない。

特徴は位置の情報が失われずに増幅されることで、イメージ増幅器として用いることができる。X線、紫外線、低エネルギー荷電粒子の測定器として使用されている。電極や、二次電子増倍面は露出しているので、真空中でのみ使うことができる。保存は真空中で、取り扱いにはクラス 100 以下のクリーンルームで行うことが必要である。陽極の後には、出力信号を取り出す検出器、例えば、撮像のためには位置を検出することのできる多電極抵抗板、蛍光板と CCD のような二次元検出器が必要である。二段重ねにしたシェブロンは、入射方向による管壁との衝突回数を平均化して、ゲインの変動を小さくするのに役立つ。

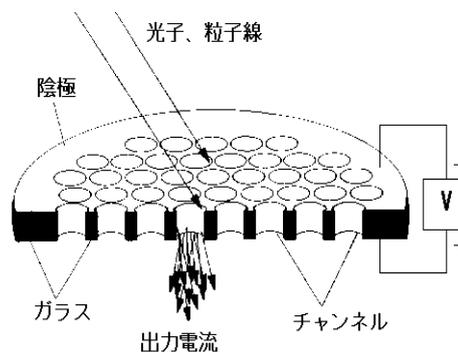


図 2-18 マイクロチャンネルプレート

3. 銀河宇宙線 (GCR)

3-1. 銀河宇宙線の概要



図 3-1 ヘスの気球観測

オーストリアのヴィクトール・ヘスは、1911年、自ら検電器を持って、気球に乗り込み、5000mの上空まで昇った。電離量は高度と共に上昇し、上からやって来る未知の放射線を宇宙線と名づけた。当初は γ 線と考えられたが、1920年代の終わりには、緯度効果の発見から、荷電粒子と考えられるようになった。東西効果から、大気上層に入射するのは正電荷の粒子と考えられた。1930年代には簡単な無線観測により、強度が15km付近で最大となり、それから上では減少することが知られた。これは電子の電磁シャワーとして説明され、入射粒子は、当時すでに発見されていた陽電子とする説が有力となった。1930年から1941年の間、アメリカでの気球観測から、陽電子説が否定され、代わって、陽子説が登場した。1947年、高感度の

原子核乾板が発明され、陽子の直接観測の他、 π 、K中間子の発見が行われた。1948年には、重元素も発見された。

今日では、水素からウランまでのすべての原子核とエネルギーは100MeVから 10^{20} eV以上に及ぶ粒子が存在することが知られている。宇宙線はこれらの原子核が完全電離した粒子である。主成分は水素(90%)、次いでヘリウム(9%)、残りが重元素である。微量成分としては、電子、陽電子、反陽子が観測されている。超新星1987Aや、太陽からのニュートリノの検出は、ニュートリノ天文学の創始となった。X線天文学、 γ 線天文学も大きな分野に成長している。大気上層に入射する宇宙線を銀河宇宙線または一次宇宙線とよび、大気中の宇宙線を二次宇宙線または大気宇宙線と呼んでいる。

3-2. 宇宙線のスペクトル

宇宙線のエネルギースペクトルは広いエネルギー範囲にわたっているので、様々な観測方法で観測したものをつなぎあわせたものとして求められている。300MeVから200GeV

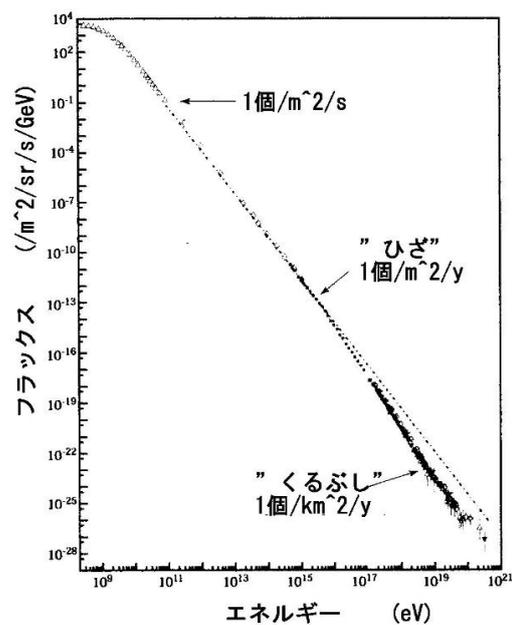


図 3-2 宇宙線のスペクトル

までは、人工衛星や気球に搭載した永久磁石または超伝導磁石と飛跡検出器によって、高精度のスペクトルが求められている。100GeV から 1000TeV の領域では、大型の全エネルギー測定装置を備えたカウンターによる衛星観測、気球に搭載されたエマルジョンチェンバーによって観測が行われた。これ以上のエネルギー領域では、地上での空気シャワー粒子の観測に基づいて求められたスペクトルである。これまでに観測された最高エネルギーの宇宙線は 3×10^{20} eV である。

スペクトルは (図 3-2、図 3-17 参照)、単調なべき関数であるが、三つの特徴的な変化があることがわかる。低エネルギーでは、数 100 MeV にピークがあり、高エネルギーに向かって、スペクトルの傾きが急峻になるのが見られる。これは太陽系の磁場によって低エネルギー銀河宇宙線の侵入が阻止されているものと考えられる。このエネルギー領域は、太陽活動周期に伴って、宇宙線強度が変動することが知られている。もう一つは、“ひざ”(knee) と呼ばれている 10^{15} eV (1PeV) 付近でのスペクトルの折れ曲がりである。スペクトルのべき指数は -2.7 から -3.2 に変化している。また、 5×10^{18} eV から上のエネルギー領域では、傾きが緩やかになり、スペクトルのべき指数は、 -2.8 となっている。これを“くるぶし”(ankle) と呼んでいる。

“ひざ”の原因については、超新星残骸での陽子の加速に限界があり、陽子に代わって、電荷量の大きい重元素の原子核の加速能率がよくなり、主成分になるという仮説がある。現在、実証のための観測が行われている。“くるぶし”は、銀河系宇宙線よりも銀河系外宇宙線の強度が大きくなるためと考えられている。しかし、 10^{20} eV 以上の宇宙線は、宇宙に満ちている 3K の宇宙マイクロ波背景放射との衝突 (動いている宇宙線の座標系ではマイクロ波光子がγ線に見える) で、中間子を発生してエネルギーを失い存在しないと考えられていた。宇宙線スペクトルがこのエネルギーで途切れることから、提唱者の名前をとって、GZK カットオフと呼ばれている。従って観測が事実とすれば、銀河系外の宇宙線源は比較的近い距離になければならないが、最近のオージェ観測所の結果では、カットオフが観測され、この問題は決着した。現在、比較的近傍にあると考えられる超高エネルギー宇宙線源の探索が、オージェ観測所、テレスコプアレイで行われている。宇宙ステーションからの観測も提案されている。

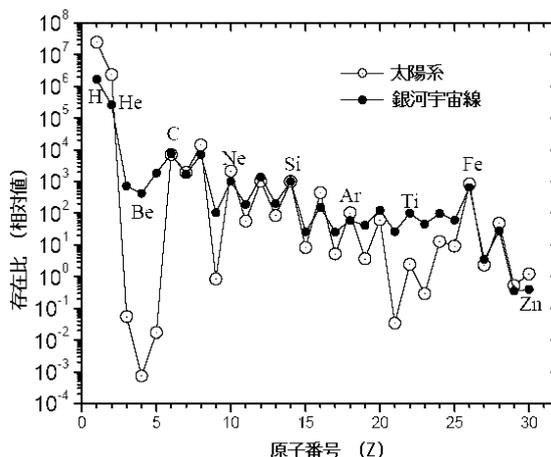


図 3-3 Si を基準とする元素分布
(J. S. George 氏の好意による)

3-3. 宇宙線の組成

3-3-1. 元素組成

宇宙線の組成は、原子核乾板による気球観測や放射線カウンターによる気球、人工衛星による観測で、 10^{14} eV 以下のエネルギー領域で詳しく測定されている。図 3-3 に見られる

ように、宇宙線の元素分布は、太陽系の元素分布に大体似ていて、宇宙線が特異な天体や場所で発生したものではないことを示している。しかし、明らかに違う点も見られる。まず、H、Heの量が相対的に少ない。これは宇宙線が、進化の進んだ天体で発生することを示している。次に、星にはほとんど存在しないLi、Be、B（これらをL核と呼んでいる）が桁外れに多いことがわかる。この理由は、宇宙線が星間空間を伝播中に星間ガスと核反応を起こし、生成されたものである。特に、存在比の大きいC、N、O（これらをM核と呼んでいる）がこわれて発生したものが多く、このような反応を**破砕反応**と呼んでいる。伝播中の相互作用で発生した粒子を**二次成分**または**二次粒子**とよぶこともある。Sc、Ti、V、Cr、Mnも同様にFeの破砕反応で発生したものである。破砕反応の断面積がわかっているため、L核とM核の強度比から、宇宙線が平均的に通過した物質量が $50\sim 100\text{ kg/m}^2$ であることがわかる。星間空間の平均物質密度で割ると、距離にして $3\times 10^{19}\text{ km}$ となる。この距離は銀河円盤の厚さ $6\times 10^{15}\text{ km}$ より大きく、宇宙線は銀河のハロー（銀河全体を取り囲む球状の領域）にも存在していることがわかる。

3-3-2. 同位元素組成

宇宙線の同位元素組成は、技術的な理由から観測が低エネルギーに限られているが、一応、安定なすべての同位体が観測されている。同位元素組成は、星での元素の合成過程を反映するものである。宇宙線の同位体には、破砕反応で消滅と生成が行われるものもあるため、これを宇宙線源での存在比に戻して、議論しなければならない。ほとんどは、太陽系の存在比と同じであるが、 ^{17}O 、 ^{18}O が過少であること、 ^{22}Ne 、 ^{33}S が過剰であることが知られている。

長寿命の放射性の同位体は、宇宙線の銀河内での滞在時間を決める上で重要である。 ^{10}Be は半減期 1.52×10^6 年の放射性同位元素である。宇宙線としては破砕反応で生成され、宇宙線の加速源で生成されることはない。宇宙線中の $^{10}\text{Be}/\text{Be}$ の割合は 0.028 ± 0.014 と観測された。これから、宇宙線の伝播の滞在時間は 2×10^7 年と求められた。この値は、宇宙線の物質通過量とともに重要な量である。この両者から、物質の平均密度が、水素原子数にして、 2×10^5 個/ m^3 となり、宇宙線は物質密度の低いところに滞在していることがわかる。

3-3-3. 特異宇宙線 (ACR)

核子当たりのエネルギーが 100 MeV 以下で、HよりもHe、C、N、O、Ne、Arが多く、ほとんどは、一階または部分電離の宇宙線を特異宇宙線と呼んでいる。このエネルギー領

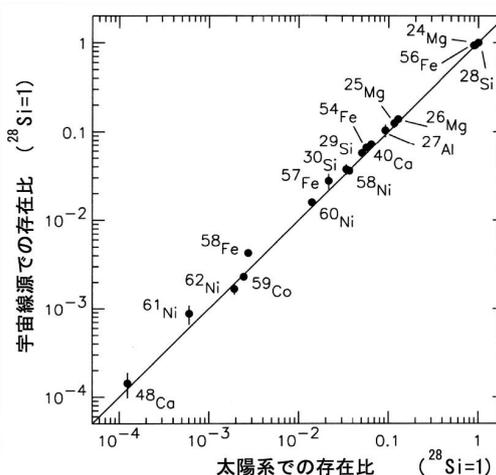


図 3-4 宇宙線の同位体存在比
(M. E. Wiedenbeck 氏の好意による)

域では、銀河宇宙線のスペクトルのべきが正であるのに対し、負のべきとなっているので、区別することができる。1970年代に外惑星探査機ボイジャー1号、2号の観測で発見された。このような低エネルギー宇宙線は、太陽系境界の磁場に遮られるので、太陽系外の起源ではない。現在のモデルは、中性のガスが太陽系に流れ込み、太陽の近傍の紫外線または、イオンとの電荷交換で電離され、太陽風に押し流されて太陽系境界の衝撃波領域（**終端衝撃波**という）で電離と加速を受け、再度太陽系の中心部へ移動したというものである。しかし、ボイジャー1号による終端衝撃波通過の際の観測では、通過後も強度の増加が見られ、発生領域は衝撃波領域の外と思われる。ボイジャー2号の衝撃波領域通過の際には、特異宇宙線は観測されていない。太陽周期変動は大きく、100倍近い変動の振幅である。特異宇宙線は、地球の磁気圏内へも入り、放射線帯を形成していることも知られている。

3-3-4. 電子成分

宇宙線中の高エネルギー電子の強度は、陽子の約1%である。これは高エネルギー電子が、銀河磁場中でのシンクロトロン放射や、マイクロ波背景放射あるいは星の光子との逆コンプトン散乱でエネルギーを失い易いためである。電子のスペクトルは、100GeVまで観測されていて、ほぼ指数-2.8のべき関数で表される。観測される電子のうち、約10%は陽電子である。陽電子は、陽子などの宇宙線が、星間空間を伝播中に星間ガスと衝突して発生する π^+ 中間子の崩壊で生成される、いわゆる二次成分である。同時に、 π^- 中間子からは負の電荷の電子が生成されるので、電子全体の、約20%が二次成分であることになる。二次成分は起源が明らかであるので、スペクトルの構造から、星間空間の性質を調べるのに都合がよい。TeV以上の電子は、エネルギー損失が大きいので、存在すれば近傍の宇宙線源で発生したものと考えられ、その強度から宇宙線源の同定が可能である。

3-3-5. 大気中の宇宙線

陽子を主成分とする銀河宇宙線は、大気に入射すると大気中のO、Nの原子核と衝突して、中間子を発生したり、破砕反応で、多数の原子核粒子を発生する。これらの二次粒子は自然崩壊や他の原子核との相互作用で、さらに粒子数を増加させながら大気中を伝播する。高度約15kmで、粒子数は最大となり、これを**ポツア極大**という。これ以下の高度では、次第にエネルギーと粒子数が減少し、地上に到達するのは、主として相互作用の断面積の小さい二次粒子である μ 粒子、中性子、電子である。地上へ達する一次宇宙線は極めてわずかである。地球は約10mの厚さの水に相当する大気で、銀河宇宙線から遮蔽されている。大気中で発生する宇宙線の一部は、宇宙空間の方向へ放出され、人工衛星などでの観測のバ

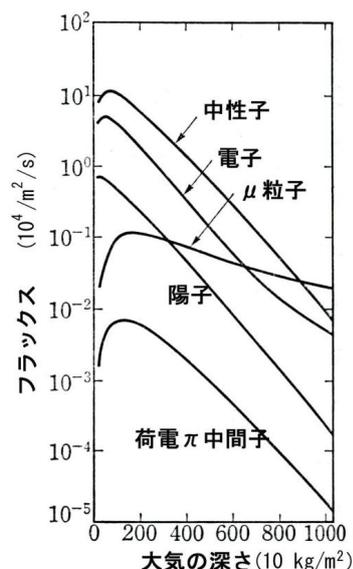


図 3-5 大気中の宇宙線
(J. Nishimura 氏の好意による)

ックグラウンドとなる。これを**アルベド**という。荷電粒子の場合、地球磁場によって運動方向が曲げられ、再度上空から入射することになる。これを**リターンアルベド**と呼んでいる。アルベド X 線、 γ 線は宇宙からの X 線、 γ 線に比べて強く、大きなバックグラウンドとなる。

陽子は大気中で $^{14}\text{N}(\text{p}, \text{n})^{14}\text{C}$ 反応によって、半減期 5730 年の**放射性 ^{14}C** を生成する。これは $^{14}\text{CO}_2$ となって、植物に吸収され、年代測定に利用される。大気中での宇宙線の破砕反応で発生した ^3H (半減期 12.3 年) は雨水となり、地下水となって滞留するが、この滞留時間などを調査するのに利用される。宇宙空間へ放出された大気中性子の一部は磁気圏の中で β 崩壊して、陽子となる。この陽子は放射線帯に捕捉されて、**放射線帯陽子**となる。地上の中性子強度は、宇宙線強度の指標として、長期間連続して観測が行われている。

地球の近傍で観測する宇宙線強度は、緯度により変化する。これを**緯度効果**という。荷電粒子の運動量を電荷で割った値を、粒子の**硬度(rigidity)**または**硬さ**という。硬度が同じ粒子は、磁場の中で同じような運動をする。硬度 R は、次の式で定義される。

$$R = \frac{pc}{ze} = \frac{m_0c^2\beta}{z\sqrt{1-\beta^2}} = \frac{\sqrt{E(E+2m_0c^2)}}{z} \quad (V) \quad (3-1)$$

ここに、 p : 運動量、 c : 光速、 z : 素電荷単位の電荷量、 e : 素電荷、 m_0c^2 : eV 単位で表した静止質量エネルギー、 $\beta = v/c$ 、 v : 速度、 E : eV 単位の運動エネルギーである。エネルギーの単位を eV で表すと、硬度の単位は V となる (上の式の右辺第 2、3 項)。硬度が**地磁気緯度** (地磁気の極を南北極とする緯度) で決まるある値より低い一次宇宙線は跳ね返され、地表へ到達することができない。この限界の硬度を**地磁気カットオフ硬度**といい、赤道域で 14~17GV、日本では 6~15GV、北米で 1~5GV 程度である。緯度効果は、大気の頂上に入射する一次宇宙線のうち、カットオフ硬度に相当するエネルギー以下の粒子が入射できないことにより、低緯度地域で強度が下がる現象である。気圧や温度、気象による変化もある。

3-4. 宇宙線の強度変動

3-4-1. 太陽周期変動

核子当たり 10GeV 以下の宇宙線は約 11 年の太陽活動周期で強度が変動する。この事実は、宇宙線観測の初期から知られていたが、高精度の直接観測が行われたのは最近である。超伝導磁石と飛跡検出器から成る宇宙線観測装置(BESS)による気球観測を、10 年間続け、正確な陽子、ヘリウムのスペクトルと強度変化を観測した。この観測の主目的は、反陽子の観測であったので、反陽

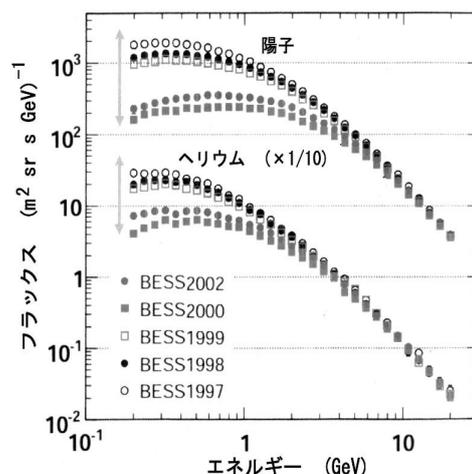


図 3-6 太陽周期変動
(J. W. Mitchell 氏の好意による)

子と陽子の強度比が求まり、太陽系の磁場が 2000 年に反転したことを明らかにした。極性の反転周期は約 22 年である。太陽周期変動は、太陽活動の周期変動に伴う太陽系空間の磁場の変動によって起こる。一般的には、太陽の活動期には磁場が強くなり、太陽系へ流入する宇宙線強度が減少すると考えられるが、太陽系の磁場構造とその変動は複雑で、強度変動を受けるような低エネルギー宇宙線の正確な伝播を知ることは困難である。宇宙放射線による被曝の予測に用いられる実用的なモデル AP-8、AE-8、CREME96 などでは、太陽周期変動が粗い精度で考慮されている。

3-4-2. 太陽フレアに伴う強度変動

太陽フレアは、太陽の表面で起こる爆発的な光、紫外線、X線、 γ 線、粒子線、プラズマを放射する現象である。フレアに伴って宇宙線強度が減少するが、これを発見者の名前をとって**フォーブッシュ減少**という。フレアのエネルギー放出はプラズマの形で放出されるエネルギーが最も大きく、大規模なプラズマ流は地球近傍や太陽系空間の磁場を変化させる。これを**磁気嵐**といい、地磁気の水平成分は 1 日程度で減少し、数日で回復する。大きいものでは、 $(2\sim 5) \times 10^{-7} \text{T}$ にも及ぶ。宇宙線強度は磁気嵐に同期して、減少するが、観測は地上で行われているので、その振幅は地磁気緯度によって異なり、高緯度で 10%、中緯度で 5%程度となることもある。しかし、地磁気変化の振幅との比例性は少なく、逆に、宇宙線強度が増加することもある。いずれにしても、太陽系の中での局所的な現象である。

3-5. 宇宙線の観測

宇宙線は 100MeV 以下から 10^{20}eV 以上の広いエネルギー範囲にわたって分布しているので、一種類の検出器ですべての粒子を観測することはできない。観測方法は、TeV 以下、GeV から 1000TeV、TeV 以上のエネルギー範囲に分けて考えるとよいであろう。宇宙線の観測量は、粒子の種類、エネルギースペクトル、入射方向などであるが、技術的な制約から、必ずしもすべての量が測定できるとは限らない。

3-5-1. TeV 以下の宇宙線観測

A. α マグネチックスペクトロメーター(AMS)

TeV 以下の低エネルギー領域では、磁場と飛跡測定器およびエネルギー測定器を組み合わせ、すべての量を測定することができる。これまでの観測装置で最高の性能を持つのは、スペースシャトルで一週間観測した AMS-01 (宇宙ステーション搭載用の AMS の試験用観測装置)である。宇宙ステーション搭載用は、AMS-02 と呼ばれ、検出器をさらに改良したものである。AMS-02 は、超伝導磁石を用いる計画として、製作まで行われたが、試験の結果、液体ヘリウムの寿命は 3 年と予想された。打ち上げの 1 年前になって、観測を 2020 年まで行うために、AMS-01 で用いた永久磁石に変更され、2011 年 5 月 16 日に、STS-134 で打ち上げられた。5 月 19 日に宇宙ステーションに取り付けられ、直ちに観測が開始され

た。観測目的は、一次反陽子および反ヘリウム⁴の探索、暗黒物質の探索であるが、原子核粒子とその同位体、電子と陽電子、 γ 線を高精度で観測することができる。

AMS-02 は図 3-7 にあるように、主要部は、Nd-Fe-B 磁石によってつくられた、中心の磁束密度 0.14T の磁場と、磁場中に 4 層と入射口の TRD の上面とカロリメーターの上に置かれた合計 6 層のシリコントラッカー(STD)である。磁石は内径 0.514m、外径 0.6m、高さ 0.8m の円筒形で、重さ 1,900kg である。シリコントラッカーは、2-3-3 (33 ページ) で説明したシリコンストリップ検出器で、AMS で使用されているものは、72mm×41mm×300 μ m の大きさの両面型で、位置分解能は約 20 μ m である。総数は 2264 個で、信号数 (チャンネル数) は 20 万に及ぶ。一様な磁束密度 B (T) の磁場へ、運動量 p、電荷 ze、静止質量エネルギー m_0c^2 (eV)、運動エネルギー E (eV) の荷電粒子が入射したときの飛跡の曲率半径 ρ (m) は

$$\rho = \frac{p \sin \theta}{zeB} = \frac{\sin \theta}{czB} \sqrt{E(E + 2m_0c^2)} \quad (m) \quad (3-2)$$

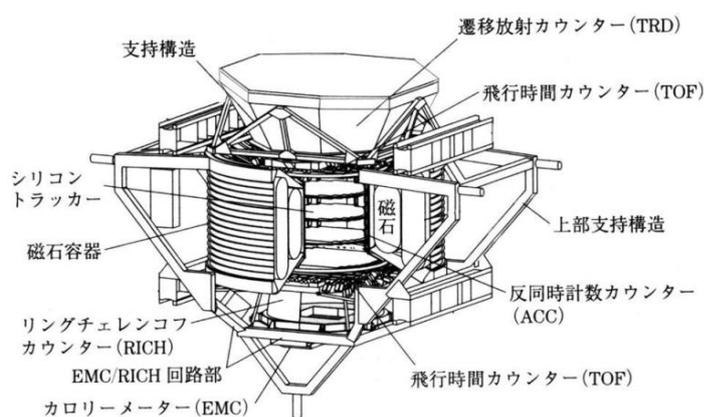


図 3-7 AMS-02 の観測装置、永久磁石に変更

能の低下は、10%以下になると報告されている。分解能は、10GV(陽子で 9.1GeV、 α 粒子で 16.6GeV)の硬度で超伝導磁石の 1.5%に対し、永久磁石では 10%となる。それ以上では差は少なくなる。国際宇宙ステーションの軌道傾斜角は 51 度であるので、100 MeV から 1TeV の宇宙線陽子を観測することになる。

入射口に遷移放射カウンター(TRD)、磁石の上下に飛行時間測定カウンター(TOF)、その下にリングチェレンコフカウンター(RICH)、最下部に電磁カロリメーター(ECAL)が置かれている。シリコントラッカーの外側はプラスチックシンチレーターの反同時計数管(ACC)で囲まれ、側面から入射する粒子を除いている。TRD は繊維状のポリプロピレンの放射体で発生する X 線を、5248 個の Xe/CO₂を充填した直径 6mm の比例計数管群で検出する。その強度はローレンツ因子に依存するので、電子と陽子の選別に使用される。飛行時間計測カウンター(TOF)は直交する二層の一次元ホドスコープ型プラスチックシンチレーターで、これが一組ずつ上下に配置されている。粒子がこの間を通過する時間を、 120×10^{-12} s

で与えられる。 θ は磁力線と粒子の運動方向のなす角、 c は光速 (m/s)である。(3-2)式とシリコントラッカーの位置分解能から、測定し得る最大エネルギー (運動量) とその分解能を決定することができる。永久磁石の使用で、磁束密度が下がったことを補うために、最上部の入射口とカロリメーターの上にシリコントラッカーを増設し、運動量分解能を改善している。その結果、運動量分解

の精度で測り、速度を求める。リングチェレンコフカウンター(RICH)の放射体は、シリカジェル ($n : 1.05$) と $\text{NaF}(n : 1.33)$ で、リング像の検出器は 680 個の浜松ホトニックスの多陽極位置検出型光電子増倍管(4×4)である。相対論的な粒子の速度を、リング像の広がり角から正確に求める。 $v/c > 0.95$ の粒子の速度を 0.1%の精度で求めることができる。この結果、質量は 2%の精度で決めることができる。電磁カロリメーター(ECAL)はシンチレーションファイバーを取り付けた鉛箔を積層したもので、全体の厚さは 17 放射距離である。この中で、電子陽電子、 γ 線による電磁シャワーを起こさせて、その粒子数を計測し、全エネルギーを決定する。また、高エネルギー陽子との識別にも用いられる。

AMS は陽子、ヘリウムから鉄までの宇宙線のスペクトルの他、軽元素の同位体組成、特に ^{10}Be のスペクトルを正確に求めることができる。電子、陽電子の比のエネルギー依存性、 γ 線源と γ 線スペクトルの観測も予定されている。反陽子、反ヘリウム、および陽電子については、これまでの結果が大きく改善されることが予想され、そのスペクトルから、一次反粒子の存在や、暗黒物質が検出される可能性もある。南大西洋地磁気異常地帯 (SAA) および極域、放射線帯など、地球近傍の放射線環境を高精度で観測する。姿勢を決定するための 2 台のスタートラッカー、GPS 受信機も搭載している。AMS-02 に使用されているマイクロプロセッサの数は 650 に及ぶ。総重量は、6,918kg、消費電力は 2.5kW である。

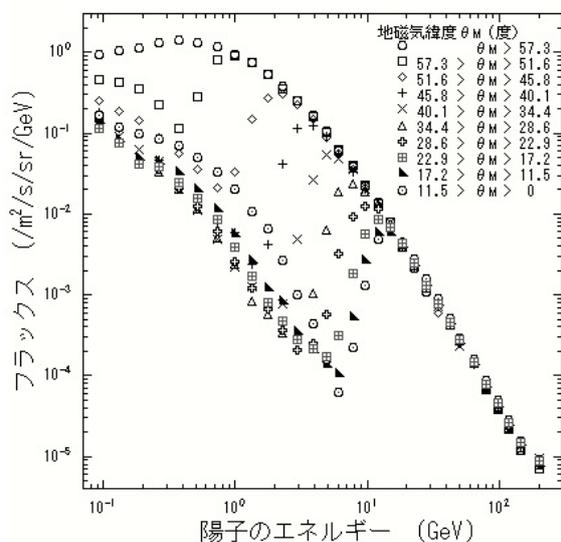


図 3-8 宇宙線陽子のスペクトル

ものが、二組あり、それぞれ、磁石の上下に置かれている。その下の、エアロジェルチェレンコフカウンター(ATC)は入射粒子のエネルギーのスレッシュホールドを決めるもので、飛行時間計測のカウンターの下に置かれた。放射体は、屈折率が 1.035 のエアロジェルである。ATC は約 0.1m の立方体に近い形のセルカウンター162 個で構成されている。電子、 π 中間子、陽子、He に対するスレッシュホールドエネルギーは、それぞれ、1.5 MeV、400 MeV、2.7 GeV、11 GeV である。AMS-02 に使用されているエネルギー測定カウンターは

AMS-01 は AMS-02 の試験装置として製作され、1991 年にスペースシャトル STS-91 によって、320~390km の高度で、一週間の試験観測を行った。AMS-01 の主要部は、64 分割の Nd-Fe-B 永久磁石と 6 層のシリコントラッカーである。中心部の磁場は 0.15T、幾何学的因子 $0.82\text{m}^2 \text{sr}$ 、磁石の荷電粒子に対する曲げ能力 0.15Tm^2 、漏洩磁場は中心から 2m のところで、0.3mT であった。トラッカーは両面型で、位置分解能は磁力線方向で $30 \mu\text{m}$ 、磁力線に直角方向で $10 \mu\text{m}$ である。飛行時間計測(TOF)のためのプラスチックシンチレーターは、ホドスコープ型で、直交する二層の平行な長方形の

搭載されていない。

観測されたスペクトルは、陽子(0.1~100 GeV)、ヘリウム(0.1~100 GeV/nucleon)、電子(0.2~30 GeV)、陽電子(0.2~3 GeV)、反陽子(0.2~4 GeV)のスペクトル、反ヘリウム(90~850 MeV/nucleon)フラックスの上限である。図 3-8 は様々な地磁気緯度での陽子のスペクトルで、地磁気によるカットオフとリターンアルベドが明瞭に見られる。包絡線が宇宙線のスペクトルである。

AMS は米国、イタリー、など世界の 16 カ国の 60 の研究機関が参加している国際協力実験である。アジアでは、中国、台湾、韓国が参加している。中国は AMS-01、AMS-02 の磁石、台湾は AMS-01 の電子回路を製作した。製作費は 1,500 億円を超えると言われている。

B. 超伝導磁石スペクトロメーター (BESS)

この観測は、超伝導磁石とその中に置いた飛跡検出器、飛行時間測定器、チェレンコフカウンターを用いた反陽子観測を目的とする気球実験である。1993 年以来、観測器の改良を行いながら、2005 年までに 10 回の気球飛揚を行った。2002 年までの 8 回の観測は、地磁気カットオフ硬度が 0.3~0.5GV のカナダのリンレイクで行われた。南極では、2005 年に 9 日間、2007 年 12 月~2008 年 1 月に 24.5 日間の気球観測に成功した。反陽子、反ヘリウムの観測の他、反重陽子、陽子、ヘリウム、大気中の μ 粒子の正確なスペクトルも求められた。また、観測が長期間にわたって行われたため、図 3-6 に見られるように、陽子、ヘリウム、陽子と反陽子の強度比の太陽周期変動が、高精度で観測された。反陽子の結果とあわせて、この結果を凌ぐものは、当分、得られないと思われる。しかし、このような低エネルギー宇宙線の太陽系空間での伝播は明らかではなく、一次反陽子の検出や、星間空間でのスペクトルの推定は困難ではないかと思われる。

ソレノイド磁場を用いているので、幾何学的因子が $0.23\text{m}^2 \text{sr}$ と大きい。粒子は超伝導コイルを貫いて入射するので、線材の厚さをできるだけ薄くするように工夫されている。し

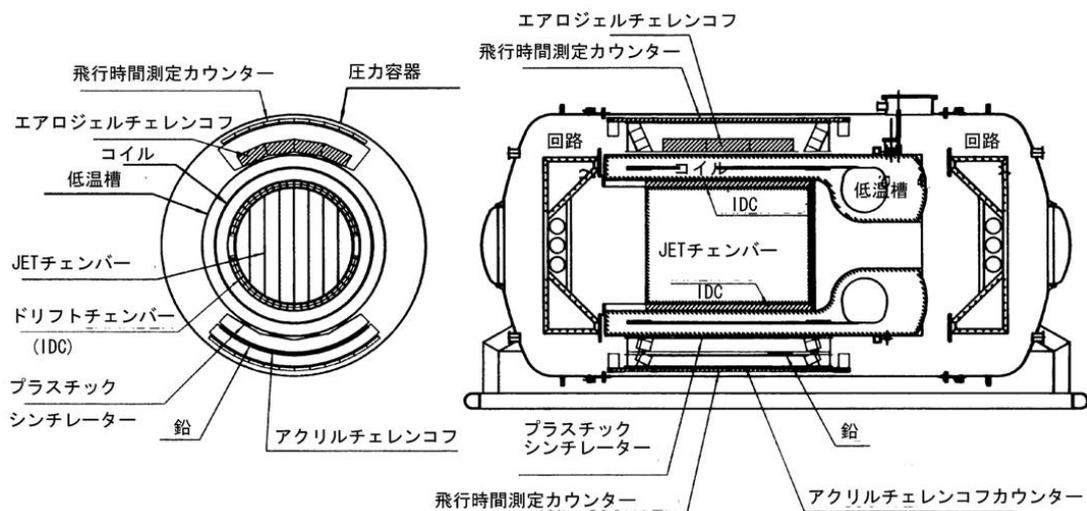


図 3-9 BESS の観測装置 (直径 1.8m、長さ 4m、重量 2,400kg)
(Y. Asaoka 氏の好意による)

かし、圧力容器、線材、残留大気による吸収、二次粒子の生成は無視できない。中心での磁場の強さは、1.0 T である。飛跡検出器は、ジェットドリフトチェンバー（位置検出型比例計数管の一種）とセル型ドリフトチェンバー（位置検出型比例計数管の一種）(IDC)で構成されている。入射口と最下段にホドスコープ型プラスチックシンチレーターの飛行時間測定カウンターが置かれている。時間計測の精度は 55 ps である。エアロジェルチェレンコフカウンターの放射体の屈折率は 1.02 で、 $\beta = v/c$ (v : 速度、 c : 光速) $> 1/1.02$ の粒子によって発光する。これを BESS では、電子を除去する信号として使っている。アクリル樹脂のチェレンコフカウンターは鉛で発生するシャワー粒子を測定して、電子と μ 粒子を識別するためのものである。図 3-10 に、PAMELA、BESS の観測による反陽子のスペクトルを示した。曲線は、宇宙線の銀河内での様々な伝播モデルによる予想値である。反ヘリウム⁺の強度は上限値として、ヘリウム⁺の強度の 7×10^{-7} 倍が得られている。BESS は日米協力による観測プロジェクトである。

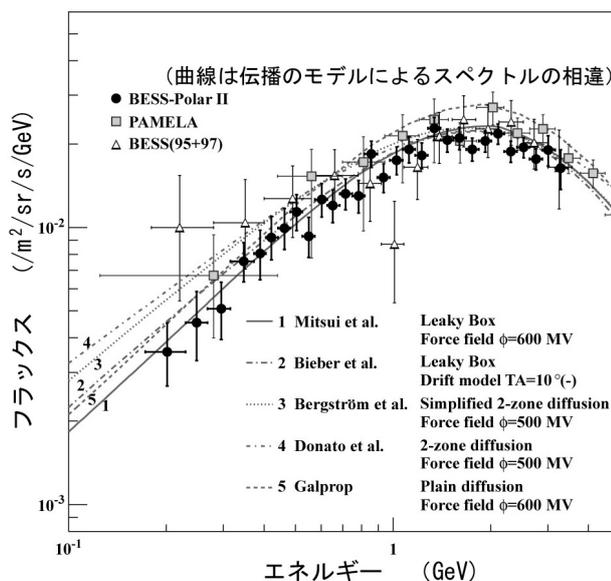


図 3-10 反陽子のスペクトル
(A. Yamamoto 氏の好意による)

C. 「反物質、軽核粒子探査衛星」(PAMELA)

PAMELA は、2006 年 6 月 15 日に、近地点高度 350km、遠地点高度 600km、軌道傾斜角 70.4 度の軌道に打ち上げられた宇宙線観測衛星である。0.4 T の Nd-Fe-B 永久磁石と 6 層のシリコントラッカー、飛行時間測定カウンター(TOF)、遷移放射カウンター(TRD)、反同時計数カウンター、16 放射距離のタングステンとシリコントラッカーから成るエネルギー計測カウンター(CAL)および中性子検出器とプラスチックシンチレーターで構成されている。遷移放射カウンターは、炭素繊維の放射体とストローチューブ型の Xe-CO₂ 比例計数管から成り、放射強度がローレンツ因子に比例することを利用して、電子と陽子を識別する。飛行時間計測カウンターは入射口と磁石の上下の 3 箇所に入れ、150ps の精度で飛行時間を計測する。磁石の空隙部の大きさは 16.2 × 13.2 cm² で高さ 44.5 cm である。計測できる粒子の最大運動量は、400 MeV/c (c : 光速)である。反同時計数カウンターはプラスチックシンチレーターで、磁石の外周に取り付けられている。エネルギー計測カウンター(カロリメーター)は、0.26 cm のタングステン板 22 枚とその間に、交互に X 方向と Y 方向のシリコンストリップカウンターを挿入した撮像型で、タングステン板で発達するシャワー粒子の三次元分布を測定する。カロリメーターの有感部の大きさは 24 × 24 cm² である。

エネルギーカウンターの上に、 $48.2 \times 48.2 \text{ cm}^2 \times 1 \text{ cm}$ のプラスチックシンチレーションカウンターが置かれ、漏れ出したシャワー粒子を計測する。さらにその下に、中性子検出器が置かれ、ハドロン（粒子のうちの重粒子と中間子をいう）の相互作用で発生する中性子を検出して、ハドロンシャワーと電子シャワーを識別する。中性子検出器はポリエチレンの減速材と ^3He 比例計数管で構成されている。観測器の総重量は約 400 kg、消費電力は約 300 W である。陽子 (80 MeV~700 GeV)、反陽子 (80 MeV~190 GeV)、電子 (50 MeV~2 TeV)、陽電子 (50 MeV~270 GeV)、He、Be、B (700 GeV/n 以下) を観測する計画である。2009 年、1.5~100GeV のエネルギー範囲で、陽電子の過剰を報告し、暗黒物質の崩壊によるものとして、話題になっている。検出器の性能は、AMS-02 に似ているが、幾何学的因子が $0.00235 \text{ m}^2 \text{ sr}$ と小さい。しかし、長時間観測で、AMS-01、BESS を凌ぐ精度で反陽子のスペクトルを得ている(60MeV~180GeV、図 3-10 には示されていない)。PAMELA は、イタリア、ドイツ、スウェーデン、ロシア、アメリカの共同計画である。

D. 「高エネルギー天文衛星 3」(HEAO-3)

「HEAO-3」は 1979 年 9 月 20 日に打ち上げられ、1981 年 5 月 30 日まで観測が行われた、宇宙線と γ 線の観測衛星である。高度 495km、軌道傾斜角 43.6° の円軌道に投入された。搭載された観測器は、高分解能 γ 線分光器(HRGRS)、重元素観測装置(HNE)と宇宙線同位体分光器(CRIS)である。宇宙線同位体分光器は、製作後、質量分解能が不十分なことがわかったが、担当機関であるフランス・デンマーク実験(FDE)と呼ばれている。

HNE の検出器は、3 層の電離箱の入射側と出口にホドスコープを取り付けたもの 2 組の間に共通のチェレンコフカウンターを置いたものである。入射口が左右の両端で、独立した 2 組のカウンターテレスコープになっている。入射面の大きさは、 $1.575\text{m} \times 1.207\text{m}$ 、2 組のテレスコープの全長は 1.486m である。各ホドスコープは直交した 2 層の薄い多電極電離箱で構成されている。チェレンコフカウンターの箱の左右の面にアクリル樹脂の放射体、その側面に 8 個の光電子増倍管が取り付けられている。電離箱は全体が、 $1.13 \times 10^5 \text{ Pa}$ の Ar、メタンの混合ガスを充填した圧力容器の中に、電極が配置されたもので、x-y 方向のホドスコープは、それぞれ 1cm の間隔で電極線が張られ、3 層の電離箱は平行平板の電極が取り付けられている。全体の幾何学的因子は $5.9 \text{ m}^2 \text{ sr}$ である。原子番号 Z が、 $17 \leq Z \leq 120$ に対して、0.3 電荷単位の分解能となっている。これは $Z=100$ で、0.6%の分解能に相当する。分解能の変動は Fe 核の値で較正された。観測のエネルギー範囲は $0.3 \text{ GeV/n} \sim 10 \text{ GeV/n}$ である。U ($Z=92$) までの宇宙線が観測された。

フランス・デンマーク実験は、ガラス、エアロジェル・ブロック、テフロン、エアロジェル・微粒子、ガラスを放射体とする 5 台のチェレンコフカウンターを上記の順番に並べ、各カウンターの上にネオンホドスコープを置いたものである。上下のガラス・チェレンコフカウンターの同時信号をトリガー信号として、ホドスコープを発光させると同時に、スタート、ストップ信号として飛行時間計測も行う。放射体の屈折率は、それぞれ、1.64、

1.052、1.33、1.012、1.64 で、運動量スレッシュホールドは、それぞれ、0.72、2.844、1.065、6.1、0.72 (GeV/c/n、c：光速、n：核子数)である。ネオンホドスコープは外径 4.85mm、長さ 670mm、壁厚 0.2mm のガラス管に、101325Pa のネオン、26.7Pa の水素、13.3Pa の酸素を封入したものである。各ホドスコープはこれを 128 本、平面状に並べたものを上下に直交させて置いたものである。チタンの薄い板を上下と直交した 2 層の間に置き、上下をグラウンド、間の板を高圧電極として、トリガー信号で 3.2kV の高電圧パルスが発生させ、印加する。貫通した粒子によって、電離された電荷が存在するネオン管は発光し、電流が流れる。各管の端に電極が取り付けられていて、この電極との交流結合によって、放電信号を検出する。4 層の放電位置をつなぐと飛跡がわかり、カウンター中での飛跡の長さを補正することができる。飛行時間計測も、信号の補正に利用され、入射粒子の電荷分解能を改善するのに役立つ。電荷分解能は、2GeV/n 以上で、O と Fe に対し、それぞれ、0.11 と 0.15 電荷単位である。Z=4~28、エネルギー 0.6GeV/n~35GeV/n の 14 エネルギー点で、精度のよい元素比が観測された。これから、通過物質の厚さで表した宇宙線の寿命として、 $340 \beta R^{-0.6} \text{kg/m}^2$ (β : v/c、R : 硬さ > 4.4GV)、 $140 \beta \text{ kg/m}^2$ (R < 4.4GV) と求められた。

3-5-2. 1TeV~1000TeV の宇宙線観測

このエネルギー領域では、日本で考案されたエマルジョンチェンバーによる気球観測が主流であったが、電子式計測器による長時間気球観測が多く行われるようになった。原子核乾板は、現在、ほとんど製造されていない上、飛跡の読み取りに熟練と多大な労力を要することから、今後、使用されることはないと思われる。観測上の問題はフラックスがエネルギーと共に急激に減少することで、観測には大面積の検出器が必要となり、飛翔体に搭載することが困難となっている。

A. エマルジョンチェンバー

エマルジョンチェンバーによる原子核粒子観測の代表的なものは、日米共同エマルジョン実験(JACEE)と日ロ共同気球観測(RUNJOB)である。JACEE は 1979 年から 1995 年にかけて、南極での長時間飛揚を含め、14 回の気球観測を行った。全露出時間は、60m² day に及ぶ。RUNJOB は、1995 年から 1999 年の間に 10 回の観測を行った。気球はカムチャツカから放球され、モスクワの東部で回収された。全露出時間は 24m² day である。エマルジョンチェンバーの構成は基本的には同じで、電荷測定部、相互作用検出部、スパーサー、エネルギー測定部(カロリメーター)で構成されている。観測のエネルギー範囲はいずれも、陽子で、10 TeV から 1000 TeV である。

i) 日米共同エマルジョン実験(JACEE)

JACEE の電荷測定部は 200~400 μm の厚いエマルジョンと 50~100 μm の薄いエマルジョン及び CR-39 を積層したもので、エマルジョン 10 層と CR-39 4 層から成る。相互作

用物質は 46 枚の厚さ 1mm のアクリル樹脂で、薄いエマルジョンと交互に積層している。8 枚の CR-39 もところどころに挿入された。スペーサーは粒子の分布を広げるために用いられる。特に、 π^0 中間子の崩壊で発生する 2 個の γ 線の広がり大きくすることが目的である。硬い紙のハネカム板の 5mm 毎に、全部で 20 層のエマルジョンが挿入された。エネルギー測定部は、1mm と 2.5mm の鉛の板の間に X 線フィルムと薄いエマルジョンを挿入したものである。鉛の全厚さは 7 放射距離である。X 線フィルムは、肉眼による大きなシャワーの検出に有効である。各部の厚さは、それぞれ、1.8cm、15.9cm、12.1cm、6.3cm である。全体の形状は 40cm×50cm×36cm で、完全に遮光した箱に正確に位置決めをして収納された。この箱はフリッパーと称する回転台に載せられ、気球が上昇または下降中は入射面を地上方向へ向け、水平飛行中のみ、上方を向けるようになっている。

ii) 日口共同気球観測 (RUNJOB)

RUNJOB のエマルジョンチェンバーの厚さは、電荷測定部が 8.9mm、相互作用検出部がアクリル樹脂またはステンレス鋼の板とエマルジョンで 37.8mm、スペーサーは発泡スチロールで 53.2mm、エネルギー測定部は鉛板とエマルジョンおよび X 線フィルムで 91.0mm となっている。重量の制限から、従来のエマルジョンチェンバーに比べ軽量になっている。6 放射距離という薄いシャワー発生層を補って、エネルギー決定精度を改善するために、後段カロリメーターと称する厚さ 19.8mm の X 線フィルムとスペーサーを最後部に追加している。箱を除くエマルジョンチェンバーの重量は約 200 kg である。

iii) 電子観測

日本では、高エネルギー宇宙電子の観測に、エマルジョンチェンバーが用いられ、1968 年から 2001 年の間に 14 回の気球観測が行われた。全観測量は $7.7\text{m}^2\text{day sr}$ に及んでいる。得られた一次電子のスペクトル $\Phi_e(E)$ は 30GeV から 3 TeV の範囲で、次の式で表される。

$$\Phi_e(E) = (4.70 \pm 0.86) \times 10^2 E^{-3.26 \pm 0.11} \quad (/m^2 / s / sr / GeV) \quad (E: GeV) \quad (3-3)$$

電子観測のエマルジョンチェンバーは、原子核粒子観測用とは異なり、電子による制動放射及び γ 線による対発生断面積の大きい重元素物質を用いる。電荷測定部は 2 層のエマルジョンである。相互作用を起こさせる部分は、コンバーターと呼ばれ、 γ 線を電子対に変換し、電子による制動放射を起こさせる。電子の散乱による方向の曲がり小さくするために、薄いコンバーターを多数積層する。0.5mm の鉛を 5 層、1mm の鉛を 4 層、1.5mm の鉛を 4 層の、それぞれの鉛板の間に、エマルジョンと X 線フィルムのセットを挿入したものである。エネルギー測定部は 2.5mm の鉛を 4 層、5mm の鉛を 4 層で、それぞれの板間にエマルジョンと X 線フィルムおよび蛍光紙を挟んだ増感型の X 線フィルムのセットを入れたものが使用された。大きさは 40cm×50cm×8cm で、物質の厚さは全体で 9 放射距離である。エマルジョンは基板の両面に乳剤を塗布したものが使われた。電子の観測で、

最も重要なことは、電子の $10^2 \sim 10^6$ 倍の強度の陽子の相互作用との識別である。陽子によって発生するカスケード粒子は、横方向の広がりが大きく、物質層を深く透過する。このような粒子分布の違いを測定して区別する。この装置では、陽子の混入を 10^{-5} 程度に抑制している。

B. 先進薄型電離カロリメーター (ATIC)

ATIC は 50 GeV から 100 TeV の陽子、ヘリウムの観測を目的としたカウンターテレスコープ (各種のカウンターを直列に並べたもの) である。観測装置の入射面はシリコンマトリックスと称するシリコンストリップカウンターで、入射粒子の位置と電荷を測定する。長さ 5cm のストリップ検出器を 56 個繋いだものを 20 列並べて $1\text{m} \times 1\text{m}$ の面積を被っている。

三層のホドスコープは、巾 2cm、厚さ 1cm

のプラスチックシンチレーターを平行に並べたものである。それぞれ直交する二層のカウンターから成る。上から順次、面積は狭くなっていて、それぞれ、42 個で長さ 88.2cm、35 個で長さ 74.2cm、24 個で長さ 52.4cm である。3 台のホドスコープの間に、厚さ 10cm のグラファイトの相互作用物質が 3 層挿入されている。ホドスコープの信号は光電子増倍管のダイノードからも取り出され、0.5 MeV \sim 800 MeV という大きなダイナミックレンジを持たせている。エネルギー測定部であるカロリメーターは、 $2.5\text{cm} \times 2.5\text{cm} \times 25\text{cm}$ の BGO シンチレーターブロック 40 個を平行に並べたものを、交互に直交させて 10 層重ねたものである。全体の厚さは 22 放射距離、核反応の平均自由行路の 1.14 倍である。高エネルギー粒子は、図 3-11 に見られるように、BGO シンチレーターの中で、多数の二次粒子を発生してエネルギーを失う。シンチレーターの信号は光電子増倍管で増幅されるが、10 MeV \sim 10 TeV というダイナミックレンジを必要とするため、3 個のダイノードから信号を取り出している。装置の総重量は 1,500 kg、消費電力は 350 W である。2000 年 \sim 2001 年および 2002 年 \sim 2003 年の二回にわたり南極での長時間気球飛揚に成功した。合計の観測時間は 35 日となっている。陽子、ヘリウムのスペクトルの他、20GeV \sim 1.5 TeV の高エネルギー宇宙電子の観測にも成功したが、500GeV 付近に電子の過剰フラックスを検出し、その成因が暗黒物質との関連で注目されている。

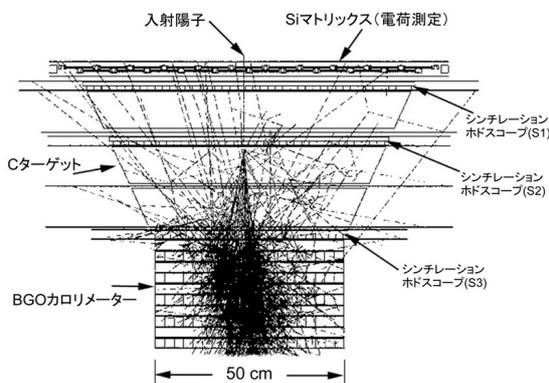


図 3-11 ATIC の観測装置
(T. G. Guzik 氏の好意による)

C. 宇宙線エネルギーと質量観測 (CREAM)

CREAM は 1 TeV から 500 TeV のエネルギー範囲で、陽子から鉄までの原子核粒子を観測する計画である。すでに、南極での 2 回の長時間気球飛揚に成功している。特に、2004 年の飛揚では、南極を 3 周し、42 日間という超長時間気球飛揚 (ULDB) の新記録を樹立

した。2010年までに5回の気球飛揚が行われ、その合計時間は156日に及んでいる。米国、フランス、韓国、メキシコによる国際共同観測である。

観測装置の入射口には、厚さ5mmで巾30cm、長さ1.2mのプラスチックシンチレーター4個から成る電荷検出器(TCD)が置かれている。TCDは互いに直交する二層のカウンターで構成されている。遷移放射カウンター(TRD)

は8層の発泡スチロールのX線発生体と直径2cm、長さ1.2mの比例計数管512本から成る。比例計数管にはXe(95%)、メタン(5%)が1気圧で充填され、32本を平行に並べたものを16層に積み重ねたものである。ローレンツ因子に比例する遷移放射X線と同時に、通過粒子の電離量も観測される。二台の遷移放射カウンターの間に、プラスチックに波長変換剤を分散させた厚さ1cmで、大きさが1.2m×1.2mのチェレンコフカウンター(CTC)が挿入されている。チェレンコフカウンターは相対論的な速度の粒子を選択するのに用いられる他、TRD、TCDとの相関をとることで、電荷の分解能を改善することにも役立っている。シリコン電荷検出器(SCD)は2.12cm²の検出器を4×4個並べたものを一素子として、これを79cm×79cmの面積に敷き詰めたものである。HからAs(Z=33)までの電荷をよい分解能で測定することができる。ホドスコープは2×2mmのシンチレーションファイバーで、360本のファイバーから成る直交する2層のファイバーで構成されている。ホドスコープは、グラファイトターゲットの上に二層、ターゲット間に一層、ターゲットの下に一層置かれている。グラファイトターゲットの厚さは平均自由行路の0.5倍である。カロリメーターは、厚さ3.5mmのタングステン板20枚とその間に挿入された直径0.5mmのシンチレーションファイバーから成る。シンチレーションファイバーは20本を平行に並べたものを一組として、50組を平面状に並べたものである。73ピクセルのハイブリッドフォトダイオードによって、ファイバーの信号が読み出される。出力は低、中、高の三種類に分けて増幅されるので、10⁶という広いダイナミックレンジになっている。現在までに発表されている100 TeVまでのスペクトルは、スペクトル指数で、C(-2.61±0.07)、O(-2.67±0.07)、Ne(-2.72±0.11)、Mg(-2.66±0.08)、Si(-2.67±0.08)、Fe(-2.63±0.12)で、平均のスペクトルE^{-2.66±0.04}となっている。これらは、HEAO-3、ATIC-2、TRACERの結果とよく一致している。宇宙線の加速源は同じで、しかもB/C比が伝播中のエネルギー損失に等しいことから、**フェルミI型の加速**によるものと考えられる。

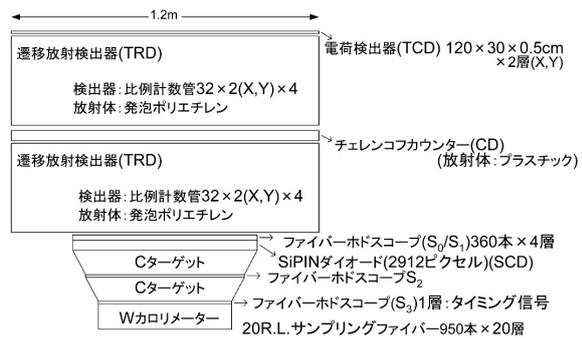


図 3-12 CREAM 観測装置の概要

D. 同位体組成、超重核の観測

同位体組成は、元素合成および宇宙線の伝播中の破碎反応を知る上で重要である。AMS

および BESS のように磁石を用いるときは、磁場の強さと長さおよび飛跡の分解能によって検出できる核種とエネルギー範囲が決まる。AMS-01、BESS では、重陽子のスペクトルが 1 GeV/n まで観測されている他、He の同位体のスペクトル、反重陽子の探索も行われている。磁場を用いない場合は、単位長さ当たりのエネルギー損失 dE/dx と全エネルギー E を測定して決める、いわゆる $dE/dx-E$ 法によるが、これが用いられるのは非相対論的なエネルギー領域に限られる。これについては、先進元素組成探査機 (ACE) による観測の記述 (69 ページ、(4-2)式参照) のところで説明する。

超重核については、元素合成の過程、宇宙線の起源天体、宇宙線の加速機構などを知る上で重要な手掛かりを与える。しかし、強度が小さいため観測が困難であったが、大型観測器による超長時間気球飛揚ができるようになり、観測精度の改善が図られている。

i) 超鉄核銀河元素観測器 (TIGER)

TIGER は Fe ($Z=26$) から Zr ($Z=40$) を主目的に、Si ($Z=14$) 以上の宇宙線を観測する装置である。すでに、南極で 2001/2002 年と 2003/2004 年の 2 回にわたって、それぞれ、32 日と 18 日の長時間気球飛揚を行った。TIGER の検出器は、入射粒子の電荷を測定する 4 個の

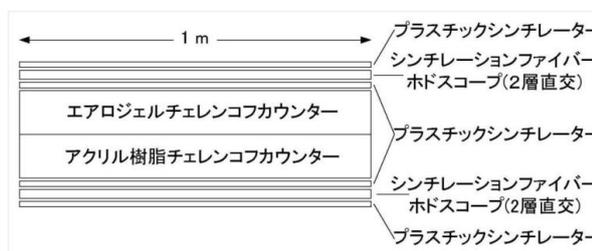


図 3-13 TIGER の検出器の概略

約 1m^2 のプラスチックシンチレーター、粒子の飛跡を測定する 2 個のシンチレーションファイバーのホドスコープ、粒子の速度の下限を決めるためのチェレンコフカウンターで構成されている。ホドスコープは $1\text{mm} \times 1\text{mm}$ のシンチレーションファイバー 1200 本を平行平面状に並べたもの 2 層を互いに直交させて重ねたものである。チェレンコフカウンターの放射体は、屈折率 1.04 のエアロジェルと、屈折率 1.5 のアクリル樹脂の二種類が使用されている。臨界エネルギーは、それぞれ、2.5 GeV/n と 0.7 GeV/n である。ホドスコープは 2 個のプラスチックシンチレーターでサンドイッチ状に重ねられ、チェレンコフカウンターの上下に置かれている。

ii) 高エネルギー放射線観測用遷移放射アレイ (TRACER)

TRACER はエネルギー範囲 10 TeV から 1000 TeV で、硼素 ($Z=5$) から鉄 ($Z=26$) までの粒子を観測する装置である。2003 年に南極で 14 日間の気球観測を行った他、2006 年には、スウェーデンのキルナからカナダのサマーセット島まで、4.5 日間の気球飛揚を行った。入射粒子の電荷を測定するプラスチックシンチレーターは厚さ 5mm で、大きさが $1\text{m} \times 0.5\text{m}$ のもの 8 個を $2\text{m} \times 2\text{m}$ の正方形にならべた。その下に、直径 2cm、長さ 2m の比例計数管 1600 個から成るエネルギー損失 (dE/dx) 測定器が置かれている。比例計数管は 100 個を 2 層に並べたものを一組とし、上部に 4 組を交互に直交させて置き、他の 4 組は 4 層の遷移放射体の下に置かれた。比例計数管には、キセノンとメタンの混合ガスが充填された。遷移放

射体の下の比例計数管は、遷移放射 X 線の検出器を兼ねている。粒子のエネルギーは、遷移放射の X 線強度と dE/dx カウンターの相対論的増加および、最下段に設置されているチェレンコフカウンターの信号から決められる。遷移放射体はプラスチックの繊維である。4 層の遷移放射カウンターの下に、最上段と同じ電荷測定用のプラスチックシンチレーター、その下に、アクリル樹脂のチェレンコフカウンターが置かれている。チェレンコフカウンターの大きさは $1\text{m} \times 1\text{m} \times 1.27\text{cm}$ で、4 個を 2m の正方形に並べたもので、速度のスレッシュホールドは、ローレンツ因子で 1.35 (光速の 0.671 倍) である。500 GeV/n から 30 TeV/n の範囲で、O、Ne、Mg、Si、S、Ar、Ca、Fe のスペクトルが観測されている。ベキの指数は -2.65 ± 0.05 である。

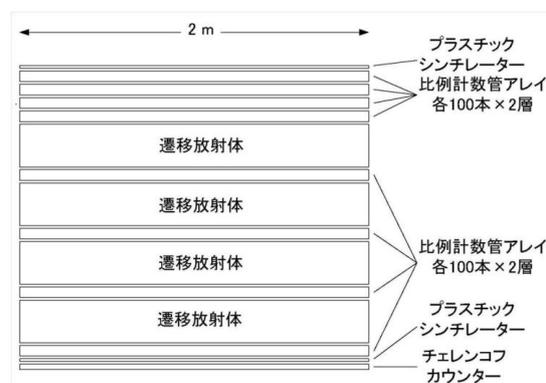


図 3-14 TRACER の検出器の概略

E. カウンターによる高エネルギー宇宙線電子の観測

宇宙線中の電子は、星間空間を伝播中に、星間磁場によるシンクロトロン放射、宇宙背景放射および星の光との逆コンプトン散乱で、エネルギーを失い、その強度は急速に減少する。もし、TeV 以上の高エネルギー電子が観測されたとすれば、近傍の宇宙線源で発生したことになる。このような電子のスペクトルから宇宙線源の同定、加速機構および伝播について明確な結論が得られる。PAMELA の観測した電子スペクトルの異常を確認することも重要である。

i) α マグネチックスペクトロメーター (AMS-02)

AMS は磁石による運動量とカロリメーターによるエネルギーの測定によって、スペクトルを求める。計画書によれば、陽電子と陽子の識別は 10^{-6} で、10~18 年間の観測で、1 TeV までの電子、陽電子のスペクトルを精度良く求めることができる、と述べられている。永久磁石への変更によって、磁場による分析能力は下がるが、シリコントラッカーの増設により、飛跡の測定精度を上げることで、補うとしている (3-5-1, A, 44 ページ参照)。

ii) 「フェルミ γ 線宇宙望遠鏡」 (FGST)

FGST の大面積望遠鏡 (LAT) は、電子観測装置として、設計されたものではないが、入射粒子を荷電粒子とする選別を行えば、電子を観測できる可能性がある。しかし、問題は電子によるシャワーと陽子の相互作用によるシャワーの識別である。陽子の相互作用は、TeV 領域では電子の 10^5 倍以上もあり、深刻な問題となる。カロリメーターの厚さが、10 放射距離と少ないことも、電子、陽子の識別、エネルギーの決定に不利である。しかし、モンテカルロ・シミュレーションによって、これらの問題を解決したとして、7 GeV~900 GeV のスペクトルが発表されている。統計精度は高く、ATIC のスペクトル異常は見られない。

しかし、地磁気を利用して電子、陽電子を分離したスペクトルには、20GeV 以上で「PAMELA」の観測と同じような陽電子の増加がみられる。

iii) カロリメーター型電子望遠鏡(CALET)

CALET は、日本が、国際宇宙ステーション (ISS) の日本の実験棟 (JEM) の曝露部 (EF) で、電子、 γ 線、原子核粒子の観測を計画しているものである。米国、イタリー、の参加が予定されている。これまでに、南極での長時間気球観測を含む多くの気球観測と加速器で発生した高エネルギー電子、陽子による実験によって、観測装置の性能が確かめられ、電子だけではなく、 γ 線や原子核粒子の観測にも使用できることが明らかとなった。しかし、装置の幾何学的因子が、当初の $0.63\text{m}^2\text{sr}$ から、 $0.12\text{m}^2\text{sr}$ に縮小されたため、

TeV 領域での電子スペクトルの観測は困難ではないかと思われる。また小型化に伴って、観測器の大幅な改造が行われているが、性能および信頼性の保障が問題であろう。

CALET の観測装置は入射口に、電荷の精密測定と同時計数 (荷電粒子を観測する場合) または反同時計数 (γ 線を観測する場合) の信号を発生する、二層の Si ピクセルカウンター(SIA)、次いで、入射位置とシャワー粒子の三次元的な分布を高精度測定を行う撮像型カロリメーター(IMC)、およびエネルギーを測定する全吸収カロリメーター (TASC) から成る。SIA は、 $1.125\text{cm} \times 1.125\text{cm} \times 500\mu\text{m}$ の Si 検出器、2304 個の阵列、2 層で構成されている。IMC は、タングステン・コンバーターの板 7 層とその上下に挿入された 8 層のシンチレーションファイバー・ホドスコープから成る。各シンチレーションファイバー・ホドスコープは $1\text{mm} \times 1\text{mm} \times 45\text{cm}$ のファイバー448 本を平行平板状にしたものを、2 層互いに直交して重ねた二次元の位置センサーである。コンバーターの全厚さは、3 放射距離である。信号は、64 陽極の位置検出型光電子増倍管で画像として読み出される。カロリメーターは、断面が $2\text{cm} \times 2\text{cm} \times 32\text{cm}$ の角柱状の PWO シンチレーターブロックを 16 本平行平板状に並べたもの 12 層を交互に直交させて積み重ねたものである。入射方向から見た全厚さは、26.8 放射距離である。PWO の信号は、ダイナミックレンジを 6 桁とするため、光ダイオード(PD) となだれ増幅型の光ダイオード(APD)で検出される。PWO も APD も大きい温度特性を持つため、温度制御が必要である。陽子の相互作用によるシャワーは 10^{-5} まで、抑制できる。信号の総数 (チャンネル数) は 9,664 となる。装置の全重量は 500 kg、消費電力は 500 W である。2014 年に日本の輸送ロケット HTV で打ち上げる計画である。

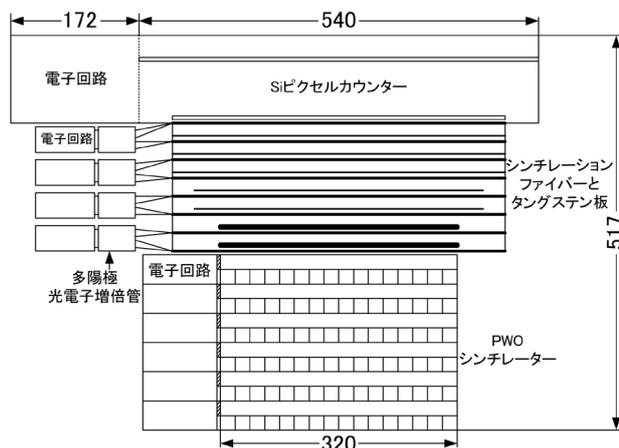


図 3-15 CALET の観測装置の概略
(S. Torii 氏の好意による)(JAXA)

iv) 「PAMELA」による観測

すでに「PAMELA」の項で述べたように、電子観測を目的に設計された観測器ではないので、陽子シャワーとの識別に問題はあるが、2年間の観測結果で600 MeV~200GeVの電子のスペクトルを高い統計精度で観測している。ATICの異常は見られないが、50GeV以上でスペクトルの平坦化と、特に10GeV以上での陽電子の過剰が見られることが注目されている。観測の継続によって、高精度の結果が期待される。

v) HESS、MAGICによる観測

高エネルギーステレオシステム (HESS) (6-3-4, A, 128 ページ参照)は、TeV領域の γ 線を空気チェレンコフ光によって観測する施設で、同じような空気シャワーを発生する高エネルギー電子の観測も可能なはずである。問題は他の観測と同じように、ハドロンシャワー、 γ 線シャワーとの識別である。HESSでは、天頂角 28° 以内で、 γ 線源から 0.4° 以上離れた中心の 3.0° の視野のデータで、活動銀河核を目標として取得されたものを使用した。4台の望遠鏡でステレオ観測されたものを選ぶと、検出の下限は600GeVとなった。陽子シャワーと明らかに識別されるものを除いた残りについて、Random Forest (R. K. Bock et al., Nucl. Instr. Meth. 516, 511-528, 2004)というソフトウェアを用い、陽子らしさ、電子らしさを画像の詳細から連続的な数値にしてその分布を求めた。一方で、電子と陽子について、シミュレーションにより同じ分布を計算し、両者の比較によって、電子の割合を求めている。得られた300GeV~5TeVのスペクトルは、折れ線のべき指数で表され、 $-3.0 \pm 0.1 \pm 0.3$ (300GeV~800GeV)、 $-4.1 \pm 0.3 \pm 0.3$ (800GeV~5TeV)となっている。最初の誤差は統計誤差、後の誤差は系統誤差である。GeV領域に、ATICの異常は見られず、TeV領域でのスペクトル指数の変化が明らかである。

同じような空気チェレンコフ装置 MAGIC でも電子の観測が行われた。観測方法は、HESSと同じで、陽子シャワーとの識別にRandom Forestを使用している。100GeV~3TeVのスペクトルは1TeV付近で折れ曲がりが見られ、HESSのスペクトルに似ている。

F. 水チェレンコフ装置

ロスアラモス国立研究所が、ロスアラモスの近郊の2530mの高地に建設した空気シャワー観測のための水チェレンコフ装置は、ミラグロ (Milagro スペイン語で“奇跡”) γ 線観測所と名付けられている。大きさ80m×60m×8mの水深1mの所で上向きの光電子増倍管450本、水底に上向きの光電子増倍管273本を取り付けたものである。水槽の周辺には、2.4m ϕ ×1mの水タンクの水底に1本の光電子増倍管を上向きに取り付けたチェレンコフ装置175台 (アウトリガー) を15m間隔で配置した。大水槽の有効面積は約5000m²、立体角は2 sr、角分解能は 0.45° 、エネルギー分解能は75% (1TeV)、観測のエネルギー範囲は100GeV~100TeV、外光は遮光されているので24時間観測ができる。観測は2000年1

月から 2008 年 4 月まで行われた。主に γ 線源の観測が行われ、フェルミ γ 線源カタログの パルサーと一致するものが、かに星雲、ゲミンガを含め 11、超新星残骸と一致するものが、 IC443 を含め 3 個、同定はできないがフェルミカタログと同じと思われる γ 線源 2 個が観測されている。また宇宙線の非等方性についての観測結果も得られている。

ミラグロに代わる新しい観測施設として、アメリカとメキシコが共同で、メキシコ、シエラネグロの 4100m の高地に、高地水チェレンコフ施設 (HAWC) を建設中である。7.3m ϕ \times 4.5m の水槽の底に 3 本の 20cm ϕ の光電子増倍管を上向きに取り付けたもの 278 基を 150m \times 110m の敷地に並べる。水槽の内部は、黒色の光の吸収材で、反射光による長いパルスとなることを防いでいる。角分解能 0.3° (1TeV)、観測のエネルギー範囲 2TeV \sim 100TeV、有効面積 $3 \times 10^4 \text{m}^2$ (10TeV)、1Crab の γ 線源を 5σ で観測するのに要する時間は 5 時間である。ハドロンシャワーの混入確率は 2×10^{-3} (10TeV) となっている。完成は 2014 年の予定である。 γ 線の観測が主目的で、HAWC γ 線観測所と呼ぶこともある。

G. 抵抗板検出器による観測

中国とイタリアが、チベット・ラサ郊外の 4300m の高地(大気の鉛直深さ : 6060kg/m²)にある、羊八井国際宇宙線観測所に建設した天体放射線地上観測施設(ARGO-YBJ)は、一層の抵抗板検出器を約 6600m²にわたって隙間なく敷き詰めた空気シャワー観測装置である。2007 年 10 月に完成した。抵抗板検出器(RPC) (2-4-3, B, 35 ページ参照) は、高抵抗の抵抗板を電極とする放電箱またはホドスコープの一種で、荷電粒子の飛跡を検出する。抵抗板は厚さ 2mm のベークライト (抵抗率 : $0.5 \sim 1 \times 10^{14} \Omega \text{m}$) で、ストリーマー型で使用されている。位置信号は、電極の外側に絶縁膜を介して、上下で、互いに直交する方向に取り付けられたストリップ電極から、放電の誘導信号として引き出される。この信号の幅は $\sim \text{ns}$ であるので、各粒子信号の発生時刻が、ns の分解能でわかり、3D で全シャワー粒子の分布を知ることができる。 γ 線の観測が主目的であるので、電子に対する感度を上げるために、各抵抗板検出器には 0.5cm の厚さの Pb 板が取り付けられている。装置は、クラスターとよばれる 7.64m \times 5.72m のユニット 153 から成り、各クラスターは 1.26m \times 2.85m の抵抗板検出器 12 台で構成されている。153 クラスターの外の 111m \times 99m の内側に、6 \times 4 クラスターが設置されている。各抵抗板検出器の読みだしは、62cm \times 7cm のストリップ 8 個から成る 62cm \times 56cm のパッド 10 個で行われる。角分解能は、月の影を観測して、地磁気による中心のずれが西へ 0.37° であったことから、 $1.2 \pm 0.2^\circ$ と求められた。Argo-G というモンテカルロシミュレーションのコードが用意されていて、様々なパラメーターに対するシミュレーションと観測データとを比較することで、パラメーターの決定ができる。これまでに、かに星雲およびブレーザー Mkn421 からの γ 線スペクトルを観測した他、宇宙線の天頂角分布から、陽子の対する 100TeV までの断面積を求めた。宇宙線の非等方性については、10° \sim 30° の広がりを持つ、0.1%程度の強度が強い方向を観測しているが、その原因は明らかではない。

3-5-3. 100 TeV 以上の宇宙線観測

100 TeV 以上の宇宙線観測は、すべて地上での空気シャワーの観測によって行われている。多数のシャワー粒子検出器を地上の広い面積に適当な間隔で配置した**空気シャワーアレイ**と上空の空気シャワーによる空気の蛍光を望遠鏡で撮像観測する**空気シンチレーション装置**に大別される。何れも入射一次粒子の電荷を直接観測することはできないが、シャワー粒子に含まれる電子と μ 粒子の割合から推定することが行われている。入射粒子が γ 線の場合は、入射方向が γ 線放射天体の方向と一致することで同定している。このエネルギー領域には、電子は存在しない。空気シャワーアレイの場合、検出できる最高エネルギーを決めるものは装置の面積と観測時間である。また、エネルギーキャリアレーションが困難であることが最も大きな問題であろう。空気シンチレーション観測装置では、観測対象が窒素の励起状態からの紫外線（波長 310nm~430nm、特に 337nm、358nm、315nm）であるので、湿度や雲等の気象条件に大きく影響されること、およびエネルギーのキャリアレーションが困難な点が問題である。また、月の明るさによって観測が制限される。

A. 空気シャワーアレイ

i) 明野巨大空気シャワーアレイ (AGASA)

最大の空気シャワーアレイは、東大宇宙線研究所が山梨県明野町に建設した**明野広域空気シャワーアレイ (AGASA)**である。広さ約 100 km²の面積に 111 台のシンチレーションカウンターと 27 台の吸収材のついた μ 粒子検出器を約 1 km の間隔で並べたものである。シンチレーションカウンターは大きさ 1m×1m×5cm のプラスチックシンチレーターである。 μ 粒子検出器は上部に 1.1m×1.1m×5cm のプラスチックシンチレーター、その下に厚さ 5cm の鉛と厚さ 20cm の鉄の板を重ね、その下に 1.4m×1.4m の面積に比例計数管を並べたものである。施設は 1990 年 2 月に完成し、2002 年 7 月まで観測が行われた。全観測時間に幾何学的因子を掛けた量は、 $5.1 \times 10^{16} \text{ m}^2 \text{ s sr}$ である。 10^{15} eV から $2 \times 10^{20} \text{ eV}$ のエネルギー範囲の空気シャワーを観測した。特に、GZK カットオフのエネルギー領域である 10^{20} eV 以上で 8 個の空気シャワーを検出し、高分解能フライズアイ(HiRes)による観測との相違が問題となった。しかし、最近のオージェ観測所およびテレスコープアレイ(TA)の観測によりほぼ解決した。

ii) チベット空気シャワーアレイ (Tibet)

この観測施設は、チベット、ラサの北方 90km の 4300m の高地にある羊八井国際宇宙線観測所の施設の一つで、日中共同で建設されたものである。37,000m²の面積に、70.7cm×70.7cm×3cm のプラスチックシンチレーションカウンター789 台を 7.5m の間隔で並べたものである。約 3 TeV から 10^4 TeV までのシャワーを検出できる。観測できる低エネルギー側が 3 TeV という装置は他にはない。シャワー粒子は球面状になって進行するので、カウンター間の到達時間差から入射方向を知ることができる。チベット空気シャワー装置で

は、0.2度の精度(100 TeV)で方向を決定できるので、 γ 線の観測に威力を発揮している。高い角分解能の証拠として、月による宇宙線の影(遮蔽)を観測し、話題となった。視野2 sr、エネルギー分解能 $\sim 40\%$ (100 TeV)となっている。現在、水チェレンコフ装置を設置して、 μ 粒子を同時観測する計画が進行中である。

iii) カールスルーエシャワー核アレイ検出器(KASCADE)

この設備は、ドイツのカールスルーエ原子核研究センターの構内の200m \times 200mの面積に252個の検出器を13mの間隔で配置したものである。各検出器は2m \times 2mの液体シンチレーター電子検出器、厚さ10cmの鉛と厚さ4cmの鉄の吸収体その下にプラスチックシンチレーターの μ 粒子検出器で構成されている。KASCADEを含む700m \times 700mの面積に10m²のプラスチックシンチレーター検出器37台を130mの間隔で並べたKASCADE-Grandeと名づけた施設が2003年に完成した。両者を併せると、300 TeVから10⁶ TeVまでの観測が可能となった。この観測はドイツ、ポーランド、アルメニアの共同で行われている。

iv) 南極空気シャワー実験(SPASE)

南極の3000mの高地にあるアムンゼン・スコット基地に設置された英国の南極空気シャワー実験(SPASE)は、 γ 線を目的として1987年から10年間、観測が行われた。この装置はSPASE-1と呼ばれ、6200m²の広さに、1m²のプラスチックシンチレーション検出器16台を一組として、30mの間隔で14箇所に設置されたものである。しかし、 γ 線源は検出されなかった。1995年に16,000m²の面積に120台のシンチレーションモジュールを展開したSPASE-2が建設された。この装置の下、深さ810m \sim 1000mの氷床中には、氷をチェレンコフ放射体とする南極 μ 粒子ニュートリノ検出器アレイ(AMANDA)が建設されて、これと同時観測を行った。 μ 粒子の観測によって入射一次粒子を識別する計画である。同じ場所に、9台の空気チェレンコフ望遠鏡(VULCAN)が設置され、空気シャワーの発生源も観測できるようになっている。SPASE計画は2004年に終了し、現在は氷チェレンコフによるニュートリノ観測計画(IceCube)の氷床面検出器(IceTop)としてシャワー観測を継続している。

この他、EAS-TOP(イタリア、10¹³ \sim 10¹⁷ eV)、HEGRA(カナリー諸島、10¹⁴ \sim 10¹⁶ eV)、CASA-MIA(アメリカ、10¹⁶ eV \lt)、GRAPE-III(インド、10¹³ \sim 10¹⁷ eV)、Yakutsk(ロシア、10¹⁵ eV \lt)等の装置がある。

B. 空気シンチレーションの観測

i) ピエール・オージェ観測所 (P. Auger)

この観測所は、 10^{20}eV 以上の最高エネルギー宇宙線の起源を明らかにするために、建設された。世界の 16 の国の 60 の研究機関が参加している。7000 $\text{km}^2 \text{sr}$ という巨大な視野の空気シンチレーション検出器で、宇宙線のエネルギー、組成、方向を観測する装置で、南半球と北半球に設置される計画になっている。アルゼンチンにある南半球の施設は、2004 年からデータの収集を始めている。この施設は、**ハイブリッド装置**と呼ばれ、空気シャワーアレイと

空気シンチレーション装置から成っている。両方の装置で同時に観測されると、空気シンチレーションのエネルギーと一次粒子の入射方向の決定を正確に行うことができる。角分解能は 0.6 度が達成されている。空気シャワーアレイは、直径 3.6m、深さ 1.5m の 1,600 台の水チェレンコフカウンターである。9 個の光電子増倍管で、チェレンコフ光を検出する。各水チェレンコフ装置には、GPS (全地球測位システム)、電波送受信機、電力制御器、太陽電池と蓄電池があり、10W の必要電力は自給できるようになっている。3000 km^2 の面積に、1.5km の間隔で設置されている。空気シンチレーション観測装置は口径 3.4m の球面鏡のシュミット光学系と焦点面の 440 本の光電子増倍管である。開口部には、窒素のシンチレーション光を透過するフィルターが取り付けられている。空気シンチレーション観測所は、空気シャワーアレイの外周に沿って 4 箇所(●)あり、レオネス(Leones)、コイウエコ(Coihueco)、ロマアマリラ(Loma Amarilla)、モラドス (Morados) と名付けられている。それぞれ、視野が水平、垂直各 30 度の 6 台の望遠鏡で構成されている。図 3-16 の各点(●)は、水チェレンコフ装置、4 か所の空気シンチレーション観測所につけられた直線は 6 台の望遠鏡の視野方向を示す。4 か所の観測所

には通信塔があり、空気シャワーアレイのデータ収集、コマンド送信の中継と空気シンチレーションデータの送信、遠隔制御信号の受信を行っている。空気シンチレーション観測装置の全系キャリブレーションは、一様な平面光源からの光を入射させて、光電子増倍管の感度を測定している。大気環境モニターは重要で、レーザー、ライダー装置、水平方向減光モニター、雲監視装置、星監視装置、気象観測気球が用いられている。もう一つ重要な装置は、中央レー

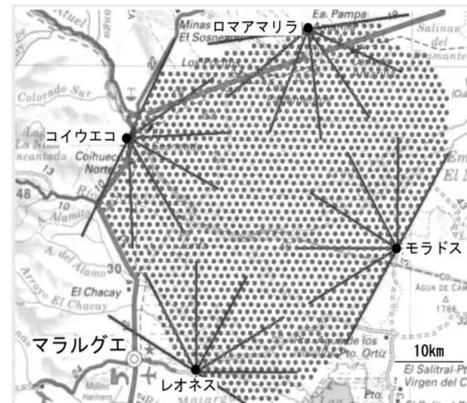


図 3-16 Auger の観測器配置
(D. Zavrtanik 氏の好意による)

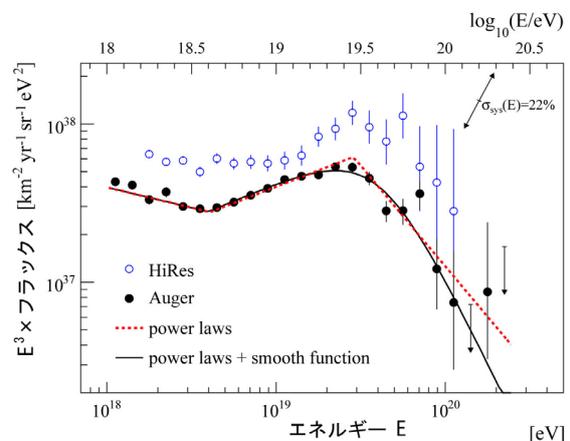


図 3-17 Auger が観測した宇宙線スペクトル
(P. Auger Collaboration の好意による)

ザー装置で、ここから放射されたレーザービームは3箇所の空気シンチレーション観測所で観測され、大気の透明度をモニターするのに使用している。またレーザー光の一部は光ファイバーで、近くの空気シャワーアレイに導かれ、時間計測と動作チェックに使われている。一部の装置による観測を行いながら、建設が進められ、2007年に完成した。図3-17は2008年までに、オージェ観測所で観測された最高エネルギー領域のスペクトル($3 \times 10^{18} \text{eV}$ 以上の●印)である。GZKカットオフと思われる強度の減少が明瞭に見られる。超高エネルギー宇宙線のエキゾチック粒子説は、除外されたが、重粒子説については、まだ明確な結論は得られていない。角分解能は $1^\circ \sim 1.5^\circ$ であるが、これは 10^{19}eV 以上の陽子の回折角と同じ程度で、Fe核の回折角はこの10倍以上である。入射方向と近傍のAGNとの相関は38%、21%は等方分布である。電波銀河Cen Aとの相関が強い。エネルギーの系統誤差は22%である。

ii) テレスコープアレイ (TA)

TAは、日米韓露ベルギーの協力により、米国ユタ州の1,400mの高地にある砂漠に、建設された空気シャワーアレイ、空気シンチレーション観測施設から成るハイブリッド施設である。空気シャワーアレイは約 700km^2 の面積に、 $3 \text{m}^2 \times 1.2 \text{cm}$ のプラスチックシンチレーターを2層重ねたカウンター576組を1.2kmの間隔で並べたものである(■)。シンチレーターのパルス光は、シンチレーターに埋め込まれた波長変換剤を分散させた光ファイバーで、光電子増倍管へ導かれる。各検出器は、データ処理装置、太陽電池、蓄電池、GPS受信機(時刻測定)、無線LAN(データ送信)を備えている。データの送信、コマンド信号の受信は、3か所の通信塔(○)を介して行われる。ほとんどは市販品をそのまま利用して、低コスト化を図っている。

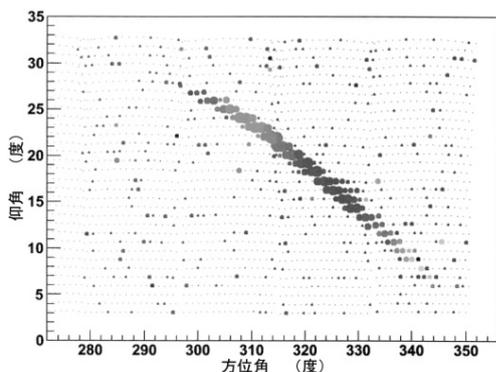


図3-19 TAのシャワー画像
(東大宇宙線研究所提供)

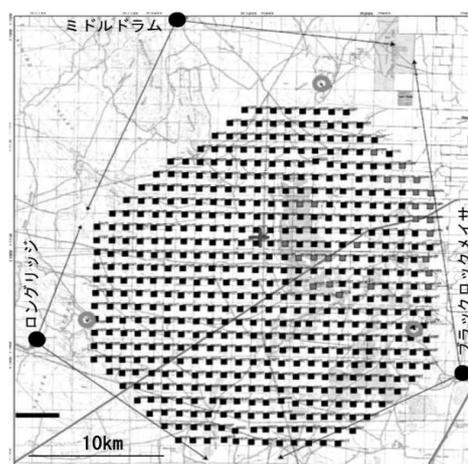


図3-18 テレスコープアレイの観測機器配置
(東大宇宙線研究所提供)

空気シンチレーション装置(●)は空気シャワーアレイの周辺の小高い丘に設置された望遠鏡である。望遠鏡は面積 6.8m^2 の球面鏡で、18枚の六角形の鏡から成るセグメント鏡である。焦点面には256本の光電子増倍管が取り付けられている。望遠鏡ステーションは3箇所あり、各12台の望遠鏡から成る。ミドルドラムの望遠鏡はHiRes-1を改修したものである。その視野は、図3-18に示すように水平面で108度、仰角で3度から33度となって

いる。3箇所からの撮像により、空気シャワーから発生するシンチレーション光をステレオ観測することができる。大気による散乱や吸収を補正するために、中央のレーザー光設備(十)からレーザー光が射出され、後方散乱光および横方向散乱光を各ステーションで観測する。10¹⁹ eV以上の宇宙線のスペクトル、到来方向の観測の他、シャワー粒子の発達軸方向の分布から陽子、重粒子、 γ 線の識別、水平方向からの超高エネルギーニュートリノの観測を行う。2006年までにできている一部の装置で観測を行いながら、建設を進め、2008年に完成した。キャリブレーションのための40MeV電子線型加速器(TA-LINAC)が準備されている。

iii) フライズアイ(Fly's Eye)、高分解能フライズアイ(HiRes)

空気シンチレーションの最初の本格的な観測は、米国ユタ州に設置された、フライズアイと呼ばれる装置によって行われた。観測は1981年に始まり、1993年まで続けられた。フライズアイは、口径1.55mの球面反射望遠鏡67台から成るフライズアイ-1と、この装置から3.3km離れた所に設置された10台から成るフライズアイ-2で構成されている。焦点面にはいずれも12~14本の光電子増倍管から成る撮像装置が取り付けられている。フライズアイ-1は全天を観測するが、フライズアイ-2は、フライズアイ-1方向の半分の空のみを観測する。1997年からは、フライズアイを改良した**高分解能フライズアイ(HiRes)**による観測が始まった。口径2.5mの反射鏡の焦点面に16×16本の光電子増倍管を取り付けた望遠鏡、21台から成るHiRes-1と42台から成るHiRes-2が12.6km離れて設置されている。視野は、方位角が360度、仰角がHiRes-1は3~15度、HiRes-2が3~31度である。フライズアイの角分解能は5.5度であったが、HiResでは1度に改善された。HiResによって10²⁰ eV以上の宇宙線が観測されたが、その強度は日本のAGASAによる観測値より低く、GZKカットオフと矛盾しない結果となっている。オージェの観測とよく一致しており、GZKカットオフの問題は、解決したと考えてよいであろう。

iv) 極限宇宙天文台(JEM-EUSO)

ヨーロッパ宇宙機関(ESA)が中心となり、日米が協力して進めていた**極限宇宙天文台(EUSO)**は、空気シンチレーションを宇宙ステーションから観測する計画である。宇宙からの観測の利点は、観測装置が見込む大気の量が大きいことである。地上の装置に比較して、同じ観測時間ならば、多くの現象を観測できることになる。しかし、飛翔体に搭載することから、装置の大きさが制限されること、300kmという遠距離からの観測になるので、感度が低下することが欠点である。宇宙からの観測例がないので、気象条件や環境がどのように観測に影響するかも明らかではない。この計画は、軌道高視野集光装置(OWL)という名称で、NASAが1990年代から準備研究を継続しているものを継承したものである。EUSOは宇宙ステーションのESAの実験棟に取り付ける計画であったが、ESAはこの計画を中止したため、日本側の参加者が、日本の実験棟(JEM)の曝露部(EF)に取り付ける、日本の計画として、改めて提案し、12ヶ国共同の計画として、準備研究を進めているもの

である。これを JEM-EUSO と呼んでいる。OWL は、600km 離れた 2 機の衛星によるステレオ観測として、提案されているが、JEM-EUSO は、単体による観測である。日本の担当は、計画全体の取りまとめ、装置の組み立て、総合試験、装置の構体、光学系、検出器、HTV による打ち上げとなっている。その他は EUSO に参加したヨーロッパ各国が分担する。光学系は、口径 2.6m、視野約 60 度の、3 枚のフレネルレンズで構成されている。レンズの材料は、透明性のよい 15mm の厚さのプラスチック、サイトップ（商品名）またはポリメチルメタアクリレート (PMMA) が使用される。光学系は米国との協力で製作されている。鏡筒は、運搬機 HTV に収納するために折りたたみ式となっており、宇宙ステーションに取り付け後、展開する。望遠鏡と焦点面の 6000 本の 36 チャンネル位置検出型光電子増倍管 (25×25mm) で、垂直下方または 38° 傾けた下方を観測する。信号数は、20 万チャンネルとなる。各光電子増倍管には、紫外線のフィルターが取り付けられる。総重量は約 1 トン、消費電力は約 1kW である。400km という遠距離からの観測、大気の透過率、海面や雲による反射光、などの問題は、シミュレーションによって、検討されている。現在までのところ、装置の製作に着手できる段階に至っていない。多くの技術的な問題の他、国際協力特に、国際宇宙ステーションの使用に関して、日米協力が不可欠であるが、まだ正式に成立していない。

4. 太陽高エネルギー粒子(SEP)

4-1. 太陽フレア

太陽フレアは、太陽表面での電磁流体が原因となる爆発現象である。フレアは太陽の黒点群で起こる。黒点は、通常、太陽の内部にある磁力線が太陽の表面に現れている所で、周囲に比べて温度が低いので黒く見えている。黒点は磁力線ループの出口と入り口である。多くの黒点が発生しているところでは、複雑に磁力線が交錯することになる。フレアのモデルによれば、フレアは反対向きに磁力線が接近しているところで、プラズマの介在によって、磁力線の繋ぎ換え（リコネクション）が起こる。リコネクションによって、急速なプラズマの流れが起こり、ループの頂部で止められて

衝撃波を発生する。プラズマは高温となり X 線を放射し、衝撃波領域では粒子の加速が起こり、高エネルギー粒子が発生する。これが太陽フレア粒子、または**太陽宇宙線**といわれるものである。電子は、磁場中での**シンクロトロン放射**（磁場中での螺旋運動の加速度による放射）やガスとの**制動放射**で急速にエネルギーを失い、太陽外へ放射されるフラックスは少ないが、相互作用の結果、強い電波や X 線、 γ 線が放射される。放出されたプラズマ流による粒子の加速が観測されているので、最近のモデルでは、伝播とあわせてこれらの加速が取り入れられている。伝播中の**ショック加速**（CME-ショック加速といい、フレアでの加速を**インパルス加速**という）により、強度が $10^2 \sim 10^6$ 倍に増加すると考えられている。

太陽フレアのエネルギー源は磁場のエネルギー ($B^2/(2\mu)$) が転化したもので、そのほとんどは ($\sim 10^{25}$ J)、太陽から流れ出す大量のプラズマ流（**コロナ質量放出 (CME)** という）となり、その 1/10 程度が可視光として放射される。また 1/100 程度が、X 線、紫外線および太陽宇宙線となる。電波として放射されるのは 10^{-8} 程度である。太陽フレアの大きさは X 線強度で分類されていて、波長 (0.1~0.8) nm の X 線のピーク強度が $10^{-6} \sim 10^{-5} \text{ W/m}^2$ を C、 $10^{-5} \sim 10^{-4} \text{ W/m}^2$ を M、 $10^{-4} \sim 10^{-3} \text{ W/m}^2$ を X、とし各クラスは整数値で 10 等分されている。クラス X 以上は二桁の整数値をつけたクラス X とする。これまでの最大値は、2003 年 11 月 4 日の X28 であるが、GOES 衛星の検出器は飽和したので、正確な値は不明である。X45 という推定値がある。

4-2. 原子核粒子

フレアで加速された粒子線は、太陽から渦巻状に延びる磁力線に沿って、太陽系空間へ伝播する。粒子が地球近傍へ達するのは、フレアの発生から 20~90 分後で、最大強度にな

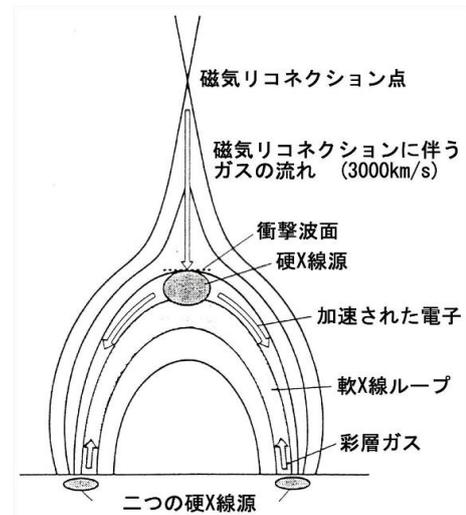


図 4-1 太陽フレアのモデル
(ISAS/JAXA/NAOJ)

るのは、数時間以後である。また、プラズマ流の衝撃波で加熱された粒子がプラズマ流と共に到達するのは2～4日後である。粒子の強度の時間変化、エネルギースペクトルは様々である。定常的に連続観測を行っているACE衛星、GOES衛星から膨大な量の観測結果が得られている。スペクトルは指数関数型、べき関数型があるが、いずれも宇宙線よりは急峻なスペクトルで、べき指数で $-3\sim-6$ である。多くのフレアで発生する高エネルギー粒子の最大エネルギーは $10\sim 100\text{MeV}$ であるが、時には、 1GeV または 10GeV に及ぶこともある。p、O、Feのフルエンスで、大きいものでは 10^{13} 、 10^9 、 $10^8/\text{m}^2/\text{sr}$ 程もある。継続時間は5日以上である。

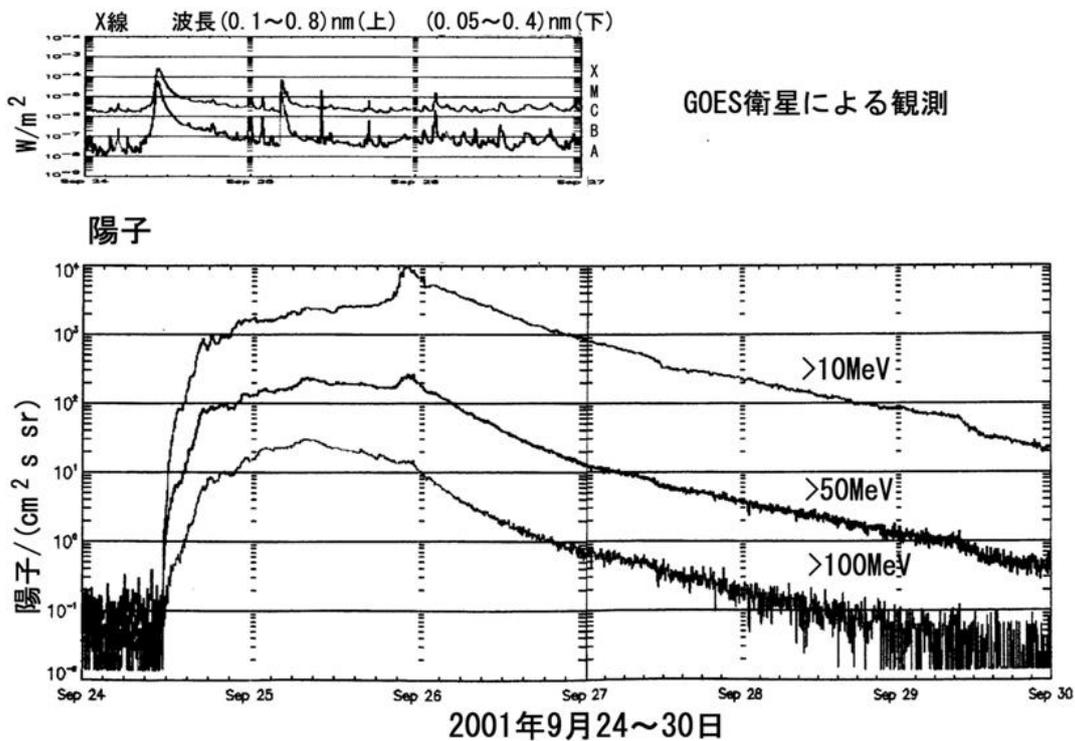


図 4-2 GOES 衛星による X 線 (上) と陽子 (下) の観測 (NOAA/NASA)

元素組成は、太陽の元素組成に似ていて、宇宙線のような破砕反応で発生する Li、Be、B 等は存在しない。重元素分布については、イベントによっては異常がみられる。大量の粒子が発生した大きなイベントでは、放射の継続中に He/H、Fe/O の値が一桁以上変化することが知られている。これは粒子の伝播中の散乱平均自由行路の相違によると考えられている。同位体組成は、 ^3He が ^4He と同程度に存在するという特徴がある。これは、加速の過程で濃縮が行われると考えられる。加速が、CME 加速の場合には、 ^3He の存在比は太陽の値に等しいが、He/H の比は太陽の値より小さくなっている。

4-3. 電子

フレアで電子も加速されるが、高エネルギー電子は、黒点磁場でのシンクロトロン放射

や太陽面のガスとの制動放射で急速にエネルギーを失い、1天文単位 (AU) の距離まで到達する電子の多くは数十 keV 程度のエネルギーである。従って、地球近傍での観測は困難で、放射線帯などのバックグラウンドを避けなければならない。フレアの最初に放射されるインパルス X 線を放射した電子が、空間に放出され伝播して行く様子が、WIND 衛星によって観測されている。1天文単位距離へ達する時間は、電子のエネルギーに依存し、180keV で 16 分、40keV で 29 分、2keV で 47 分という遅れになっている。積分した電子のスペクトルは、べき指数で、30keV から下が -2.6、30keV から上が -3.9 と求められた。同様な結果は、RHESSI 衛星の観測からも得られている。

4-4. 太陽中性子

太陽中性子はフレアで加速された原子核が、太陽大気と衝突し、核反応を起こして発生する二次粒子である。主に、CNO 核と α 粒子、陽子との反応で発生する。フレア発生時に太陽表面に中性子が存在することは、中性子が陽子に捕獲されるときに発生する 2.2MeV の γ 線が観測されていることから知ることができる(図 4-11)。中性子は、半減期 621s で β 崩壊するので、地球近傍で観測できるのは高エネルギー中性子のみである。中性子の生存

$$P = \exp\left(-\frac{L}{c\tau} \frac{m_n c^2}{\sqrt{E(E+2m_n c^2)}}\right) = \exp\left(-\frac{0.529}{\sqrt{E(E+1.879)}}\right) \quad (4-1)$$

確率 P は (4-1) 式で与えられる。L : 1 AU = 1.496×10^{11} m、c : 光速 = 2.998×10^8 m/s、 τ : 中性子の静止系での平均寿命 = 896 s、 $m_n c^2$: 中性子の静止質量エネルギー = 0.9396 GeV、E : 中性子の運動エネルギー GeV である。100MeV、50MeV の中性子の生存確率はそれぞれ、30% と 18% である。これまでの観測はすべて地上の熱中性子観測装置によるもので、観測例は多くはないが、GOES 等で観測されるフレア X 線との到着時間の差から中性子と判断している。強度も発生頻度も少なく、これまでの観測精度は不十分である。

4-5. X 線、 γ 線

太陽からの軟 X 線放射は、高温プラズマからの熱放射である。ほぼ定常的にコロナの高温域や磁気ループから放射されている。特に磁気ループからの放射は磁力線を可視化する手段として多くの観測が行われた。フレアにともなう硬 X

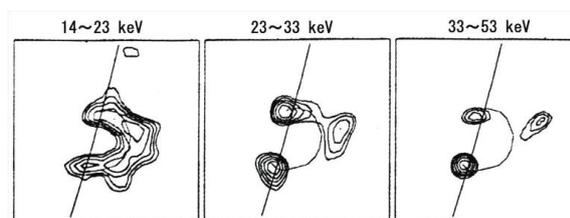


図 4-3 フレアの硬 X 線像(線の左が太陽面)
(S. Masuda 氏の好意による) (ISAS/JAXA/NAOJ)

線、 γ 線の連続スペクトルは加速された電子の制動放射によるものである。図 4-3 に示す硬 X 線の高分解能画像は、図 4-1 に示すフレアのモデルを確立する証拠となった。硬 X 線のフレアにともなう強度変化はフレアの初期にパルス状の放射を示し、フレアの発生を知るシグナルとして役立つ。図 4-2 には多くの X 線スパイクが見られ、粒子線の観測されないフレアが多くあることを示している。 γ 線は連続スペクトルの他に、O、C、と中性子また

は陽子との非弾性散乱による 6.1MeV、4.4MeV の γ 線および H の中性子捕獲による 2.2MeV の γ 線が観測されている。

4-6. 太陽高エネルギー粒子 (SEP) の観測

4-6-1. 原子核粒子および電子の観測

ほとんどのフレア粒子のエネルギーは GeV 以下であるので、地球周回軌道の衛星では極域を除いて、観測はできない。静止軌道、太陽周回軌道、ラグランジュ点 (地球と太陽の重力が釣り合う点)、等にある人工衛星、または深宇宙探査機に観測装置を搭載しなければならない。これまでに、多くの惑星探査機や惑星間空間探査機に粒子観測器が搭載され、観測が行われた。これらの観測装置は低エネルギー銀河宇宙線観測と兼用になっている。現在、定常的に観測を行っているのは、静止軌道にある「静止軌道環境衛星」(GOES) とラグランジュ点 (L₁) に停留している「先進元素組成探査機」(ACE) である。これらのデータは即時公開され、宇宙天気予報に利用されている。土星、木星等の外惑星を探査したボイジャー1, 2号には、粒子観測器が搭載されていて、太陽系の端に到達した現在も観測を継続している。ユリシーズ(ULYSSES)は太陽系の南北極での粒子観測を行った。

A. 「静止軌道環境衛星」(GOES)による観測

「GOES 衛星」は米国の国家大洋環境局 (NOAA) が管理運用している気象環境衛星である。1974年に打ち上げられた SMS-1以来、SMS-1~2、GOES-1~15が継続的に打ち上げられ、静止軌道上の2機の衛星から、米国を挟んで太平洋、大西洋を常時観測している。宇宙環境モニター (SEM) は、当初から搭載され、現在まで連続して観測が行われているので、宇宙環境変動の貴重なデータとなっている。GOES-12 (GOES-N) に搭載の検出器は、高エネルギー粒子センサー (EPS) と高エネルギー陽子 α 粒子検出器 (HEPAD) から成る。EPSは、吸収体と2個のシリコン表面障壁型検出器を積層したもの (テレスコープと呼んでいる) と個々に吸収体を取り付けた3個のシリコン表面障壁型検出器 (ドームと呼んでいる) の二種類があり、両方の組み合わせで、0.8MeV~500MeVの陽子を7エネルギー帯に、4MeV~500MeVの α 粒子を6エネルギー帯に分けて観測することができる。EPS (テレスコープ) の入射口は磁場により 100 keV 以下の電子の入射を防いでいる。HEPAD は2個のシリコン表面障壁型検出器と吸収体、チェレンコフ検出器から成り、350MeV~700MeVの陽子を3エネルギー帯で、2,560MeV~3,400MeVの α 粒子を2エネルギー帯で観測する。電子はEPSの個々に吸収体を取り付けた3個の検出器を用いて、積分スペクトルで、0.6MeV、2.0MeV、4.0MeVの3エネルギー帯で観測することができる。幾何学的な因子は、EPS(テレスコープ)とEPS(ドーム)でそれぞれ 0.06 cm² sr、0.25 cm² sr、立体角はそれぞれ、1.1 sr と 2.0 sr である。HEPADの幾何学的因子と立体角は、0.9 cm² sr と 1sr である。観測例は図4-2に示してある。

B. 「先進元素組成探査機」(ACE) による観測

ACE は、太陽高エネルギー粒子 (SEP) と銀河宇宙線 (GCR) の元素組成、同位体組成、電荷量を高精度で観測する NASA の衛星で、1997 年に、ラグランジュ点 (L1) に打ち上げられた。全部で 9 台の観測装置が搭載されているが、宇宙線同位体分析器 (CRIS) と太陽同位体分析器 (SIS) が 4 MeV/n~10³ MeV/n の高エネルギー粒子を観測し、超低エネルギー同位体分析器 (ULEIS) と太陽高エネルギー粒子電荷分析器 (SEPICA) が 0.1MeV/n~10 MeV/n の粒子を観測する。電子陽子 α 線モニター (EPAM) は 0.04 MeV/n~8 MeV/n の範囲で、それぞれの粒子をモニターする。同位体の分析、つまり質量の測定は多くの場合、dE/dx-E 法と呼ばれる方法で行われる。荷電粒子の電離損失を表す(1-11)式において、β が 1 より十分小さい (粒子の速度 v が光速 c より十分小さい) 時には、次の式に示すように、dE/dx (MeV/m) と E (MeV) を測定すれば入射粒子の質量 m₀(kg) または静止質量エネルギー moc²(MeV) を求めることができる。

$$-\frac{dE}{dx} = 15.36z^2\rho \frac{Z}{A} \left[\frac{m_0c^2}{E} \left\{ \ln \left(\frac{2.044 \times 10^6}{I} \frac{E}{m_0c^2} \right) - \frac{\delta}{2} \right\} - 2 \right] \quad (MeV / m) \quad (4-2)$$

測定する粒子の飛程に比べて薄い検出器で dE/dx を測定し、次に飛程より厚い検出器で E を測定して、dE/dx と E または E+dE/dx を軸とする座標にプロットすると moc² をパラメーターとする双曲状の線の上に測定点が並ぶ。宇宙線同位体分析器 (CRIS) はシンチレーションファイバーホドスコープと粒子の飛跡を読み出すイメージインテンシファイアー、エネルギーを測定する 15 層の積層シリコン検出器から成る。断面が 200 μm × 200 μm のシンチレーションファイバー二層を互いに直交させたもの三組 (H1、H2、H3) を図 4-4 に示すように、3.9cm と 3.3cm の間隔で、入射口に取り付けている。ファイバーの両端には約 50 cm の光ガイド (光ファイバーと同じ) が接続され、イメージインテンシファイアー (撮像増幅管) A、B の光電陰極へ導かれる。イメージインテンシファイアーは 2 段のマイクロチャンネルプレート (MCP) で、出力は CCD で読み出される。T はトリガー用のファイバーで、ファイバー間の遮光がないので、感度は高くなっている。シリコン検出器は、入射面の面積 68 cm² の

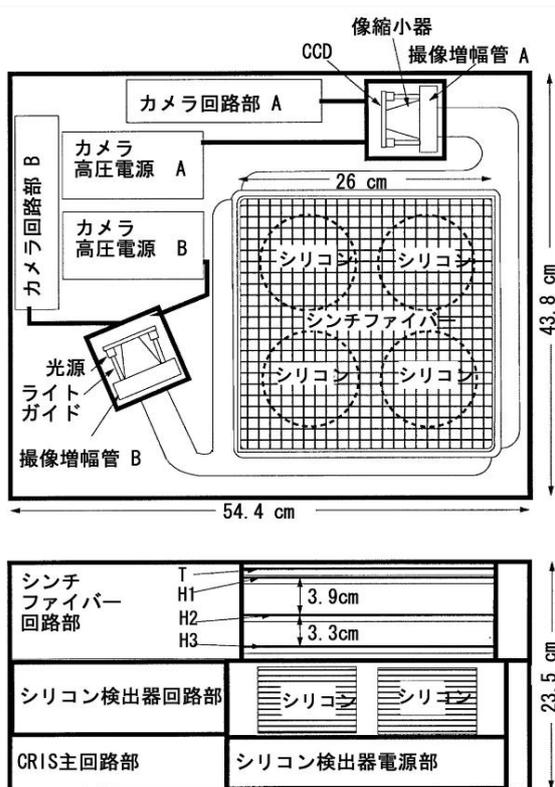


図 4-4 ACE の CRIS 検出器の概要 (E. C. Stone 氏の好意による) (NASA/Caltech)

シンチレーションファイバーホドスコープと粒子の飛跡を読み出すイメージインテンシファイアー、エネルギーを測定する 15 層の積層シリコン検出器から成る。断面が 200 μm × 200 μm のシンチレーションファイバー二層を互いに直交させたもの三組 (H1、H2、H3) を図 4-4 に示すように、3.9cm と 3.3cm の間隔で、入射口に取り付けている。ファイバーの両端には約 50 cm の光ガイド (光ファイバーと同じ) が接続され、イメージインテンシファイアー (撮像増幅管) A、B の光電陰極へ導かれる。イメージインテンシファイアーは 2 段のマイクロチャンネルプレート (MCP) で、出力は CCD で読み出される。T はトリガー用のファイバーで、ファイバー間の遮光がないので、感度は高くなっている。シリコン検出器は、入射面の面積 68 cm² の

4組のリチウムドリフト型 Si(Li)である。検出器の厚さはすべて 3mm で、400V のバイアス電圧で使用している。最上層の検出器を dE/dx カウンターとし、それ以下のカウンターの信号を加算してエネルギー信号とする。最下層のカウンターは反同時計数カウンターとして使用する。CRIS は高感度と高い質量分解能を利用して、多くの成果を挙げた。図 3-3、図 3-4 はいずれも CRIS の観測結果である。

ACE 搭載の SIS 検出器も、 $dE/dx-E$ 法によって同位体を分離する検出器である。入射位置と方向を決めるホドスコープは、6 cm の間隔で置かれた直径 6.6 cm、厚さ 0.08mm の 2 個の両面型シリコンストリップカウンターである。電極の中は 0.96 mm、電極間隔 0.04mm、電極の数は 64 となっている。トリガー信号は 2 個のシリコンストリップカウンターの同時計数で発生する。エネルギー測定カウンターは、15 層のシリコンである。最上層の dE/dx カウンターの厚さは 0.1mm で、E カウンターの厚さは 0.1、0.2、0.5、0.75、2.65、3.75、1mm と並べられている。同じカウンターが 2 組搭載されている。SIS は主に銀河宇宙線、特異宇宙線の観測に用いられた。

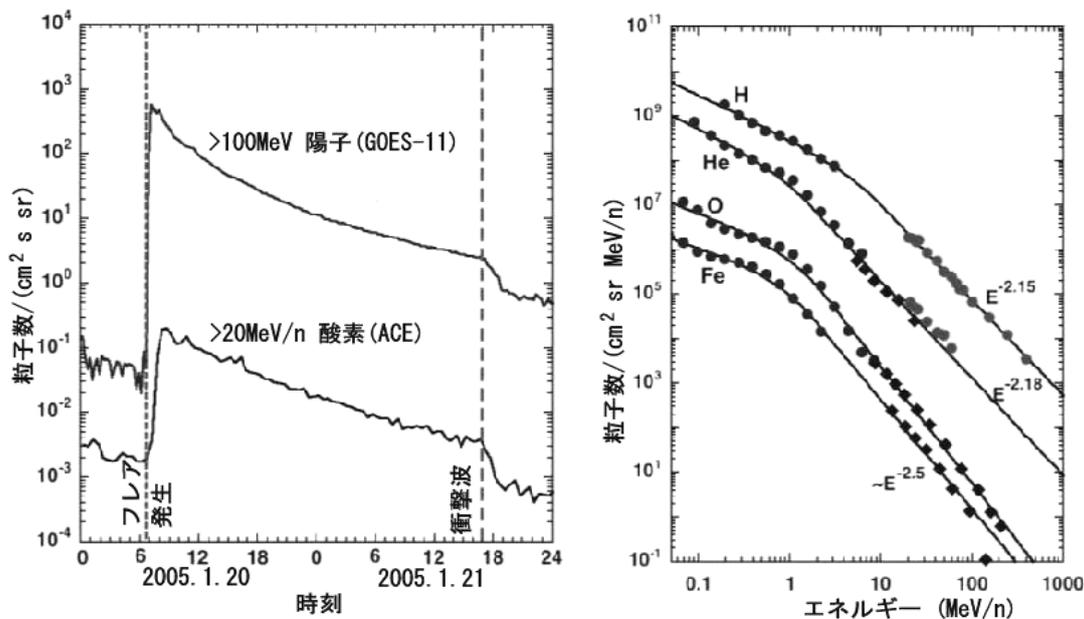


図 4-5 2005 年 1 月 2 日の X7.9 フレア粒子の GOES、ACE、SAMPEX による観測 (R. Mewaldt 氏の好意による) (NASA/CALTECH/NOAA)

超低エネルギー同位体分析器 (ULEIS) は、45 keV/n～数 keV/n のエネルギー領域で、He から Ni までの粒子を観測する装置である。質量分析を飛行時間計測によって行う。飛行時間計測のスタート、ストップ信号は、粒子が厚さ 200 nm のポリイミドフィルムを通過する時に、粒子の進行方向に発生する電子群を加速し、これをマイクロチャンネルプレート (MCP) で増幅してつくっている。電子群は静電場で、直角に曲げられ側面の MCP に入射する。MCP は三電極の符号化電極で読み出されるので、位置情報も得られる。厚さ 0.5 mm のシリコン検出でエネルギーを測定する。 α 線に対するエネルギー分解能が、25 keV と 45 keV の二種類の検出器を備えている。シリコン検出器の全面積は 7.3 cm²、飛行時間

測定距離は 50 cm、時間精度は 0.3ns である。入射口にはシャッターが設けられていて、計数率を 4 段階に調節することができる。2024 年まで運用できる燃料がある。

C. 「ユリシーズ」(Ulysses) による観測

ユリシーズは ESA、NASA 共同の太陽系極域探査機である。1990 年にスペースシャトルから放出され、1992 年に木星に接近して、スイングバイを行い、黄道面からの傾斜角 80 度の太陽周回軌道に投入された。2008 年 3 月、3 回目の北極通過を行い、2009 年 6 月に観測を終了した。ユリシーズには、高エネルギー粒子組成観測器 (EPAC) と宇宙線太陽粒子観測器 (COSPIN) が搭載されている。EPAC は、 $dE/dx-E$ 法で同位体を分析する検出器で、4 台の同じ検出器が衛星の自転軸から、22.5 度、67.5 度、112.5 度、157.5 度の方向に取り付けられている。検出器は厚さ $5\mu\text{m}$ 、面積 25mm^2 と厚さ $100\mu\text{m}$ のシリコン検出器から成り、この後に反同時計数用の厚いカウンターがある。この装置で陽子、 α 粒子と鉄までの核種を分離することができる。エネルギー範囲は陽子で、 $0.3\text{MeV}\sim 1.5\text{MeV}$ 、 α 粒子から鉄までの粒子では、 $0.4\text{MeV/n}\sim 6\text{MeV/n}$ 、幾何学的因子と視野は、それぞれ、 $0.08\text{cm}^2\text{sr}$ と全角で 35 度である。

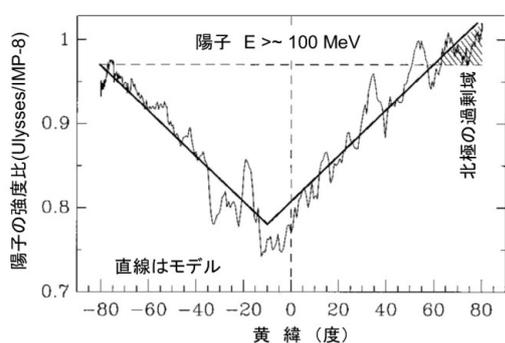


図 4-6 KET による宇宙線の黄緯分布 (M. Zhang 氏の好意による) (NASA/ESA)

テレスコープで、 $0.7\text{MeV}\sim 6.7\text{MeV}$ のエネルギー範囲の陽子およびその他の原子核粒子を観測するが、核種別ではなく、計数のみを観測する。幾何学的因子は $0.7\text{cm}^2\text{sr}$ 、開口角は全角で 70 度である。2 台の同じ装置が 2 組あり、衛星のスピン軸から、35 度と 120 度の方向に取り付けられている。LET は $1\text{MeV/n}\sim 75\text{MeV/n}$ のエネルギー範囲で、 $dE/dx-E$ 法を用いて、陽子から鉄までの同位元素を観測する。装置は 4 個のシリコン検出器と周囲を囲むプラスチックシンチレーターの反同時計数管から成る。KET は電子、陽子、 α 粒子を数 MeV/n から数 GeV/n の範囲で、観測する装置である。直径 3.4cm の 2 個のシリコン検出器の間に、長さ 4.5cm のエアロジェルチェレンコフ放射体を置き、シリコン検出器の下に厚さ 2.5cm 放射距離の PbF_2 とシンチレーターを置いたものである。エアロジェルは速度が $\beta > 0.938$ となる粒子を選択する。同時に電荷の測定にも用いられる。 PbF_2 はシャワーを発生させ、電子のエネルギーを測定する。シンチレーターは PbF_2 から漏れる粒子を検出

COSPIN は、高エネルギー望遠鏡 (HET)、非等方性観測望遠鏡 (AT)、低エネルギー望遠鏡 (LET)、キール電子望遠鏡 (KET) で構成されている。HET は $dE/dx-E$ 法で、元素と同位体を観測する。各 3 個から成るシリコンストリップカウンター二組が約 5cm 離れて置かれ、入射粒子の飛跡を観測する。その下に厚さ 5mm のシリコンカウンターが 6 個置かれ、 dE/dx と E を測定する。開口角は 90 度、カウンターの表面積は 12cm^2 である。AT は、直径 1.5cm の 3 個のシリコン検出器から成る

する。全体は反同時計数カウンターで囲まれている。

D. 「太陽および太陽圏観測衛星」(SOHO) による観測

表 4-1 EPHIN で観測した ^3He 過剰粒子線 (ESA/NASA)

年月日	$^3\text{He}/^4\text{He}$	スペクトル指数
1997. 8. 10	0.29 ± 0.09	—
1997. 11. 28	0.36 ± 0.07	3.2
1999. 3. 21	0.42 ± 0.16	5
1999. 3. 22	16 ± 16 ?	—
1999. 5. 9	0.041 ± 0.007	—
1999. 5. 12	1.87 ± 0.63	5.6
1999. 6. 18	0.38 ± 0.04	3.5
1999. 8. 7	6.5 ± 4.9	4.2
1999. 8. 14	0.23 ± 0.06	—
1999. 11. 1	0.87 ± 0.46	2.1
1999. 12. 24	0.68 ± 0.09	2.9
2000. 5. 23	0.31 ± 0.02	3.9
2000. 8. 22	1.46 ± 0.28	4.9

SOHO は 1995 年に、ラグランジュ点 (L₁) 打ち上げられた NASA、ESA 共同の太陽観測衛星である。1998 年にはすべてのジャイロが動作を停止したが、姿勢制御ソフトを入れ替え、ジャイロなしの三軸制御が行われている。観測は 2012 年 12 月 31 日まで継続される予定になっている。粒子線観測器としては、広エネルギー域粒子検出器 (COSTEP)、高エネルギーおよび相対論的エネルギーの原子核および電子検出器 (ERNE) が搭載されている。COSTEP は、陽子 (44 keV ~ 6 MeV)、電子 (44 keV ~ 300 keV)、 α 粒子 (7 MeV ~ 26 MeV) を観測する低エネルギーイオン電子観測器 (LION) と、電子 (250 keV ~ 8.7

MeV)、陽子原子核粒子 (4 MeV/n ~ 53 MeV/n) を観測する電子陽子ヘリウム観測器 (EPHIN) から成る。LION は 12 mm × 12 mm のシリコン検出器 3 個から成るカウンター二組とその背後に置かれた共通の反同時計数用のシリコンカウンターで構成されている。二組のカウンターの一方には 300 keV 以下の電子を除ける NdFeB の磁石が取り付けられていて、両カウンターの 300 keV 以下の粒子の計数率の差から電子の強度を求めることができる。視野は 40 度 × 60 度、幾何学的因子は 0.32 cm² sr である。EPHIN は 5 個のシリコン検出器と反同時計数用のプラスチックシンチレーターから成る。入射口にある 2 個の検出器で、入射角が全角で 83 度、幾何学的因子が 5.1 cm² sr に制限される。このカウンターは 6 分割になっていて、粗い位置検出ができるので、入射角によるエネルギー損失の差を補正するのに利用される。また計数率が高い時には、分割された検出器を適当に選ぶことで、計数の飽和を避けることができる。3 個の検出器はリチウムドリフト型である。最後部には、反同時計数のカウンターが置かれている。ERNE には、陽子のエネルギーで 1.3 MeV ~ 13 MeV を観測する低エネルギー検出器 (LED) と、陽子のエネルギーで 12 MeV ~ 100 MeV を観測する高エネルギー検出器 (HED) の二種類の検出器がある。LED の入射口の dE/dx を測定するシリコンカウンターは蜂の巣状に並んだ 7 個のカウンターで、E カウンターは共通の一個のカウンターである。これは粒子の到来方向の非一様性を測定するためである。E カウンターの後ろには反同時計数用のカウンターが置かれている。幾何学

的因子は各カウンターについて、約 $0.13 \text{ cm}^2 \text{ sr}$ である。HED は、 $3.3 \text{ cm} \times 7 \text{ cm}$ の片面シリコンストリップカウンター2個を平面状に並べて正方形とし、これと直交したカウンターを重ねて二次元飛跡検出器としたもの二組、 0.5 mm のシリコン検出器2層、厚さ 1 cm の CsI(Tl)シンチレーター、厚さ 1.6 cm の BGO シンチレーターをテレスコープとしたものである。シンチレーターの部分は周囲を反同時計数用のプラスチックシンチレーターで囲まれている。飛跡検出器の間隔は 3 cm で、入射方向の分解能は約 1 度である。太陽高エネルギー粒子の方向分布を計るのが目的である。立ち上がりの速い太陽高エネルギー粒子の立ち上がり部分では強い異方性が観測された。

E. 「ボイジャー」(Voyager) 1、2号による観測

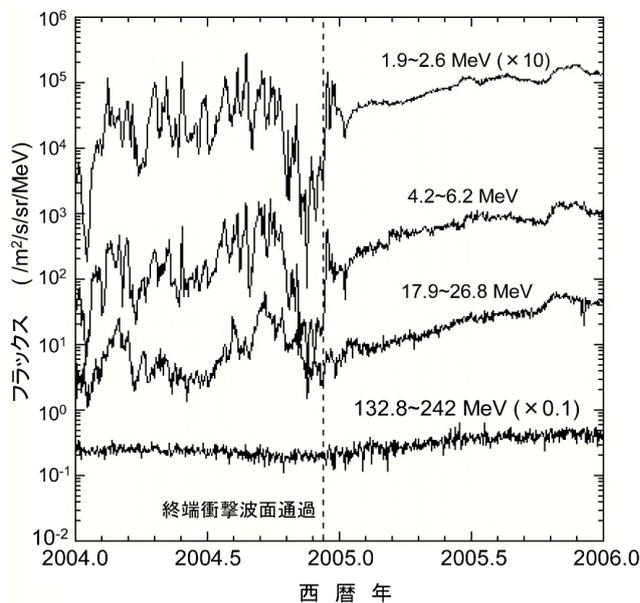


図 4-7 終端衝撃波前後の陽子線強度分布
ボイジャー1に搭載の LET、HET による観測、
特異宇宙線の発生源とは考えられない。(GSFC/NASA)

外惑星探査機ボイジャーは、1977年8月20日(2号)、9月5日(1号)に相次いで打ち上げられた。木星、土星、天王星、海王星およびその衛星探査と併行して、惑星間空間の宇宙線、太陽高エネルギー粒子、プラズマ、磁場の観測が行われている。ボイジャー1号は、2004年12月16日に、2号は、2007年8月20~22日に、それぞれ太陽から 94 AU ($1.4 \times 10^{10} \text{ km}$) と 84 AU ($1.26 \times 10^{10} \text{ km}$) の距離にある終端衝撃波面(太陽風と星間物質との衝突で発生する衝撃波領域)を通過し、2012年3月にはそれぞれ太陽から 120 AU ($1.8 \times 10^{10} \text{ km}$) と 98 AU ($1.5 \times 10^{10} \text{ km}$) に達した。現在、ヘリオシースと呼ばれる太陽風と星間物質の混ざり合った領域を通過中である。

10年後には星間空間に達すると予想され、**星間空間探査機ボイジャー**と名付けられている。1、2号と共に、現在も観測を継続し、太陽圏と星間空間の境界域についての重要な観測結果を得ている。粒子観測装置は、低エネルギー荷電粒子検出器(LECP)と宇宙線観測器(CRS)が搭載されている。LECPは、 $50 \text{ keV/n} \sim 40 \text{ MeV/n}$ の原子核粒子を観測する低エネルギー粒子テレスコープ(LEPT)と $10 \text{ keV} \sim 11 \text{ MeV}$ の電子、 $15 \text{ keV/n} \sim 150 \text{ MeV/n}$ の原子核粒子を観測する低エネルギー磁気圏粒子分析器(LEMPA)で構成されている。LEPTは一部のエネルギー領域で同位体を分離することができる。CRSは、高エネルギーテレスコープ(HET)、低エネルギーテレスコープ(LET)と電子テレスコープ(TET)で構成されている。HETは $4 \text{ MeV/n} \sim 70 \text{ MeV/n}$ の粒子を吸収する厚さがあり、 $dE/dx - E$ 法

で同位体分析が可能である。それ以上のエネルギーの粒子については電荷のみが測定される。幾何学的な因子は粒子の飛程により、 $0.74\sim 1.7\text{ cm}^2\text{ sr}$ である。LETは、 $dE/dx-E$ 法で $1.8\text{ MeV/n}\sim 30\text{ MeV/n}$ のエネルギー範囲で、 $Z=1\sim 28$ の同位体分析ができ、太陽高エネルギー粒子や、惑星の放射線帯を観測するのに使用された。LETの幾何学的因子は $0.44\text{ cm}^2\text{ sr}$ である。TETは面積 4.5 cm^2 、厚さ 3 mm のシリコン検出器8個の間にタングステンを挿入したものである。タングステンの合計の厚さは 7.9 mm である。TETの幾何学的因子は、電子の透過するタングステンの厚さにより、 $0.66\sim 3.12\text{ cm}^2\text{ sr}$ である。

F. 「ジオテイル」(Geotail) による観測

Geotailは日米共同の磁気圏尾部探査機で、1992年に打ち上げられ、2012年まで観測が継続される。軌道は、1995年までは地球半径の8倍(5万km)から200倍(127万km)の距離であったが、1995年以後は遠地点が地球半径の30倍(20万km)になっている。粒子観測器としては、高エネルギー粒子検出器(HEP)が搭載されている。HEPは、主に磁気圏粒子を観測する低エネルギー検出器(LD)とバースト検出器(BD)、主に太陽高エネルギー粒子と宇宙線を観測する中間エネルギー同位体分析器(MI-1、MI-2)と高エネルギー同位体分析器(HI)で構成されている。LDは飛行時間とエネルギーの測定によって質量を分析するもので、 $20\text{ keV}\sim 300\text{ keV}$ の電子、電荷あたり $2\text{ keV}\sim 1.5\text{ MeV}$ のイオンを計測する。3台の同じ検出器で、広い領域の方向分布を測定している。BDは電荷とエネルギーの測定を行うもので、 $120\text{ keV}\sim 2.5\text{ MeV}$ の電子、 $0.7\text{ MeV}\sim 35\text{ MeV}$ の陽子、 $0.7\text{ MeV}\sim 140\text{ MeV}$ の α 粒子を観測する。開口角は $30^\circ\times 40^\circ$ である。3台の同じ検出器があり、衛星のスピンの軸に対し、 30 度、 90 度、 150 度の方向に取り付けられている。MIとHIはともにシリコン検出器のテレスコープで、 dE/dx と E を測定して、電荷と質量を決める装置である。MIは $2.4\text{ MeV/n}\sim 80\text{ MeV/n}$ の範囲で、HIは $10\text{ MeV/n}\sim 210\text{ MeV/n}$ の範囲で、それぞれ、ヘリウムからニッケルまでの同位体を観測している。

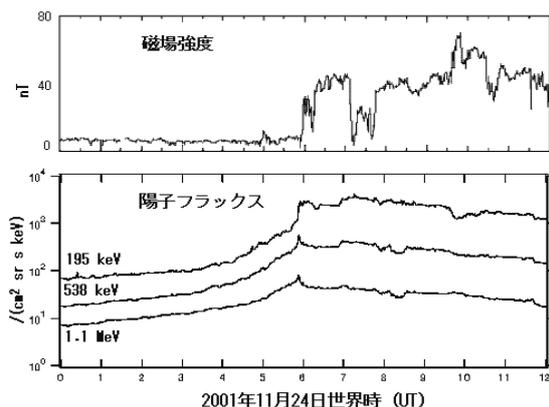


図4-8 衝撃波による陽子の加速(Geotail)
(T. Terasawa 氏の好意による)
(ISAS/JAXA/NASA)

G. 「ウインド」(WIND) 衛星による観測

WINDはNASAの太陽地球系国際共同観測(ISTP)衛星で、1994年に打ち上げられた。軌道は、地球近傍の太陽周回軌道であるが、数年毎に月のスイングバイを利用して、大きく変更している。2006年からは、地球半径の260倍の L_1 、 L_2 を含む軌道にあり、2010年以後も観測を継続する計画が提出されている。WINDには、高エネルギー粒子の加速、組成、輸送観測装置(EPACT)が搭載されている。高エネルギー粒子は太陽フレアやコロナ

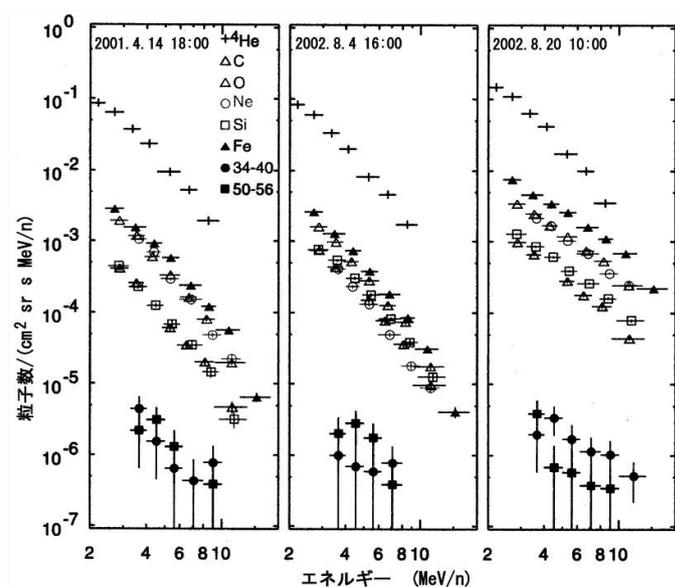


図 4-9 大きいインパルスフレアの重粒子のスペクトル
(D. V. Reames 氏の好意による) (GSFC/NASA)

質量放出 (CME) による衝撃波で加速され、光速の 1/10 以上にもなる。このような衝撃波は、惑星の磁気圏や太陽圏の終端での先頭部で発生する。特に、後者で発生したものは特異宇宙線と呼ばれている。宇宙線は遠方の超新星の跡の衝撃波領域で加速されたものである。WIND はこのような現象を統一的に理解するために計画された。0.2 MeV~10 MeV の電子、1.4 MeV~120 MeV の陽子、0.04 MeV/n~500 MeV/n の α 粒子を観測する他、インパルスフレアで

発生する ^3He 、 ^4He の高精度観測、ガリウム以上の重粒子、ヘリウムから鉄までの同位体の観測が 8 種類の装置で行われている。低エネルギーマトリックステレスコープ (LEMT) は、電荷測定用の厚さ $18\ \mu\text{m}$ 、面積 $1.75\ \text{cm}^2$ のシリコン検出器 16 個をドーム面に蜂の巣状に取り付け、厚さ $1\ \text{mm}$ 、面積 $36\ \text{cm}^2$ の共通のエネルギー検出器で構成されている。エネルギーカウンターは 5 本の $13.3\ \text{mm}$ の巾の両面ストリップカウンターとなっている。LEMT はこのようなカウンター 3 台から成り、互いに異なる仰角で取り付けられている。電子および同位体観測システム (ELITE) は α 線陽子電子テレスコープ (APE) と準熱的粒子観測システム (STEP) で構成されている。APE のうちの APE-A は、厚さ $150\ \mu\text{m}$ 、面積 $8\ \text{cm}^2$ の円形の表面障壁型検出器 2 個と厚さ $3\ \text{mm}$ 、面積 $17\ \text{cm}^2$ の 2 個のリチウムドリフト型検出器から成るテレスコープである。幾何学的因子は $1.2\ \text{cm}^2\ \text{sr}$ である。APE-B は 9 個のリチウムドリフト型検出器から成り、通過したシリコン検出器の数に従って、エネルギー分けを行う。粒子は反対方向から入射するものも計測される。透過粒子に対する幾何学的因子は $1.08\ \text{cm}^2\ \text{sr}$ である。STEP は飛行時間計測とエネルギー計測によって、入射粒子のエネルギーと質量、電荷を決める。入射窓は 2 枚の薄いニッケル箔で、内側の表面から粒子の進行方向へ放射される二次電子を $1\ \text{kV}$ の電圧で加速してチャンネルプレート (MCP) へ導き、増幅して飛行時間計測のスタート信号とする。入射した粒子は、飛行距離の端にある厚い表面障壁型検出器で吸収され、エネルギー信号となると同時に、この時表面から反対方向へ放射される二次電子を同様に加速増幅して飛行時間計測のストップ信号とする。飛行時間は $2\ \text{ns}\sim 100\ \text{ns}$ である。2004 年以來、観測はラグランジュ点 (L_1) で行われ、2014 年まで継続される。

H. 「惑星間空間モニタープラットフォーム 8」(IMP-8) による観測

IMP-8 は惑星間空間の、電場、磁場、プラズマ、高エネルギー粒子を観測するために、NASA が 1973 年に打ち上げた衛星である。軌道は近地点 25 地球半径、遠地点 45 地球半径、軌道傾斜角は数年の周期で、0 度から 55 度の間で変更している。テレメータデータの受信は、2001 年 10 月 28 日に、中断され、以後 30~50%程度の受信が、2006 年 10 月 7 日まで行われた。

粒子観測器としては、ゴダード中間エネルギー粒子観測器 (GME) が搭載されている。GME は、超低エネルギーテレスコープ (VLET)、低エネルギー検出器 (LED) と中間エネルギー検出器 (MED) で構成されている。VLET は、厚さ $32\mu\text{m}$ 、 $35\mu\text{m}$ 、 1mm 、 1mm の 4 個のシリコン検出器を並べたテレスコープで、 1.7 MeV/n ~ 13 MeV/n のヘリウム、 3 MeV/n ~ 27 MeV/n の酸素、 4 MeV/n ~ 51 MeV/n の鉄を観測する。 2.2 MeV/n ~ 2.6 MeV/n の範囲では、 ^3He と ^4He を分解することもできる。幾何学的因子は $0.68\text{ cm}^2\text{ sr}$ である。LED は水素からニッケルまでの粒子を観測するが、エネルギー範囲は、H および He (4 MeV/n ~ 22 MeV/n)、Fe (13 MeV/n ~ 87 MeV/n) である。厚さ $150\mu\text{m}$ と 3mm のシリコン検出器のテレスコープで周囲は反同時計数用のプラスチックシンチレーターで囲まれている。幾何学的因子は $2.9\text{ cm}^2\text{ sr}$ である。MED は、 20 MeV/n ~ 400 MeV/n の H と He、 45 MeV/n ~ 180 MeV/n の O をはじめ、H から Ni までの粒子を観測する。MED は厚さ 1mm 、 2 cm 、 1mm の CsI(Tl)シンチレーターをこの順に並べたテレスコープである。周囲は反同時計数用のプラスチックシンチレーターで囲まれ、幾何学的因子は $10\text{ cm}^2\text{ sr}$ となっている。

I. 「国際太陽地球環境探査機」(ISEE-3) による観測

ISEE は NASA と ESA の共同プロジェクトで、3 機の探査機から成り、地球磁気圏と太陽の関係、太陽風とその衝撃波、宇宙線および太陽フレアの観測を目的としている。ISEE-3 は 1978 年 12 月に打ち上げられ、当初はラグランジュ点 (L_1) を周回するハロー軌道に投入され、1982 年には、 L_2 の側に伸びる磁気圏尾部での観測、ならびに地球 L_2 間の何回かの往復を行った。その後、月と地球を含む周回軌道に入り、1983 年には、月のスイングバイを利用して、太陽周回軌道に移り、ジャコビニ・ジンナー彗星へ向かった。この時点で、探査機の名称は**国際彗星探査機 (ICE)** と変更された。計画どおり、1985 年 11 月にジャコビニ・ジンナー彗星のプラズマの尾を横切り、プラズマ、微粒子、電磁場、プラズマの波動現象を観測した。以後、地球の軌道とほぼ同じ軌道上を周回し、1997 年まで観測を続けた。2014 年には、再び地球の近傍へ戻ってくると予想されている。

粒子線観測器は、次のようなものが搭載された。宇宙線エネルギースペクトル観測器 (CRES、 30 MeV/n ~ 15 GeV/n の H~Fe、 5 MeV ~ 400 MeV の電子) は、3 個のシリコン検出器、ガスチェレンコフカウンター、CsI(Tl)シンチレーションカウンター、2 個のプラスチックシンチレーター、クォーツのチェレンコフカウンターから成るテレスコープである。宇宙線同位体分光器 (CRIS) は、 $dE/dx-E$ 法によって、 5 MeV/n ~ 250 MeV/n の

Li~Ni、質量数 6~64 の同位体を分離するカウンターテレスコープである。高エネルギー宇宙線観測器 (HECR) は、20 MeV/n~500 MeV/n の H~Ni を、10 個のリチウムドリフト型のシリコン検出器から成るカウンターテレスコープで観測するが、dE/dx-E 法による同位体の分離も行われる。入射方向は 2 度の角分解能のドリフトチェンバーの飛跡で決定される。中間エネルギー宇宙線観測器 (MECR) は、1 MeV/n~500 MeV/n の H~Ni、2 MeV~10 MeV の電子をカウンターテレスコープで観測する。H、He、Li、N については同位体および粒子分布の非等方性も観測される。高エネルギー粒子非等方性分光観測器 (EPAS) は、スピン軸に対して、30 度、60 度、135 度の位置に取り付けられた同じ 3 台のカウンターテレスコープで構成されていて、各カウンターは 2 個の表面障壁型のシリコン検出器から成り、35keV~1.6MeV の陽子を観測する。入射口には、コリメーターと電子の入射を防ぐ磁石が取り付けられている。低エネルギー宇宙線検出器 (LECR) は、静電分析器とシリコン検出器から成る超低エネルギー電荷分析器 (ULECA、3~560 keV/charge)、比例計数管とシリコン検出器から成る超低エネルギー広角テレスコープ (200 keV/n~80 MeV/n)、比例計数管と位置検出型シリコン検出器から成る dE/dx-E 法による超低エネルギー Z、E、Q 検出器 (ULEZEQ、400 keV/n~6 MeV/n) で構成され、2 keV/charge~80 MeV/n の原子核粒子、75 keV~1.3 MeV の電子を観測する。

4-6-2. 太陽中性子の観測

現在の観測は、高山に設置された中性子検出器で行われているが、100 MeV 以下の中性子は太陽地球間での飛行中の β 崩壊と大気中での吸収で、観測はできない。太陽面での高エネルギー粒子の発生を知るには、陽子による中性子の吸収の 2.2 MeV の γ 線よりも、炭素と荷電粒子の非弾性散乱で発生する 4.4 MeV の γ 線の方がよい。2.2 MeV の γ 線は、中性子が熱化するのに 100 秒程度の時間がかかるからである。名古屋大学が世界の各地に設置している観測装置は、散乱による反跳陽子を検出するもので、厚さ 40 cm のプラスチックシンチレーターを散乱体としたものが使用されている。面積は、3 m \times 3 m 程度で、その下流に二層の比例計数管を互いに直交させてホドスコープとしたものが二組置かれている。これは反跳陽子の方向を知るためのものである。全体は、荷電粒子を除くために、反同時計数用の比例計数管で囲まれている。エネルギーは、「INTEGRAL」、「RHESSI」等の衛星で観測される 4.4 MeV の γ 線の立ち上がりを基準とした到着時間から推定されているが、太陽面での粒子の加速、中性子および γ 線の発生、太陽地球間および大気中の伝播等定量的な時間差の未知な現象があり、実際には困難である。これまでに、フレアに伴う太陽中性子と思われる事象が観測されてはいるが、その計数率の変化は、上記の理由で理解が困難なものである。地上の観測では、この問題を解決することはできないと思われる。JAXA では、断面が 1cm \times 1 cm のプラスチックシンチレーターの棒を 16 本並行に並べたものを交互に直交させながら 16 層重ねたホドスコープ型の反跳陽子検出器(FIB)を国際宇宙ステーション (ISS) に搭載し、2009 年 8 月から観測を行っている。荷電粒子は反同時計数カウンターによって除かれるが、二次中性子その他のバックグラウンドとの識別が重要であ

る。2007年12月31日のM2フレアに伴う中性子が、太陽から 7.2×10^7 km (0.48AU)の地点で、水星へ向かう探査機MESSENGERに搭載の中性子分光器(HEND)によって、観測されたと報告されている。しかし、フレアの大きさと、観測された中性子強度から、二次中性子の可能性も否定できない。

4-6-3. 太陽 X 線、 γ 線の観測

太陽 X 線の観測は、高分解能 X 線望遠鏡と X 線 CCD 検出器による、太陽面の X 線画像観測と、X 線検出器による強度のモニター観測がある。一部には、回折格子による高分解能 X 線分光も行われている。

A. 斜入射望遠鏡による X 線画像観測

i) 「ようこう」による観測

太陽面の X 線像の本格的な観測は、日米英協力による太陽観測衛星「ようこう」に始まる。「ようこう」に搭載の軟 X 線望遠鏡(SXT)は焦点の異なる二つの回転双曲面から成る斜入射光学系の望遠鏡である。二つの回転双曲面での二回の全反射で焦点面に像を結ぶ。焦点面には 1024×1024 ピクセルの CCD 検出器が置かれ、2秒毎に画像信号を読み出すことができる。ここに使用された CCD は光子計測ではなく、ある時間積分した光量計測として使用された。SXT の観測エネルギー範囲は 0.25 keV \sim 4.0 keV で、角分解能は3秒角である。CCDの前には可変のフィルターがあり、観測エネルギー帯を選ぶことができる。望遠鏡は膨張率の小さいセラミックガラス(商品名ゼロデュア)でつくられ、焦点距離は1.54 m である。画像からは太陽面の活動域や磁力線を明瞭に見ることができ、画期的な成果となった。「ようこう」は、1991年から約10年間観測を行った。

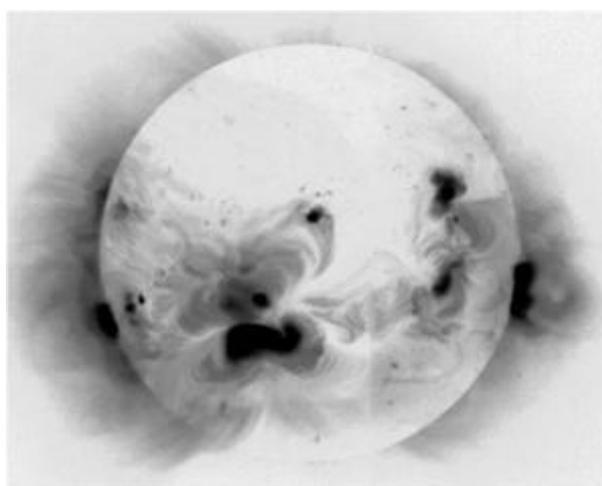


図 4-10 「ようこう」による太陽面の X 線像 (ISAS/JAXA/NAOJ)

ii) 「GOES」による観測

「ようこう」と同じような装置は、軟 X 線撮像装置(SXI)という名称で、アメリカの GOES 気象衛星にも搭載されている。斜入射光学系は、回転放物面と回転双曲面から成るウォルター-I型で、ゼロデュアの内面にニッケルの反射材を蒸着したものである。焦点面検出器は、マイクロチャンネルプレート(MCP)で増幅した電子群を蛍光物質に当て、この光を光ファイバーで 512×512 ピクセルの CCD の表面に導いて、信号に変換するものである。観測のエネルギー範囲は、 0.2 keV \sim 2 keV である。

iii) 「ひので」による観測

2006年9月に打ち上げられた、日米英の共同太陽観測衛星「ひので」にも、改造型ウォルターI型のX線望遠鏡(XRT)が搭載された。望遠鏡の内径は35 cm、焦点距離は2.7 mで、焦点面には2048×2048ピクセルの背面照射型のCCDが取り付けられている。62 eV～6.2 keVのX線に感度を持ち、角分解能は1秒角(太陽面上で730 km)で、これまでの太陽X線望遠鏡で最高の分解能である。なお、SOHO、TRACE等の衛星による太陽撮像は、多層膜反射鏡を用いた狭帯域の紫外線(鉄等の輝線)によって行われているものである。

B. 太陽硬X線、 γ 線撮像観測

10 keV以上の硬X線は望遠鏡による集光が困難である。多くは、小田稔の発明した“すだれ”コリメーターを応用した装置で撮像観測が行われている。一般的に言えば、不完全な空間分布のフーリエ成分の観測から、最も確からしい画像を推定することで、よく用いられる方法は最大エントロピー法(MEM)である。

i) 「ひのとり」による観測

宇宙科学研究所(ISAS)が1981年に打ち上げ1年間観測を行った太陽観測衛星「ひのとり」には、“すだれ”コリメーターを取り付けた2台の直径12 cmのNaI(Tl)シンチレーションカウンターが搭載された。カウンターはスピンドル方向にある太陽を向くように取り付けられ、二つのコリメーターの位相角は10秒角だけずらしてある。検出器は10 keV～40 keVのエネルギー範囲での計数率のスパイクによる変化を観測し、この値から最大エントロピー法により、画像を再構成する。角分解能は10秒角である。

ii) 「SMM」による観測

アメリカ、オランダ共同の「太陽活動期観測衛星」(SMM)には、硬X線分光撮像装置(HXRIS)が搭載された。HXRISは、10枚のグリッド板を重ねたコリメーター(グリッドコリメーター)を取り付けた比例計数管で、3.5 keV～30 keVのエネルギー範囲で観測を行う。コリメーターは576のスリットを構成している。比例計数管は900個の小型比例計数管で、位置検出器として動作する。視野と分解能は、2分40秒角の正方形の時、分解能は8秒角、6分24秒角の正方形の時、分解能は32秒角である。観測時間は0.5～7秒の間で可変である。観測は1980年2月から1989年11月まで行われた。

iii) 「ようこう」による観測

日米英共同の太陽観測衛星「ようこう」には、硬X線望遠鏡(HXT)が搭載された。HXTはフーリエ合成型望遠鏡とも呼ばれ、64個のNaI(Tl)シンチレーションカウンターで、太陽面画像の64個のフーリエ成分を観測し、最大エントロピー法および特殊な画像

再構成手法を用いて、画像を作成した。各 NaI(Tl)カウンターの大きさは 25 mm×25 mm×5 mm で、その前面には、ほぼカウンターと同じ大きさの 2 枚のグリッド（金属格子）が 1 m 離して取り付けられている。グリッドの線間隔は 6 種類、方向は 30 度間隔で 6 方向になっていて、各カウンターは 2 枚の“すだれ” コリメーターの隙間を通して太陽からの X 線を観測する。HXT は、太陽方向を向いた衛星の軸方向に取り付けられ、衛星はスピンしないので、グリッド間隔に相当するフーリエ成分の平均値（直流成分）を観測することになる。エネルギー帯は、15～24 keV、24～35 keV、35～57 keV、57～100 keV の 4 バンドで計数され、0.5 秒毎に記録される。視野は 35 分角×35 分角で、角分解能は 5 秒角が達成され、図 4-3 に示すような、フレアのモデルの確立となる重要な結果が得られた。観測は 1991 年から 2001 年まで行われ、3,112 のフレアを観測した。

iv) 「RHESSI」による観測

2002 年に打ち上げられた米国とスイスの共同衛星、**レブン・ラマティ高エネルギー太陽分光撮像衛星 (RHESSI)** は、「ようこう」の HXT と似た装置ではあるが、衛星のスピンによって変調された信号（交流成分）から画像を再構成する方法を用いた。RHESSI に搭載の撮像望遠鏡集合体 (ITA) は望遠鏡筒、2 個のグリッド台、太陽センサー、回転角センサーから成っている。2 個のグリッド台には、それぞれ 9 個のグリッドコリメーターが置かれ、長さ 1.7 m の鏡筒の上下に取り付けられた。検出器は、直径 7.1 cm、長さ 8.5 cm の 9 個の高純度ゲルマニウム検出器である。各検出器は二段になっていて、上部の 1 cm は 3 keV～150 keV の X 線を吸収し、下部は 150 keV～20 MeV の γ 線を吸収する。入射窓の中央の 0.2 cm² は 20 μ m のベリリウムで、他の部分は 30 μ m のアルミニウムである。フレア X 線の高計数率が γ 線観測に影響を及ぼさないようになっている。検出器は、小型スターリング冷凍機によって、77 K に冷却されている。この冷凍機の消費電力は 100 W で、77 K で 4 W の冷凍能力がある。グリッドの間隔は 34 μ m～2.75 mm を 1.732ⁿ (n : 1～8) ステップで 9 種類がそれぞれの検出器に取り付けられている。衛星のスピンによって、観測される各検出器からの変調信号を最大エントロピー法、Clean、Pixou、および Forward-fitting 等のアルゴリズムによって画像に変換する。画像の角分解能は 2.3 秒角、ゲルマニウム検出器のエネルギー分解能は、5 MeV で 5 keV である。観測は 2014 年まで行われる。

C. 太陽 X 線、 γ 線のモニター観測

i) 「GOES」による観測

GOES 衛星の宇宙環境モニター (SEM) の観測装置の一つである太陽 X 線検出器 (XRS) はフレアの発生を検知するモニターである。検出器は 2 台あり、それぞれ 1.5 keV～12 keV (0.1 nm～0.8 nm) と 4 keV～25 keV (0.05 nm～0.3 nm) のエネルギー範囲の X 線に感度を持つ電離箱である。低エネルギー帯の電離箱にはアルゴンとヘリウムの混合ガスを充填し、入射窓は 2 μ m のベリリウム、高エネルギー帯の電離箱にはキセノンとヘリウムの混

合ガスを充填し、入射窓は $20\ \mu\text{m}$ のベリリウムである。入射口には電子の入射を防ぐための磁石が取り付けられている。視野は、鉛を貼り付けたアルミニウムのコリメーターによって $48^\circ \times 3^\circ$ に制限されている。検出限界は、それぞれ、 $10^{-9}\ \text{J m}^{-2}\ \text{s}^{-1}$ と $10^{-8}\ \text{J m}^{-2}\ \text{s}^{-1}$ で、 10^4 倍の強度まで観測可能である。観測例は図 4-2 に示してある。

ii) 「ISEE-3」による観測

1978年に打ち上げられた**国際太陽地球探査機 (ISEE-3)**には、X、 γ 線バースト検出器 (XGB) と γ 線バースト検出器 (GRB) が搭載されたが、これは γ 線バーストと太陽フレアからの X 線、 γ 線観測を兼ねるものである。XGBは、5 keV~14 keV の X 線を観測するキセノンを充填した比例計数管と 12 keV~1.25 MeV の γ 線を観測する NaI(Tl)シンチレーションカウンターから成る。時間分解能は 0.5~4 秒である。GRBは 3 種類の検出器で 50 keV~6.5 MeV の γ 線を観測した。検出器 1 は、放射冷却で 101 K に冷却した直径 4 cm、厚さ 3 cm のゲルマニウム検出器で、エネルギー範囲 120 keV~6.5 MeV で観測を行った。エネルギー分解能は、1 MeV で約 3.5 keV である。検出器 2 は CsI(Tl)シンチレーションカウンターと遮蔽用のカウンターから成る。検出器 3 は小型の CsI(Tl)シンチレーションカウンターで、79 keV 以上の γ 線を観測する。観測は 1997 年まで行われた。

iii) 「SMM」による観測

1980年に打ち上げられた**太陽活動極大期観測衛星 (SMM)**は硬 X 線バーストスペクトロメーター (HXRBS) と γ 線スペクトロメーター (GRS) が搭載され、1989年11月まで観測が行われた。HXRGSは γ 線バーストと太陽フレア硬 X 線のモニターとの兼用である。検出器は直径 9.34 cm、厚さ 0.64 cm の CsI(Na)シンチレーションカウンターで、太陽方向を除いた周囲は厚さ 3.2 cm の CsI(Na)カウンターで囲まれ、周囲から入射する X 線、 γ 線、荷電粒子を反同時計数で除く。観測のエネルギー範囲は、30 keV~500 keV、時間分解能は 10 ms である。GRSは 0.3 MeV~9 MeV の太陽フレア γ 線を観測する直径 7.6 cm、厚さ 7.6 cm の NaI(Tl)シンチレーションカウンターである。7 個のシンチレーションカウンターから成り、時間分解能は 16.38 秒である。4.2 MeV~6.4 MeV の γ 線については、2.048 秒毎に記録される。10 MeV~100 MeV については、4 チャンネル (エネルギー帯) で観測されている。カウンターは厚さ 2.5 cm の円筒形の CsI(Na)シンチレーターで囲み、底部には直径 25 cm、厚さ 7.6 cm の CsI(Na)シンチレーターが置かれた。視野は、太陽方向の 135 度で、これは γ 線バーストの観測を兼ねているためである。補足的な観測として、13 keV~182 keV の硬 X 線を観測する直径 3.2 cm、厚さ 0.6 cm の NaI(Tl)シンチレーションカウンターが搭載され、1.024 秒の間隔でデータを取得した。

iv) 「ひのとり」による観測

「ひのとり」には、2keV~20 keV の X 線に感度を持つ**ガス蛍光比例計数管**がフレアモ

ニター(FLM)、20keV~300keVの硬X線をモニターするフレア硬X線モニター(HXM)、200 keV~9 MeVの γ 線を観測する、有効面積62 cm²のCsI(Tl)シンチレーションカウンター、太陽 γ 線観測器(SGR)も搭載された。

v) 「ようこう」による観測

「ようこう」に搭載の広帯域スペクトロメーター(WBS)は軟X線スペクトロメーター(SXS)、硬X線スペクトロメーター(HXS)、 γ 線スペクトロメーター(GRS)で構成されている。SXSは、キセノンと炭酸ガスを充填した比例計数管で、2 keV~30 keVに感度を持つ。SXSはフレアの発生信号として、観測のモードを切り替える信号に使われた。HXSは20 keV~400 keVに感度を持つNaI(Tl)シンチレーションカウンターである。GRSは0.2MeV~100MeVの γ 線を観測するBGOシンチレーションカウンターで、2台が搭載された。

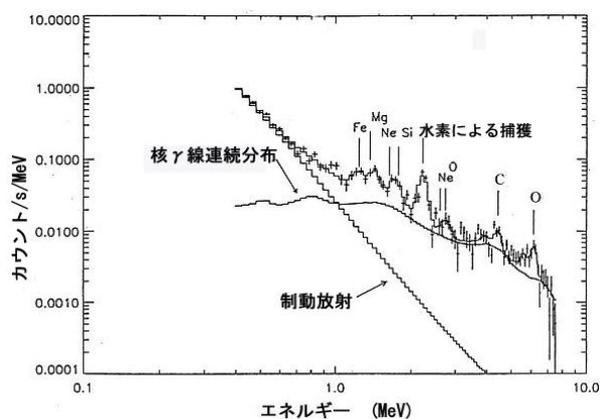


図 4-11 「ようこう」が観測した γ 線スペクトル (M. Yoshimori 氏の好意による)(ISAS/JAXA)

5. 放射線帯粒子

5-1. 地球磁場での荷電粒子の運動

放射線帯の存在は、シュテルマーによって予言され、1958年にバンアレンによって発見された。バンアレン帯とも呼ばれている。磁場の中で、荷電粒子は、磁力線と運動方向に垂直なローレンツ力を受けて、磁力線に巻きつくような螺旋運動をしながら、磁力線の方へ進む。磁力線まわりの回転運動の間の磁場の変化が、磁場の強さに比べて小さい時には、次の量 μ が不変に保持される。

$$\mu = \frac{1}{2} m v^2 \frac{\sin^2 \alpha}{B} \quad (A \cdot m^2) \quad (5-1)$$

m : 荷電粒子の質量、 v : 速度、 α : ピッチ角（磁力線と運動方向のなす角）、 B : 磁束密度である。 μ は荷電粒子の円電流によって発生する磁気モーメントで、これを断熱不変量という。磁場がゆっくり強くなると、 μ は不変に保たれるので、 α が 90 度に近づくことになる。ある点で、90 度になるとこれ以上、 B の増加は許されなくなり、粒子は反転して逆方向へ運動する。反転する点をミラー点、反転運動をミラー運動という。地球磁場の場合、粒子は磁極に近いミラー点の間を往復運動することになる。運動中に大気原子などと衝突して、ミラー運動に必要な条件が満たされなくなると捕捉されていた粒子は拡散して失われる。粒子の運動は磁力線の周りの回転運動と、ミラー運動の他に、地球の周囲を回転するドリフトと呼ばれる運動がある。これは、地球磁場が一様ではなく、円運動の内側が外側より強いために、内側の曲率が外側より小さくなり、図 5-1 に示すように、円運動の中心が経度方向へ周回するような運動になることである。電子と、陽子では円運動の方向が反対であるので、ドリフトの方向も反対になる。同時にこれは地球を取り巻く環電流となっており、その変化が磁地磁気変動の原因と考えられている。ミラー運動による粒子の往復時間は、エネルギーと軌道によって異なるが、1MeV の電子と陽子では、それぞれ、数十～数百 ms、数百 ms～数 s である。ピッチ角分布は、観測に依れば、電子も陽子もほぼ $\sin^5 \alpha$ に比例する分布になっている。粒子は磁力線に直角の方向を中心として半値巾で 60 度の範囲に分布していると考えてよい。放射線帯粒子の起源、捕捉される過程、強度変動については、未解決の問題が多い。

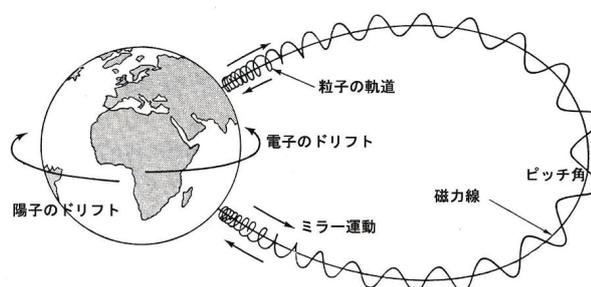


図 5-1 地球磁場での荷電粒子の運動 (GSFC/NASA)

5-2. 放射線帯の構造

放射線帯は、赤道上空を中心に、高度約 1,000km(1.2R_E)から 50,000km(10R_E)以上の領域で、ドーナツ状に地球を取り囲んでいる粒子線の強い場所である(R_E:地球半径= 6,370km、

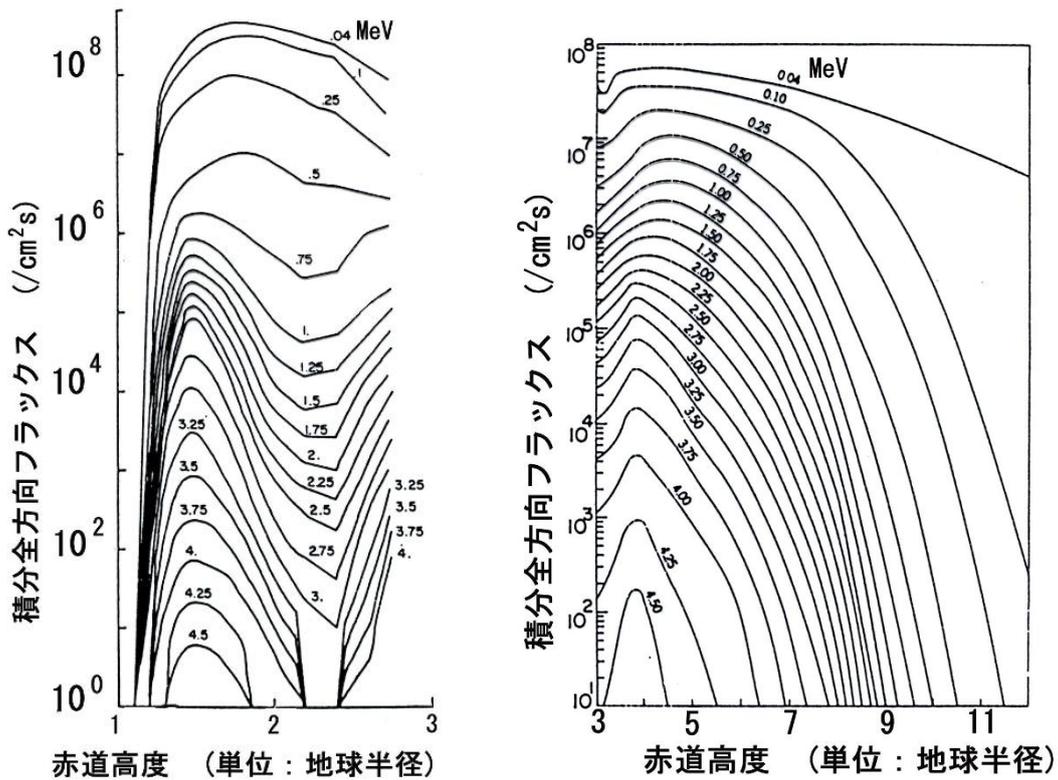


図 5-2 AE-8 モデルによる放射線帯の内帯(左) と外帯(右) の電子の L 殻分布

地心からの距離)。荷電粒子は磁力線に沿って運動するので、磁力線の座標で表示することが多い。磁力線の赤道高度を、地球半径単位で表した地心からの距離 L で、磁力線を定義し、 L 殻と呼んでいる。赤道上空の高度約 10,000km ($L \sim 3$) を境にして、内帯と外帯の二つの領域に分けることができる。境界領域では、0.5MeV 以上の電子強度が小さく、分布の谷になっていて、緯度 50 度付近の上空に続いている。この領域をスロットという。内外帯の境界が明瞭なのは電子だけで、陽子は赤道高度約 25,000km ($L \sim 5$) 以下の高度に分布している。He、C、O、N、等の重粒子も存在する。陽子、電子のエネルギー範囲は、それぞれ、0.1~500MeV と 0.05~5MeV である。0.5MeV 以下の低エネルギー粒子については、内帯、外帯の境界はなく、エネルギーの下限はプラズマ領域までつながっていると思われる

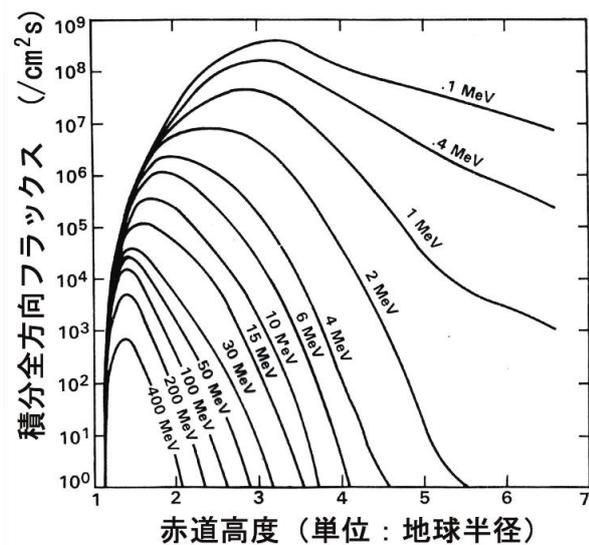


図 5-3 AP-8 モデルによる赤道上の陽子の L 殻分布

る。陽子および L が 3 以下の内帯電子は比較的安定で、強度の変動は少ないが、外帯の電子強度および空間分布は太陽活動に伴って大きく変動する。地球磁場の急激な変化である**磁気嵐**に伴って、外帯が消滅することが知られているが、スロット領域を電子が満たすこともよく見られる。1991 年には、フレアのプラズマ流が地球に到達した後に、スロット域に新しい陽子、電子の放射線帯が出現し、7 ヶ月以上存在したという「CRRES」衛星の観測結果もある。フレアの太陽高エネルギー粒子が短い期間、外帯に捕捉されることもある。放射線帯の消滅や生成の機構は明らかではない。

1993 年、「SAMPEX」衛星によって、新しい放射線帯が、内帯の中に発見された。この放射線帯は O が主成分で N 、 Ne 、及び少量の C から成り、一価の電離である。組成や電離状態から特異宇宙線が捕捉されたものと考えられ、**ACR 放射線帯**と呼ばれている。2011 年、「PAMELA」衛星は、放射線帯の中に、反陽子が蓄積されていることを発見した。銀河宇宙線が大気との相互作用で発生した反陽子が捕捉されたものと考えられる。

5-3. 南大西洋地磁気異常帯 (SAA)

南大西洋地磁気異常帯は、地磁気軸が自転軸から傾いていること、中心が 450km 程地球の中心からずれていることに起因する地磁気の局所的な最小地点である。大西洋上の南緯 30 度、西経 40 度付近で、年に 0.27 度の割合で西へ移動している。この地磁気異常のために、放射線帯が 250km の低高度まで下がっている。電子、陽子ともに存在するが、特に高エネルギー陽子の強度が相対的に強いのが特徴である。

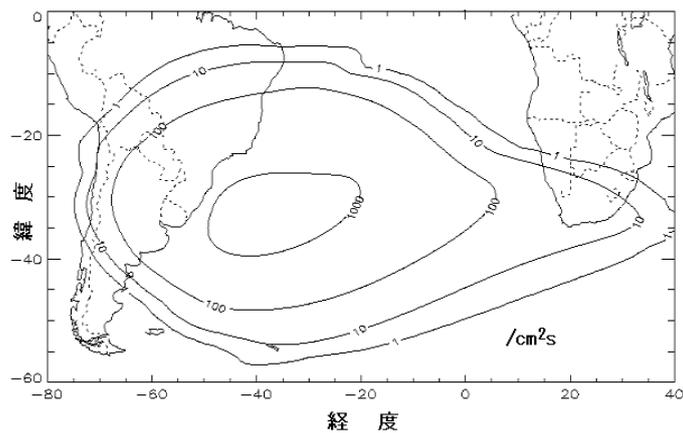


図 5-4 AP-8 モデルによる高度 500km の SAA の陽子(>50MeV)分布 (GSFC/NASA)

高度約 1,000km 以下の低高度赤道軌道の人工衛星の被曝は、ほとんどこの地点で起こる。また半導体集積回路(IC)の誤動作(アップセット)や故障(ラッチアップ)もこの地点で発生することが多い。高エネルギー陽子は物質と核反応を起こし、衛星構成材料を放射化するが、これも SAA で顕著に起こることが知られている。また同時に二次粒子である二次中性子を発生することが、スペースシャトルに搭載した JAXA の観測器で確認されている。

低高度では、大気の密度が大きいため、ミラー運動をしている粒子の一部は、大気と衝突して補足条件が破れ、放射線帯から失われる。これは、ピッチ角で定義されるので、**ロスコーン**と呼んでいる。特異宇宙線(ACR)が捕捉されている放射線帯が SAA の 500km 付近の高度にあることが、SAMPEX および JAXA の ADEOS 衛星で観測されている。

5-4. 放射線帯粒子の観測

放射線帯は地球磁気圏の広い範囲にわたって存在するので、粒子の分布、エネルギースペクトル、方向分布、粒子の種類、強度変動等は定性的にしかわかっていない。観測が困難である理由は、領域が広く、強度が変動すること、方向分布に強い異方性があり、指向性のある検出器では全方向強度を測定できない事などによる。放射線帯粒子の観測を主目的とした衛星は「CRRES」と「RBSP」で、放射線帯粒子の生成消滅の原因となる電場、磁場、プラズマ波動の観測も行われている。宇宙線観測や太陽フレア粒子の観測の副産物または、放射線モニターの副産物として観測されたものも多い。複数の衛星による10年以上の長期にわたる同時観測が行われることが望ましい。NASAは、「太陽との共生」(Living with Star Program)プログラムの一環として、2機の衛星から成る放射線帯嵐観測衛星(RBSP)を2012年に打ち上げた。

5-4-1. 「あけぼの」による観測

「あけぼの」はオーロラの観測を目的に、1989年に打ち上げられたISAS(現JAXA)の衛星であるが、現在も観測を継続している。この衛星の軌道は、近地点高度250 km、遠地点高度11,000 km、軌道傾斜角75度で、放射線帯の最も強度の強い場所を通過する。このために、小型の放射線モニター(RDM)が搭載された。

RDMは3個の表面障壁型シリコン検出器から成る望遠鏡である。図5-5

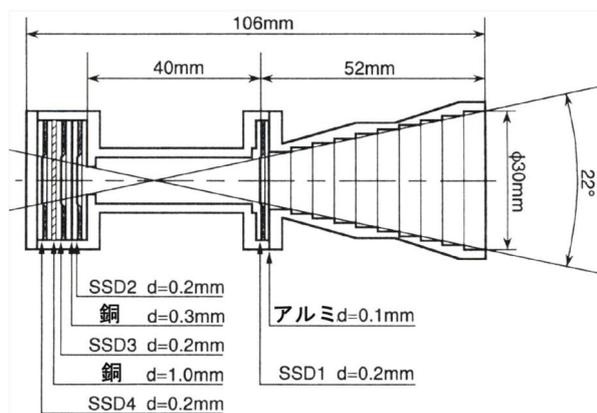


図5-5 RDMの検出器
(S. Takagi氏の好意による)(ISAS/JAXA)

に示すように、入射面には、厚さ0.1 mmのアルミニウムの遮光膜、3個のカウンターの間には、厚さ0.3 mmと1.0 mmの銅の吸収材が挿入されている。電離損失を表す(1-11)、(1-13)式を用いると、観測できる粒子のエネルギー範囲が、電子については、2.0 MeV以下、0.25 MeV~0.7 MeV、0.7 MeV~2.0 MeV、陽子については、6.4 MeV~15 MeV、15 MeV~30 MeV、30 MeV~38 MeV、 α 粒子については、15 MeV~45 MeVと計算することができる。幾何学的な因子は $0.19 \text{ cm}^2 \text{ sr}$ である。20年にわたる観測データからは、太陽活動周期ともなう放射線帯の強度変化(太陽活動と正の相関)が明瞭に見られる。しかし、スペクトルは、NASAのモデルで与えられるものと大きな相違があり、今後のデータの蓄積によって判断しなければならない。AP-8、AE-8といったモデルとの相違はしばしば指摘され、改良が図られているが、大きな変動を伴う放射線帯粒子の平均的な強度の決定は、困難であり、現状では比較のための基準値と考える他はない。「あけぼの」のデータは内帯を20年間、観測した貴重なデータといえることができる。

5-4-2. 太陽粒子、特異粒子、放射線帯粒子観測衛星 (SAMPEX) による観測

SAMPEX は、米独共同の小型の粒子線観測衛星で、1992年に打ち上げられ、8年以上観測を続けた。軌道は近地点高度 520 km、遠地点高度 670 km、軌道傾斜角 81.7 度で、内帯の観測のみである。主に南大西洋磁気異常帯 (SAA) と極域を観測したことになる。観測器は、電子陽子テレスコープ (PET) (電子: 1 MeV~30 MeV、陽子 α 粒子: 18 MeV/n~85 MeV/n、重粒子: 54 MeV/n~195 MeV/n)、重イオン大テレスコープ (HILT) (He: 3.9~90 MeV/n、C: 7.2~160 MeV/n、O: 8.3~310 MeV/n、Ne: 9.1~250 MeV、Fe: 11~90 MeV/n)、質量分析テレスコープ (MAST) (Li~Ni: 10 MeV/n~数百 MeV/n)、低エネルギーイオン組成分析器 (LICA) (He~Ni: 0.5 MeV/n~5 MeV/n) である。PET は 8 個のリチウムドリフトシリコン検出器から成り、厚さは前方から、2 mm が 2 個、15 mm、3 mm が 5 個である。幾何学的因子は $1.0 \text{ cm}^2 \text{ sr}$ である。HILT は、入射口に 2 台の位置検出型比例計数管とその間に挿入された電離箱、平面状に置かれた 10 素子のシリコン検出器から成る。検出装置の後部には大型の CsI(Tl) シンチレーションカウンターが置かれた。幾何学的因子は $35 \text{ cm}^2 \text{ sr}$ である。比例計数管と電離箱は 10^4 Pa のイソブタンのガスフローカウンターで、3 年間の観測を予定して、8.5 kg の液体イソブタンを搭載した。

$dE/dx-E$ 法による同位体の分

離も行う。MAST は、11 層の検出器から成るテレスコープで、面積はそれぞれ 20 cm^2 である。入射側の最初の 4 層は、厚さ $115 \mu\text{m}$ の表面障壁型の一次元位置検出型シリコンカウンターである。各検出器は表面に 0.5 mm の間隔で 92 の平行電極があり、二組でそれぞれ二次元の位置を決め、飛跡を求める。さらにその下流に厚さ $175 \mu\text{m}$ と $500 \mu\text{m}$ の 2 個の表面障壁型検出器、厚さ 1.8 mm 、 3.0 mm 、 6.0 mm 、 9.0 mm 、 3.0 mm の 5 個のリチウムドリフト型検出器が置かれている。貫通した検出器を組み合わせ、 dE/dx と E を求め、 $dE/dx-E$ 法によって同位体の分離が可能である。質量分解能は、エネルギー範囲 10 MeV/n ~数百 MeV/n の Li~Ni に対して、 0.2 質量単位である。MAST は 4 年以上正常に動作した。LICA は入射粒子の質量の決定を、 50 cm の距離の飛行時間測定とシリコン検出器によるエネルギーの測定によって行っている。入射粒子は厚さ $0.75 \mu\text{m}$ のニッケルの窓を通過すると二次電子群を発生し、これをシェブロン型 MCP で増幅して飛行時間測定のスタート信号とする。ニッケル箔と MCP は 50 cm 下流にもあり、同様にしてストップ信号を発生する。その下に 4 個の $4 \text{ cm} \times 9 \text{ cm}$ のエネルギー測定用シリコン検出器がある。入射粒子の電離度は地磁気のカットオフ硬度の計算式から求めることができる。SAMPEX の発見のう

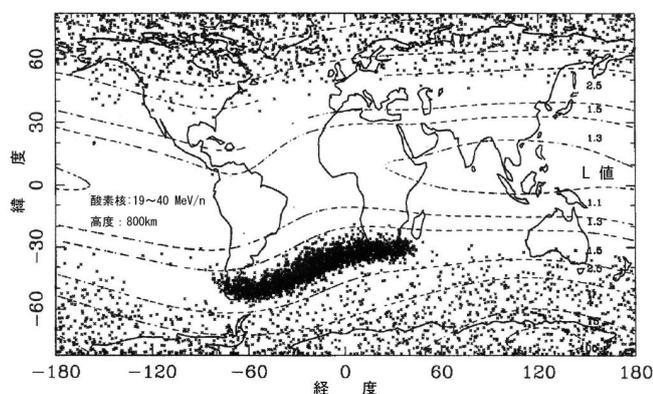


図 5-6 「みどり」が観測した酸素イオンの放射線帯 (H. Miyasaka 氏の好意による)(JAXA)

ちで最も重要なことは、放射線帯に捕捉された特異宇宙線 (ACR) の捕捉場所を $L=2.5$ 地球半径 (捕捉されている磁力線の赤道高度が地球半径の 2.5 倍) と決定したことおよび捕捉されている特異宇宙線の組成が、C、N、O、Ne であることを明らかにしたことである。図 5-6 は「みどり」衛星 (ADEOS) が重イオンテレスコープ (HIT) で、1996 年 10 月～1997 年 6 月までに観測した酸素イオン (19～40 MeV/n) の分布である。L～2 の磁力線に沿って分布している。

5-4-3. 「チャンドラ X 線衛星」 (CXO) による観測

X 線天文衛星チャンドラは、1999 年にスペースシャトル STS-93 で打ち上げられたが、その軌道は遠地点高度 133,000km、近地点高度 16,000 km、軌道傾斜角 28.5° 、周期 2.68 日である。従って、近地点を通過する前後約 12 時間の間、放射線帯の中にある。チャンドラには、放射線モニターとして、電子陽子ヘリウム観測器 (EPHIN) が搭載されている。EPHIN は 5 個のシリコン検出器のアレイと反同時計数カウンターから成り、電子 (150 keV～10 MeV)、陽子およびヘリウムとその同位体 (5 MeV/n～53 MeV/n) を観測する。入射窓は $8\mu\text{m}$ のアルミ蒸着カプトン膜と $2\mu\text{m}$ のチタン膜である。入射側の最初の 2 個の検出器はそれぞれが、6 個のセクター検出器から成り、粗い位置検出型となっていて、4.4 cm 離れて置かれている。位置検出は検出器中での飛跡の長さの補正を行うため、異方性の観測に使用する精度はない。またコマンドによって、セグメント検出器の数を減らすことで、 2×10^5 カウント/($\text{cm}^2 \text{ s sr}$) の高計数率まで観測できる。またこの 2 個の検出器で幾何学的因子 $5.1 \text{ cm}^2 \text{ sr}$ および開口角 83 度を設定している。その下流にリチウムドリフト型シリコン検出器が 3 個あり、電子で、10 MeV、陽子 α 粒子で 53 MeV/n までのエネルギーを計測する。全体で $dE/dx-E$ カウンターを構成している。外周はプラスチックシンチレーターで囲まれ、反同時計数管となっている。EPHIN の観測した電子強度から、エネルギー毎の閾値を越える電子強度の領域を通過する時間を求め、AE-8 による予測値と比較した。その相違は大きく、安全のため、通過時間の予測値に 1 万秒～1.1 万秒を加えた値で観測計画を立てた。さらに正確な予測値を得るために、通過時間の実験式をつくる作業を行っている。EPHIN の計数率による、機器の自動的なオン、オフ自動制御も行われている。放射線帯全体の形状を長期間連続して観測した貴重なデータである。

5-4-4. 遷移軌道での観測

A. 「つばさ」による観測

「つばさ」は、JAXA が 2002 年 2 月に打ち上げた民生部品の宇宙転用を目的とする試験衛星で、軌道は近地点高度 500 km、遠地点高度 36,000 km、軌道傾斜角 28.5 度の遷移軌道 (静止軌道に投入するための軌道で、遠地点高度が静止衛星の高度になっている) である。観測は 2003 年 9 月まで行われたが、放射線帯粒子の観測としては観測期間が短い。搭載された観測器は、放射線吸収線量モニター (SDOM)、積算吸収線量計 (DOS) と重イオン観

測装置 (HIT) である。SDOM は 3 個のシリコン検出器とその下流のエネルギー測定用シンチレーションカウンターおよび周囲を囲むプラスチックシンチレーターの反同時計数カウンターから成る。観測のエネルギー範囲は、電子：0.3 MeV～9 MeV、陽子：0.9 MeV～210 MeV、 α 粒子：6 MeV～140 MeV、重粒子：1.5 MeV/n～60 MeV/n である。幾何学的因子は 0.01 cm² sr、開口角は全角で 20 度である。DOS は、市販の半導体積算型線量計

RADFET(8-2-1, E, 162 ページ参照) である。HIT はヘリウム～鉄までの粒子を観測する装置で、入射位置と入射方向を検出する 2 個のシリコンストリップカウンター、それに続く 15 個のシリコン検出器とその下の反同時計数カウンターで構成されている。測定のエネルギー範囲は、He：20 MeV/n～43 MeV/n、C：39 MeV/n～80 MeV/n、O：45 MeV/n～98 MeV/n、Si：63 MeV/n～132 MeV/n、Fe：86 MeV/n～179 MeV/n である。幾何学的因子は 25 cm² sr、開口角は全角で 90 度となっている。「つばさ」の電子観測では、磁気嵐に伴う外帯電子の大きな強度変化が顕著に見られる。他の衛星でも観測されているが、静穏時の外帯電子の強度は L=5 付近で最大となっているが、減少時には L=4 付近で最大となり、強度は 1/10 程度になっている。また回復時には、L=4 でのピークのままで、静穏時より 10 倍程高い強度になっている。

B. 「放射線影響観測衛星」(CRRES) による観測

「つばさ」と似たような近地点高度 350km、遠地点高度 33,500km、軌道傾斜角 18.1° の遷移軌道で観測を行ったのが NASA の「放射線影響観測衛星」(CRRES) である。観測は 1990 年 7 月から 1991 年 10 月まで行われたが、「つばさ」と同様に、期間は短い。太陽活動は極大期であったが、「つばさ」は減衰期であった。衛星は 2 rpm のスピン衛星で、スピン軸は太陽方向である。「CRRES」には 20 の実験装置が搭載され、放射線強度、電磁場計測、プラズマ波動観測、プラズマ粒子観測、放射線量計測、集積回路被曝実験、ロケットからの化学物質の放出による上層大気の同時観測が行われた。高エネルギー粒子観測器は、高エネルギー電子スペクトロメーター (HEES)、中エネルギー電子スペクトロメーター、相対論的陽子観測装置、陽子望遠鏡、重イオン望遠鏡、ロッキード高エネルギー粒子およびイオン組成観測装置、同位体および太陽フレア観測装置が搭載された。陽子望遠鏡(Protel)は、低エネルギー検出器(LEH)(1MeV～9MeV)と高エネルギー検出器(HEH)(6MeV～100MeV)からの信号をそれぞれ、8 チャンネルと 16 チャンネルに分析する。入射口には、それぞれ、9.53° と 16.7° の開口角のコリメーター、次いで低エネルギー電子の入射を防ぐための磁場がある。最大磁束密度は 0.5T、それぞれ、4MeV 以下と 8MeV 以下の電子を排除する。

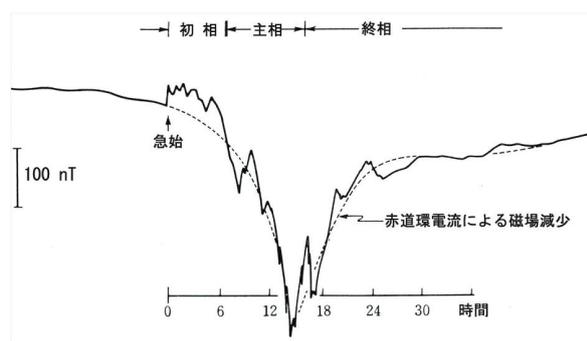


図 5-7 磁気嵐(フレアに伴う地磁気の減少)

幾何学的因子はそれぞれ、 $0.01\text{cm}^2\text{sr}$ と $0.12\text{cm}^2\text{sr}$ である。低エネルギー検出器は、厚さが 29.9、33.6、65.7、270.0、306.0 μm 、直径が 14.8~25mm の表面障壁型 Si 検出器から成る望遠鏡である。高エネルギー検出器は、厚さ 390 μm の表面障壁型 Si 検出器と厚さが 774.7、2076.5、2969.7、4995.6、2973.8 μm 、直径が 27.5~48.2mm のリチウムドリフト型 Si 検出器の望遠鏡である。LEH、HEH 共に、最後のカウンターの前には、それぞれ Al、真鍮の吸収体があり、最後のカウンターは反同時計数カウンターとして用いて、観測エネルギーの上限を決める。

5-4-5. 標準放射線環境モニター (SREM)

これは、ヨーロッパ宇宙機関 (ESA) との契約で、スイスの CONTRAVES SPACE AG 社が製造しているもので、「STRV-1c」、「ROSETTA」、「PROVA-1」、「INTEGRAL」、「GIOVE-B」、「Herschel」、「Planck」の各衛星に搭載された。「GAIA」にも搭載が予定されている。放射線帯の観測に限らず、搭載機器の管理のための一般的な環境放射線モニターとしても利用できるものである。簡単な装置ではあるが、電子、陽子、重粒子の識別やエネルギースペクトル、フラックスの絶対値はよくキャリブレーションが行われていて、高精度である。放射線帯のモデルの検討や、太陽フレア粒子の研究にも使用できる。全体の大きさは $9.6\text{cm} \times 12.2\text{cm} \times 21.7\text{cm}$ 、重量 2.5kg、消費電力 2.6W である。検出器は、いずれも厚さ 0.5mm の Si 表面障壁型検出器で、2 個 (D_1 、 D_2) から成る望遠鏡と 1 個 (D_3) の単独検出器である。面積は、 D_1 、 D_3 が 25mm^2 、 D_2 が 50mm^2 である。望遠鏡の間には、1.7mm の Al と 0.7mm の Ta が挿入されている。入射窓は、それぞれ、2mm の Al と 0.7mm の Al である。望遠鏡は同時計数とそれぞれの単独の観測モードがある。 D_1 、 D_2 、 D_3 はそれぞれ、5、2、4 エネルギーレベルのディスクリミネーターで分析し、電子と陽子、重粒子の識別とエネルギーの分析を行って、陽子については 13、電子については 11、重イオンについては 1 つのチャンネルに仕分ける。観測のエネルギー範囲は電子：0.3~15MeV、陽子：8~800MeV である。計数率は 100kHz で、20% の不感時間で計測できる。搭載機器の制御信号を取り出すこともできる。その他に、線量計測の RADFET と温度計が内蔵されている。観測器は飛翔前に、加速器の粒子でキャリブレーションが行われる他、衛星の構造体による遮蔽効果を考慮したシミュレーションと搭載した状態での線源によるキャリブレーションが行われ、シミュレーションとの一致を確かめる。多くの衛星に搭載されているので、放射線帯粒子や太陽フレア粒子の同時観測が可能で、フレア粒子の伝播や放射線帯の強度変化に関する重要なデータとなっている。

5-4-6. AMS、「PAMELA」による観測

AMS、「PAMELA」はいずれも永久磁石を備えた粒子線観測装置で、宇宙線の地磁気によるカットオフ以下の運動量の電子、陽子を観測した。通常、放射線帯電子と呼ばれているものは、10MeV 以下であるが、AMS、「PAMELA」は 50MeV 以上に起源の異なる電子、

陽電子が存在することを示した。その特徴は、陽子と反陽子、電子と陽電子を識別して観測したことである。AMS-01 は 1991 年に、スペースシャトル STS-91 に搭載して、10 日間の試験観測を行った。高度は 320~390km、軌道傾斜角 51.5° であった。放射線帯の 200MeV 以上の高エネルギー電子の観測を行い、陽電子強度が電子強度の 4 倍で、寿命が短いことを観測した。高エネルギーの陽電子強度が大きいことは、宇宙線と大気との相互作用による電子陽電子の発生率（ π 中間子の崩壊）や地磁気中での運動から予測されていたが、精密な観測により確認された。同様の観測は「PAMELA」（高度 350~600km、軌道傾斜角 70° ）でも、80MeV~10GeV の電子について行われた。90MeV~4GeV の間で陽電子と電子の比は 2.5~5 程度で、陽電子が過剰であった。100MeV の陽電子、電子のフラックスは、L 値（磁力線が赤道を通過する高度を地球半径単位で表した値）1.5~2.5 のところで、それぞれ $3.2 / \text{m}^2/\text{sr}/\text{s}/\text{MeV}$ と $1.9 / \text{m}^2/\text{sr}/\text{s}/\text{MeV}$ であった。「PAMELA」は南大西洋地磁気異常帯 (SAA) で反陽子が捕捉されていることを発見した。反陽子も陽電子と同様に、宇宙線と大気原子核との相互作用で発生したものである。80~600MeV のフラックスは $10 \sim 40 / \text{m}^2/\text{sr}/\text{s}/\text{GeV}$ で、銀河宇宙線中の反陽子のフラックスの約 1000 倍である。反陽子と陽子の比は、同じエネルギー範囲で、 $2.5 \times 10^{-6} \sim 1 \times 10^{-4}$ となっている。銀河宇宙線の値は、約 $1 \times 10^{-6} \sim 1 \times 10^{-5}$ である。陽電子と同じように発生機構と、大気および地球磁場中での粒子の輸送の問題を提起している。AMS-02 は国際宇宙ステーションに搭載され、現在観測が行われていて、高精度の結果が期待されている。

5-4-7. 「放射線帯嵐観測衛星」(RBSP)

NASA が 2012 年 8 月 30 日に打ち上げた放射線帯観測衛星で、放射線帯のモデル化と宇宙天気予報を目的として、放射線帯の空間的、時間的な変動の観測を行う。衛星は 2 機の同じ衛星から成り、近接した軌道に投入された。近地点高度 500~675km、遠地点高度 30,050~31,250km、軌道傾斜角 10° である。遠地点高度は 100km 程異なり、軌道周期は 9 時間であるが、75 日の周期で接近するので、様々な相互位置での相関を観測することができる。高エネルギー粒子と組成および高温プラズマ観測装置 (ECT) は、電子、イオン磁気分析器 (MagEIS) (電子: 30keV~4MeV)、ヘリウム、酸素、陽子、電子静電分析器 (HOPE) (20eV~45keV)、相対論的陽子、電子テレスコープ (REPT) (陽子: 20MeV~75MeV、電子: 4MeV~10MeV) で構成されている。電磁場計測と統合科学装置 (EMFISIS) は放射線帯の粒子の生成、消滅を制御している電磁場とプラズマ波動およびこれらの変化、磁気嵐の際の環電流の変化などを観測する。この装置は、スピン面の 2 方向に伸びたブームの先端に取り付けた 3 軸のフラックスゲート磁力計 (MAG)、サーチコイル磁力計と掃引周波数受信器 (WAVES) およびデータ処理装置 (CDPU) から成るプラズマ波動観測装置で構成されている。電場とプラズマ波動装置 (EFW) は、スピン軸の 2 方向とスピン面の 4 方向のブームの先端の電場計測器である。イオン組成観測装置 (PICE) は、環電流のイオン組成 (H、He、O)、ピッチ角分布、電流、エネルギーを測定する。相対論的陽子スペ

クトロメーター(RPS)は、8層のSi検出器とチェレンコフカウンターのテレスコープで、50MeV～2GeVの陽子を観測する。Siカウンターは50MeV～400MeVの陽子の観測に、チェレンコフカウンターは、400MeV以上の陽子の観測に用いられる。エネルギー分解能は50MeVで約30%である。

同じ時期に、カナダ宇宙庁(CSA)は、小型衛星「ORBITALS」を、近地点高度13,011km、遠地点高度40,139km、軌道傾斜角63.4°の軌道に打ち上げて、放射線帯の観測を行う。電磁場、プラズマ波動、プラズマ粒子の観測と共に、高エネルギー粒子スペクトロメーター(EPS)(重粒子20keV～4MeV、電子25keV～12MeV)、高エネルギー陽子望遠鏡(HEPT)(陽子と重粒子3MeV～100MeV)、放射線モニター(REM)(放射線量計測と半導体のSEU)が搭載される。(追記1：カナダの計画は中止になった。)日本は、小型衛星・「ジオスペース探査衛星」(ERG)を2015年12月に打ち上げて、RBSPと同時観測を行う計画が進んでいる。

(追記2：NASAは次世代放射線帯モデルAE9, AP9を発表し、改良を続けている。)

http://lws-set.gsfc.nasa.gov/documents/AE9AP9_overview14Jun2012.pdf

(追記3：放射線帯嵐観測衛星(Radiation Belt Storm Probes、RBSP)は、打ち上げ後、バンアレンプローブ(Van Allen Probes)と名付けられ、内帯と外帯の間に、第3の放射線帯を発見している。)

6. 宇宙 X 線、 γ 線

6-1. はじめに

宇宙 X 線、 γ 線の強度は、粒子線に比べると小さく、放射線障害のような実用的な効果はほとんどない。しかし、超新星爆発や γ 線バースト、マグネター（超強磁場中性子星）の爆発が太陽系の近くで起こると、地球上の生物には大きな影響があると思われる。2004 年 12 月 27 日に発生した軟 γ 線リピーター（マグネター）SGR1802-20（距離：約 5 万年光年）の 7 分間のアウトバーストで放射された X、 γ 線のエネルギーの総量は $3 \times 10^{39} \text{J}$ （太陽の放射エネルギー 25 万年分に相当）という巨大なもので、大量絶滅（地球規模での生物の消滅）を想像させるのに十分なものであった。

1960 年代に、天体からの X 線、 γ 線放射が発見され、X 線天文学、 γ 線天文学の幕開けとなった。同時に、人工衛星、気球、ロケットを用いるスペース天文学の始まりでもある。観測技術の進歩と共に、新しい天体の発見が相次ぎ、種類も数も飛躍的に増加し、今日も続いている。現在ではすべての階層の天体から X 線放射が発見され、光の天文学に匹敵する分野に成長した。 γ 線天文学は、まだ発展段階にあり、 γ 線パルサーや TeV γ 線源の発見が、相次いでいる。X、 γ 線天文学と宇宙線学および電波天文学の一部をまとめて、高エネルギー天文学と呼んでいる。この分野では、様々な高性能の検出器が開発され、高エネルギー物理学と共に、放射線測定技術の最前線でもある。

6-2. X 線天文学

X 線天文学は、1960 年、月の X 線観測を目的としたロケット観測により、偶然、強い X 線源を発見したことに始まる。現在まで、多くの人工衛星による観測で、宇宙 X 線背景放射、銀河団、銀河、恒星、原始星、惑星、彗星等すべての階層の天体が X 線を放射していることがわかった。特に、中性子星、ブラックホール、超新星残骸、銀河団、活動銀河核の研究においては、他の波長域では見られない重要な性質を知ることができる。技術的にも、0.5 秒角の空間分解能、5eV 以下のエネルギー分解能が達成され、光学望遠鏡の性能にせまっている。観測は、大気圏外で行う必要があり、現在、NASA の「チャンドラ」(Chandra) 衛星 (NASA, 1999)、ESA の X 線多層鏡-ニュートン「XMM-ニュートン」(ESA, 1999)、ISAS/JAXA の「すぎく」(JAXA, NASA, 2005)による観測が行われている。

天体からの X 線放射は、大きく二つの機構に分類される。高温プラズマからの熱的な放射と、宇宙線のように加速された電子による非熱的放射である。非熱的な放射には、制動放射、シンクロトロン放射、逆コンプトン散乱などがある。

6-2-1. X線の放射機構とスペクトル

A. 制動放射

高エネルギーの電子が、電子、イオン、原子核のクーロン場で加速を受けた時に放射する電磁波で（図 1-5, 6 ページ参照）、入射電子のエネルギーに近いエネルギーまでの連続スペクトルの光子を放射する。電子に対する断面積は、イオン、原子核に比べて小さい。入射電子のエネルギー E が非相対論的な場合と相対論的な場合（電子の静止質量エネルギー $m_e c^2 = 0.511 \text{ MeV}$ 以下の場合とそれより上の場合と考えてもよい）、エネルギー E' の光子を放射する断面積は、それぞれ(6-1)、(6-2)式のように近似できる。

$$\sigma_B(E, E') = \frac{16}{3} Z^2 \alpha r_e^2 \frac{(E + m_e c^2)^2}{E' E (E + 2m_e c^2)} \ln \frac{(\sqrt{E} + \sqrt{E - E'})^2}{E'} \quad (m^2 / J) \quad (6-1)$$

$$\sigma_B(E, E') = 4Z^2 \alpha r_e^2 \frac{1}{E'} \left[1 + \left(\frac{E - E'}{E} \right)^2 - \frac{2}{3} \frac{E - E'}{E} \right] \ln \frac{2E(E - E')}{m_e c^2 E'} \quad (m^2 / J) \quad (6-2)$$

Z : ターゲットの原子番号、 α : 微細構造定数、 r_e : 古典電子半径 ($2.818 \times 10^{-15} \text{ m}$)、 m_e : 電子の静止質量、 c : 光速である。原子の電子による遮蔽効果は考慮されていない。放射される X 線、 γ 線のスペクトルは、ほぼ $1/E'$ に比例して、高エネルギー側に向かって減少することがわかる。エネルギー分布を持つ電子からの制動放射を求める時は、電子のスペクトルに(6-1)式または(6-2)式を掛けて、電子のエネルギー範囲で積分すればよい。次の希薄プラズマからの熱制動放射はその例である。

B. 希薄プラズマからの放射

X 線の熱的な放射は数千万度のプラズマからの放射である。プラズマの密度が小さく、放射された X 線を再吸収する確率が小さい場合を、**光学的に薄いプラズマ**という。光学的に薄いプラズマである条件は、 $\sigma \rho N_0 l / A < 1$ (σ : プラズマ原子の X 線に対する吸収断面積、 ρ : プラズマの密度、 N_0 : アボガドロ数、 l : 視線方向のプラズマ雲の長さ、 A : 平均原子量) である。プラズマが熱平衡にあるとすれば、速度分布がマックスウエル分布の電子が、プラズマ中のイオン、電子、原子核の電場で加速を受けて放射する制動放射と、電子とイオン、との衝突で発生する**特性 X 線**から成る。前者を**熱制動放射**または**自由-自由(free-free)放射**という。単位体積のプラズマから放射される熱制動放射のスペクトルは、温度 T の電子のマックスウエル分布と制動放射の断面積を掛けて電子のエネルギーについて積分して得られる。マックスウエル分布 $N(v)dv$ (速度が v と $v+dv$ の間にある電子の数)は次の式で与えられる。

$$N(v)dv = N_e \left(\frac{2}{\pi} \right)^{1/2} \left(\frac{m_e}{kT} \right)^{3/2} v^2 \exp \left(-\frac{m_e v^2}{2kT} \right) dv \quad (/m^3 / (m/s)) \quad (6-3)$$

N_e : 電子密度、 k : ボルツマン定数 ($1.3807 \times 10^{-23} \text{ J/K}$)、 v : 電子の速度、 T : 温度(K)で

ある。単位時間、単位体積当たり、 E_X と E_X+dE_X の間のエネルギーに、熱制動放射によって発生する X 線光子密度 $N_X(E_X)$ は、 e : 電荷素量、 m_e : 電子の質量、 c : 光速、 k : ボルツマン定数、 Z : イオンの原子番号、 N_e : 電子密度、 N_i : イオン密度、 E_X : X 線のエネルギー ($J= 6.242 \times 10^{15} \text{ keV}$)、 g_{ff} : ガウント因子 (補正因子、 T と ν 、 Z 、 N_e の関数) として、次の式で与えられる。

$$N_X(E_X) = \frac{2^5 \pi e^6}{3 m_e c^3 h} \left(\frac{2\pi}{3kTm_e} \right)^{1/2} Z^2 N_e N_i \frac{1}{E_X} \exp\left(-\frac{E_X}{kT}\right) g_{ff} \quad (/s/m^3/J) \quad (6-4)$$

(6-4)式の定数項は $1.033 \times 10^{-17} \text{ m}^3 / \text{K}^{1/2} / \text{s}$ (K : ケルビン)となる。 g_{ff} については文献 (G. B. Rybicki and A. P. Lightman, Radiative Processes in Astrophysics, p.160) を参照されたい。プラズマからの放射スペクトルを求めるためには、元素分布と温度 T で決まるイオン分布のすべてについての和を求めなければならない。

熱制動放射と同時に、プラズマ中の電離した元素からの**特性 X 線 (bound-bound)** および自由電子とイオンとの**再結合 (free-bound)** による連続スペクトルの X 線が放射される。特性 X 線は、原子と原子、原子と電子、または原子と X 線の衝突で原子を励起することで発生し、プラズマの温度が数千度の場合には、熱制動放射よりも強度が大きい。電子とイオンが衝突する時、一部は再結合し、その結合エネルギーと電子の運動エネルギーの和は X 線として放射される。このとき、**二電子再結合** といって、二個の電子が同時に励起される現象も起こり、二電子再結合に特有の特性 X 線を放射する。

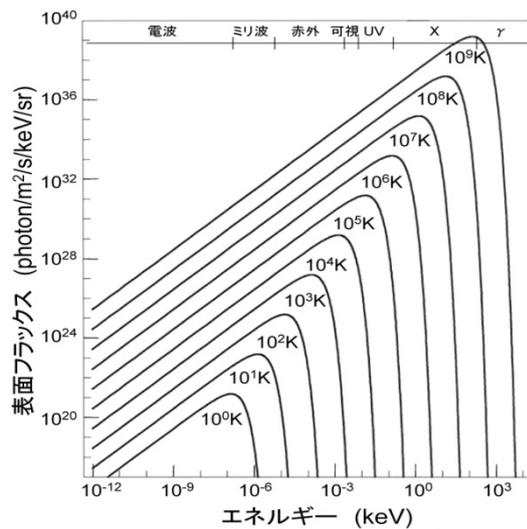


図 6-1 黒体放射スペクトル(6-5)式

C. 黒体放射

プラズマの密度が高く、放射を完全に吸収するときには、よく知られた黒体放射となり、放射スペクトルは**プランクの公式** $B_N(T)$ で表される。黒体放射の場合には、表面温度とその放射強度のみが観測可能である。(6-5)式は光子フラックスである。

$$B_N(T) = \frac{1}{h^3 c^2} \frac{2E_X^2}{\exp(E_X/kT) - 1} \quad (6-5) \quad (\text{photon} / \text{m}^2 / \text{s} / \text{keV} / \text{sr})$$

T : 表面温度、 h : プランク定数、 c : 光速、 k : ボルツマン定数、 E_X : X 線エネルギー ($J= 6.242 \times 10^{15} \text{ keV}$) である。(6-5)式は、 E_X の代わりに振動数 ν や波長 λ で記述することもある。 $E_X \ll kT$ および、 $E_X \gg kT$ の場合の近似式は、それぞれ**レイリー・ジーンズの公式**およ

びウィーンの公式と呼ばれている。(6-6)、(6-7)式はエネルギーフラックスである。

$$B_N^{RJ}(T) \approx \frac{2E_X^2}{h^3 c^2} kT \quad (6-6), \quad B_N^{W}(T) \approx \frac{2E_X^3}{h^3 c^2} \exp\left(-\frac{E_X}{kT}\right) \quad (6-7)$$

(6-5)式に E_X を掛けて、 E_X について $0 \sim \infty$ で積分すると

$$\int_0^\infty B_N(T) E_X dE_X = \frac{2\pi^4 k^4}{15c^2 h^3} T^4 \equiv \sigma T^4 \quad (J/m^2/s) \quad (6-8)$$

となる。 $\sigma = 5.67 \times 10^{-8} J/m^2/K^4/s$ をステファン・ボルツマン定数という。X線が、一定温度の中性子星の表面から放射される場合には(6-5)式で表される黒体放射となるが、中性子星やブラックホールの周囲の降着円盤からの放射の場合には、温度分布を持つ黒体からの放射となる。

D. 蛍光 X 線放射

炭素以上の重元素に、その K 殻電子（最も内側の軌道電子）または L 殻電子（K 殻の外側の軌道電子）の結合エネルギー以上の X 線が入射すると、K 殻または L 殻の電子を光電効果により放出し、それぞれの外側の軌道電子によって空いた軌道が埋められる。この時、電子の結合エネルギーの差が X 線として放射される。これを K 殻蛍光 X 線または L 殻蛍光 X 線という。実験室では、未知の物質に X 線を照射し、放射される蛍光 X 線を分光器で分析し元素分析に利用される。放射される X 線を特性 X 線、この分析方法を蛍光 X 線分析という。蛍光 X 線放射の断面積は、K-X 線の場合、K 殻電子に対する光電効果の断面積に K 蛍光効率を掛けたものとして表される。

$$\sigma_{fl} = \frac{64\pi^4 m_e e^{10} Z^4 g_{bf}}{3\sqrt{3} ch^3 n^5 E_X^3} \frac{Z^4}{30^4 + Z^4} \quad (m^2) \quad (6-9)$$

m_e : 電子の静止質量、 e : 素電荷、 Z : 原子番号、 c : 光速、 h : プランク定数、 n : 主量子数 (K 殻 $n=1$ 、L 殻 $n=2$)、 E_X : 入射 X 線のエネルギー ($J=6.242 \times 10^{15}$ keV) ($E_X > E_K$ 、 E_L)、 g_{bf} : ガウント因子 (補正係数、1 としてよい) である。 $Z^4 / (30^4 + Z^4) \equiv \omega_K$ は K 蛍光効率の実験式である。(6-9)式は、K-X 線放射の場合の式で、L-X 線の場合には ω_K の代わりに ω_L を用いる必要がある。K 殻($n=1$)が電離され、L 殻電子が空いた K 殻を埋める場合の放射を $K\alpha$ 線、M 殻電子が埋める場合の放射を $K\beta$ 線という。最初に、L 殻電子が電離され、M 殻、N 殻の電子がこれを埋める場合をそれぞれ、 $L\alpha$ 線、 $L\beta$ 線という。

高エネルギー荷電粒子による原子の内殻電離によっても特性 X 線が放射される。これも蛍光 X 線と言うが、加速器粒子による特性 X 線の発生を粒子励起 X 線放射(PIXE)と呼び、実験室での元素分析に利用されている。

E. シンクロトロン放射

磁場中で、相対論的な速度で運動している電子から放射される電磁波で、電子のエネルギーと磁場の強度により、電波から X 線までの連続スペクトルが放射される。実験室では、

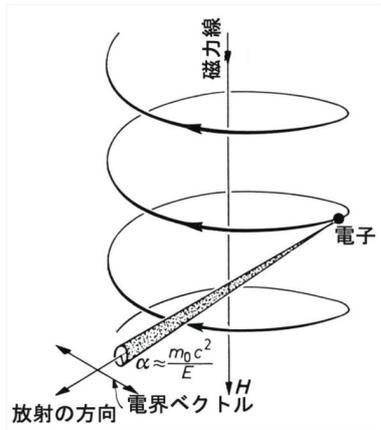


図 6-2 シンクロトロン放射

シンクロトロンで加速された電子からのシンクロトロン放射を**放射光**と呼んでいる。磁場中の電子は、運動方向と磁力線の方向に垂直な方向のローレンツ力を受ける。シンクロトロン放射は、この加速度による**双極子放射**である。この放射の特徴は、電子の螺旋運動の接線方向に強いビーム状の放射をすること、放射は 100%の直線偏光（ローレンツ力の方向）をしていることである。ビームの半頂角は、ほぼ $m_e c^2 / E$ ($m_e c^2$: 電子の静止質量エネルギー、 E : 電子のエネルギー) に等しい。この値は電子のローレンツ因子の逆数 $1/\gamma$ になっている。エネルギー E の電子が磁束密度 B の中で運動する時に、 ν と $\nu + d\nu$ の間の振動数に放射されるエネルギー $J(E, \nu)$ は次の式で与えられる。

$$J(E, \nu) d\nu = \frac{\sqrt{3} e^3 B \sin \alpha}{4\pi \epsilon_0 m_e c} \frac{\nu d\nu}{\nu_c} \int_{\nu/\nu_c}^{\infty} K_{5/3}(\eta) d\eta \quad (J / \text{Hz}) \quad (6-10)$$

$$\nu_c = \frac{3}{4\pi} \gamma^2 \frac{eB}{m_e c} \sin \alpha \quad (\text{Hz}) \quad (6-11)$$

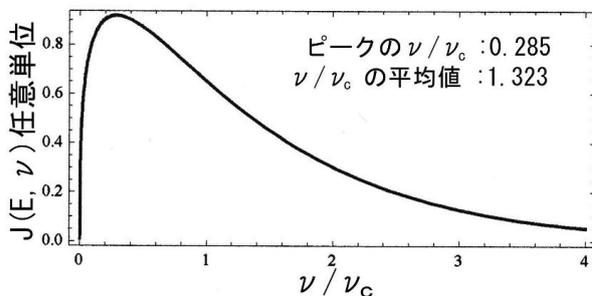


図 6-3 シンクロトロン放射のスペクトル

e : 素電荷、 B : 磁束密度、 α : ピッチ角（磁力線と運動方向のなす角）、 ϵ_0 : 真空の誘電率 ($8.85 \times 10^{-12} \text{F/m}$)、 m_e : 電子の静止質量、 c : 光速、 ν_c : 臨界振動数、 $K_{5/3}(\eta)$: $5/3$ 次のベッセル関数、 γ : 電子のローレンツ因子、 E : 電子のエネルギーである。図 6-3 は (6-10) 式をグラフで示したものである。 $\nu = 0.285 \nu_c$ で最大値となる。

宇宙で発生する高エネルギー電子はエネルギーのべき関数型のスペクトルになっている。従って、べき関数型スペクトルの電子によるシンクロトロン放射のスペクトル $J_s(E, \nu)$ が必要である。これには、(6-10) 式に電子のスペクトル $E^{-p} dE$ を掛け、 E について、電子のエネルギーの下限値から上限値まで積分すればよい。下限値を 0、上限値を ∞ とすれば、

$$J_s(E, \nu) d\nu = \frac{\sqrt{3} e^3 B \sin \alpha}{4\pi \epsilon_0 m_e c} \left(\frac{2\pi \nu m_e^3 c^4}{3eB \sin \alpha} \right)^{-(p-1)/2} d\nu \int_0^{\infty} x^{(p-3)/2} F(x) dx \quad (J / \text{Hz}) \quad (6-12)$$

$$x = \frac{\nu}{\nu_c}, \quad F(x) = x \int_x^{\infty} K_{5/3}(\eta) d\eta \quad (6-13)$$

となる。(6-12)式の積分は、 Γ 関数を用いて、 $\Gamma(p/4+19/12)\Gamma(p/4-1/12)/(p+1)$ となることが知られている。電子のスペクトル指数が $-p$ の時には、シンクロトロン放射もべき関数と

$$-\frac{dE}{dt} = \sigma_T c \frac{B^2}{\mu_0} \beta^2 \gamma^2 \sin^2 \alpha \quad (J/s) \quad (6-14)$$

$$-\frac{dE}{dt} = \frac{2}{3} \sigma_T c \frac{B^2}{\mu_0} \beta^2 \gamma^2 = \frac{4}{3} \sigma_T c \beta^2 \gamma^2 U_{mag} \quad (J/s) \quad (6-15)$$

なり、その指数は $-(p-1)/2$ となることがわかる。なお、シンクロトロン放射による電子のエネルギー損失は、(6-14)、(6-15)式で与えられる。(6-14)式は、ピッチ角(磁力線と電子の運動方向のなす角)が α の場合、(6-15)式はピッチ角分布が一様である場合の平均値である。 σ_T : トムソン散乱の断面積 ($6.652 \times 10^{-29} \text{ m}^2$)、 c : 光速、 γ : 電子のローレンツ因子、 B : 磁束密度、 α : ピッチ角、 μ_0 : 真空の透磁率 ($1.257 \times 10^{-6} \text{ H/m}$) である。 U_{mag} は磁場のエネルギー密度 $= B^2/(2\mu_0) (\text{J/m}^3)$ である。(6-14)式または(6-15)式から電子のシンクロトロン放射によるエネルギー損失がエネルギーの二乗に比例することがわかる。つまり、エネルギーの高い電子ほどエネルギーを失いやすい。

F. 逆コンプトン散乱

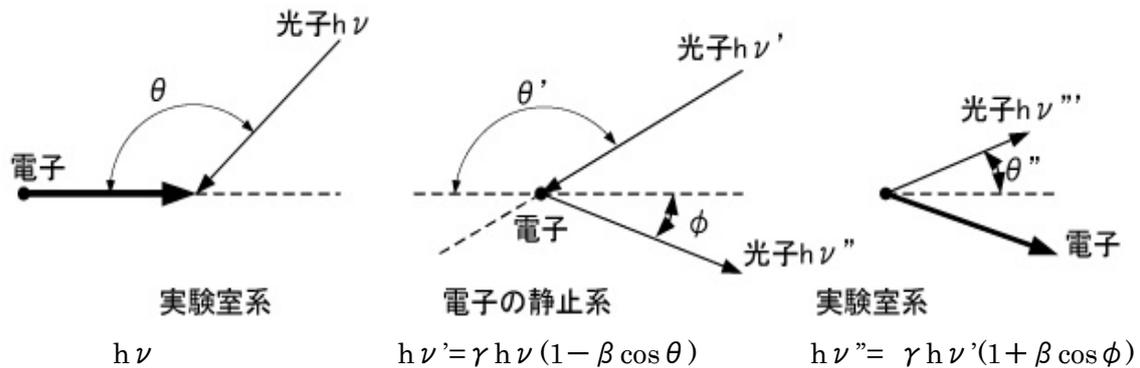


図 6-4 逆コンプトン散乱の座標変換(ローレンツ変換)と光子のエネルギー

実験室のコンプトン散乱は静止している電子による γ 線の散乱で、散乱の結果、 γ 線はそのエネルギーの一部を失い、電子がエネルギーを得る。逆コンプトン散乱は、高速で運動している電子による光子の散乱で、電子のエネルギーが光子のエネルギーより大きいと、光子がエネルギーを得、電子がエネルギーの一部を失うように見える現象である。エネルギーを得た光子はX線や γ 線となる。速度 v 、ローレンツ因子 γ 、(E : 電子のエネルギー、 m_e : 電子の静止質量、 c : 光速、 $\beta = v/c$) の電子とエネルギー $h\nu$ (ν : 振動数) の光子が角度 θ で衝突する系を、速度 v で電子と同じ速度で動く座標系にローレンツ変換すると、静止している電子にエネルギー $h\nu'$ の光子が θ' の方向から入射しているように見える。 θ' は、(6-16)式で与えられる。 $h\nu \ll m_e c^2$ ならば、衝突はトムソン散乱と考えてもよいので、

$$\sin \theta' = \frac{\sin \theta}{\gamma(1 - \beta \cos \theta)}, \quad \cos \theta' = \frac{\cos \theta - \beta}{1 - \beta \cos \theta} \quad (6-16)$$

$h\nu'' \approx h\nu'$ と近似できる。散乱後のエネルギーは変化しない。電子が受ける反跳は ν に比べて小さいので無視して、 $-\nu$ で再度ローレンツ変換を行って実験室系にもどす。

$$h\nu''' = \gamma h\nu'(1 + \cos \phi) = \gamma^2 h\nu(1 - \cos \theta)(1 + \cos \phi) \quad (J) \quad (6-17)$$

この結果、ほぼ $h\nu''' \sim \gamma^2 h\nu$ となり、マイクロ波背景放射や可視光の光子から X 線や γ 線が生成される。(6-17)式から、電子のエネルギー損失が γ^2 に比例することがわかり、(6-18)式で表される。 σ_T : トムソン散乱の断面積、 $\Phi(h\nu)$: 低エネルギー光子のフラックス (J/s)、

$$-\frac{dE}{dt} = \frac{4}{3} \sigma_T \gamma^2 \beta^2 \int h\nu \Phi(h\nu) d(h\nu) = \frac{4}{3} \sigma_T c \gamma^2 \beta^2 U_{ph} \quad (J/s) \quad (6-18)$$

U_{ph} : 低エネルギー光子のエネルギー密度 (J/m^3) である。シンクロトロン放射のエネルギー損失(6-15)式と同じような式で表されることがわかる。逆コンプトン散乱の断面積 $\sigma_{IC}(h\nu)$ は、トムソン散乱近似で、等方的な低エネルギー光子のフラックスについて、(6-19)式の近似式が求められている (G. R. Blumenthal and R. J. Gould, Rev. Mod. Phys., 42, 237, 1970)。(6-19)は振動数が ν と $\nu + d\nu$ の間の光子を発生する断面積である。

$$\sigma_{IC}(\nu) = \frac{3\sigma_T}{16} \left(\frac{\nu}{\gamma^2\nu_0} \right)^2 \left(1 + 2 \ln \frac{\nu}{4\gamma^2\nu_0} + \frac{4\gamma^2\nu_0}{\nu} - \frac{\nu}{2\gamma^2\nu_0} \right) \quad (m^2 / Hz) \quad (6-19)$$

ν : 光子の振動数、 σ_T : トムソン散乱の断面積 ($6.652 \times 10^{-29} m^2$)、 γ : 電子のローレンツ因子、 ν_0 : 低エネルギー光子の振動数。図 6-5 に (6-19) 式をグラフで示す。低エネルギー光子の発生源としては、シンクロトロン放射、宇宙マイクロ波背景放射、星の光などの光子がある。

宇宙 X 線よりは、宇宙 γ 線の発生機構として重要である。なお、逆コンプトン散乱は加速器で発生した高エネルギー電子とレーザー光子を衝突させ、エネルギーのそろった高エネルギー γ 線を発生させるのにも利用されている。

銀河団プラズマを通して、宇宙マイクロ波背景放射を観測すると、マイクロ波光子が、超高温プラズマ電子によって、逆コンプトン散乱され、マイクロ波のスペクトルのレイリー・ジーンズ側の強度が減少し、ウィーン側が増加する。これをスニアエフ・ゼルドビッチ効果という。一般に、高温プラズマにソフト光子が入射し、多重逆コンプトン散乱を受けるこ

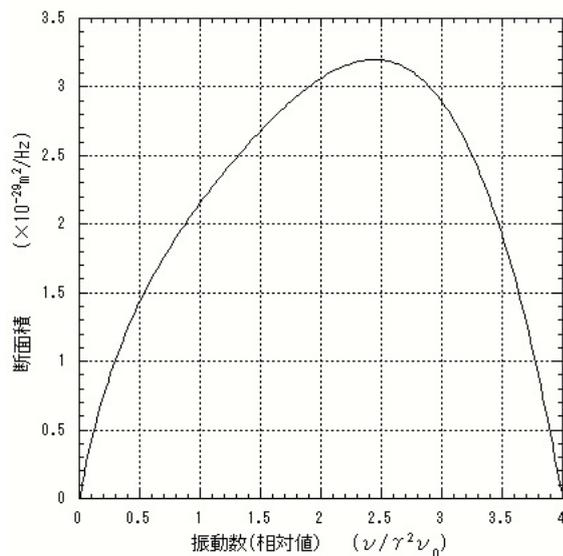


図 6-5 逆コンプトン散乱の断面積

とをコンプトニゼーションと言い、硬 X 線源となったり、プラズマ温度が低下することが起こる。後者をコンプトン冷却と呼んでいる。

6-2-2. X線を放射する主な天体

A. 中性子星

中性子星は、秒程度以下の周期でパルス放射をする電波パルサーとして発見された。その周期を天体の自転によるとすれば、赤道上での重力>遠心力の関係から天体の密度が、白色矮星の値 10^9kg/m^3 以上でなければならないことから、中性子星と推測できる。中性子星は質量が太陽質量程度で、半径が 10 km 程度、ほとんど中性子のみで構成されている天体である。重力と釣り合っているのは、恒星（太陽のような普通の星）の場合のような、プラズマのガス圧ではなく、中性子ガスの縮退圧という量子力学的な力である。中性子星は表面で、 10^8T という強い磁場を持った磁石である。このような強い磁場の存在は、回転している磁石からの電磁波の放射とパルサーの回転エネルギーの減少が等しいと仮定した時の磁場の強度として、予想されていた。電波パルサーは約 2000 個が知られているが、X 線でパルス放射をするものが少数ではあるが存在する。しかし、ほとんどの X 線を放射する中性子星は、中性子星と恒星の連星系である。恒星が放出するガスの一部または全部は恒星の重力圏を越えて、中性子星の重力圏へ流れ込む。このガスは連星の回転により、渦巻状に回転しながら中性子星へ落下する。これを質量降着といい、中性子星の周囲に形成される円盤状のガスの流れを降着円盤という。ガスは中性子星に近づくほど速度が速くなり、密度も上がって、ガス同士が衝突して高温ガスとなる。この高温ガスから X 線が放射されるが、密度が高いので、放射は黒体放射となる。中性子星の磁場が 10^8T という大きな値の場合には、プラズマであるガス円盤は磁場に阻まれて、磁力線に沿って移動し、磁極へ降着する。磁極に高温ガスの柱ができ、これが X 線を放射する。この時の放射は中性子星の自転に伴っ

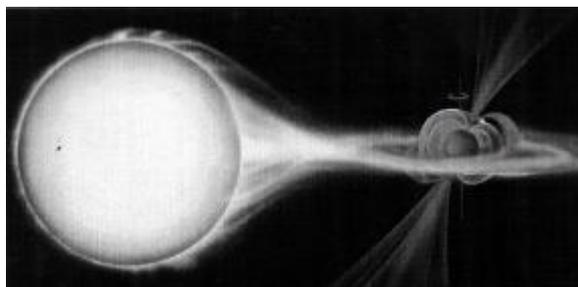


図 6-6 X 線星のモデル
(Y. Tanaka 氏の好意による)

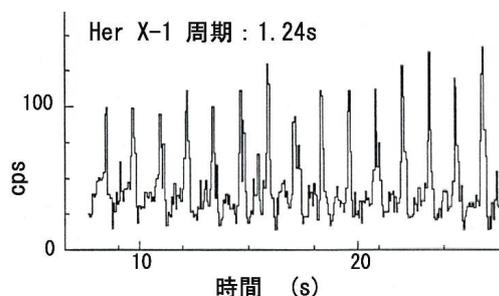


図 6-7 X 線パルサーからの X 線放射
(ISAS/JAXA)

て、観測者からは両極のプラズマの柱が交互に見えることになり、X 線パルサーとして観測されることになる。X 線パルサーは降着物質がエネルギー源になっているので、降着駆動型パルサーと呼ばれることもある。スペクトルは黒体放射であるが、強い磁場によるサイクロトロン吸収や、X 線が降着円盤を照射して発生する蛍光 X 線が含まれることも多い。多くの場合、スペクトルは単純な黒体放射だけではなく、2

温度の成分やべき関数成分が含まれる。

中性子星 X 線源の多くは、パルス放射をしない、X 線強度の比較的弱いものである。これは磁場の弱い、太陽質量以下の低質量の連星系と考えられている。低質量連星系では、中性子星の表面に蓄積された降着物質は密度と温度が核融合の条件を満たす状態になると、爆発的な核融合を起こし、高温ガスを生成して X 線を放射することがある。これを X 線バーストとよび、1 秒から 10 秒程度継続する。

X 線新星として突然明るい X 線星が出現する

こともある。これは何らかの理由で停止していた質量降着が突然始まったことによるものと考えられている。電波パルサーからの X 線放射は、中性子星近傍で発生すると考えられている強い電場で加速された電子によるシンクロトロン放射である。X 線を放射するパルサーの中には、磁場の強度が、 10^{11}T の **マグネター**と呼ばれているものもある。

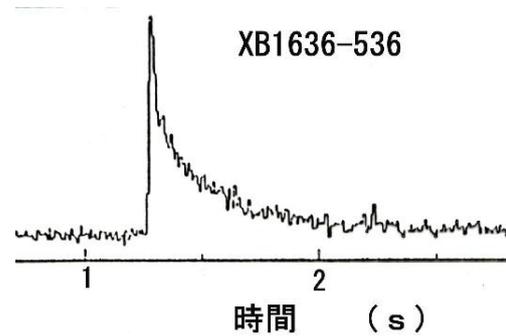


図 6-8 X 線バーストの放射 (ISAS/JAXA)

B. ブラックホール

ブラックホールの定義は、内部で発生した光が外部へ達することができない特殊な空間のことで、**アインシュタイン方程式のシュワルツシルド解**の中に存在する。ブラックホールを観測する直接的な方法はないが、現在、次のような性質の X 線源を **ブラックホール候補**と呼んでいる。X 線を放射する天体で、X 線パルサーでなく X 線バーストも発生しないもの、連星周期からケプラーの法則を用いて推定される X 線星の質量が太陽質量の 3 倍より大きい。最後の条件は中性子星の質量に上限 (**チャンドラセカール限界**)があることが知られていることによる。ブラックホールも連星の場合には、恒星からの降着で周辺に高温の降着円盤を構成し、これが X 線を放射する。スペクトルはやはり黒体放射型であるが、周辺の超高温ガスによって散乱された成分も混じっていて、べき関数型になっている。X 線新星として観測されるものもある。激しい不規則な強度変動を示すのが特徴である。クエーサーと似た性質があり、超光速運動 (見掛け上、超光速で動いているように見える電波雲) をするジェット

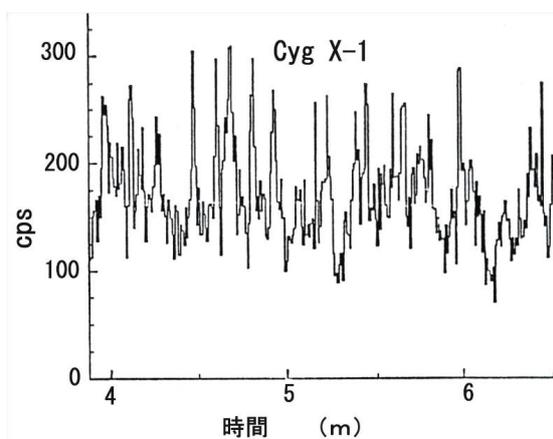


図 6-9 ブラックホールからの X 線放射 (ISAS/JAXA)

の放出が知られている。これを **マイクロクエーサー**と呼んでいる。

C. 白色矮星

白色矮星は、太陽質量の 4 倍以下の星がエネルギー源である水素を消費して、星の重力を支えるガス圧を失い収縮したものである。収縮した星の重力を支える力は電子の縮退圧である。大きさは、1 万 km 程度で、恒星の 1/100 である。白色矮星と恒星の連星は、変光星として知られていて、**激変星**と呼ばれている。白色矮星の周囲には、降着円盤が構成されていて、これが可視光で強く光る。降着物質の量が変化すると変光星として観測されることになる。白色矮星の中には、 10^2 T から 10^5 T の強い磁場を持つものがあり、降着流は中性子星の場合と同じように、磁極へ落下する。このとき磁極で衝撃波が発生して、X 線を放射する高温のガスが生成される。また降着円盤上でも局所的に、ガス流の衝突で高温ガスが生成されることがあり、これを**ホットスポット**と呼んでいる。X 線の強度は、中性子星、ブラックホールに比べて小さい。黒体温度 $1.74 \times 10^4 \sim 9.3 \times 10^5$ K (15~80 eV)、放射エネルギー $10^{29} \sim 10^{33}$ J/s の**高光度超軟 X 線源**も連星白色矮星である。伴星からの降着物質が白色矮星の表面で核融合を起こし、高温となって軟 X 線を放射していると考えられている。軟 X 線は星間ガスによる強い吸収を受けるため、銀河系では 10 個程度しか発見されていないが、1000 個程度あるものと推定されている。アンドロメダ銀河 (M31) では 34 個が知られている。

D. 超新星残骸

超新星は、太陽の 4 倍以上の質量の星が、エネルギー源を失って、**重力崩壊**する時に、星の外層部が爆発的に膨張する現象である。超音速で膨張するガスの前面には、星間ガスが圧縮され超高温となる。このガスが X 線を放射するので、放射領域は超新星残骸の周囲に球殻状に分布する。爆発ガスや星間ガスの分布は必ずしも一様ではないので、実際の分布は不規則なものが多い。放射は、高温希薄ガスの放射、つまり熱制動放射と励起された原子からの放射である輝線で表される。1995 年に、日本の X 線天文衛星「あすか」で、1006 年に爆発した超新星 SN1006 の跡から熱放射と非熱的なべき関数型の成分が発見され、電

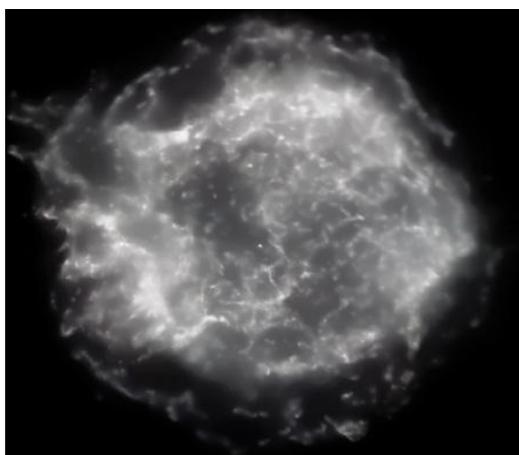


図 6-10 超新星残骸 Cas-A の X 線像 (NASA/CXC/SAO)

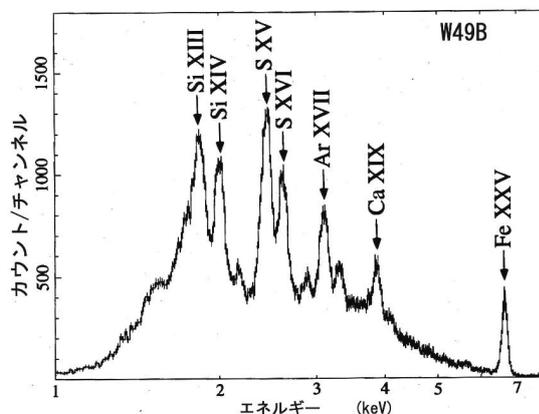


図 6-11 超新星残骸 W49B の X 線スペクトル (R. Fujimoto 氏の好意による)(ISAS/JAXA)

子が加速されていることがわかった。宇宙線の超新星起源説は、1950年代から提唱されていたが、ようやく観測的な証拠が発見されることになった。その後、他の超新星残骸からもべき関数成分が発見される一方、フェルミ衛星によって、高エネルギー γ 線が発見され、陽子の加速の可能性も予想されている。図6-10の最外部の淡い環状の部分がべき関数成分であり、その内側の明るい部分が熱放射成分である。殻構造とは対照的に、塊状のX線放射が見られるものがあり、これを**プレリオン**と呼んでいる。1054年の超新星の残骸である**かに星雲** (SN1054) がその代表的なものである。中心に**パルサー**があり、X線のパルス放射も見られるが、連星ではない。自転のエネルギーが放射のエネルギー源となっているので、**回転駆動型パルサー**、または**電波パルサー**と呼ばれている。

X線放射は、パルサーを中心として大きく広がった分布で、中心から離れる程、強度もX線のエネルギーも低くなる。スペクトルはエネルギーのべき関数型の連続スペクトルである。パルサーの近傍の電場（中性子星の内部を回転している超伝導体とすれば、外部に電場を発生する）で加速された高エネルギー電子が、拡散しながらパルサーの磁場、星間磁場でシンクロトロン放射をしているものと考えられる。電波からX線までのすべての電磁波が放射され、強く偏極していることが特徴である。これが、シンクロトロン放射の証拠となった。かに星雲は、超新星の発生が記録されていること、パルサーが存在すること（電波から γ 線までのパルス放射）、広がったプラズマ雲が存在すること、広がったシンクロトロン雲が存在すること（高エネルギーの粒子が存在する）から、高エネルギー天文学の実験室と呼ばれている。かに星雲のX線スペクトルは基準値として使われることが多い ($E: \text{keV}$)。

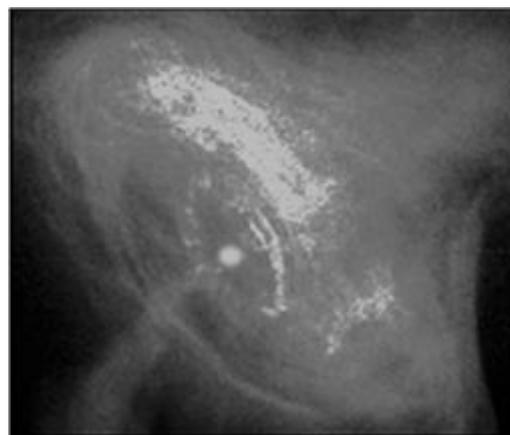


図6-12 かに星雲パルサーのX線像 (NASA/CXC/SAO)

$$J(E) = (9.59 \pm 0.05) \times 10^4 E^{-2.108 \pm 0.006} \quad (/m^2 / s / keV) \quad (6-20)$$

しかし、15keV以上の強度は、1999～2010年の間に、相対強度で0.92～1.04の不規則な変動をしていることが観測されている。

E. 活動銀河核

活動銀河核は銀河の中心に存在する恒星状の明るい天体をいい、その明るさは銀河全体の明るさに匹敵する。電波から γ 線までのすべての波長の電磁波を放射し、強度は分程度から年の様々な時間スケールで変動する。中心核からは、可視光の強い輝線が放射されているが、輝線の中が広いものと狭いものが混在していて、互いに発生場所が異なると思われる。形態から、**セイファート銀河**（渦巻き銀河の中心核で、電波、 γ 線はほとんど放射しない）、**電波銀河**（大きく広がった電波のローブをとまう）、**とかげ座BL型天体**（輝線

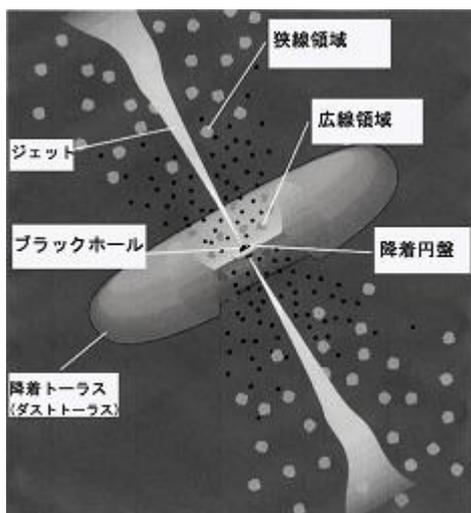


図 6-13 活動銀河核の統一モデル
(M. C. Urry 氏の好意による)

の放射がない、楕円銀河の中心核) **クエーサー** (赤方偏移が異常に大きい、最大は 6 以上) に分類されているが、前述の性質はすべてに共通ではない。現在では、このような相違は統一モデルによって理解されている。統一モデルによれば、中心に**巨大質量ブラックホール**があり、この周囲に降着円盤が構成されていて、中心核から円盤に垂直の両方向にジェットが放出されている。ジェットというのは、光速に近い速度の粒子流である。活動銀河核の色々な種類は、ジェットの方向に対する観測者の視線方向の相違によって生じるとする。例えば、とかげ座 BL 型天体は、ジェットの方向から観測しているとすれば、ジェットの相対論的な効果のために、ジェットの成分が強調され、他の放射成分は相対的に弱く見えることになる。X 線や γ 線はジェットのブラックホールに近いところで、加速された電子によるシンクロトロン放射または高速電子とシンクロトロン光子や降着円盤光子との逆コンプトン散乱で発生すると考えられている。電波の放射は高エネルギー電子の存在を示すもので、シンクロトロン放射や逆コンプトン散乱は必ず起こると考えてよい。X 線のスペクトルはスペクトル指数が $-2 \sim -3$ のべき関数型である。シンクロトロン放射と逆コンプトン散乱の 2 成分が存在することは、エネルギースペクトルにエネルギーの二乗を掛けた**スペクトルエネルギー分布 (SED)** を画いてみると、2 つのピークを持つ分布となることで容易にわかる。セイファート銀河では、鉄の蛍光 X 線が観測されることがあり、中心核近傍からの X 線放射が降着円盤に衝突して発生するものと考えられる。

F. 銀河団

銀河団は数個から数千個の銀河が力学的に結合した集団である。銀河団が数千万度の超高温ガスに包まれていることは、X 線天文学の初期に発見された。その質量は銀河団の質量より大きく、その起源は宇宙論の大きな問題である。宇宙は、プラズマでできていると言ってもよい。宇宙の進化と共に、暗黒物質の重力によって、原始ガス、銀河、銀河ガスが引き寄せられ、現在も成長を続けているものと考えられている。X 線スペクトルは希薄プラズマからの放射で、特性 X 線 (X 線

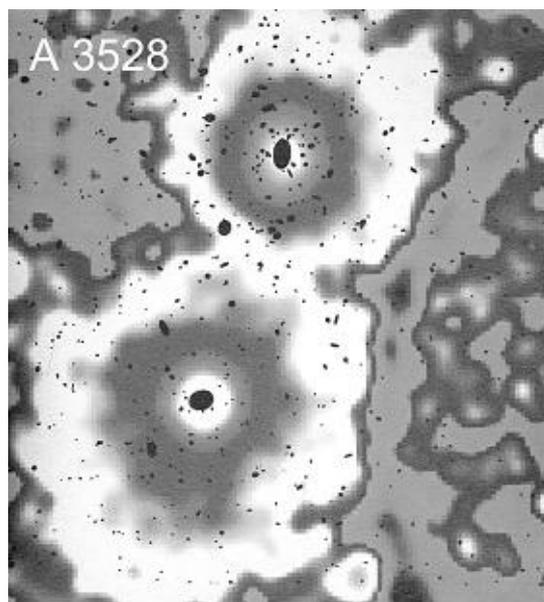


図 6-14 銀河団を囲む超高温ガス(MPE 提供)

輝線) から元素分布、温度、赤方偏移を知ることができる。鉄などの重元素が存在するが、その存在量は銀河内の恒星やガスの存在量より小さく、銀河ガスと原始ガスの混合ガスであると思われる。このような高温ガスを銀河や銀河団に拘束するためには、銀河の質量だけでは不足で、暗黒物質の存在の証拠の一つとなっている。銀河団は、銀河と超高温ガス、暗黒物質の結合系であるが、暗黒物質の質量が最も大きい。2010年、南極望遠鏡(SPT)で発見された銀河団、SPT-CL J2106-5844 は、X線観測から、赤方偏移が 1.18 ± 0.03 、温度 $11.0 + 2.6 - 1.9$ keV、X線の放射強度 $(13.9 \pm 1.0) \times 10^{39}$ J/s、質量 $(1.27 \pm 0.21) \times 10^{15}$ (太陽質量単位) と決められた。これまでに知られている中で、最大の銀河団である。超高温プラズマの存在は、スニアエフ・ゼルドビッチ効果 (マイクロ波宇宙背景放射の温度が 2.7K より高く見える、6-2-1, F, 99 ページ参照) から知ることでもできる。

G. 宇宙 X 線背景放射

宇宙 X 線背景放射の発見は、ジャックオーニ達による、宇宙 X 線源の発見と同時に行われた。初期には、100 keV 以下のスペクトルが 40 keV の熱制動放射型であったことから宇宙にこのようなプラズマが満ちているというモデルが提唱されたが、COBE 衛星によって宇宙マイクロ波背景放射が正確に観測され、2.7 K の黒体放射の歪みのないスペクトルであることがわかり、この説は否定された。代わって、遠方の活動銀河核の集積であるとする説が有力になっている。X 線天文衛星による、遠方の活動銀河核の探索 (deep survey) が行われた結果、2 keV 以下では X 線背景放射強度の 80% 程度が発見されたが、問題はスペクトルで、背景放射のスペクトルのべき指数は -1.4 で、クエーサーのスペクトルのべき指数 -2.1 よりもゆるやかな傾きとなり、これをスペクトルパラドックスと呼んでいる。これは、低エネルギー部分に強い吸収を受けた、いわゆる 2 型クエーサーが多く存在するためと考えられている。概略のスペクトルは、1keV~3MeV の範囲で、次の式で表される (E :MeV)。 $C \sim 1.53 \times 10^6$ 、 $E_b \sim 0.025$ MeV 程度である (U. Oberlack, Physics, Vol.3, 21, 2010)。ただし、観測の精度は不十分で、観測者による強度の相違は、ファクター 1.5 程度ある。

$$N(E) = \frac{C}{(E/E_b)^{1.32 \pm 0.018} + (E/E_b)^{2.88 \pm 0.015}} \quad (/m^2 / s / sr / MeV) \quad (6-21)$$

H. 月、惑星表面の X 線

月や惑星には、U、Th などの微量の天然の放射性同位元素が存在する他に、銀河宇宙線の衝突で多数の二次粒子が発生しこれが表面物質と相互作用して X 線、 γ 線を発生する。最も強いのは、太陽 X 線の散乱 X 線および蛍光 X 線である。これらは、月や惑星表面の元素分析に利用されている。

6-2-3. 宇宙 X 線の観測

宇宙 X 線の観測は、発見の際のガイガーカウンターによる観測から始まり、比例計数管

とシンチレーションカウンターの時代が長く続いた後、X線望遠鏡と焦点面検出器という時代になった。焦点面検出器も初期には位置検出型の比例計数管やチャンネルプレートが用いられたが、現在はX線用のCCDが標準的な検出器となった。次世代では撮像型のマイクロカロメーター、半導体ピクセルカウンターが多くなるものと思われる。

A. 比例計数管による観測

比例計数管は構造が簡単で、大型化が容易であることから、X線天体発見の直後の1960年代から、2000年位までは広く使われた。実験室の比例計数管と異なる点は、バックグラウンドを減らす工夫が施されていることである。宇宙観測を行う場合に、バックグラウンドは大気およびスペースクラフトで発生するものと、宇宙線などの粒子線およびその二次粒子によるもの、宇宙X線背景放射によるものがある。いずれもカウンターの壁面で発生するものが多いことがわかり、カウンター内部をグラウンド線で仕切ってマルチセルカウンターとし、壁面に隣接するセルカウンターは反同時計数カウンターとして使用するようになった。またセルカウンター相互の間で

も同時信号を除く他、芯線が貫通する壁面に平行平板電極を置いて、イオンの信号を集め、反同時計数を行うこともある。これを5面ガードと呼んでいる。図6-16では、52のセルカウンターに仕切られ、R、L、Sから信号を取り、V1、V2およびR、L、S間相互も反同時計数カウンターとして使用している。信号波形の立ち上がり時間により識別することも有効である。荷電粒子によるバックグラウンドは粒子の飛程のために、立ち上がり時間が長くなる。このような信号を除くことを、立ち上がり時間ディスクリミネーションという。検出効率を決めるものは、入射窓の材質と厚さ、封入ガスの種類と圧力、カウンターの入射方向の深さである。

図6-17は「ぎんが」(ISAS、Leicester、1987)の比例計数管の検出効率である。図6-16の各層毎に、曲線で示している。このカウンターの入射窓は $63\mu\text{m}$ のベリリウム、ガスはAr 70%、Xe 25%、CO₂ 5%を2気圧(20°C)で充填したものである。ベリリウム窓の上には、視野を決めるコリメーターが取り付けられるが、このカウンターでは、図6-15に見られるように、ベリリウム窓の圧力をコリメーターが支える一体型となっている。このような型の大型比例計数管は、「ぎんが」(ISAS、Leicester、1987)の他、「HEAO-1」(NASA、1977)、「RXTE」(NASA、1995)に搭載された。「RXTE」のカウンターのコリメーターの下



図 6-15 「ぎんが」の比例計数管
(ISAS/JAXA/Leicester)

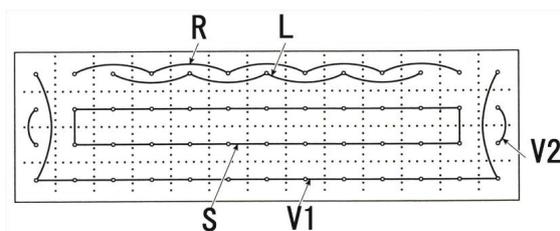


図 6-16 「ぎんが」の比例計数管の断面図
(ISAS/JAXA/Leicester)

の第一層(図 6-16 参照)は、マイラー膜によって、第二層以下と仕切られ、プロパンガスを充填して、反同時計数カウンターとして使用された。

1 keV 以下の軟 X 線の観測には、入射窓に、 $1\mu\text{m}$ 程度に延伸したポリプロピレン薄膜が用いられた。ポリプロピレン膜カウンターは田中靖郎の発明である。膜の両面は導電性を持たせるために、炭素の薄い塗膜を施す (Moxtek 社により X 線入射窓として商品化されている)。このように薄い膜では、ガス原子や分子が拡散で透過するので、容器に詰めたガスとガス圧制御装置を備えて、常時制御しなければならない。この際に注意しなければならないことは、圧力一定の制御ではなく、密度一定の制御でなければならないことである。このような比例計数管は、ロケット観測に用いられた他、「はくちょう」衛星 (ISAS, 1979) にも搭載され、新たな宇宙観測の窓となった。インドが 2013 年に打ち上げる「アストロサット」 (ISRO、CSA) には、ガス充填部の容積 $100\text{cm} \times 36\text{cm} \times 15\text{cm}$ 、Xe とメタン 2~3 気圧という巨大な比例計数管 (LAXPC) が 3 台搭載される。入射窓は $50\mu\text{m}$ のアルミ蒸着マイラーで、重量は一台あたり 135 kg である。

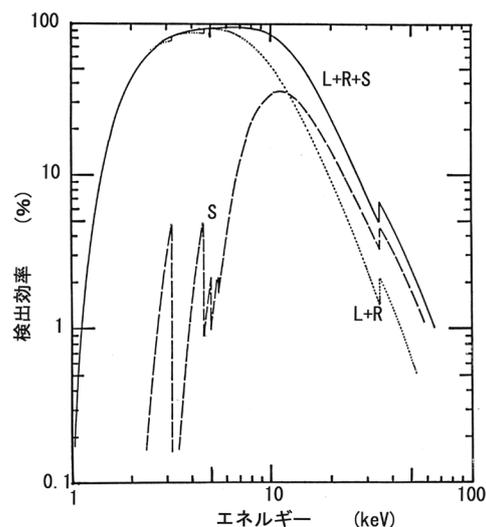


図 6-17 ぎんがの比例計数管の検出効率 (ISAS/JAXA/Leicester)

B. ガス蛍光比例計数管による観測

「てんま」衛星 (ISAS, 1983) は、主観測器として大面積のガス蛍光比例係数管 (2-2-4, 29 ページ参照) が搭載された唯一の衛星である。入射面の面積を、光電子増倍管の光電面の面積より大きくするために、直径 14cm の球面状の Be の入射窓を持つ円錐状のセラミック容器に、Xe $1.01 \times 10^5\text{Pa}$ (1atm) と He $2.03 \times 10^4\text{Pa}$ (0.2atm) を充填したものである。He は電離電子の移動速度を速くするためのものである。セラミックの円錐部には 4 層の球面状のグリッドから成る収束電極が取り付けられ、電子はその下の発光領域へ導かれる。発光領域は 2 層の球面状のグリッド電極で囲まれた領域で、6200V の電位差で、電子は加速と発光を繰り返す。蛍光は、外側に波長変換剤を塗布した石英窓を通して、可視光に変換され光電子増倍管に導かれる。計数管には、ガス中の不純物を除くために、吸着剤 (ゲッター) が取り付けられている。8 台の計数管が搭載され、コリメータを取り付けた全有効面積は 640cm^2 である。エネルギー分解能は、平均で 9.5% (5.9keV) である。「てんま」は、多くの X 線源から、特性 X 線の放射を発見し、宇宙 X 線分光学のさきがけとなった。特に、X 線パルサー、銀河面の広がった領域からの放射が注目された。

C. 望遠鏡と焦点面検出器による観測

現在の宇宙 X 線観測の主流は、望遠鏡と焦点面の撮像分光装置である。X 線望遠鏡の光学系は、ウォルターI 型と呼ばれる斜入射光学系である。内面を回転放物面と回転双曲面に超鏡面研磨した 2 台の反射鏡を直列に並べ、それぞれの面で反射させて焦点面へ導くものである。回転放物面だけでは、収差が大きいためである。2 回反射は焦点距離を短くすることにも役立っている。反射は全反射を利用するので、入射角が小さく、有効面積を大きくすることは困難である。これを緩和するために、円筒型の共焦点の反射鏡を同心円筒状に何層か重ねて、有効面積を大きくする。これをネスティングと呼んでいる。

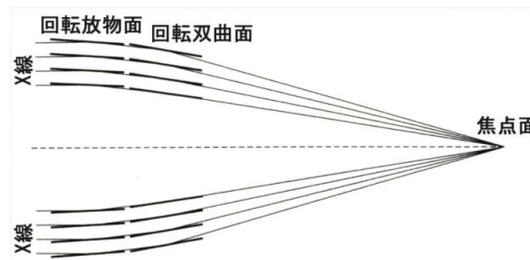


図 6-18 ウォルターI 型光学系

i) 高角分解能望遠鏡

高角分解能の望遠鏡は、素材に膨張率の小さい石英ガラスやセラミックガラス、ゼロデュア（商品名）を用い、内面を超鏡面研磨したものである。ガラス鏡は、ネスティングがせいぜい 4 層程度で、直径を大きくしなければ、有効面積を大きくできない。大きくすれば重量が大きくなり衛星構造上困難となる。この種の望遠鏡が搭載されたのは、「アイنشユタイン」（NASA、1978）、「ROSAT」（ドイツ、NASA、1990）、「チャンドラ」（NASA、1999）の X 線天文衛星である。太陽 X 線観測用のネスティングのない小型望遠鏡では、「ようこう」（ISAS、NASA、イギリス、1991）、「ひので」（JAXA、NASA、イギリス、2006）、「GOES-15」（NASA、2010）に搭載の望遠鏡がある。「アイنشユタイン」、「ROSAT」の焦点面検出器は、位置検出型比例計数管（IPC）とマイクロチャンネルプレート（HRI）である。角分解能は、それぞれ 1 分角と 3 秒角であるが、IPC のエネルギー分解能は 100 % (1.5 keV~4 keV) に対し HRI では分解能なしである。最高の角分解能が得られているのは、「チャンドラ」の望遠鏡で、焦点距離 10 m、反射鏡の長さ 84 cm、ネスティング 4 層、口径 0.65~1.23 m、有効面積 100 cm² (8 keV)~800 cm² (0.25 keV) である。焦点面検出器は X 線用 CCD で、角分解能は 0.5 秒角となっている。CCD は 1024×1024 ピクセルで、撮像用に 4



図 6-19 X 線天文衛星「チャンドラ」(NASA/CXC/SAO)

個、分光器に 6 個使用されている。高分解能透過型回折格子分光器、マイクロチャンネルプレートを用いた高分解能カメラも搭載されている。「チャンドラ」の CCD は、打ち上げの直後、予期しなかった放射線帯の低エネルギー陽子（～

100keV) の照射により、放射線障害を受け、エネルギー分解能（電荷転送効率）が低下している。図 6-14 は「ROSAT」、図 6-10、図 6-12 は「チャンドラ」によって観測された X 線像である。

ii) レプリカ望遠鏡

角分解能を少し落としても、有効面積を大きくしたのが ESA の X 線天文衛星「XMM ニュートン」(ESA、1999) である。「XMM ニュートン」の反射鏡は電鍍法またはレプリカ法と呼ばれる方法で製作された金属鏡である。この方法は、まずウォルター I 型の鏡面と同じ形のアルミニウムの円柱状の鋳型を製作し、表面にニッケルの無電解メッキで硬い表面層をつくり、これを超鏡面研磨する。次にこの表面に反射材である金をメッキする。これを電解ニッケルメッキ液に浸し、反射材の表面にニッケルを析出させる。ニッケルの厚さが所定の厚さ（～1 mm）になったところで、取り出し、液体窒素で急冷して鋳型を引き剥がすと反射材がニッケルの鏡筒側に移し取られ反射鏡ができる。鏡材の厚さが薄いので、ネスティングできるように多数の鋳型を用意すれば、有効面積の大きい反射鏡を製作することができる。また、鋳型は何度でも使用することができる。この技術はヨーロッパで開発されたもので、X 線天文衛星「EXOSAT」(ESA、1983)、「ベッポサックス」(ASI、オランダ、1996) で小型のものが使用されたが、本格的な X 線望遠鏡は「XMM ニュートン」(ESA、1999) に搭載された。図 6-20 に示す「XMM ニュートン」の反射鏡は、焦点距離 7.5 m、58 層のネスティング、口径は 30.6 cm～70.0 cm、長さ 60 cm、有効面積 610 cm² (8.0 keV)～1430 cm² (1.5 keV)、角分解能 15 秒角以下となっている。反射鏡のみの重量は 425 kg である。焦点面検出器は CCD で、MOS 型 CCD と、ドイツのマックスプランク研究所が製作した pn-CCD が取り付けられている。pn-CCD は、10 cm×10 cm の高純度の Si ウェファー（シリコンの薄板）に 64×200 ピクセルの CCD、12 個をつくったもので、全有効面積は 36 cm² という巨大な検出器である。空乏層（検出器としての有感部）の厚さは最大で 300 μm あり、10 keV の X 線の検出効率は 90% にもなる。その他、反射型回折格子分光器も搭載されている。「XMM ニュートン」は最大の感度を持つ X 線天文衛星である。

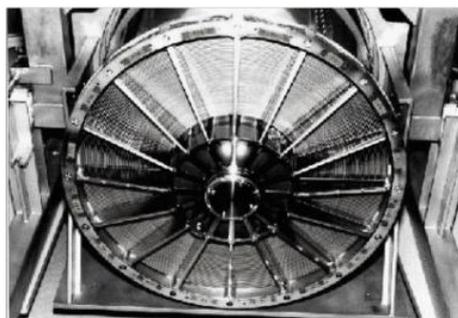


図 6-20 XMM ニュートンの反射鏡
(ESA 提供)

iii) アルミ薄板望遠鏡

更に、有効面積を大きくする方法に、アルミニウム薄板望遠鏡がある。これは鏡材に厚さ 0.1 mm 程度のアルミ合金の薄板を用いるものである。このとき、ウォルター I 型の光学系は二つの円錐面で近似する。そのために、角分解能は 1～3 分角となる。しかし、鏡材が薄いので、数百層のネスティングが可能となり、大きな有効面積となる。製作方法は、円



図 6-21 アルミ薄板 X 線望遠鏡
(ISAS/JAXA/NASA)

す、反射材はアルミ板に転写され、反射鏡の素子ができあがる。これをクォドラントに挿入して、クォドラント鏡をつくり、これを 4 個あわせて望遠鏡とする。回転放物面に相当する部分と回転双曲面に相当する部分は別々につくられ、これを上下に組みあわせて完成となる。

アルミ薄板望遠鏡が最初に使用されたのは、「アストロ-1」衛星(NASA、1990)に搭載の**広帯域 X 線望遠鏡(BBXRT)**であるが、本格的に使用されたのは、「あすか」衛星 (ISAS、NASA、1993) と「**すざく**」衛星 (JAXA、NASA、2005) である。特に、「あすか」は X 線望遠鏡と X 線 CCD という現在の標準的な観測装置を搭載した世界で最初の X 線天文衛星である。焦点面には**蛍光比例計数管**と**多電極光電子増倍管**を組み合わせた**撮像型蛍光比例計数管**も初めて使用された。ここでは、「すざく」の望遠鏡の諸元を示しておく。焦点距離 4.75 m、鏡材 155 μ m 厚さのアルミ板、反射材厚さ 0.1 μ m の金、内径 11.8 cm、外形 39.9 cm、長さ 10.16 cm、ネスティング 175 層、有効面積 250 cm^2 (7 keV)~450 cm^2 (1.5 keV)、視野 19 分角、角分解能 2.0 分角である。「すざく」にはこのような X 線望遠鏡が 5 台搭載された。そのうち 4 台の焦点には CCD が使用された。図 6-22 は「すざく」の望遠鏡と CCD 検出器の検出効率から求めた総合の有効面積である。図 6-11 は「あすか」によって観測されたスペクトルである。

「すざく」には**前面入射型**の CCD と**背面入射型**の CCD が搭載されている。背面入射型は、CCD の基盤となっているバルクシリコンを、有感部が露出するまでに削り取ったもので、入射面に薄いグラウンド電極のみがあるので、低エネルギーの検出効率が高い。残る 1 台の望遠鏡の焦点面には**マイクロカロリメーター**が、世界で始めて搭載された。「すざく」では、機械式冷凍機、固体ネオン、液体ヘリウム、断熱

錘面を 4 分割した、クォドラントを製作し、これを 4 個寄せ集めて円形とする。クォドラントにはネスティングの数だけの溝が切られていて、この溝に円錐面を 4 分割したアルミの反射鏡が挿入される。アルミの反射鏡は、先ず、1/4 円錐面を展開した形にアルミ薄板を切り出し、これを円錐形の母型の上で熱成型して円錐形に曲げる。表面を超鏡面研磨した円錐形の鋳型に、反射材を蒸着し、薄くエポキシ系の接着剤を塗布する。曲げたアルミ面にも接着剤を塗布し、両者を接着させて真空中で硬化させる。引き剥が

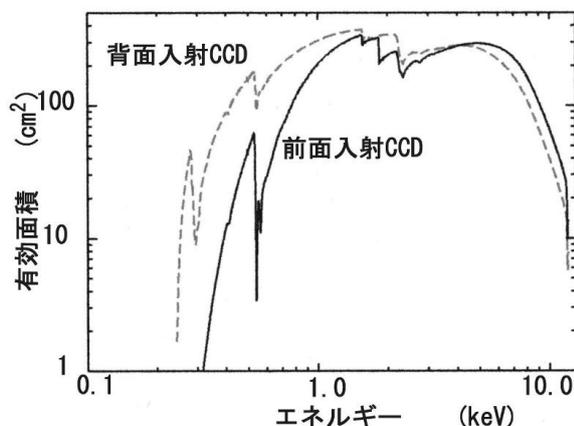


図 6-22 総合有効面積 (望遠鏡+CCD)
(ISAS/JAXA/NASA)

消磁 (ADR) によって、60mk を実現した。X 線検出器は $624 \times 624 \mu\text{m}$ のピクセル HgTe、36 個から成り、視野は 2.92×2.92 分角である。望遠鏡を含めた点光源に対する有効面積は約 150cm^2 である。打ち上げ直後の軌道上の試験では、正常に動作し、6.7 eV のエネルギー分解能が確認されたが、異常な液体ヘリウムの蒸発が起これ、やがて冷却機能を失った。この結果、観測には至らずに終わった。現在計画中の「ASTRO-H」衛星 (JAXA、NASA、ESA、2014) の高分散軟 X 線分光撮像検出器 (SXS) では、機械式冷凍機、液体ヘリウム、断熱消磁 (ADR) によって、50mK を達成する。X 線検出器は、 $815 \times 815 \mu\text{m}$ の素子 6×6 個で、観測のエネルギー範囲は 0.3~10keV、エネルギー分解能は 5eV、望遠鏡を含めた有効面積は $160\text{cm}^2(1\text{keV})/210\text{cm}^2(6\text{keV})$ である。今後の改良と共に、宇宙 X 線観測の重要な観測器になると予想される。別の望遠鏡の焦点面には、ピクセルの大きさ $24 \times 24 \mu\text{m}$ 、ピクセル数 1280×1280 、空乏層の厚さ $\sim 200 \mu\text{m}$ の背面入射型 X 線 CCD 検出器 4 個が取り付けられる。各素子は -120°C で使用され、観測のエネルギー範囲は 0.5–12keV、エネルギー分解能は $\sim 150\text{eV}$ である。

D. 大面積カウンターによる観測

「ぎんが」衛星や「RXTE」衛星のような大面積カウンターによる強度変動の精密観測は、コンパクト X 線源の研究には有効である。半導体検出器の進歩により、軽量の大量、高エネルギー分解能のカウンターが使用できるようになった。ESA は、大面積 X 線タイミング観測器 (LOFT) の検討を行っている。大面積 Si ドリフト検出器にキャピラリーコリメーター (チャンネルプレートのように、鉛ガラスの細管を束ねたもの) を取り付けした 12m^2 の検出器を軌道上で太陽電池のように展開する。Si ドリフト検出器は、受光面積は大きいですが、発生電荷をドリフトにより、中心の小さい電極に導くので、エネルギー分解能がよい。観測のエネルギー範囲は 2keV~30keV、エネルギー分解能は 260eV である。

アメリカの海軍研究所 (NRL) では、先進 X 線タイミングアレイ (AXTAR) を計画している。Si ピクセル検出器を用い、有効面積は 3.2m^2 である。Si 検出器は $10\text{cm} \times 10\text{cm} \times 2\text{mm}$ 、ピクセルの大きさは $2.5\text{mm} \times 2.5\text{mm}$ 、エネルギー範囲は 1.8keV~30keV 以上、エネルギー分解能は 600eV となっている。コリメーターは微細加工技術による Ta コリメーターを検討している。双方共に、符号化マスクを取り付けた全天監視装置も計画している。

E. X 線サーベイ観測

天文学では、対象とする天体がどれだけあり、どのように分布しているかを調べることは、重要な研究であり、研究の基礎資料でもある。カタログづくりである。観測装置の感度が向上するに従って、何度も行われる。X 線天文学の初期の観測は小規模ながら、ほとんどサーベイ観測を目的としたものである。本格的なサーベイは、「Uhuru」衛星 (NASA、1970) に始まる。自転する衛星の側面に比例計数管を取り付け、自転を利用して、広い空を走査するものである。「ウフル」は X 線パルサーを発見し、X 線星の謎を一挙に解決した。

つまり、X線星は中性子星と恒星との連星系であることが明らかとなった。「Uhuru」カタログには、最終的には339のX線源が記載されている。同じようなサーベイは「Ariel-5」衛星(英国、NASA、1974)によっても行われた。最終的な3Aカタログには、250が記載されているが、一時的なX線源(トランジェントという)が明確になったことが特徴である。大型の比例計数管によるサーベイは「HEAO-1」(NASA、1977)によって行われた。7台の大面積比例計数管(LAXSE)の総面積は1.4m²で、多くの銀河系外X線源含む、842のX線源を検出した他、銀河系の広がったX線の分布図を作製した。この観測によって、以後の研究対象となる主要なX線源がほぼ出そろったことになる。さらに高感度のサーベイは、「ROSAT」(ドイツ、イギリス、NASA、1990)によって行われた。「ROSAT」は、打ち上げ後の7カ月間、ウォルターI型の望遠鏡と焦点面の撮像型薄膜比例計数管(二次元の位置検出比例計数管)を用いて、全天のサーベイを行った。X線のエネルギー範囲は0.1~2.4keV、角分解能は1分角である。結果は高光度X線源カタログ(RASS-BSC、改訂版1RXC)と低光度X線源カタログ(RASS-FSC)にまとめられ、それぞれ、18811(0.05cps以上)、105924(0.02cps以上)のX線源が記載されている。恒星、活動銀河核が多いのが特徴である。2012年に、ラグランジュ点(L2)に打ち上げ予定のロシアの衛星「スペクトル X、 γ 」(ロシア、ドイツ、2012)(SRG)には、7台の、焦点面にpn-CCDを取り付けたレプリカ望遠鏡(54層)eROSITAが搭載され、4年間、0.2~10keVのエネルギー範囲で、全天を走査する。感度は、 $9 \times 10^{-18} \sim 1.5 \times 10^{-16} \text{J/m}^2/\text{s}$ 、角分解能は25秒角以下である。0.2~2keVで、320万、2~10keVで18万の活動銀河核が検出されるものと予想されている。

F. X線全天監視装置

X線を発生する天体のうちで、X線星や活動銀河核は大きな強度変化を示す。X線新星の発生もしばしば見られる。このような現象をトランジェントと呼び、専用の観測装置を搭載して監視することが多い。全天監視装置に必要な機能は、短時間で繰り返し、または常時、広い空の領域を観測できることである。初期の観測は、自転する衛星の自転軸方向に指向観測装置、側面に監視装置というものが多く、サーベイ観測と兼ねるものもある。「Ariel-5」(英国、NASA、1974)、「SAS-3」(NASA、1975)はこの種の衛星である。自転軸方向の観測装置も、すだれコリメーターまたは符号化マスクのような、入射方向を識別できる装置を取り付けたカウンターを用いた時には、監視装置としても機能する。「はくちょう」(ISAS、1979)は側面カウンターの他、自転軸方向のカウンターにすだれコリメーターを取り付け、広い視野内のX線バーストを効率よく観測した。「てんま」(ISAS、1983)には、大型のガス蛍光比例計数管が自転軸方向に搭載され、そのうちの一部にすだれコリメーターを取り付けた監視装置(SPC)および符号化マスクを取り付けた広視野X線監視装置(XFC)が使用された。「インシュタイン」衛星(NASA、1978)には、監視用比例計数管(MPC)が搭載された。「ぎんが」衛星(ISAS、1987)は宇宙科学研究所の最初の三軸制御衛星であったため、狭くて長く、しかも3方向に傾いた視野のコリメーターを取り付けた

比例計数管 (ASM)を全天監視装置として搭載した。一日に一回、衛星を一回転させて、走査した。観測時間は短いが日以上で時間スケールで変動する X 線源の監視には十分で、効率よく X 線新星を発見することができた。発見後、直ちに主観測器である大面積比例計数管 (LAC)を向け、高精度の観測を行った。「RXTE」衛星 (NASA、1995) の全天監視装置は、一次元の符号化マスクと芯線に抵抗線を用いた一次元位置検出型比例計数管から成り、これをモーターで回転させて指向方向の空を、走査するものである。

国際宇宙ステーション(ISS)に搭載された X 線全天監視装置(MAXI) (JAXA、2009)は専用の大型監視装置である。この装置は、抵抗芯線の一次元位置検出型比例計数管と 3.0mm×3.7mm の入射口から成り、視野 1.5° ×160° の一次元ピンホールカメラを、狭い視野方向に 64 台並べたものと等価で、これを 1 台のカウンター(GSC)として、全部で 12 台搭載されている。6 台を、視野 1.5° の方向が宇宙ステーションの進行方向となるように置き、他の 6 台を水平に対し、84° 傾けた垂直に近い方向に搭載した。宇宙ステーションは約 90 分で、曝露部実験台が常に水平になった状態で、地球を周回する。この回転を利用して、全天を走査する。恒星状の X 線源に対する、一周あたりの露出時間は約 45s である。90 分毎のサンプリングで、長期の強度変動や新星の出現を知ることができる。MAXI には、比例計数管と同じようなコリメーターを取り付けた 16 個の CCDX 線検出器 (全面積 0.01m²) (SSC) も搭載されている。CCD は、熱電素子で-60°Cに冷却され、0.5~12keV の X 線に感度があり、特性 X 線による元素組成の観測を目的としている。光学系のない大面積 CCD による全天サーベイは、初めての試みである。

γ線バーストの監視装置は、X 線監視装置と同じであるので、兼用することができるが、観測しているのは X 線である。「HETE-II」 (NASA、日本、フランス、1996) の広視野 X 線監視装置(WXM)は、一次元符号化マスクを取り付けた抵抗線芯線の一次元位置検出型比例計数管 2 台を直交した方向に置いて、二次元の入射方向検出器(2~25keV)としたものである。「INTEGRAL」 (ESA、ロシア、NASA、2002)に搭載のヨーロッパ共同 X 線監視装置 (JEM-X) は、二次元符号化マスクを取り付けたストリップ芯線 (絶縁板に、金属の細線を蒸着して芯線としたもの) の多芯線比例計数管の芯線板の裏に芯線に直交する方向の交流結合の読みだし電極をつけた二次元位置検出型比例計数管 (3~35keV) である。「Swift」 (NASA、イタリア、イギリス、2004)に搭載のバースト警報望遠鏡(BAT)は、4×4×2mm の CdZnTe 半導体ピクセル検出器 (15~150keV) 32768 個と 2.7m² の符号化マスクから成る装置である。5 年間に、925 のトランジェント X 線源を観測した。γ線衛星「AGILE」 (ASI、2007)の硬 X 線観測装置(SuperAGILE)は一次元シリコンストリップ検出器 (15~45keV) と、これに直交した方向の交流結合読みだし電極および符号化マスクで構成されたものである。半導体カウンターを使用した時には、観測が硬 X 線に限られる。

G. すだれコリメーターと符号化マスク

i) すだれコリメーター

X線新星などの位置を、光学系を使用しないで、正確に計測するための装置で、すだれコリメーターは変調コリメーター(modulation collimator)とも呼ばれ、小田稔の発明である。一般的には、金属の平板で視野を区切ったスラットコリメーターも含めて、同じ原理である。多くの天体が分布している空の像を、できるだけ多くの

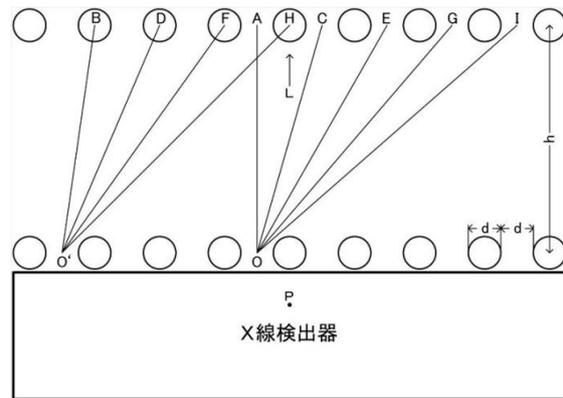


図 6-23 すだれコリメーター

情報を含む像に変換して、像観測装置に入力し、装置の出力をデータとして、コリメーターやマスクの応答関数を用い、数学的に像を再構成するものである。観測の目的、対象とする天体の放射強度、位置決定精度、視野の広さ、飛翔体の運動、バックグラウンドの強度、装置の重量、などの条件によって、方法や装置の仕様を決めなければならない。視野を大きくすれば、多くの天体を同時に観測できるが、バックグラウンドも多くなり、強度の低い天体の検出が困難となる。複数の X 線源が視野にあるときは、互いにバックグラウンドとなる。すだれコリメーターは、X 線を吸収する細い金属棒を、棒の直径(d)と同じ間隔で平行に並べたグリッド板を 2 組つくり、これを一定の距離(h)だけ離して平行に取り付けたもので、そのすぐ下に、グリッド板と同じ大きさの X 線検出器を置く。図 6-23 で、P 点を中心にして装置を回転させると、始めに AO の方向にある X 線源からの X 線は、BO'、CO、DO'、EO、FO' の方向へ変化する。この時の、X 線検出器の応答関数は次のように、表すことができる。 θ は AO を 0 とした入射角、 ϕ は AO を天頂方向とした時のコリメーター棒の方向の天頂角で、これは図 6-24 に示すような、鋸歯状の関数となる。

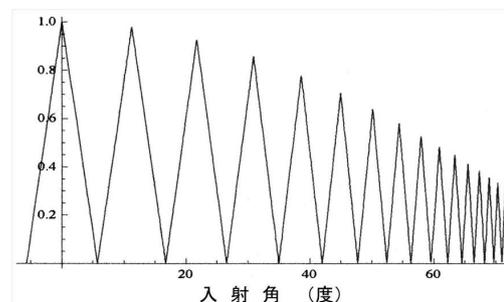


図 6-24 (6-22)式の応答関数

$$R(\theta) = \left| (2n-1 - h/d \tan \theta) \cos \theta \right| \cos \phi \quad (6-22)$$

$$(2n-2 \leq h/d \tan \theta \leq 2n), \quad n = 1, 2, 3, 4, 5, \dots$$

時間の関数として表した観測データに対し、応答関数でフィッティングを行うか、相関を求めれば、X 線星の位置を求めることができる。複数の X 線源が視野にある場合でも、位相差によって、分離することができる。図 6-23 の AO はスラットコリメーターに相当するが、回転によって、何回も視野に入り、入射面積が大きくなっていることと、O' に集められた線の方向は入射口が閉じられた状態で、バックグラウンドの計測を行っていることに相当することが原因となって、スラットコリメーターによるよりは精度よく位置が決まる。

角分解能は、ほぼ d/h である。装置の回転を、図 6-23 の L 軸の周りに与えることもある。この場合にも、(6-22) 式に似た鋸歯状の応答関数となり、同様に、位置を決定することができる。これを**回転変調コリメーター**と呼ぶことがある。赤外線望遠鏡などのスカイチョッピングと同じように、交流信号に変調される。X 線天文学の初期に、多く用いられた。位置天文衛星「ヒッパルコス」(ESA、1989) の焦点面検出器にも用いられ、ミリ秒角の精度で恒星の位置が決定された。

ii) 符号化マスク

符号化マスクは、X 線を透過しない金属板に任意のパターンの入射口を開けたもので、この板とある距離だけ離れた所に、平行な入射面の二次元位置検出型カウンターを置いたものである。入射 X 線によって、マスクのパターンが検出器面に投影される。検出器の画像とマスクパター

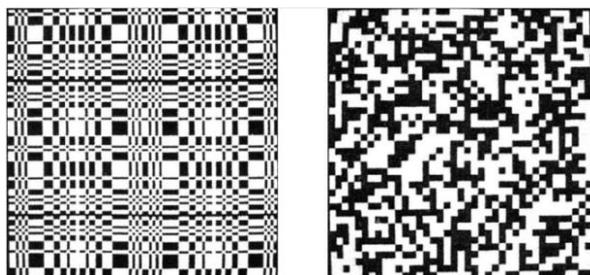


図 6-25 URA マスク(左)とランダムマスク(右)

ンとの相関をとることによって、入射方向を知ることができる。マスクの入射口の面積とブロックしているマスクの面積の割合は、通常は 50%としている。すだれコリメーターも図 6-23 からわかるように、透過率は 50%である。パターンに必要な条件は、**1)** マスクパターンの自己相関は δ 関数とならなければならない、**2)** 投影像の信号とバックグラウンドの比は最適でなければならない、ことである。パターンは同じ大きさで、同じ数の透過素子とブロック素子で構成され、位置検出器の位置分解能はこの素子の大きさと同程度とする。透過素子(入射口)はピンホールカメラと同じ働きをし、パターンはピンホールカメラの集合体である。1) の条件を満たすパターンは“一様冗長アレイ”(uniformly redundant array、URA) (E. E. Fenimore and T. M. Cannon、Applied Optics Vol.17 No.3 337-347、1978)と呼ばれるもので、“ランダム・アレイ”などとの性能の優劣はシミュレーションによって確かめられている。「Swift」(NASA、イタリア、イギリス、2004) は、視野を広くするために、大型の D 字型形状のランダム・アレイが使用されている。「INTEGRAL」の JEM-X は、マスクとアンチマスク(マスクの透過素子とブロック素子を入れ換えたもの)の 2 台の URA アレイを使用した。この方法は、バックグラウンドとサイドローブを大幅に減少させることができる。日本では、逆変換の容易な、アダマール行列をマスク化したアダマールマスクがロケット実験に使用された。イタリアの γ 線衛星「AGILE」(ASI、2007) に搭載の SuperAGILE には、2 組の、一次元の**アダマールマスク**を取り付けた一次元シリコンマイクロストリップカウンターが用いられている。インドが打ち上げを計画している X 線衛星「ASTROSAT」(ISRO、2013)には、一次元 URA マスクを取り付けた抵抗芯線比例計数管 3 台を回転台に載せた全天監視装置が搭載される。

H. X線の偏光観測

電磁波の電気ベクトルの方向が揃っている場合を直線偏光という。偏光には、直線偏光の他に、円偏光、楕円偏光があるが、ここでは、直線偏光のみについて述べる。X線、 γ 線の発生や散乱は、電磁的な相互作用であるので、発生する光子は、強く偏極している。X線の発生源は、一般的には球対称ではないので、散乱光源であっても偏極していると考えてよい。シンクロトロン放射の場合には、磁場の方向がある程度揃っていることと、放射の方向性のために、50%程度の強い偏極が予想される。X線の偏光観測の研究対象は、超強重力場での光子の伝播、パルサーでのX線の発生機構と超強磁場での伝播、降着円盤からのX線放射、パルサー風星雲の磁場などである。

i) 「重力と超強磁場観測衛星」(GEMS)

「GEMS」衛星(NASA、2014)はNASAが計画しているX線の偏光観測衛星である。この観測では、偏光計として、光電効果で発生する電子の方向性を利用する。x軸の方向に偏極し、z軸の正の方向へ進むX線により放射されるK殻電子の方向分布は次のように表

$$\frac{d\sigma_{ph}}{d\Omega} = r_0^2 \frac{Z^5}{137^4} \left(\frac{m_e c^2}{h\nu} \right)^{7/2} \frac{4\sqrt{2} \sin^2 \theta \cos^2 \phi}{(1 - \beta \cos \theta)^4} \quad (6-23)$$

される。 σ_{ph} : 光電効果の断面積、 Ω : 立体角、 r_0 : 古典電子半径、 Z : 原子番号、 $h\nu$: 入射X線のエネルギー、 $m_e c^2$: 電子の静止質量エネルギー、 (θ, ϕ) : 光電子の運動方向の極座標表示、 $\beta = v/c$ (v : 電子の速度)である。 $\cos \theta = 4\beta / \{(8\beta^2 + 1)^{1/2} + 1\}$ 、 $\phi = 0, \pi$ の方向で最大となることがわかる。光電効果は断面積が大きいのが利点であるが、発生した電子のガス中での飛程と多重散乱、 θ 方向の分布から、2~5keVのX線に限られる。keV領域ではX線の強度が大きい点も利点である。X線検出器は、**ガス電子増幅器(GEM)**という比例計数管の発展型である。厚さ50 μm のステンレス板に150 μm の間隔で、直径75 μm の孔をあけ、同じ板2枚を、孔の位置を正確にあわせて、厚さ100 μm のテフロンをスペーサーとして、重ねたものである。2枚の板の間に500V程度以上の高電圧を印加すると、孔の空間に強い電界が発生し、比例計数管と同じ原理で、電子を増倍することができる。GEM電極板と平行に、間隔2cmのところドリフト電極を置いてドリフト領域をつくり、**タイムプロジェクション・チェンバー(TPC)**として動作させる。カウンターガスとしては、Arとジメチルエーテル(DME)の混合ガスまたはDMEのみが使用される。ガスの種類と圧力は、測定するX線のエネルギー範囲と光電子の飛程を決める。X線は、ドリフト領域の側面から電極板に平行に入射させる。ドリフト領域で発生した光電子の飛跡に沿って生成された電離電子は、電極板に垂直な方向(Z方向)へドリフトし、GEMで増幅され、多くは孔を通り抜けて、電極から500 μm のところにある読み出し用のストリップ電極に流入し、X-Y面の位置信号となる。Z方向の位置は、ドリフト時間を計測することによって決めることができる。光電子の放射方向は、散乱による曲がりを除くために、飛跡の始めの部分だけを検出して決める。機上での高速処理が必要である。この装置は、望遠鏡の焦点面に置

かれる。望遠鏡は「すぎく」衛星に使用されたものと同じ仕様のアルミ薄板鏡で、3台が搭載される計画になっている。衛星は鏡軸の周りに回転するスピン衛星である。試作装置の、100%偏光 X 線に対する変調の振幅は、32% (2.7keV) と 45% (4.5keV) である。この衛星には、アイオワ大学の学生が製作したブラッグ反射偏光計 (BRP) も搭載される。

NASA は 2012 年 5 月、突如この計画を中止したが、同じような観測は、近い将来に他の機関によって、行われると予想される。

ii) ブラッグ反射偏光計(BRP)

結晶による X 線のブラッグ反射は、入射 X 線の電界ベクトルの方向が、入射光と散乱光のなす平面に垂直の場合に最大となる。衛星に搭載のブラッグ反射偏光計は、スピン衛星の自転または回転台の回転を利用して、散乱光の強度が最大となる方向を求める。ブラッグ反射偏光計は、散乱の断面積が、光電効果の断面積に比べて小さいことと、ブラッグの条件を満たす波長域が狭いことのために、検出効率が低く、観測結果はほとんど得られていない。100%偏光の入射光に対する変調は、グラファイトの場合で 93% である。ブラッグ反射偏光計が搭載されたのは、「OSO-8」衛星 (NASA、1975) である。「OSO-8」の偏光計は、468 個のグラファイトの結晶をモザイク状に放物面に貼り付けたものである。一次と二次の反射光のエネルギー範囲は、2.4~2.8keV と 4.8~5.6keV である。グラファイトの積分反射率は、反射角 45° の時、最大値で 1.8×10^{-3} である。検出器は小型の比例計数管で、放物面の焦点に置かれた。「OSO-8」には、このような偏光計が 2 台、互いに 90° の位置に取り付けられた。観測結果は、かに星雲のパルサー成分を除く、広がった成分の偏光度 $19.22 \pm 0.92\%$ とその方向 $155.79^\circ \pm 1.37^\circ$ のみである。

「GEMS」衛星に搭載されるブラッグ反射偏光計は、ソ連 (現ロシア) のスペクトル X- γ 衛星の X 線望遠鏡の焦点面に取り付けられたものである。この衛星は、ソ連の崩壊で実現しなかった。反射体としては薄いグラファイトが用いられたが、「GEMS」では、多層膜反射体に変更される。多層膜は、重金属の反射材とスペーサーとなる軽元素の材料を交互に適当な間隔と層数、積層したもので、結晶と同じように機能する。反射体は X 線ビームに対して、 45° の角度に置かれ、散乱角 45° の方向へ反射する。反射される X 線のエネルギーは一次光で、0.5keV である。反射体を透過したビームは光電子偏光計に入射するように、設計されている。光電子偏光計の測定エネルギー範囲は 2~10keV であるので、反射体はビームスプリッターとなり、これを透過させる厚さとする。X 線検出器は、比例計数管である。

iii) コンプトン散乱偏光計

x 軸方向に偏極し、z 軸の正の方向へ進む γ 線が、極座標散表示で (θ, ϕ) 方向へコンプトン散乱される断面積は、クライン仁科の式で与えられる。 σ_c : コンプトン散乱の断面積、 Ω : 立体角、 r_0 : 古典電子半径、 $h\nu$: 散乱光子のエネルギー、 $h\nu_0$: 入射光子のエネルギー、である。 $\theta = \pi/2$ の時、振幅は最大値 $r_0^2 (h\nu/h\nu_0)^2$ となる。

$$\frac{d\sigma_c}{d\Omega} = \frac{1}{2} r_0^2 \left(\frac{h\nu}{h\nu_0} \right)^2 \left(\frac{h\nu}{h\nu_0} + \frac{h\nu_0}{h\nu} - 2 \sin^2 \theta \cos^2 \phi \right) \quad (6-24)$$

偏極を観測するには、散乱体の周囲を γ 線検出器で囲み、散乱光子の方位角分布を測定する。散乱体として、軽元素から成るプラスチックシンチレーターを用い、重元素から成る γ 線検出器を周囲に配置して、同時計数を行うのが簡単な方法である。コンプトン散乱は断面積が小さく、トムソン散乱の断面積 $\sigma_T = 6.65 \times 10^{-29} \text{m}^2$ 以下である。偏光を測定できるのは、光電効果の断面積と同程度になる50keV以上である。エネルギーが大きくなると、コンプトン散乱の断面積が小さくなると共に、前方散乱となるため散乱光の分離が困難になる。観測のエネルギー範囲は、50keV～1MeV程度に限られる。X線スペクトルはべき関数型であるので、硬X線から γ 線領域とエネルギーが高くなるに従って、強度は大きく減少すること、さらに大気 γ 、中性子線、宇宙背景放射、スペースクラフトで発生する γ 線などのバックグラウンドが強いので、観測は困難である。現在まで、精度のよい結果は得られていない。「INTEGRAL」衛星(ESA、NASA、ロシア、2002)に搭載のGe検出器(SPI)、CsI(Tl)検出器(IBIS)は偏光観測器として設計されたものではないが、シミュレーションによって偏光検出の性能を確認し、多数の検出器間の同時計数から、かに星雲の偏光を、100keV～1MeVのエネルギー領域で、 $46 \pm 10\%$ 、方向はジェットと同じで $123^\circ \pm 11^\circ$ 、Cyg X-1については、400keV～2MeVの範囲で $67 \pm 30\%$ と求めた。

現在、いくつかの検出器の開発研究が行われているが、そのうちの一つ、米、仏、日、スウェーデンによる国際気球観測用のPoGOLiteについて述べる。PoGOLiteは、217個のフォスウィッチ検出器セル(PDC)を束ねたもので、構成されている。PDCは長さ60cm、断面が六角形(外接円の半径で2.3cm)で、壁厚0.8cmのプラスチックシンチレーターのアクティブコリメーター、長さ20cm、六角柱のプラスチックシンチレーターの散乱体、同じような形状で長さ3cmのBGOアクティブシールドを、光学的に接続したフォスウィッチカウンターである。信号は、それぞれのシンチレーターの蛍光減衰時間の相違を利用して分離される。散乱体は隣接する散乱体からの散乱光の検出器となっているので、有効面積が大きくなっているのが特徴である。アクティブコリメーターの外面は、反射材で、内面は厚さ $50 \mu\text{m}$ のPbとSn箔の遮蔽材で覆われている。視野角は $1.25 \times 10^{-3} \text{sr}$ である。217個のPDCを束ねた外側は厚さ約4cmのBGOのアクティブシールドで囲まれている。観測のエネルギー範囲は25～80keV、有効面積約 228cm^2 、変調率は約33%となっている。

6-3. γ 線天文学6-3-1. γ 線天文学の概要A. 20MeV~300GeV γ 線

1952年、早川幸男は宇宙線と星間ガスの衝突で発生する π^0 中間子の崩壊による宇宙 γ 線(67.5MeV)の存在を指摘した。その強度は大気やスペースクラフトで発生するバックグラウンドより小さく、観測困難であった。1972年、NASAの衛星「OSO-3」(NASA, 1967)に搭載のシンチレーションカウンターによる、銀河面に垂直な方向の走査により、銀河面に分布する γ 線の存在が明らかとなった。銀河面全体の詳しい観測は、「SAS-2」(NASA, 1972)、「COS-B」(ESA, 1975)、「コンプトン γ 線衛星」(CGRO) (NASA, 1991)の観測器EGRETによって行われた。この観測の結果、銀河面に沿った γ 線の分布と、いくつかの点源の存在が明らかとなった。分布は銀河中心付近で最大となり、中心に反対の方向で最小となり、強度はほぼ予想された通りであった。「COS-B」は、24個の γ 線の点源も発見した。点源のうちで、既知の天体に同定されたのは、かに星雲のパルサー(PSR 0531+21)、などの4個のパルサーとクエーサー3C273である。強い γ 線源として発見された謎の天体ゲミングは後にパルサーと判明した。1991年に打ち上げられた「コンプトン γ 線衛星」(CGRO)は13トンという巨大な衛星で、その中の高エネルギー γ 線望遠鏡EGRETは

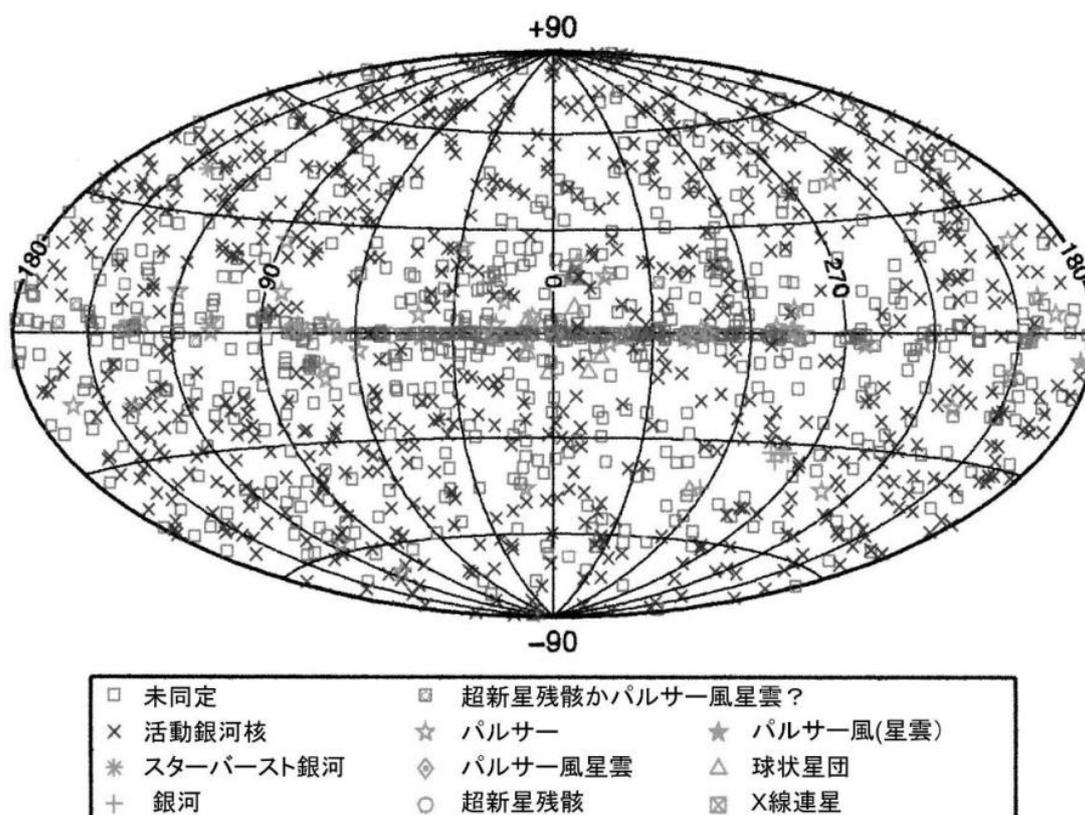


図 6-26 フェルミ γ 線源カタログ (1FGL) (100MeV~100GeV)
(Y. Fukazawa 氏の好意による) (NASA/FGST collaboration)

30MeV～30 GeV の範囲で全天を観測し、広がった銀河系成分の他に、約 200 個の点源を発見した。そのうち約 100 個は、活動銀河核の一種の**ブレーザー**という天体で、残りの 100 個は銀河面に沿って分布する未知の γ 線源である。イタリアが打ち上げた γ 線衛星「AGILE」(ASI、2007) は 130kg という小型ながら、EGRET をしのぐ性能で、最初の 1 年間の観測で、47 の γ 線源を観測した。2008 年に打ち上げられた「フェルミ γ 線衛星」(NASA、13ヶ国、2008) (FGST) は幾何学的因子が、約 $2.3\text{m}^2\text{sr}$ という高感度で、新しい γ 線源の発見が続いている。最初の 2 年間に観測された 1873 の γ 線源がカタログ(2FGL)として公開されている。主な γ 線源は、活動銀河核(AGN) 917 (ブレーザー：894、電波銀河：9、セイファート銀河：5、その他：9)、パルサー 87、パルサー風星雲(PWN) 69、超新星残骸(SNR) 20～59、球状星団 11、大質量連星系 4、大質量星 2、未同定 約 500 となっている。

B. 30keV～20MeV γ 線 (硬 X 線～軟 γ 線)

30 keV～10 MeV の低エネルギー γ 線は、連星 X 線源や活動銀河の X 線スペクトルのべき関数型成分の高エネルギー側の延長上に見られる。スペクトルはべき関数型であるが、連星 X 線源からの放射の場合は、数百 keV でカットオフがあると思われる。「INTEGRAL」衛星が 7 年間に観測した 521 の γ 線源の内訳は、211：活動銀河核、184：X 線連星、35：激変星、6：パルサー風星雲/パルサー、6：パルサー/SGR、4：超新星残骸、4：銀河団、3：恒星、1：分子雲で、他は未同定である。「Swift」の硬 X 線(15～150keV)カタログには、1286 の硬 X 線源が記載されているが、軟 γ 線同様、ほとんどは活動銀河核と X 線連星であるが、活動銀河核のうちで、低エネルギー部分の強い吸収を受けた、いわゆる 2 型活動銀河核を多数発見したことが注目されている。このエネルギー帯の特徴は、核 γ 線や陽電子消滅の γ であるが、銀河面から ^{26}Al 、X 線連星の一つから陽電子消滅 γ 線が観測されているのみである。太陽表面からは、フレアの際に、H の熱中性子捕獲および C、O による中性子の非弾性散乱 γ 線、月惑星表面からは U、Th および中性子と周辺物質との核反応による核 γ 線が観測される。

C. TeV γ 線

TeV 領域の γ 線は、 γ 線が上空の大気中で生成した空気シャワー粒子によるチェレンコフ光を地上の望遠鏡で観測することができ、2010 年までに 96 個の TeV γ 線源が発見されている。観測所はアメリカの VERITAS、カナリー諸島の MAGIC、ナミビアの HESS、オーストラリアの CANGAROO である。発見された γ 線源の内訳は、活動銀河核は 29 個で、そのうち 23 個はブレーザー、2 個はクエーサー、4 個は電波銀河である。パルサーは 14 個、パルサー星雲は 5 個、超新星残骸 14 個、X 線連星 3 個、スターバースト銀河 1 個、銀河中心、その他は未同定の γ 線源である。

D. γ 線バースト

γ 線バーストは、keV以上の γ 線（エネルギーの中心はMeV領域にある）を秒から分の間、不規則に放射する爆発のような現象である。4個の衛星からなる核実験探査衛星「ベラ5A、5B、6A、6B」(Vela)は1969年、このような爆発現象を発見し、4個の衛星による時間差の観測から、その到来方向を求めた。結果は地上からではなく、太陽系の外からであった。この事実は1973年まで、公表されなかった。その後多くの衛星で観測されるようになり、特に惑星探査機との同時観測から、方向が正確に決められるようになった。発生頻度は、年間に300個程度である。日本の衛星「ぎんが」(ISAS、1987)にも γ 線バースト検出器が搭載された。本格的な観測は、「コンプトン γ 線衛星」(NASA、1991)のバーストおよびトランジェント観測装置(BATSE)によって行われ、10年間に2704個の γ 線バーストを観測した。その空間分布は一様であった。このことは、発生源が宇宙論的な遠方かまたは、銀河面の厚さ程度以下の距離にあることを示唆するものであった。1997年、イタリアのX線衛星「Beppo SAX」(ASI、オランダ、1996)は、 γ 線バーストの後に、時間のべき関数で減衰するX線および可視光の残光を発見した。これにより、バースト発生の速報があれば、望遠鏡によって天体の同定と残光の減衰曲線を観測することが可能になった。その結果、 γ 線バーストは遠方の銀河で発生する巨大質量星の超新星爆発と考えられるようになった。これまでに、 γ 線バーストを発生した最遠の銀河の赤方偏移はGRB090423の $z=8.2$ (130億光年)およびGRB090429Bの $z=9.4$ (132億光年)である。宇宙初期の銀河を探索する手段の一つとなっている。 γ 線バーストは、超新星爆発と同時に発生する相対論的な粒子流(ジェット)が近傍の物質と衝突して発生する粒子群と考えられている。 γ 線バースト観測の専用衛星、「HETE-II」(NASA、日本、フランス、2000)、「Swift」(NASA、イタリア、イギリス、2004)の打ち上げによって、機上で位置を決め、速報すると同時に残光の観測も即時に行うことができるようになった。 γ 線バーストは、継続時間の分布から、2種類あることが知られており、約2秒より短いバーストは、中性子星と中性子星またはブラックホールの衝突と考えられている(図6-31、127ページ参照)。フェルミ衛星のLATで観測した γ 線バーストは、バーストモニター(GBM)で観測した低

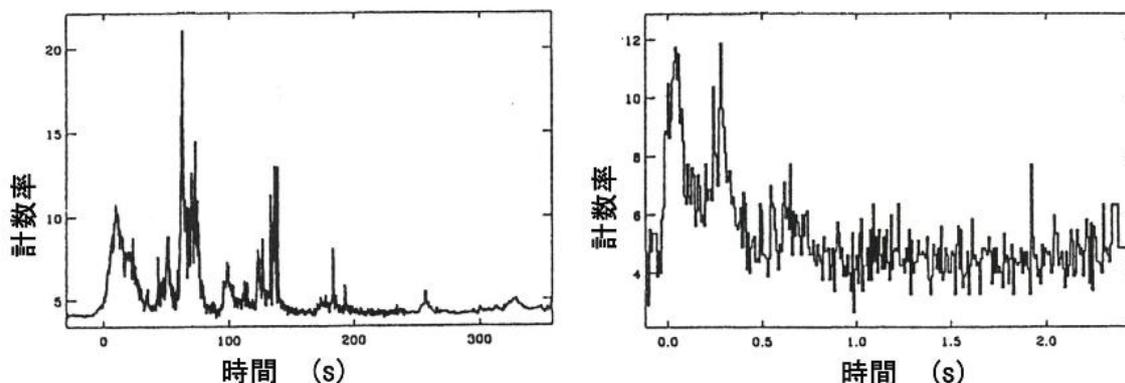


図 6-27 BATSE が観測した γ 線バーストの例
(G. J. Fishman 氏の好意による)(MSFC/NASA)

エネルギー成分からの立ち上がり時刻の遅れが見られる。ほとんどの γ 線バーストのスペクトルは指数関数のカットオフのあるべき関数で表示される。スペクトルエネルギー分布 (SED) のピークエネルギーとバーストの最大光度の間に正の相関がある。1秒より短いバーストの SED ピークエネルギーは $\sim 160\text{keV}$ 、1秒より長いバーストの SED ピークエネルギーは $\sim 490\text{keV}$ である。

6-3-2. γ 線の放射機構

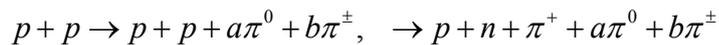
A. 制動放射

制動放射は高エネルギー電子が、原子、原子核に衝突して、クーロン力を受け、その加速度により放射するもので、その断面積は、(6-1)、(6-2)式によって与えられる。電子のフラックスが κE^{-p} (κ : 定数、 E : 電子のエネルギー)であれば、単位体積のターゲットで発生するエネルギー E' の光子数 $N(E')$ は、(6-2)式を用いて、(6-25)式となる。 ρ : ターゲットの密度、 A : ターゲットの原子量、 N_A : アボガドロ数である。(6-25)式は、近似的に E^{-p} に比例し、電子と同じスペクトル指数となる。

$$N(E') = \int_{E'}^{\infty} \kappa E^{-p} \sigma(E, E') \frac{\rho}{A} N_A dE \quad (/m^3 / s) \quad (6-25)$$

B. π^0 中間子の崩壊

高エネルギーの宇宙線が星間物質または、宇宙線源近傍の物質に衝突すると、主に次のような反応で、 π 中間子を発生する。 p : 陽子、 n : 中性子、 π : $\pi(0, +, -)$ 中間子、 a, b は 1、2、 \dots 等の整数である。



このうち、中性 π 中間子 π^0 は、寿命 $8.4 \times 10^{-17}\text{s}$ で、エネルギーが 67.5MeV の2個の γ 線に崩壊する (π^0 の静止質量は $2.4062 \times 10^{-28}\text{kg} = 134.976\text{MeV}$)。この他に、宇宙線、星間物質の元素存在比から考えて、 $p + \alpha$ 、 $\alpha + p$ 、 $\alpha + \alpha$ (α : He)反応も無視できない。発生する π^0 の数(多重度という)を掛けた断面積は、 pp 、 $p\alpha$ 反応に対し、 100GeV で、それぞれ、 $50 \times 10^{-31}\text{m}^2$ 、 $180 \times 10^{-31}\text{m}^2$ である。発生した π^0 は、運動エネルギーを持っているので崩壊 γ 線は、 $67.5[(1-\beta)/(1+\beta)]^{1/2}\text{MeV} < E_{\gamma} < 67.5[(1+\beta)/(1-\beta)]^{1/2}\text{MeV}$ のエネルギー範囲に分布する ($\beta = v/c$ 、 v : π^0 の速度、 c : 光速、 E_{γ} : γ 線のエネルギー)。 π^0 は、 K 中間子の崩壊からも発生するので、一般的な取り扱いは複雑である。ここでは、 pp 、 $p\alpha$ 、 αp 、 $\alpha\alpha$ 反応で発生する γ 線の強度とスペクトルを図6-28に示しておく (F. W. Stecker, *Astrophys. & Space Sci.* 6 377-389, 1970)。

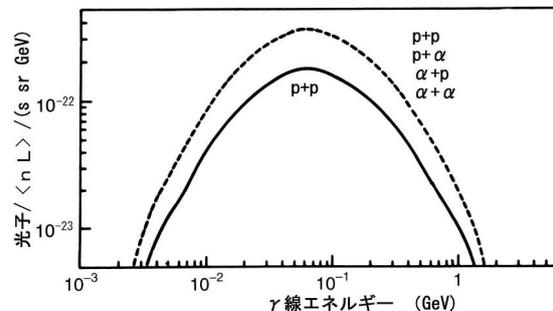


図 6-28 宇宙線による π^0 崩壊 γ 線の発生 (F. W. Stecker 氏の好意による)

図の縦軸の“ nL ”はターゲット核の密度 n (個/ m^3) × 粒子の飛行距離 L (m) である。

C. 逆コンプトン散乱

シンクロトロン放射が起こっている領域では、高エネルギー電子とシンクロトロン光子が共存しているので、逆コンプトン散乱によって、高エネルギー γ 線が発生する。散乱される光子をソフト光子と呼んでいるが、一般的には、宇宙マイクロ波背景放射の光子がソフト光子となる。電子の加速域の近傍の降着円盤や恒星の光がソフト光子となることもある。逆コンプトン散乱については、すでに、図 6-4 および(6-17)式に示した通りである。電子のローレンツ因子 γ とソフト光子のエネルギー $h\nu$ の積、 $\gamma h\nu$ が 50keV 程度以上であれば、トムソン散乱として近似できないので、コンプトン散乱として取り扱わなければならないので、定式化が困難である。数値計算かモンテカルロ法による計算が必要である。TeV γ 線の発生は、このような逆コンプトン散乱によると思われる。

D. 核 γ 線および陽電子消滅 γ 線

宇宙で発生する核 γ 線のうちで、観測されているものは、超新星爆発またはウォルフ・ライエ星などで生成されたとされる長寿命の放射性同位元素 ^{26}Al の崩壊による γ 線と陽電子消滅の γ 線である。その他に、 ^{56}Co 、 ^{22}Na 、 ^{44}Ti の存在が予想されている。月、惑星では、表面で宇宙線の核反応により多数の中性子が生成され、岩石、土壌と中性子の非弾性散乱や捕獲による核 γ 線が観測されている。これらは表面の元素分析に利用されている。特に、陽子による熱中性子の捕獲にともなう 2.223 MeV の γ 線は、地下の水や氷の探索に利用されている。銀河中心や銀河のバルジから陽電子消滅 γ 線の観測が報告されている。陽電子消滅 γ 線源(great annihilator)と呼ばれている 1E1740.7-2942、GRS1915+105 はマイクロクエーサーとも呼ばれ、この種の X 線源は、陽電子消滅 γ 線を放射すると考えられている。

6-3-3. γ 線を放射する天体

A. 銀河面からの広がった放射

「SAS-2」、「COS-B」、「CGRO-EGRET」の観測から分布とスペクトルが正確に求められているが、図 6-29 に見られるように、弱い点源との分離は明確ではない。100 MeV 以上の γ 線はほとんど π^0 中間子の崩壊によるものと考えてよい。この成分は、図 6-28 に示すように 67.5 MeV で最大となり、低エネルギーでは存在しない。しかし、図 6-26 に見られるように、銀河面に多数の γ 線源があるが、図 6-29 の観測ではこれが分解されていないので、「フェルミ衛星」の観測で、改訂されるものと予想される。100MeV 以下の成分はスペクトルの変化から、高エネルギー電子と星間ガスの制動放射と考えられている。制動放射と $\pi^0\gamma$ 線の強度が等しくなるのは、150 MeV 付近である。この観測から、銀河内での宇宙線や星間ガスの分布を知ることができる。6-29 図に見られるように、観測値は宇宙線が星

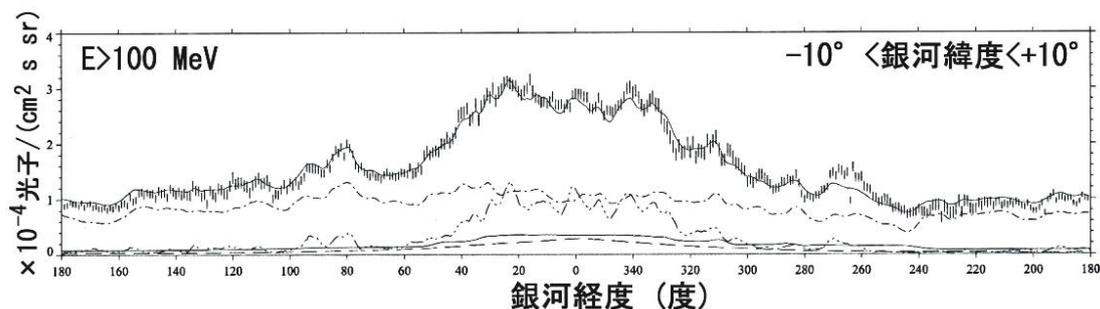


図 6-29 銀河面からの γ 線放射：曲線は上から重原子核、水素分子、電離水素と宇宙線の核反応で発生した π^0 中間子の崩壊による γ 線、逆コンプトン散乱 γ 線の計算値 (S. D. Hunter 氏の好意による) (GSFC/NASA)

間物質と相互作用して発生する π^0 の崩壊 γ 線の計算値と一致している。

「コンプトン γ 線衛星」のコンプトン散乱望遠鏡 COMPTEL は、MeV 領域の γ 線を観測する装置であるが、銀河面の走査を行い、 ^{26}Al (半減期：74 万年) からの 1.809 MeV の放射を観測した。放射源は銀河面の中央部に広がって分布し、OB 型星群落との相関が指摘されている。巨大星の水素燃焼の過程で生成された ^{26}Al が星風として、または超新星爆発によって、星間空間へ放出されたものと考えられている。「INTEGRAL 衛星」によっても観測されている。

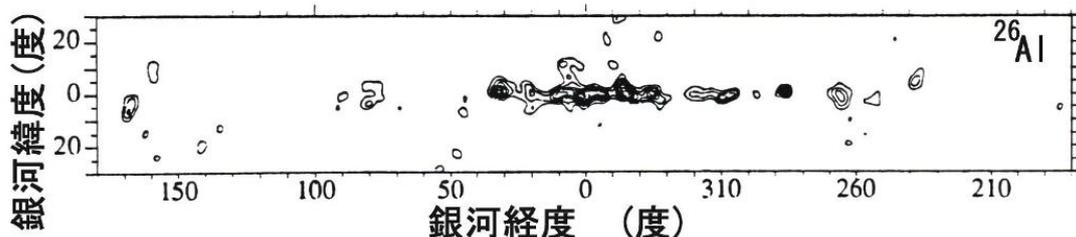


図 6-30 COMPTEL による ^{26}Al (1.809 MeV) からの γ 線の観測 (R. Diehl 氏の好意による) (MPE/NASA)

B. 活動銀河核

「コンプトン γ 線衛星」の EGRET による観測では、約 100 個の活動銀河核 γ 線源が検出されている。フェルミカタログ (2FGL) では、917 がブレイザーと呼ばれる種類の活動銀河核で、これに属するのは、とかげ座 BL 型天体と偏光の強いクェーサーである。その特徴は、電波が強く、可視光が強く偏光していること、X 線 γ 線を放射し日程度の時間スケールで大きく変動することである。また電波雲の超光速運動が見られることも特徴である。このような観測事実から、ブレイザーは、図 6-13 に示す活動銀河核の統一モデルのジェットの軸に近い方向から観測しているものと解釈されている。超光速運動はその直接的な証拠と言える。超光速運動は、ジェットが光速に近い速さで近づいているために、見かけ上、光速を越えて運動しているように見えると理解されている。X 線 γ 線はこのような光速に近い速さのプラズマ雲から放射されるので、相対論的な効果で、見かけ上の明るさが非常に大きくなり、強度変動の時間スケールも速く見えることになる。これを相対論的なドプラ

一増光とか、ビーミング効果と呼んでいる。放射は高速で運動しているプラズマの衝撃波領域で加速された電子によるシンクロトロン放射で、電波から可視光、X線の振動数近くまでを放射し、電子によるシンクロトロン光子または降着円盤からの光子を逆コンプトン散乱で γ 線を生成していることで説明できる。地上から観測できる TeV γ 線を発生する活動銀河核もブレイザーである。逆コンプトン散乱で TeV の γ 線まで生成されていることがわかる。代表的な天体は、Mkn 421、PKS 2155-304、3C279 である。

セイファート銀河（渦巻き銀河で、中心に活動銀河核があるもの）からの γ 線の放射は、10 MeV 以下のエネルギー領域で見られものが多いが、フェルミ衛星では 5 個が発見されている。硬 X線は「コンプトン γ 線衛星」の OSSE（指向性のあるシンチレーション分光器）によって観測されているが、「ぎんが」や「HEAO-1」などの X線衛星、特に、「Swift」の γ 線バースト警報望遠鏡 BAT では 262 のセイファート銀河から硬 X線（14~195keV）放射を観測している。スペクトルは MeV 領域でカットオフが見られ、ペアプラズマと呼ばれる 1MeV 程度の超高温プラズマが放射源とする説や、降着円盤付近の高温電子によって降着円盤からの放射光子が逆コンプトン散乱（コンプトン化と呼ばれている）で硬 X線光子が発生するという説が議論されている。

電波銀河ケンタウルス座 A（Cen A）からは、電波のローブと同じ程度に広がった γ 線放射が発見されている。これは、電波を放射している高エネルギー電子と宇宙マイクロ波背景放射光子の逆コンプトン散乱によるものと考えられている。

C. パルサーと X線星

パルサーは自転している中性子星である。中性子星は大きさが 10 km 程度、質量が 1.4 太陽質量程度、表面磁場 10^8 T、中性子が重力で結合している系で、重力と釣り合っているのは中性子の縮退圧という量子力学的な力である。放射のエネルギー源は中性子星の回転エネルギーで、時間と共に回転速度は一様に減少している。1973 個(2011 年 7 月現在)のパルサーのうちで、 γ 線放射が確認されているのは、83 個である。 γ 線パルサーの特性年齢（ $=P/(2dP/dt)$ 、P：パルス周期）は、 $10^3 \sim 10^6$ 年で、比較的年齢の若いパルサーである。パルサーからの γ 線の放射機構については、極冠モデル、外部間隙モデル等が提案されているが、明確な結論は得られていない。フェルミ衛星の LAT が 1 年間に観測した 63 のパルサーのうちで、27 個は電波パルサーであるが、22 はゲミンガと同じように、他の波長の電磁波を放射しないパルサーであった。また、14 のミリ秒パルサーが含まれている。スペクトルは 10 GeV 付近から指数関数的になるべき関数で表すことができる。

軟 γ 線リピーター（SGR）は、数 10keV から数 100keV の範囲で、 γ 線を爆発的に放射する天体であるが、 γ 線バーストとは異なり、同じ源から繰り返し放射されるので、この名称と呼ばれ、9 個が知られている。1993 年、これが周期 7 秒程度のパルサーであることがわかり、1998 年には周期の増加率とあわせて、磁場が求められたが、その値は 8×10^{10} T で、普通のパルサーよりも 1000 倍も大きく、マグネターと呼ばれるようになった。2004

年 12 月 27 日、SGR 1806-20 から巨大なバーストが発生した。約 7 分続いたバーストの総エネルギーは 3×10^{39} J (太陽の放射エネルギーの 25 万年分に相当)、最大値 3×10^{40} J/s、スペクトルは黒体放射温度で 175 keV であった。この γ 線バーストは「Geotail」衛星 (ISAS、NASA、1992) でも観測された。特異 X 線パルサー (AXP) (連星でない X 線パルサーで、一定の割合で減速している) と呼ばれるパルサーも同様に強磁場であることから、マグネターに含まれるようになった。

中性子星、ブラックホールを伴う連星 X 線源は、硬 X 線から軟 γ 線に至る放射をしているものが多くある。「Swift」カタログに記載の 479 の硬 X 線源のうちで、約 200 は X 線連星である。「INTEGRAL」衛星 (ESA) によってもスペクトルや強度変動が観測されている。硬 X 線の放射は高温電子によるコンプトン化と考えられている。マイクロクエーサーと呼ばれるブラックホール連星からは、TeV γ 線が観測されている。

D. 超新星残骸

超新星残骸には、膨張している超新星ガスが星間ガスと衝突して発生する高温ガスからの放射と超新星残骸全体からの放射がみられるものがある。前者は殻状の熱的な X 線放射とその外側に、非熱的なべき関数のスペクトルを放射する領域を伴っている。べき関数スペクトルの放射は、超新星残骸の衝撃波領域で粒子の加速が起こり、加速された電子によるシンクロトロン放射や逆コンプトン散乱で、硬 X 線軟 γ 線が発生する。かに星雲に代表されるプレリオン型と呼ばれている超新星残骸は、中心にあるパルサーの近傍で加速された電子が、拡散して星間磁場でシンクロトロン放射または逆コンプトン散乱で、硬 X 線や γ 線を放射する。これをパルサー風星雲 (PWN) といい、広がった X 線、 γ 線源となる。EGRET では 2 個の γ 線源が確認されている。フェルミカタログ (2FGL) には、20~59 個の超新星残骸と 69 のパルサー星雲が記載されている。超新星残骸からの γ 線放射は、 π^0 崩壊の γ 線が期待されるが、現在のところスペクトルは不明である。TeV γ 線では 17 個の超新星残骸と 5 個のパルサー風星雲が観測されている。

E. 宇宙 γ 線背景放射

宇宙 γ 線背景放射は、宇宙 X 線背景放射と同様に、遠方の活動銀河核からの放射の集積と考えられるが、観測のスペクトルは連続的ではない。「フェルミ衛星」LAT による 100MeV 以上のスペクトルは (6-26) 式で与えられているが、(6-21) 式の硬 X 線、軟 γ 線領域のスペ

$$N(E) = (7.32 \pm 0.34) \times 10^{-5} (E / 451)^{-2.10 \pm 0.03} \quad (/m^2 / s / sr / MeV) \quad (6-26)$$

クトル指数 (6-21) ~ -2.88 より平坦で、異なる起源と考えられる。また、「コンプトン γ 線衛星」の EGRET による観測値およびその再解析の結果のスペクトル指数、-2.12 ~ -2.16 とは一致していない。2~20MeV の領域はコンプトン γ 線衛星の COMPTEL 以外に観測がなく、指数は、~-2.0 と推定される。これらを、活動銀河核の重ね合わせとして説明するならば、

GeV 領域は、ブレーザー、硬 X 線、軟 γ 線領域はセイファート銀河、X 線領域はクエーサーということになるが、定量的なモデルとするには、まだスペクトルの観測精度が不十分である。100MeV 以上は π^0 中間子の崩壊 γ 線の銀河成分との識別も重要である。

F. γ 線バースト

γ 線バーストは遠方の銀河 ($z=0.0085\sim 9.4$) で発生する巨大星の超新星爆発や中性子星同志の合体と思われる宇宙で最も大規模な爆発現象である。コンプトン γ 線衛星の BATSE は 2700 のバーストを観測しカタログを作成し、到来方向の分布が一様であることを示した。バースト継続時間の分布から、2 秒以下のバーストとそれ以上のバーストには、発生源に相違があるようである。残光の分光観測が最も重要で、スペクトルは赤方偏移や爆発の性質を知る手掛かりとなる。宇宙初期の銀河における星の生成、巨大星の進化を知ることが最も重要な課題である。30 MeV 以上の γ 線の放射が観測された γ 線バーストは、EGRET で 5 例、フェルミ衛星 LAT により、14 例が報告されている。フェルミ衛星 LAT が観測したバーストは、GBM が観測した低エネルギーのバーストより立ち上がりの遅れと長い継続時間が観測され、発生源の相違が考えられる。 γ 線バーストの高エネルギー成分の観測は、発生源近傍の空間の物質や光子との相互作用を通じて、空間の性質を知るための有力な手段でもある。

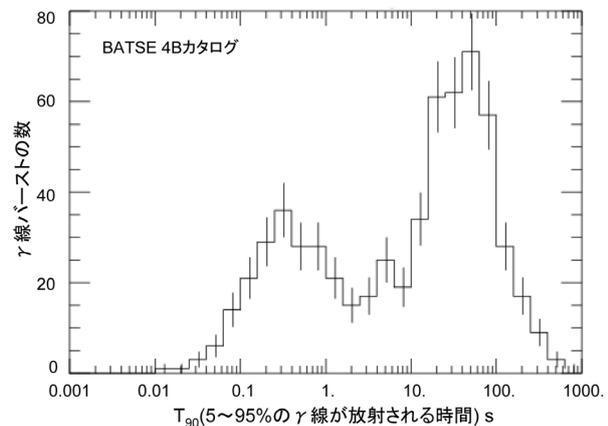


図 6-31 γ 線バーストの幅の分布
(G. J. Fishman 氏の好意による)
(MSFC/NASA)

G. 月、惑星

大気の少ない月や惑星の表面は宇宙線に直接照射されるので、核反応で大量の中性子が発生する。これらの中性子は表面近くの岩石や土壌中で散乱を繰り返し、熱化されると同時に、岩石や土壌の原子核に吸収されたり、非弾性散乱によって核 γ 線を放射する。核 γ 線の分光観測から、元素分布を知ることができる。U、Th などの自然の放射性元素からは直接 γ 線が放射される。月、惑星の探査では、 γ 線分光は不可欠である。特に氷 (水) の探索では、中性子計測と共に有力な手段になっている。

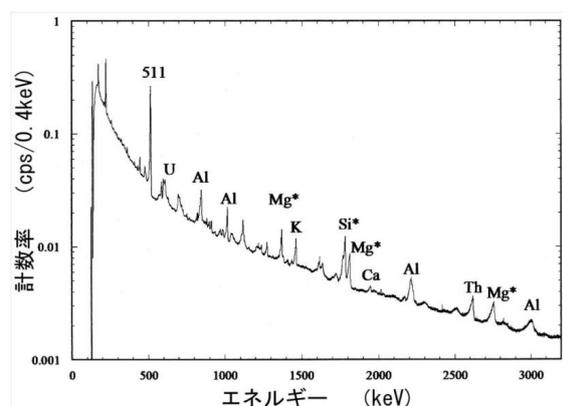


図 6-32 「かぐや」による月面の γ 線の観測
(N. Hasebe 氏の好意による) (JAXA)

6-3-4. 宇宙 γ 線の観測

A. TeV (10^{12} eV) γ 線の観測

TeV 領域の γ 線は、上層大気中で、空気シャワーを発生し、シャワー粒子によるチェレンコフ放射を地上の望遠鏡で観測することで検出することができる。これを空気チェレンコフ光(波長:300~500nm)による観測という。チェレンコフ光は強い指向性と強さが全エネルギーに比例するので、入射方向とエネルギーを決定できる。同時に、画像から、バックグラウンドである陽子によるシャワー粒子の識別、正確な入射方向から、電子によるシャワーを識別

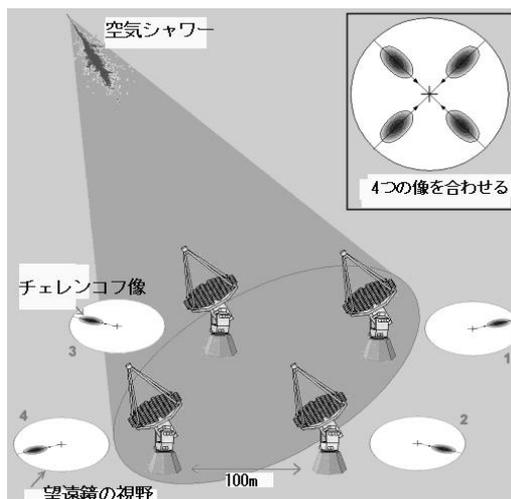


図 6-33 4 台の望遠鏡によるステレオ観測
(東大宇宙線研究所提供)

して除くことも可能である。観測は、2 台以上の望遠鏡によるステレオ同時観測で行われる。空気チェレンコフ観測施設の主なものは、世界に 4 箇所程ある。東京大学宇宙線研究所が、日豪協力で、オーストラリア・ウーメラに建設した装置(CANGAROO-III) は、口径 10 m の望遠鏡 4 台が 100 m の正方形の位置に配置され、2004 年から観測を行っている。望遠鏡は、直径 80 cm の CFRP 反射鏡 114 個から成るセグメント鏡で、有効面積は 57.3 m² である。焦点面には 427 本(画素)の光電子増倍管から成る撮像装置が取り付けられている。この施設は、海拔 160m の低地にあるため、大気によるチェレンコフ光の吸収が大きい上、望遠鏡の受光面積も他の 3 主要施設の約 1/2 である。CANGAROO は装置の劣化のため、2011 年に閉鎖した。

ドイツ、フランス、イギリス、ポーランド等 9 カ国が、高度 1800m のナミビアの高地に建設した高エネルギーステレオシステム (HESS) は、直径 60 cm の反射鏡 382 個から成る焦点距離 15 m の望遠鏡 4 台を 120 m の正方形の位置に設置した装置である。各望遠鏡の有効面積は 108 m² である。焦点面には 960 本(画素)の光電子増倍管から成る撮像装置を用いている。

この他、直径 17m の望遠鏡 2 台の MAGIC (カナリー諸島)、直径 12m の望遠鏡 4 台の VERITAS (アリゾナ) 等の観測所がある。MAGIC では光電子増倍管に代わって、ガイガーモードのなだれ増幅ダイオードに変更する計画が進んでいる。観測はすべて晴れた月のない夜に限られる。将来の観測装置として、10GeV~100TeV の γ 線を、現在の 10 倍の感度で観測する、チェレンコフ望遠鏡アレイ(CTA)計画が、国際協力により検討されている。

B. 20 MeV 以上の γ 線の観測

i) 放電箱を用いた観測装置

30 MeV 以上の γ 線の物質との相互作用は、電子陽電子対の生成である。 γ 線の発生源を

知るには精度よく入射方向を決めなければならない。入射方向は対電子の飛跡を観測し、飛跡から方向を決定する。「SAS-2」、「COS-B」、「コンプトン γ 線衛星」の EGRET では、飛跡検出器として放電箱が用いられた。放電箱は、間隔が 0.5 cm~1 cm の平行平板電極の間に Ar、Ne などのガスを充填し、荷電粒子による電離電荷が再結合で消滅しないうちに高電圧パルスを加えて、放電を起こさせるものである。電極は板の代わりに多数の平行電線にし、交互に直交させて配置すれば、放電電流が流れた電線の位置から二次元の位置を知ることができる。

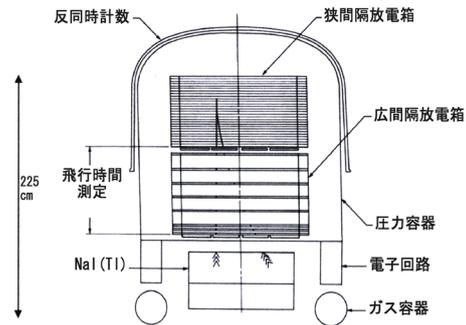


図 6-34 EGRET の断面図
(GSFC/NASA)

観測装置の構成は、入射口に、荷電粒子を除く反同時計数用のプラスチックシンチレーションカウンター、次いで、W、または Pb 板のコンバーター (γ 線を電子陽電子対に変換する)、と放電箱を交互に多数重ねる。コンバーターの厚さは、薄くして多層にした方が、電子の散乱による飛跡の曲がり小さくなる。コンバーターの厚さが 1 放射距離になったあたりに、トリガー用のプラスチックシンチレーションカウンターを置く。全体で 1 放射距離のコンバーターを用いるのが普通である。放電箱の下には、厚いコンバーターを置き、もう一台のトリガーカウンター、続いて全エネルギー測定用の全吸収カウンター (カロリメーターという) が置かれる。放電箱による飛跡の方向の決定精度は 1° 程度である。

「コンプトン γ 線衛星」(NASA、1991) (CGRO) の高エネルギー γ 線観測望遠鏡 EGRET は、大きなドーム状の反同時計数カウンターの内側に放電箱が置かれている。上部に 28 層の放電箱があり、各層間に 0.02 放射距離 (タングステン: 0.07 mm) のコンバーターを挿入した。その下に、16 分割にしたプラスチックシンチレーションカウンターが置かれている。このカウンターは下部のプラスチックシンチレーションカウンターと同時計数を行い放電箱のトリガー信号となると同時に飛行時間測定も行って、逆向きに入射する粒子を除去するのもにも使用される。プラスチックシンチレーションカウンターの下には電極間隔の広い放電箱が 5 層あり、電子陽電子対の開き角を大きくして飛跡を観測する。広い放電箱の下に下部のプラスチックシンチレーションカウンターがあり、上部のカウンターと同様に 16 分割されている。エネルギー測定のカロリメーターは大きさが 76 cm \times 76 cm で、厚さが 20 cm (8 放射距離) の NaI(Tl) シンチレーションカウンターである。エネルギー分解能は約 20 % である。EGRET の観測するエネルギー範囲は 20 MeV から 30 GeV、有効面積 1500 cm²、視野は半値幅で 20 度、重量 1830 kg、大きさ 1.65 m ϕ \times 2.25 m、電力 190 W である。

ii) シリコントラッカーを用いた観測装置

イタリアの γ 線衛星「AGILE」(ASI、2007)および、アメリカ、日本、イタリアなどが参

加している「フェルミ γ 線衛星」(NASA、13ヶ国、2008)(FGST)(GLAST)の大面积 γ 線望遠鏡LATには、飛跡検出器としてシリコンストリップカウンターが使用されている。シリコンストリップカウンターを用いた飛跡検出器をシリコントラッカーと呼んでいる。シリコンストリップカウンターには、シリコンウエファアの片面に平行電極を並べたものと、両面に直交した平行電極を並べたものがある。「AGILE」の γ 線検出器GRID、「FGST」のLATは共に、片面式のものを直交させた2個を一組として使用している。「FGST」のLATは、タワーと称する16台の独立した同じ γ 線検出器で構成されている。各タワーは、シリコントラッカー18層、タングステンコンバーター(0.1mm \times 12層、0.6mm \times 4層)、CsI(Tl)シンチレーターブロックのカロリメーター、反同時計数カウンター、データ処理用の計算機から成る。カロリメーターは3cm \times 3cm \times 19cmのCsI(Tl)の角柱で、その一端に取り付けたホトダイオードから出力信号を得る。この角柱を突合せにして、12本平行に並べて一層とする。これを交互に直交させ8層積み重ねたものである。コンバーターとカロリメーターの厚さは、放射距離にして、それぞれ、1.1と10、タワーの大きさは40cm \times 40cm \times 87.5cmである。カロリメーターはシャワー粒子の三次元分布を測定するので、陽子反応などとの識別を行うことができる。シリコン検出器(電極の間隔228 μ m)の全面積は83m²、信号の全チャンネル数は88万に及ぶ。「FGST」LATの観測エネルギー範囲は、20MeV \sim 300GeV、エネルギー分解能4.4%(1GeV)、有効面積8000cm²(1GeV)、視野0.87 π sr(FWHM)、1光子角度誤差0.42 $^{\circ}$ (1GeV)、点源検出感度 2×10^{-9} 光子/cm²/s、角分解能3 $^{\circ}\sim$ 6 $^{\circ}$ (100MeV)、0.1 $^{\circ}\sim$ 0.2 $^{\circ}$ (10GeV)、大きさ1.75m \times 1.75m \times 0.8m、重量3トン、消費電力600W、衛星寿命5年以上である。もう一つの観測器として、NaI(Tl)とBGOシンチレーションカウンターから成る γ 線バーストモニター(GBM)が搭載されている。全衛星重量は4450kgである。

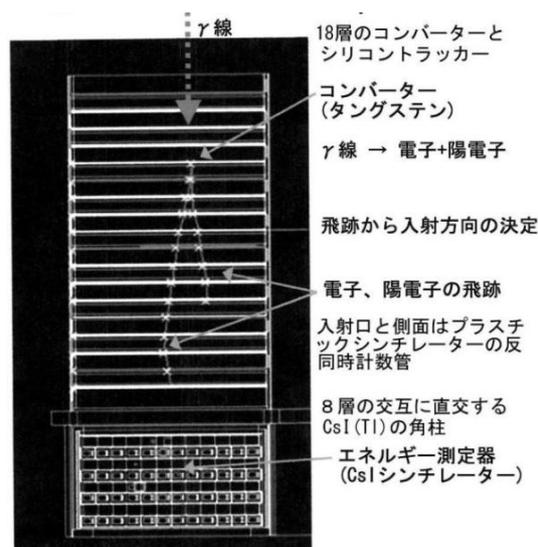


図6-35 「FGST」のタワーの断面図
(FGST LAT Collaboration)

「AGILE」のGRIDは、12層のシリコントラッカー、タングステンコンバーターとCsI(Tl)(厚さ1.5放射距離)のミニカロリメーターMCALから成る γ 線検出器とその γ 線入射口にSuper-AGILEと称する位置検出型硬X線検出器を置いている。シリコントラッカーは、大きさ9.5cm \times 9.5cm、厚さ410 μ m、電極間隔112 μ mのシリコンストリップ検出器で構成されている。タングステンは、厚さ250 μ m(0.07放射距離) \times 10層が挿入されている。観測のエネルギー範囲は、20MeV \sim 30GeV、視野 \sim 2.5sr、感度(100MeV) 6×10^{-9} 光子/cm²/s/MeV(10⁶sで5 σ)、角分解能(1GeV)36分角である。硬X線検出器

Super-AGILE は、符号化マスクをつけた 4 個のシリコン検出器で、15 keV~45 keV の範囲で X 線源と γ 線バーストの観測を行う。観測器の大きさは、63 cm×63 cm×58.5 cm、重量は約 130 kg である。

C. γ 線バーストの観測

i) 「コンプトン γ 線衛星」の BATSE による観測

γ 線バーストの残光が発見される以前は、様々な位置にある衛星による γ 線バーストの到着時刻の差から三角測量で発生源の方向を決定していた。「コンプトン γ 線衛星」(NASA、1991) に搭載のバースト観測器 BATSE は、8 台の同じ観測装置を、「コンプトン γ 線衛星」の長方形の取り付け台の四隅の上下に、空間を八等分した各々の中心方向を向くように取り付けられた。 γ 線バーストの位置は、3 個以上のカウンターの強度から、 $\cos \theta$ の関係を用いて決められた (θ は各カウンターの中心軸と γ 線バースト源のなす角)。各カウンターは、大面積検出器 LAD (40 keV~600 keV) と分光検出器 SD (15 keV~20 MeV) で構成されている。LAD は面積 2025 cm² (直径 50.8 cm)×1.27 cm、SD は 127 cm² (直径 12.7 cm)×7.6 cm の共に NaI(Tl)シンチレーションカウンターである。LAD は位置の決定とバーストの強度変動の観測に、SD はスペクトルの観測に用いられた。LAD の入射面には、プラスチックシンチレーションカウンターが取り付けられ、反同時計数によって荷電粒子が除かれた。BATSE は 8 年間に 2700 の γ 線バーストを観測し、空間分布が一様であることを示した。

ii) 「HETE-II」による観測

1997 年に γ 線バーストの残光が発見されてからは、位置の速報が重要となり、機上で位置を決定して、地上の受信局または宇宙機関を介してインターネットを通じ、直接観測者に連絡する体制が出来上がった。2000 年に、アメリカ、日本、フランスが共同で打ち上げた高エネルギートランジェント衛星「HETE-II」には、有効面積 120 cm²、視野 3 sr の NaI(Tl)シンチレーションカウンター (6 keV~400 keV) FREGTE、広視野 X 線モニター WXM、軟 X 線カメラ SXC が搭載された。WXM は符号化マスクを取り付けた一次元位置検出型比例計数管で、直交する方向に同じものが搭載された。比例計数管は Xe97%、CO₂ 3% を 1.4 気圧で充填したもので、有効面積は各 175 cm²、エネルギー範囲 2 keV~25 keV の X 線に感度を持つ。計数管はマルチセルで壁面に接するセルカウンターは反同時計数に用いられ、入射窓に接するセルカウンターには 10 μ m の炭素繊維抵抗線の芯線が張られた。X 線の入射位置は両端での電荷分割によって決められる。視野は 1.6 sr である。SXC は CCD X 線検出器に符号化マスクを取り付けた一次元位置検出器で、WXM と同様に、直交する二台の検出器で二次元の位置を決定する。有効面積 7.4 cm²、エネルギー範囲 500 eV~14 keV、CCD2048×4096 ピクセル、感度 33 秒角/ピクセル、視野 0.91 sr である。HETE-II には、VHF 送信機が搭載されていて、機上で求められた γ 線バーストの位置を直接研究者

が受信することができる。観測対象は γ 線バーストであるが、観測しているのは X 線である。2000 年 10 月から 2.5 年の間に、約 300 の γ 線バーストを観測した。

iii) 「Swift」衛星による観測

2004 年、アメリカ、イタリー、イギリスが共同で打ち上げた γ 線残光観測衛星「Swift」は、機上で γ 線バーストの位置を決定し、通報すると共に、自動的に機上の望遠鏡を γ 線バーストの方向へ向けて、残光の観測を行う衛星である。「Swift」のバースト警報望遠鏡 BAT は符号化マスクとピクセル化した CdZnTe 半導体硬 X 線検出器から成る。大きさ 4 mm \times 4 mm \times 2 mm の素子 128 個から成るモジュール 256 個が、1.2 m \times 0.6 m の面積に置かれている。観測のエネルギー範囲は 15 keV \sim 150 keV、全有効面積は 5200 cm² である。マスクは 5 mm \times 5 mm \times 1 mm の鉛 54,000 個を、50% が γ 線の透過部となるようなランダムマスクである。マスクの面積 2.7 m²、検出器からの距離 1m、視野は 100 度 \times 60 度、立体角で 1.4 sr という広視野である。側面からの入射は、グレード遮蔽板 (Pb、Ta、Sn) で囲んで防いでいる。即時観測の可能性は機上のソフトウェアによって判断され、20 秒で 3 分角の精度で位置が決定され、地上へ連絡すると同時に、約 90 秒で「Swift」の X 線、紫外可視望遠鏡を向けることができる。X 線望遠鏡 XRT は焦点距離 3.5 m のウォルター I 型の光学系で、有効面積は 110 cm² (1.5 keV)、焦点面に X 線 CCD 検出器を備え、位置分解能は 15 秒角である。紫外可視光望遠鏡 UVOT は口径 30 cm、口径比 12.7、検出器 CCD、視野 17 分角 \times 17 分角、波長域 170 nm \sim 650 nm、グリズム (可視光の分光器の一種) の分解能 200 (400 nm) という性能である。2004 年 12 月 19 日から 2010 年 4 月 13 日までに、500 の γ 線バーストを観測し、そのうち 77 について、赤方偏移が求められた。GRB090429B は、 $z=9.4$ と報告されている。BAT は硬 X 線源の観測にも使用されている。

iv) 「フェルミ γ 線衛星」の GBM による観測

「フェルミ γ 線衛星」の γ 線バーストモニター GBM は、アメリカとドイツが共同で製作したもので、12 台の 12.7cm ϕ \times 1.27cm の NaI(Tl) および 2 台の 12.7cm ϕ \times 12.7cm の BGO シンチレーションカウンターで構成され、常時全天を監視している。このモニターの特徴は、観測のエネルギー範囲が、8keV \sim 40MeV と広いことである。さらに LAT との同時観測により、GeV 領域まで観測されたバーストもある。 γ 線バーストの位置は、各カウンターの入射方向に対する計数の応答関数を定めておき、観測された相対強度が、それぞれの応答関数に一致するような方向として決定する。BATSE やロシアの Konus と同じ方法である。機上で直ちに、位置を決定し、通報すると共に、LAT をその方向に向けて観測を行うこともできる。位置の決定精度は 15° 以下である。2 台の BGO カウンターは指向性はなく、バーストの γ 線は、どちらかのカウンターに入射するような位置に取り付けられている。200keV \sim 40MeV の γ 線を観測する。2008 年 6 月 11 日から、2010 年 3 月までに、438 の γ 線バーストを観測した。全体の 80% のスペクトルは指数関数型のカットオフがあるべ

き関数で表される。スペクトルエネルギー分布 (SED) を正確に求め、短いバーストと長いバーストの特徴をはじめ、スペクトルの性質を的確に表すことができた。LAT による高エネルギー γ 線を観測したバーストが 14 例ある。

v) 「SVOM」衛星による観測

多波長変動天体監視衛星「SVOM」は、フランス宇宙局(CNES)と中国国家航天局(CNSA)および中国科学院(CAS)が、2015 年に打ち上げを計画している γ 線バースト観測衛星である。「Swift」によく似た計画で、 80×80 CdTe (全面積 1024cm^2) ピクセル (CXG) と符号化マスクから成る広視野(~ 2 sr)望遠鏡 ECLAIRS ($4 \sim 250\text{keV}$ 、位置決定精度 ~ 10 分角)、バーストの位置は機上で決定され、可視光望遠鏡 VT およびマイクロチャンネルプレートの細管を光学系とする高速読みだし CCD カメラの X 線検出器 MXT ($0.3 \sim 5\text{keV}$) を向けて残光の観測を行う。MXT の有効面積は 1keV で約 50cm^2 である。その他に、有効面積 280cm^2 の 2 台の NaI(Tl)/CsI(Tl) フォスウィッチカウンターから成る γ 線モニター GRM が搭載される。

D. MeV γ 線、硬 X 線の観測

i) フォスウィッチカウンターによる観測

硬 X 線から MeV のエネルギー領域は、相互作用がコンプトン散乱であるために、断面積も小さく、最も観測が困難な領域である。1970 年代には大型の NaI(Tl) と CsI(Tl) シンチレーターのフォスウィッチカウンター (両方のシンチレーターを光学的に結合して一個の光電子増倍管につなぎ、減衰時間の相違によってそれぞれの信号を分離するカウンター、CsI を反同時計数に用いる) が使用されたが、放射線帯陽子による放射化と強いバックグラウンドと弱い線源強度で、あまり成果はあげられなかった。現在でも、 100keV から 20MeV の観測は容易ではない。

「コンプトン γ 線衛星」(NASA、1991)の指向性シンチレーション分光器 OSSE は、エネルギー範囲 $50\text{keV} \sim 10\text{MeV}$ に感度を持つ NaI(Tl) と CsI(Na) のフォスウィッチカウンターである。直径 33cm 、厚さ 10.2cm の NaI(Tl) の下に厚さ 7.6cm の CsI(Na) を光学的に接続し、7 個の光電子増倍管をつないで信号を取り出す。CsI(Na) の信号は反同時計数にも用いられ、後方から入射するバックグラウンドを除去する。入射口はタングステンのコリメーターで、視野は $3.8^\circ \times 11.4^\circ$ と広く、バックグラウンドが強い。その上部に厚さ 6mm のプラスチックシンチレーターが置かれ、反同時計数によって、荷電粒子を除去する。コリメーターとフォスウィッチカウンターは高さ 34.9cm 、厚さ 8.5cm の円筒形の NaI(Tl) の中に収められて、側面から入射するバックグラウンドを反同時計数で除く。このような遮蔽をアクティブシールドという。OSSE はこのようなカウンター 4 台で構成されていて、2 分毎に線源とバックグラウンドを交互に観測する。これによって、放射化などのような変

動するバックグラウンドの除去が可能となる。また観測が途切れることもない。同じようなカウンターはロッシ時間変動観測衛星「RXTE」のHEXTEにも用いられている。点源の観測には視野が広すぎるため、約20個の明るいパルサー、連星X線源の観測を行うにとどまった。

「すざく」衛星(JAXA、NASA、2005)に搭載の硬X線検出器は、小型のゲルマン酸ビスマス(BGO: $\text{Bi}_4\text{Ge}_3\text{O}_{12}$)シンチレーターと珪酸ガドリニウム(GSO: $\text{Gd}_2\text{SiO}_5(\text{Ce})$)シンチレーターのフォスウッチカウンターを16台寄せ集めたものである。ピクセル化した γ 線検出器の集合体は相互に反同時計数をとることによって、

厚いアクティブシールドとなり、バックグラウンドを大幅に減少させることができる。 γ 線検出器は $24\text{ mm} \times 24\text{ mm} \times 5\text{ mm}$ のGSOシンチレーター4個が厚さ 5.8 cm のBGOを介して、一個の光電子増倍管に接続されている。GSOの上には、 $21.5\text{ mm} \times 21.5\text{ mm} \times 2\text{ mm}$ のPIN(高純度シリコンで有感部が厚い)型シリコン検出器が置かれている。GSOは $40\text{ keV} \sim 600\text{ keV}$ 、PIN型シリコンは $10\text{ keV} \sim 70\text{ keV}$ に感度をもっている。バックグラウンドの強度は従来の観測器に比べて最も小さくなっている。バックグラウンドはパラメーター化によって計算する方法をとっているが、長寿命の放射性同位体は時間と共に蓄積されるので、変動するバックグラウンドの正確な再現は困難と考えられる。硬X線領域ではSiによる精度のよい観測ができたが、強度の弱い軟 γ 線領域の観測は困難である。

「ロッシX線変動観測衛星」(RXTE)(NASA、1995)に搭載の高エネルギーX線変動観測装置(HEXTE)は、 $\text{NaI}(\text{Tl})$ (直径 $18.3\text{ cm} \times 0.32\text{ cm}$)と $\text{CsI}(\text{Na})$ (直径 $18.3\text{ cm} \times 5.7\text{ cm}$)のフォスウッチカウンター4個を一組とした装置2台から成る。4個のカウンターは5面をプラスチックシンチレーターで囲まれた箱に納められ、反同時計数で荷電粒子を除いている。視野は、鉛のコリメーターで $1^\circ \times 1^\circ$ (FWHM)に制限されている。2台のカウンターは視野を 1.5° または 3° 傾けて、交互にバックグラウンドを測定する。観測のエネルギー範囲は $15 \sim 250\text{ keV}$ 、バックグラウンドの計数率は、2台の各カウンターにつき平均 50 cps である。コリメーターの底部に、キャリブレーション用の ^{241}Am を取り付け、波高分布のピーク値を用いて、 0.5 s 毎にゲイン変動を自動的に 0.1% 以下に調整している。

ii) コンプトン望遠鏡

MeV領域で、指向性を得るのに、コンプトン散乱を利用する方法がある。「コンプトン γ 線衛星」のコンプトン望遠鏡COMPTELがそれである。上下二段のカウンターから成り、

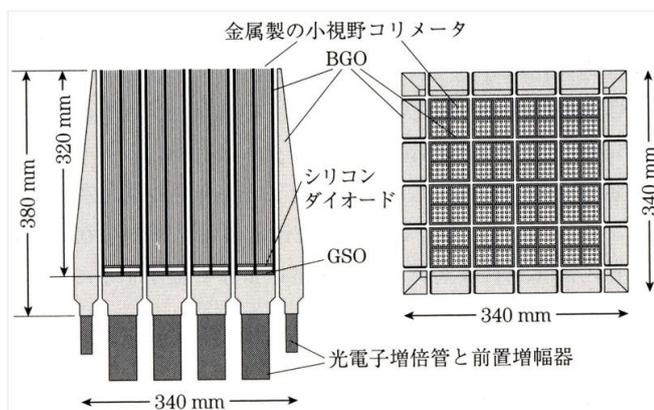


図 6-36 「すざく」の硬X線検出器 HDX
(T. Takahashi 氏の好意による)(ISAS/JAXA)

上段は液体シンチレーター(NE213A)の散乱体である。入射 γ 線は、NE213Aで散乱され、下段のNaI(Tl)シンチレーターで吸収されエネルギーを失う。NE213Aでの散乱の反跳電子のエネルギーを E_1 、NaI(Tl)でのエネルギー損失を E_2 とすると、 γ 線の入射方向は、散乱 γ 線の方角を中心とする、半頂角 ϕ の円錐面に制限される。 ϕ はコンプトン散乱の運動学から次のように与えられる(m_e :電子の静止質量、 c :光速)。多数の γ 線を観測して、それらの共通の母線方向が γ 線源の方角となる。

$$\cos\phi = 1 - \frac{m_e c^2}{E_2} + \frac{m_e c^2}{E_1 + E_2} \quad (6-25)$$

散乱体カウンター、NaI(Tl)カウンターはそれぞれ、直径28 cm×8.5 cm×7台、直径28.2 cm×7.5 cm×14台で構成されている。NE213Aカウンターは8本の光電子増倍管に結合され、その光量から、散乱位置を求めるアンガーカメラである。上下のカウンターでの飛行時間計測も行われる。NE213Aは電荷密度に対して、蛍光減衰時間が異なるのが特徴で、これを利用して、 γ 線と中性子を識別することができる。つまり、中性子の観測にも使用することができる。図6-30に示した ^{26}Al の銀河面の分布はCOMPTELによって観測されたものである。コンプトン望遠鏡の欠点は、検出効率が1%程度と小さいことである。

「ASTRO-H」衛星ではこれを改善するために、32層の両面シリコンストリップ検出器と4~8層の両面ストリップ型CdTe半導体検出器を用いた多重コンプトン散乱望遠鏡の開発が行われている。観測のエネルギー範囲は、数十~数百keV、検出効率は100keVで10%、検出器面積~200cm²である。

iii) 符号化マスクによる観測

ロシア(当時のソ連)のX線、 γ 線衛星「GRANAT」(ロシア、フランス、1989)には、35keV~1.3MeVのX線、 γ 線に感度を持つ57cm ϕ ×1.25cm NaI(Tl)と符号化マスクから成る装置SIGMAが搭載された。NaI(Tl)カウンターは61個の六角形の光電子増倍管が取り付けられた位置検出型のアンガーカメラ(光電子増倍管の光量分布から入射 γ 線的位置を求める)である。その周囲は、厚さ3cm~4cmのCsI(Tl)のアクティブシールドでバックグラウンドが遮蔽された。入射口には、厚さ5mmのプラスチックシンチレーターを置いて、荷電粒子を除いた。NaI(Tl)カウンターの上方2.5mのところ、49×53素子(素子の大きさ9.4mm×9.4mm)、厚さ1.5cmのタングステンのURAマスクが置かれた。視野は4.3°×

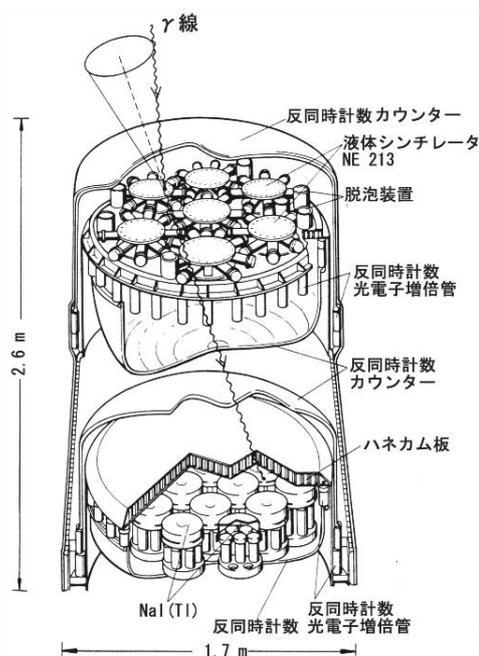


図 6-37 CGRO に搭載の COMPTEL (V. Schönfelder 氏の好意による) (MPE/NASA)

4.7° で最大感度となり、1/2 となる視野は 10.9° × 11.5° である。角分解能は 13 分角、点状の γ 線源に対する位置の決定精度は 2 分角である。SIGMA は主に銀河面の連星 X 線源を観測し、陽電子消滅 γ 線を発見した。エネルギーのキャリブレーションには、 ^{241}Am が用いられた。

国際 γ 線天文台「INTEGRAL」(ESA、NASA、ロシア、2002) には、ゲルマニウム検出器で分光観測を行う SPI (20 keV~8 MeV) と撮像装置 IBIS (15 keV~10 MeV) が搭載されている。SPI は厚さ 7 cm の 19 個の六角形の高純度ゲルマニウム検出器と 1.7m 上の入射口に六角形素子の URA マスク(HURA)を取り付けたものである。マスクは直径 72cm の円形の上に、64 素子が入射素子(孔)、63 素子がブロック素子で厚さ 3cm のタングステン合金でつくられている。マスクの下には荷電粒子を除くための厚さ 5mm のプラスチックシンチレーターが挿入されている。検出器はスターリング冷凍機で 85K に冷却され、分解能は 2.5 keV (1.33 MeV) である。検出器の有効面積は 500 cm²、符号化マスクの視野は 16 度、角分解能は 2° となっている。放射線によるゲルマニウム検出器のエネルギー分解能の劣化は加熱(アニールという)によって回復している。IBIS も符号化マスクを用いた撮像装置であるが、検出器は二層になっていて、上部には 16,384 個の CdTe 半導体検出器 (ISGRI) (4 mm×4 mm×2 mm)、その下に 4,096 個の CsI(Tl)シンチレーターアレイ (PICsIT) (8.4 mm×8.4 mm×30mm) が置かれている。周囲は BGO シンチレーターで囲まれ、その反同時計数によって、バックグラウンドを遮蔽している。CsI(Tl)のシンチレーション光は、PIN 型ホトダイオードで検出される。符号化マスクは 1 m×1 m×1.6 cm の大きさのタングステン合金の URA マスクで、検出器からの距離 3.4 m、視野 9° × 9°、角分解能は 12 分角である。IBIS カタログには、約 700 の軟 γ 線源が記載されているが、活動銀河核 30%、大質量 X 線連星 13%、低質量 X 線連星 13%、激変星 5%、その他 9%、未同定 30%となっている。バックグラウンドは予想より 40%程多く、中性子バックグラウンドと考えられている。

iv) 多層膜反射鏡による硬 X 線の観測

80keV 以下の硬 X 線は、多層膜反射鏡で、結像することができる。多層膜は反射材である重金属と炭素またはシリコンのような硬 X 線を吸収しない軽元素をスペーサーとして、交互に、50 層程度、蒸着したものである。鏡面をウォルター I 型の回転双曲面と回転放物面にしておけば、ブラッグ反射によって、集光することができる。曲面をネスティングによって多層化すれば、有効面積を大きくすることができる。しかし、反射角はミリラディアン mrad (3 分角) 程度であるので、大面積とするには、長い焦点距離が必要である。

NASA が 2012 年 6 月 13 日に打ち上げた、核分光望遠鏡アレイ「NuStar」(NASA、2012) には、多層膜望遠鏡が初めて搭載された。望遠鏡は、焦点距離 10.15m、133 層のネスティング、内径 5.44cm、外径 19.1cm、長さ 22.5cm、入射角 1.34~4.7mrad(4.6~16.1 分角) である。ウォルター I 型の円錐面近似の反射鏡である。鏡の素材は厚さ 0.2mm のガラスシ

ートの市販品を使用している。円錐面は内側の 65 層が 6 セグメント (分割)、外側の 65 層が 12 セグメントに分割されていて、円錐面に熱成形したガラスシートから所定の精度のセグメントを切り出し、1~89 層に Pt/SiC (SiC をスペーサー、Pt を反射材)、90~133 層に W/Si を蒸着する。これを組み上げて望遠鏡としたものである。望遠鏡は、同じ方向を向いた 2 台から成り、合計の有効面積は、5keV、10keV、75keV で、それぞれ、700cm²、800cm²、70cm²である。焦点面には、32×32 ピクセルの CdZnTe 検出器 (2cm×2cm×0.2cm) が 4 個取り付けられている。各ピクセルは、ASIC のそれぞれの増幅回路、ディスクリミネーター回路、論理回路に接続され、AD 変換の後、信号処理装置からの信号によって読みだされる。望遠鏡を含めた観測のエネルギー範囲は 5keV~80keV、角分解能 10 秒角、視野 10 分角 (10keV)、エネルギー分解能 1.2keV(80keV)となっている。望遠鏡は約 10m の伸展マストの先端に取り付けられていて、6 月 21 日に軌道上で伸展された。6 月 28 日には、ブラックホール X 線源、Cyg X-1 の観測が行われた。

日本では、NASA ゴダード宇宙センターと共同で多層膜反射鏡の開発を行い、「ASTRO-H」衛星 (JAXA、NASA、2014) に搭載する計画を進めている。この反射鏡は、素材にアルミ薄板反射鏡を用い、この反射面に Pt/C の膜を約 40 層交互に蒸着したものである。層の間隔は、エネルギー帯域を広くするため、表面が疎で、内部が密な分布となっている。望遠鏡は 2 台で、観測のエネルギー範囲は 5keV~80keV、有効面積は 10keV 以下で、1000cm²、75keV で 100cm²と「NuStar」と似た値になっている。焦点面検出器は、4 層の 2mm の両面シリコンストリップ検出器と 0.5mm の 1 層の両面 CdTe ストリップ検出器である。

E. 月、惑星の γ 線観測

月、惑星探査機には、表面の元素組成を調べるために、 γ 線分光器が搭載されている。観測に使われるのは、多くの場合、高純度ゲルマニウム検出器であるが、高分解能のシンチレーションカウンターLaBr₃(Ce)を使用する計画もある。水または氷の探索には水素による熱中性子の吸収の際に発生する 2.22 MeV の γ 線が利用される。ここでは、「マーズオデッセイ」(NASA、IKI、2001) に搭載の検出器 GRS について述べる。検出器は大きさ直径 6.7 cm×6.7 cm の高純度ゲルマニウム、バイアス電圧 3,000 V、放射冷却で 90 K に冷却される。検出器、高圧電源、冷却用放熱版、前置増幅器、放熱板の蓋は一体に組み立てられ、6.2 m のブームの先端に取り付けられている。これはスペースクラフトで発生するバックグラウンドを避けるためである。月、惑星の観測では、バックグラウンドの除去は重

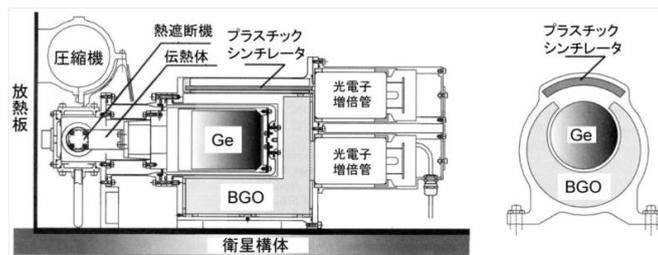


図 6-38 「かぐや」の月面 γ 線検出器 GSR
(N. Hasebe 氏の好意による)(JAXA)

要である。放熱板の蓋は、宇宙放射線によるゲルマニウム検出器のエネルギー分解能の劣化を回復するために、100°Cに加熱（アニール）するとき放熱を防ぐために閉じられる。すでに、火星表面（S50° ~N50°）の、H、Si、Fe、Cl、K、Thの分布図が作成されている。

JAXAの月探査機「かぐや」（JAXA、2007）にはγ線分光器GRSが搭載された。ゲルマニウム検出器の大きさは直径6.7 cm×6.7 cmで、探査機内に取り付けられているが周囲を円筒形のBGOシンチレーターで囲み、反同時計数を行って、バックグラウンドの軽減を行っている。入射口は5 mmのプラスチックシンチレーターで被い、荷電粒子を除いている。ゲルマニウムはスターリング冷凍機で90 Kに冷却された。またアニールのためのヒーターも備えている。アニールの際に伝熱が遮断される。図6-32に示した「かぐや」のGRSによって観測された月面γ線スペクトルである。バックグラウンドは、月周回軌道へ投入される前または、検出器が天頂方向を向いた時に、観測する必要がある。

7. ニュートリノの観測

7-1. ニュートリノの性質

1930年に、パウリは β 崩壊の際のエネルギー、運動量、角運動量の保存の必要性から、電子と反跳原子核の他に、中性の粒子の存在を提唱した。これが後に、ニュートリノと呼ばれるようになった。ニュートリノの相互作用の断面積は小さく、 10^{-48} m^2 程度であるが、1956年、ライネスは原子炉で発生する大量のニュートリノを利用して、検出に成功した。用いた反応は以下の通りである。



電子ニュートリノの吸収で発生する中性子を Cd で吸収させた時の γ 線と陽電子消滅の γ 線を遅延同時計数で確認した（記号の上の $-$ は反粒子を表す）。

現在、ニュートリノは素粒子の基本粒子であるクォークとレプトン（軽粒子）のうちのレプトンに分類され、電子ニュートリノ、 μ 粒子ニュートリノ、 τ 粒子ニュートリノとその反粒子の6種類が存在することが知られている。上記の反応は正確には、反電子ニュートリノの反応である。質量は有限であることは知られているが、現在は上限値しか知られていない。それぞれ、 $<2.2 \text{ eV}$ 、 $<170 \text{ keV}$ 、 $<15.5 \text{ MeV}$ である。速度は光速と考えてよい。

ニュートリノには、ニュートリノ振動と呼ばれる不思議な性質がある。3種類のニュートリノは運動中に、それぞれ他のニュートリノに周期的に変身するのである（付録4, 177ページ参照）。ニュートリノは3種が重なった状態であるが、もし、ニュートリノに質量差があると、速度の相違から時間と共に位相のずれが起こり、各成分の減少や増加が起こることになる。従って、ニュートリノ振動は、ニュートリノが質量を持つかどうかということと直接関係している。この問題は長い間、未解決であったが、日本のスーパーカミオカンデ、カナダのサドベリー観測所の観測でニュートリノ振動の存在が確認された。

ニュートリノは、運動方向とスピン（自転に相当する角運動量）の方向が平行か反平行かのどちらかしか存在しない（ニュートリノは反平行、反ニュートリノは平行、反平行の場合を左ネジ、平行の場合を右ネジと呼ぶこともある）。これはパリティ保存の破れとも呼ばれている。自然界の化合物には異性体の一方しか存在しないことや、DNAの螺旋がすべて右巻きであることと似た現象である。

日本は、ニュートリノの研究には多くの貢献がある。中川等によるニュートリノ振動の定式化、小林・益川の素粒子モデル、超新星ニュートリノの発見、大気ニュートリノの観測によるニュートリノ振動の発見、太陽ニュートリノの高精度観測、原子炉ニュートリノの観測によるニュートリノ質量差の決定、加速器ニュートリノによるニュートリノ振動の研究（K2K実験、T2K実験）、 τ ニュートリノの発見とニュートリノ振動による τ ニュートリノの生成等、重要な研究、成果がある。

7-2. 自然界のニュートリノ

ニュートリノは相互作用の確率が小さいので、ビッグバン以来生成されたニュートリノが多く残っている。その量から（質量は未定であるが）、ニュートリノを暗黒物質（宇宙の質量のほとんどを占める未知の物質）とする説もある。天体での発生が観測されているのは、超新星爆発と太陽（恒星）内部である。

7-2-1. ビッグバンニュートリノ

宇宙初期の超高温の時代には、ニュートリノは、 $\nu_e + e^- \Leftrightarrow \bar{\nu}_e + e^-$ 、 $\nu_e + \bar{\nu}_e \Leftrightarrow e^- + e^+$ 、 $\nu_e + \bar{\nu}_\mu \Leftrightarrow e^- + \mu^+$ 、 $\nu_e + \mu^- \Leftrightarrow \bar{\nu}_\mu + e^-$ などの平衡状態になっていたはずである。光はビッグバンから 30 万年経って、結合がなくなり、現在 2.7 K となっている。ニュートリノは、ビッグバンから 2 秒経って、 $T = 6 \times 10^9$ K になった時、結合がなくなり、現在 1.9 K になっていると推定される。ニュートリノと光子の比は 9/11 であるので、ニュートリノ密度は約 $3.5 \times 10^9 / \text{m}^3$ 、フラックスにして $10^{18} / \text{s/m}^2$ となる。ニュートリノを暗黒物質とする熱い暗黒物質説では、ゆらぎのスケールが超銀河団より大きく、超銀河団が先につくられ、後に銀河団、銀河が生成するというトップダウン説となり、現在のところ銀河の生成が困難であることが知られている。いずれにしても、このような低エネルギーのニュートリノは、大量に存在する筈であるが、観測は困難で、確認されていない。

7-2-2. 超新星ニュートリノ

超新星は、質量が太陽質量 (2×10^{30} kg) の 4 倍以上の星が、核融合のエネルギー源となる水素などを消費し尽くし、重力崩壊を起こして、外層部が爆発して消滅する現象である。中心部には、中性子星またはブラックホールが残され、外側には膨張するガス雲が発生する。これを超新星爆発と言い、通常の星の一億倍以上も明るい天体が突然現れる。超新星の発生頻度は、銀河当たり数十年に一度と推定されている。太陽系のある天の川銀河では、SN1006（明月記に記録）、SN1054（明月記に記録、かに星雲）、SN1181、SN1572（チコの超新星）、SN1604（ケプラーの超新星）等の記録がある（数字は西暦の年数）。

SN1987A は、天の川の近くにある不規則銀河大マゼラン雲（距離： 1.6×10^{22} km = 16 万光年）で発生した超新星である。正確な発生時刻、1987 年 3 月 23 日 7 時 35 分 35 秒（± 1 分）はニュートリノ観測から決定された。SN1987A は、近代天文学が始まって初めて、近くに出現した超新星で、地上の大望遠鏡、電波望遠鏡、ハッブル宇宙望遠鏡、X 線衛星「ぎんが」、 γ 線衛星グラナット、ニュートリノ観測などの装置による観測が行われた。最も重

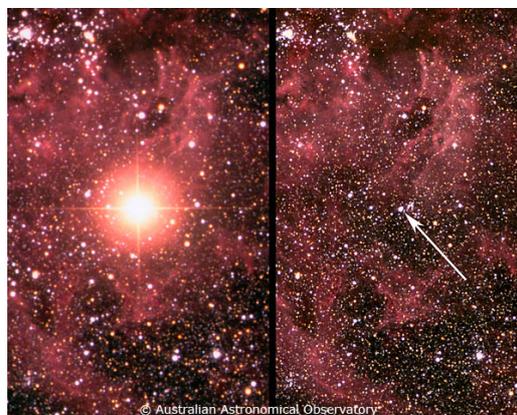


図 7-1 SN1987A の出現、右は爆発前の星 (AAO 提供)

要な観測はニュートリノ観測であった。超新星の爆縮で、物質が超高密度の状態になると、原子核中の陽子は電子を捕獲し、中性子とニュートリノを発生する。



このニュートリノは崩壊の初期の0.1秒位の間放射されるが、さらに超高密度、超高温になると共に、対発生による各種のニュートリノが発生する。これらのニュートリノのエネルギーは10 MeV~30 MeVで、数10秒程度の時間内に放射される。収縮によって発生した重力エネルギーのほとんどをニュートリノが持ち去る。放射された全ニュートリノ数は 10^{58} 個、そのうち約50%が電子ニュートリノ ν_e で、反電子ニュートリノ $\bar{\nu}_e$ と μ 粒子ニュートリノ及び τ 粒子ニュートリノの合計(ν_μ 、 $\bar{\nu}_\mu$ 、 ν_τ 、 $\bar{\nu}_\tau$)がそれぞれ約25%になっている。平均エネルギーは電子ニュートリノが10 MeV、反電子ニュートリノが15 MeV、 μ と τ 粒子ニュートリノの平均が23 MeVであるので、エネルギーフラックスにすると似たような値になる。ニュートリノによって放射された全エネルギーは 10^{46} Jである。太陽系でのフルエンスは、 10^{14} /m² である。以上の値は、SN1987Aのニュートリノ観測に基づいて導かれたものである。SN1987Aの爆発前の星は、サンデューリーク(Sanduleak) -69° 202aという太陽質量の18倍の青色超巨星である。超新星の爆発のモデルはすでに作られていたが、ニュートリノの発見によってモデルが確立され、定量的に再構築された。重要なパラメーターとなったのは、ニュートリノの到着時刻と爆発エネルギーの決定であった。

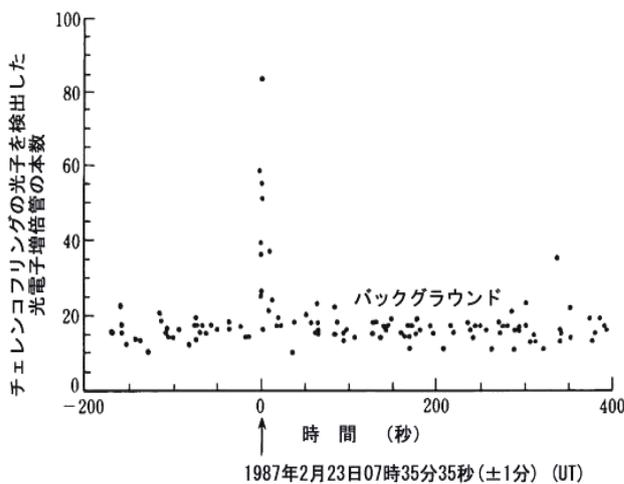


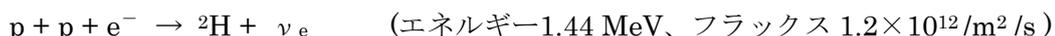
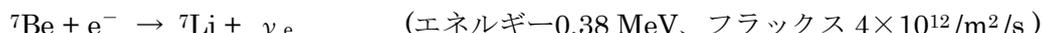
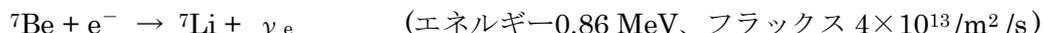
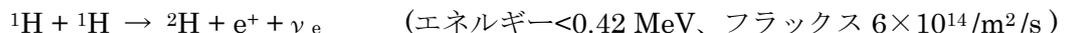
図 7-2 SN1987A のニュートリノバースト
(M. Koshiha 氏の好意による)

図 7-2 はカミオカンデ-II によって、観測されたニュートリノの爆発的な放射である。時刻 0 のパルス状の放射が SN1987A からのニュートリノで他の一様な分布はバックグラウンドである。縦軸は検出されたニュートリノのエネルギーに比例する量と考えてよい。カミオカンデ-II では 11 個のニュートリノが観測され、同じ時刻に IMB (アーヴァン—ミシガン—ブルックヘブン検出器、アメリカ) では 8 個、BUST (バクサン) では 5 個が観測された。

7-2-3. 太陽ニュートリノ

恒星の中心部では、水素、ヘリウムなどの核融合によって、エネルギーを発生し、光として表面からエネルギーを失っている。水素の核融合の場合には、2 個の水素 (^1H) から重水素 (^2H) と陽電子及び電子ニュートリノを生成する反応で始まる p-p 連鎖反応や、C、N、O を触媒とする CNO 循環反応によって、結果として $4\ ^1\text{H} \rightarrow\ ^4\text{He} + 2e^+ + 2\nu_e$ の反応によってヘリウムを合成し、エネルギーを発生する。これらの反応の中間状態では、 β 崩

壊や電子の捕獲反応が含まれ、ニュートリノを放射する。太陽のような、比較的低温度の星では、CNO 循環反応からのニュートリノは少なく、ほとんどが p - p 連鎖反応によるものである。p - p 連鎖反応で発生するニュートリノは以下ようになる。



すべて、電子ニュートリノで、エネルギーは 0.42 MeV 以下のものがほとんどであることがわかる。図 7-3 には、表の順番に対応して、pp、 ${}^7\text{Be}$ 、pep、 ${}^8\text{B}$ 、hep の記号でスペクトルが実線で示してある。点線は CNO 循環反応から発生するニュートリノのスペクトルで、 ${}^{13}\text{N}$ 、 ${}^{13}\text{O}$ 、 ${}^{17}\text{F}$ の β 崩壊 (陽電子崩壊) によるものである。

スーパーカミオカンデの検出限界は 5 MeV であるので、図 7-3 から、 ${}^8\text{B}$ の β 崩壊のニュートリノを観測していることがわかる。太陽ニュートリノの観測されたフラックスは、太陽の明るさ (エネルギー発生率) から予想される値より小さく、これを太陽ニュートリノ問題と呼んでいる。

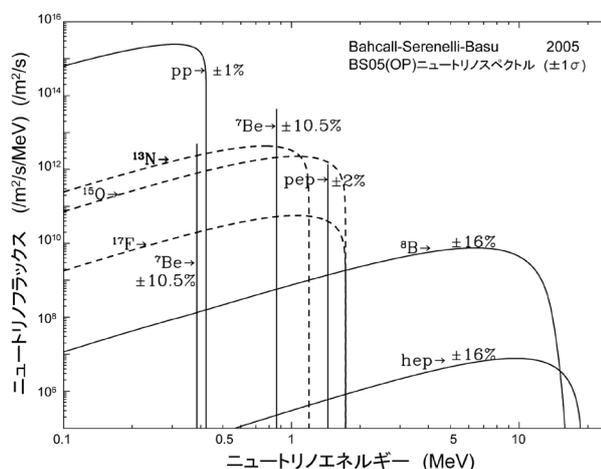


図 7-3 太陽ニュートリノのスペクトルの計算値 (A. M. Serenelli 氏の好意による)

7-2-4. 大気ニュートリノ

宇宙線の主成分は 100 MeV 以上の高エネルギー陽子、 α 粒子である。これらの粒子は、地球に入射すると大気中の N、O 原子核と衝突して多数の二次粒子を発生する。二次粒子の主なものは陽子、中性子、中間子であるが、これらは崩壊して、 γ 線、電子、 μ 粒子、ニュートリノを発生する。ニュートリノは、主に次のような粒子の崩壊でつくられる。



従って、電子ニュートリノと μ 粒子ニュートリノの比は 1 : 2 になっていると思われるが、観測によれば、これが 1 : 1 に近い値になっていることがわかった。これを大気ニュートリノ問題と呼んでいる。カミオカンデ、スーパーカミオカンデによる観測で、入射方向分布が詳しく観測され、地球の裏側からのニュートリノで、減少が著しいことがわかり、ニュートリノ振動の発見となった。

宇宙線のスペクトル、大気中の μ 粒子の精密観測は、AMS - 01 (α マグネチックスペクトロメーター) 及び BESS (超伝導磁石による気球観測) によって行われた。これに基づいて、ニュートリノ振動を考慮していないフラックスが計算によって求められている。

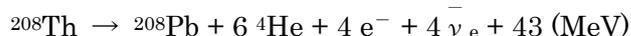
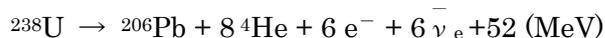
表 7-1 大気ニュートリノのエネルギー分布

GeV	0.1~0.4	0.4~0.7	0.7~1.0	1.0~5.0	
$\nu_e + \bar{\nu}_e$	815	144	55	94	/m ² /s/sr
$\nu_\mu + \bar{\nu}_\mu$	1652	297	113	203	/m ² /s/sr

電子ニュートリノと μ 粒子ニュートリノの比は、0.1~3 GeV 辺りまでは 1:2 であるが、それ以上ではエネルギーと共に、 μ 粒子ニュートリノの割合が増加し、ニュートリノエネルギーが 100 GeV では、1:7 になる。

7-2-5. 地球ニュートリノ

地殻には、U、Thなどの自然の放射性同位元素があり、この崩壊によって放出される α 粒子のエネルギーは地表熱流量のほぼ 50%になる。これらの同位元素の崩壊系列で、放出されるニュートリノはすべて β 崩壊による反電子ニュートリノ $\bar{\nu}_e$ である。その発生率は、 $1.8 \times 10^{28}/s$ という推定もある。地球内部のニュートリノは主に



によって生成される。地殻における、U、Thの分布は一樣ではなく、地表に近い程多いと考えられている。地殻の厚さも場所によって異なる。最近、カムランド(液体シンチレーターニュートリノ検出器)によって、地球起源のニュートリノが発見され、フラックスが求められた。その値は、U系列 $2.3 \times 10^{10}/\text{m}^2/\text{s}$ 、Th系列 $2.0 \times 10^{10}/\text{m}^2/\text{s}$ と報告されている。今後、地球ニュートリノを利用して地殻構造を研究する分野が開かれるものと期待されている。

7-3. ニュートリノの観測

ニュートリノの観測は、大きく分けて、ニュートリノが検出器の物質と相互作用して、発生する荷電粒子のチェレンコフ放射を観測するもの、荷電粒子をシンチレーションカウンターで計測するもの、ニュートリノと原子核との反応で生成された放射性同位元素を放射化学的に分離してこの量を計測するものがある。チェレンコフ光による計測は、検出の時刻、エネルギー、入射の方向の情報が得られるが、シンチレーションカウンターでは、時刻とエネルギーが計測される。同位体分離では、特定のニュートリノ強度の情報のみである。しかし、カウンター計測では、一般に検出のエネルギー限界が高いことが不利であるのに対し、同位体分離では検出限界が低いことと特定のニュートリノだけを計測できることが特徴である。いずれにしても目的によって利用する相互作用を選択しなければならない。相互作用断面積は原子核粒子や他の素粒子に比べて小さいので、巨大な検出装置が

必要である。バックグラウンドとなる宇宙線を避けるために、地下深くに設置される。

宇宙線源や活動銀河核で発生すると思われる高エネルギーニュートリノの観測を目的とした、海水、湖水、南極の氷、大気を放射体とするチェレンコフ装置も建設が進められている。これらは、ニュートリノの相互作用で発生する高エネルギーミュー粒子や電子のカスケードシャワーを検出するものである。フラックスは小さいがニュートリノ相互作用断面積は、エネルギーの二乗に比例して大きくなる。

7-3-1. 水チェレンコフ装置

水チェレンコフ装置には、軽水を使用するものと重水を使用するものがある。チェレンコフ光の透過とバックグラウンドの除去のため、高純度の水が使用される。

A. スーパーカミオカンデ (SK)

スーパーカミオカンデの前身であるカミオカンデは 1983 年に、陽子崩壊の観測を目的として、岐阜県神岡鉱山の地下につくられた直径 15.6 m、高さ 16 m の水チェレンコフ装置である。検出器は内面に取り付けられた直径 50 cm の 2000 本の光電子増倍管である。1985 年から、太陽ニュートリノの観測を目的として、日米協力で装置の改造が行われ（カミオカンデ-II と呼ばれている）、1986 年に観測を始めた。1987 年 2 月 23 日に、超新星 SN1987A からのニュートリノを検出した。また太陽ニュートリノのフラックスがデービスの観測どおり、太陽の標準モデルから予想されるフラックスより少ないこと、大気ニュートリノの地下方向から飛来するものが少ないことを発見し、大気ニュートリノ問題を提起した。

これらの結果を確かめるために、高精度のニュートリノ観測を目指したスーパーカミオカンデが建設された。スーパーカミオカンデは、直径 39 m、高さ 42 m の水槽の内面に 11,200 本の直径 50 cm 光電子増倍管を取り付けたものである。検出部の質量は 3,200 トン、反同時計数部は 1,800 トンである。水槽の壁面に接した部分は区切られていて、別の光電子増倍管を取り付け、入射バックグラウンド粒子を除くための反同時計数カウンターとして用いられている。水は高性能の純水製造装置から供給されているが、特にラドン (Rn 自然の放射性のガス) の除去に工夫が凝らされている。スーパーカミオカンデの水チェレンコフ装置は、ニュートリノの起こす次の反応で発生する電子のチェレンコフ放射の環状の像を観測する (x は μ または τ を表す)。



断面積は、陽子との反応で陽電子と中性子を発生するものが最も大きい。検出の限界エネルギーは 5 MeV である。観測は、1996 年から始まり、2001 年までに太陽ニュートリノの信号は 22,000 以上が得られ、その強度は太陽の明るさから予想される値の 50% 程度であった。また大気ニュートリノについても、入射の天頂角分布に上方と下方の差が明瞭に見ら

れる結果が得られ、ニュートリノ振動の強い証拠となった。2001年11月に、大量の光電子増倍管の破損事故が起こり、観測が中断されたが、2002年に、5200本の光電子増倍管で観測が再開された。これをスーパーカミオカンデーIIと呼んでいる。完全な復旧作業は2006年に終わり、以後をスーパーカミオカンデーIIIと呼んでいる。光電面は厚さ13mmの亚克力樹脂で、後部はガラス繊維で補強したプラスチック材（FRP）で保護されている。スーパーカミオカンデーIIIは、現在、世界で最大で、最高性能の水チェレンコフ装置である。

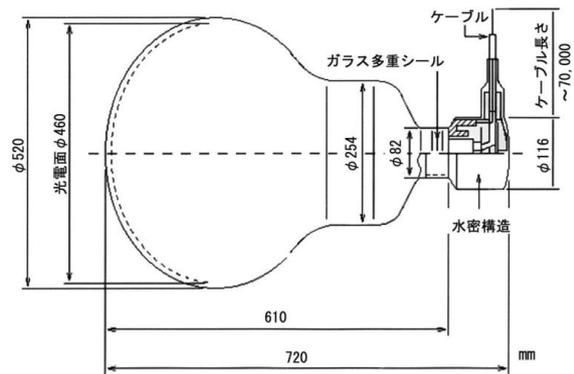


図 7-4 世界最大の光電子増倍管
(東大宇宙線研究所提供)

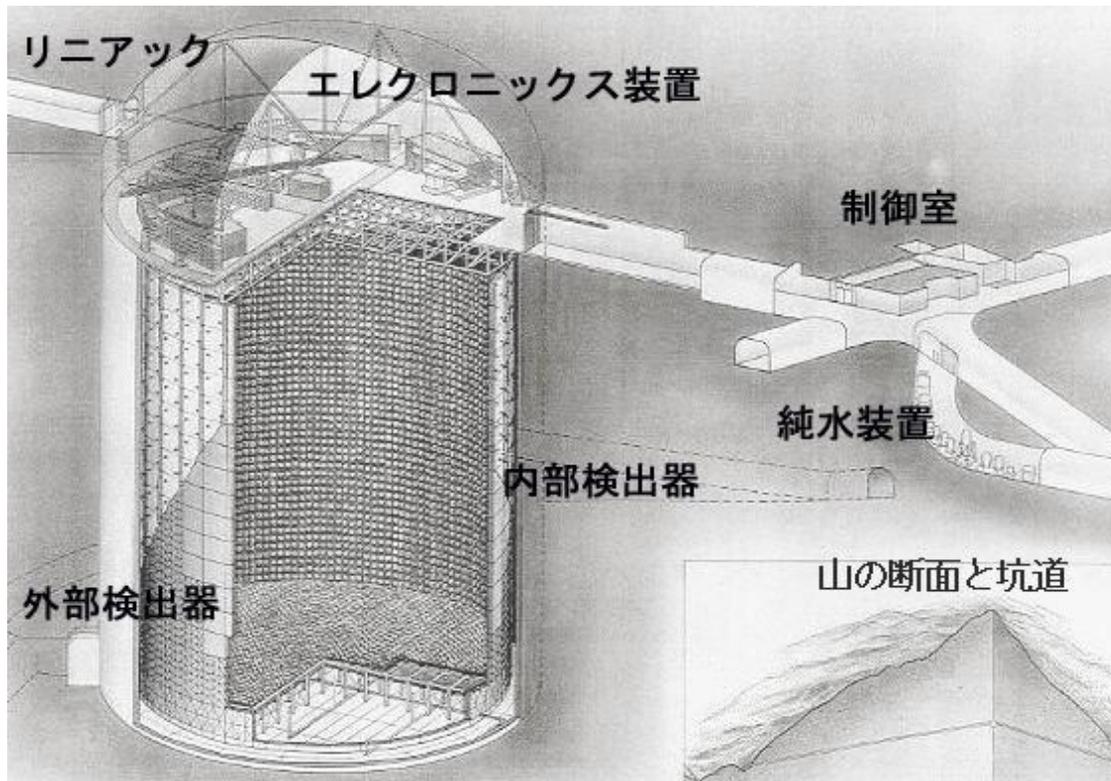
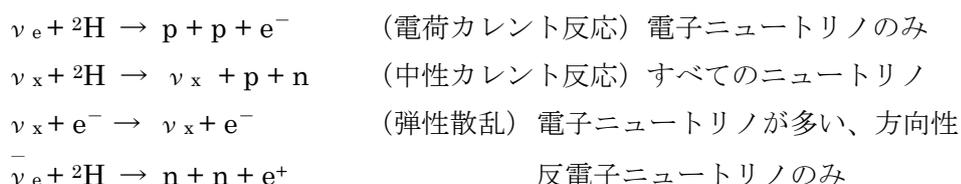


図 7-5 スーパーカミオカンデーIIIの概観図
(東大宇宙線研究所提供)

B. サドベリーニュートリノ観測所 (SNO)

アメリカ、カナダ、イギリスが共同で建設したニュートリノ観測所で、1,000トンの重水の水チェレンコフ装置である。装置はカナダのサドベリーニッケル鉱山の地下2 kmに設置された。重水はカナダ原子力庁が貸与した。重水とニュートリノ相互作用は



である。実験の主目的は、太陽ニュートリノのニュートリノ振動であるが、太陽で発生するニュートリノフラックスの絶対値を必要としない方法で行うものである。電荷カレント反応 (CC) と中性カレント反応 (NC) の比は、全ニュートリノに対する、電子ニュートリノの割合となり、電荷カレント反応 (CC) と弾性散乱 (ES) の比は、電子ニュートリノの 86% と μ 粒子ニュートリノと τ 粒子ニュートリノの和の 14% を足した量に対する電子ニュートリノの割合となる。これによって、太陽での全強度 (電子ニュートリノ強度) がわかり、地球上での各成分の強度もわかることになる。

観測装置は、直径 12 m、厚さ 5 cm の球形の亚克力容器に 1000 トンの高純度の重水を詰めたものである。その周囲に、チェレンコフ光を検出する 9438 本の直径 20 cm の光電子増倍管が取り付けられた。亚克力容器の外側には、高純度の軽水が充填され、91 本の光電子増倍管によって、軽水中で発生するチェレンコフ光を検出して、バックグラウンドの軽減を行っている。全体の装置は、内面にウレタンを塗布した直径 22 m、高さ 34 m の容器に収められた。

観測は 3 期に分けられていて、第一期は、重水による観測、第二期は、中性カレント反応による中性子の検出効率を増加させるために、重水に 2.5 トンの NaCl を溶かし、 ^{35}Cl とニュートリノの反応で発生する 8.6 MeV の γ 線を観測した。第三期は、NaCl を除去し、 ^3He 比例計数管を取り付けて、ニュートリノ反応で発生する中性子を検出した。1999 年から観測が始まり、第一期は 2001 年に終了し NaCl を加え、2003 年まで観測を行った。2005 年に中性子カウンターを取り付け、2006 年まで観測を行って重水による全観測は終了した。結果は、太陽の ^8B から生じた μ 粒子ニュートリノ、 τ 粒子ニュートリノのフラックスが正確に求められ $((3.69 \pm 1.13) \times 10^{10} / \text{m}^2/\text{s})$ 、スーパーカミオカンデの結果と併せてニュートリノ振動が証明された。太陽での ^8B のニュートリノのフラックスは $(5.25 \pm 0.16, +0.11, -0.13) \times 10^{10} / \text{m}^2/\text{s}$ と求められた。

7-3-2. 液体シンチレーションカウンターによる観測

液体シンチレーションカウンターは大きさに制限がないことで、ニュートリノの相互作用で発生する荷電粒子の検出に使用されている。検出エネルギーは、水チェレンコフカウンターに比べ、下げることができるが、方向性はない。

A. 神岡液体シンチレーター反ニュートリノ検出器 (KamLAND)

カムランドは、神岡鉱山のカミオカンデの跡に日米協力で建設された、原子炉ニュートリノの観測装置である。神岡は、200km 圏に、福井、石川、新潟、の原子力発電所があり、

原子炉の核分裂物質の β 崩壊で発生するニュートリノ（反電子ニュートリノ）を観測することで、ニュートリノ振動について調べることができる。

ニュートリノ検出器は、1000 トンの超高純度の液体シンチレーターを詰めた直径 13 m の球状の袋である。袋の素材は厚さ $135\ \mu\text{m}$ の透明なナイロンの複合材である。袋はケブラーのロープの網で補強されている。シンチレーターは、ドデカン ($\text{CH}_3(\text{CH}_2)_{10}\text{CH}_3$) 80%、1,2,4 - トリメチルベンゼン ($\text{C}_6\text{H}_3(\text{CH}_3)_3$) 20% の混合液に、蛍光剤 PPO (2,5 ジフェニルオキサゾル) を 1.52 g/l の割合で溶解させたものである。シンチレーターの袋と外側の、直径 18 m のステンレス容器の間には、バックグラウンド遮蔽のためにドデカンとイソパラフィン油を詰めた。シンチレーターのドデカンは無色透明の油のような物質で、比重は 0.75 である。1879 本の光電子増倍管がステンレス容器の内側に取り付けられた。直径 16.6 m のところには、バックグラウンドとなるラドンの侵入を防ぐために、厚さ 3 mm のアクリルを置いた。ステンレス容器の外側は 3,200 トンの水チェレンコフ検出器で囲み、反同時計数を行って、バックグラウンドを除去した。内部検出器の検出限界は 0.7 MeV である。

観測は 2002 年に開始され、150 日間の観測で、原子炉からの反電子ニュートリノが、原子炉の出力から予想される値の 0.611 ± 0.085 に減少していることを発見した。2008 年には、4 年間のデータから、質量差 Δm^2 および、混合角 θ (付録 4, 177 ページ参照) を高精度で求めた。

カムランドのもう一つの成果は、地球ニュートリノの発見である。地球内部の U、Th は地殻に分布しているが、観測される地球ニュートリノは近傍の地殻の形状を反映していると思われる。地球ニュートリノの観測には、バックグラウンドの低減とバックグラウンドや他のニュートリノ源からの成分を正確に差し引くことが必要である。将来の観測技術の改良と共に、世界の各地での観測が重要になる。

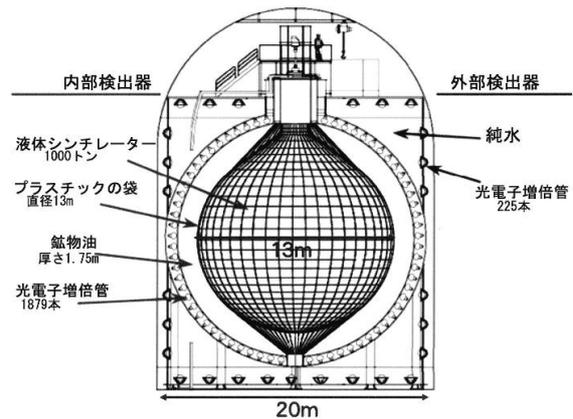


図 7-6 カムランドの検出装置
(S. Enomoto & T. Mitsui 氏の好意による)

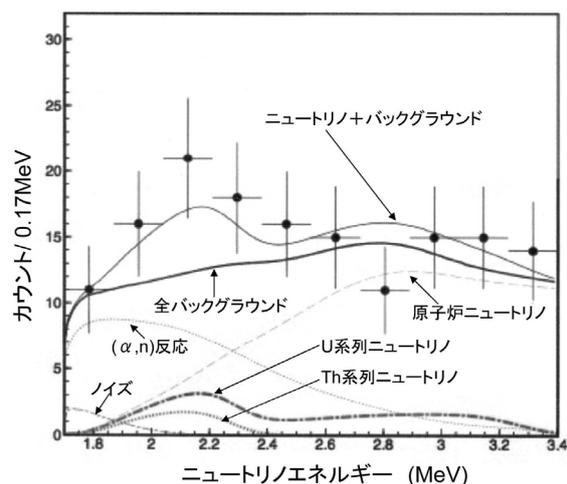


図 7-7 地球ニュートリノの検出
(S. Enomoto & T. Mitsui 氏の好意による)

B. ボレクシーノ (BOREXINO)

イタリア、アメリカ、ドイツ、ロシア、ハンガリーが共同で、2007 年、イタリアの地下

実験施設グランサッソに建設した太陽ニュートリノ検出器である。検出器は、カムランドによく似た構造である。中心の球状のシンチレーターは直径 8.5m、厚さ 100 μ m のナイロンの球状の袋に、蛍光物質 PPO を 1.5 g/l の割合で溶かした 1,2,4 トリメチルベンゼンを詰めたものである。シンチレーターの量は 300 トンで、その外側に 1000 トンの純水を詰め直径 13.7 m のステンレス容器で囲んでいる。ステンレス容器の内側に 2200 本の光電子増倍管が取り付けられている。光電子増倍管とシンチレーターの間には、ラドンの拡散を防ぐナイロンフィルムが置かれている。ステンレス容器の外側にはさらに、2400 トンの純水を詰めた外部シールドがある。ステンレス容器の外側に、200 本の光電子増倍管が外向きに取り付けられ外部の水で発生するチェレンコフ光を検出して反同時計数を行う。内側の 2200 本の光電子増倍管のうち、1800 本の視野はシンチレーターに制限し、400 本はステンレス容器内全体に視野があるようになっている。これはシンチレーターを通過せず、内部の水バッファーだけを通過する μ 粒子を区別するのに役立つ。バックグラウンドの除去に工夫が凝らされていて、大きさはカムランドの 1/3 であるが、検出限界を 0.25 MeV まで下げることで、感度を上げる計画になっている。2007 年 5 月にシンチレーター、純水の充填が終わり、観測を開始した。検出限界を 3MeV に下げ、太陽内部での ^8B 、 ^7Be の崩壊によるニュートリノ、地球内部の U、Th の崩壊によるニュートリノの観測を行った。 ^8B からのニュートリノフラックスは $(2.4 \pm 0.4 \pm 0.1) \times 10^6 / \text{cm}^2/\text{s}$ と求められている。

C. 大容積検出器 (LVD)

イタリアの地下実験施設グランサッソに設置されているニュートリノ検出器で、イタリア、アメリカ、ブラジルの共同計画である。3 本の光電子増倍管を取り付けた 1.5 m³ の液体シンチレーター 840 個から成る。シンチレーターは、主にノナン (C_9H_{20})、デカン ($\text{C}_{10}\text{H}_{22}$) の混合液に蛍光剤を溶かしたもので、比重は 0.8 である。カウンターは 3 個のタワーと称するカウンター群に分けられていて、各タワーは 10 \times 4 \times 7 (高さ) 個が積み上げられている。各タワーには、ストリーマーチューブ (荷電粒子の飛跡検出器) が 2828 個取り付けられている。検出器の限界エネルギーは、岩盤に接するカウンターは 7 MeV、それ以外は 4 MeV になっている。シンチレーターの全重量は 1008 トンである。 γ 線バーストに伴うニュートリノバーストを観測している。

D. バクサン地下シンチレーションテレスコープ (BUST)

ロシアのコーカサスの地下に設置されている液体シンチレーションカウンター群である。一台のカウンターの大きさは、0.7 m \times 0.7 m \times 0.3 m のシンチレーターに直径 15 cm の光電子増倍管 1 本を取り付けたものである。20 \times 20 台 (最上階は 24 \times 24 台) を 4 階の建物の各階に敷き詰め、その側壁の 4 面にも各 345 台を積み上げたものである。全数は 3156 台である。各階および側面は厚さ 0.8 m のコンクリートで仕切られている。シンチレーターはノナン (C_9H_{20}) に蛍光剤を溶かしたもので、シンチレーターの総量は 330 トンであ

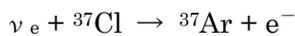
る。全面を囲まれた内部検出器は 1200 台、シンチレーターの量は 130 トンである。検出の限界エネルギーは 8 MeV となっている。観測は 1979 年から行われているが、SN1987A のニュートリノをカミオカンデ、IMB と同時刻に 5 イベントを観測した。

7-3-3. 放射化学的な観測

ニュートリノが原子核に吸収されて発生する放射性同位元素を分離して集め、この放射線を測定して入射したニュートリノフラックスを求める方法である。この方法の利点は、スレッシュホールドエネルギーを低くできること、適当な反応を選べば、比較的容易に、しかも安定に観測を続けることができることである。しかし、方向性や検出時刻を決めることができないこと、ニュートリノ源が不明であること、観測は電子ニュートリノに限られることが欠点である。同位体分離のためには、化学工場のような設備が必要となる。

A. ホームステイク (Homestake)

ブルックヘブン研究所のデービスは、次の反応を利用して、太陽ニュートリノの観測を行った。観測所は、南ダコタ州のホームステイク金鉱の地下 1620 m に設置された。



この反応に要するニュートリノのエネルギーは 0.86 MeV であるので、図 7-3 から、 ${}^7\text{Be}$ の電子捕獲によるニュートリノによって反応が起こることがわかる。発生する ${}^{37}\text{Ar}$ は、不活性ガスであるので、化

学反応を起こすことがなく、分離が容易である。また ${}^{37}\text{Ar}$ は放射性で、軌道電子捕獲（陽電子崩壊と同じであるが、陽電子を放射する代わりに軌道電子を捕獲する）によって、上の反応の逆の反応が起こり、 ν_e を放射して K 軌道の空いた ${}^{37}\text{Cl}$ となる。K 軌道の空いた ${}^{37}\text{Cl}$ は外殻の電子を K 殻に取り込み、K-X 線を放射するかまたは、オージェ電子を放出する。この場合には 90% がオージェ電子の放射となる。この電子のエネルギーはほぼ K-X 線のエネルギーに等しく、2.6 keV である。これを計測すれば、 ${}^{37}\text{Ar}$ の量がわかり、入射したニュートリノのフラックスがわかる。 ${}^{37}\text{Ar}$ の半減期は 35 日である。

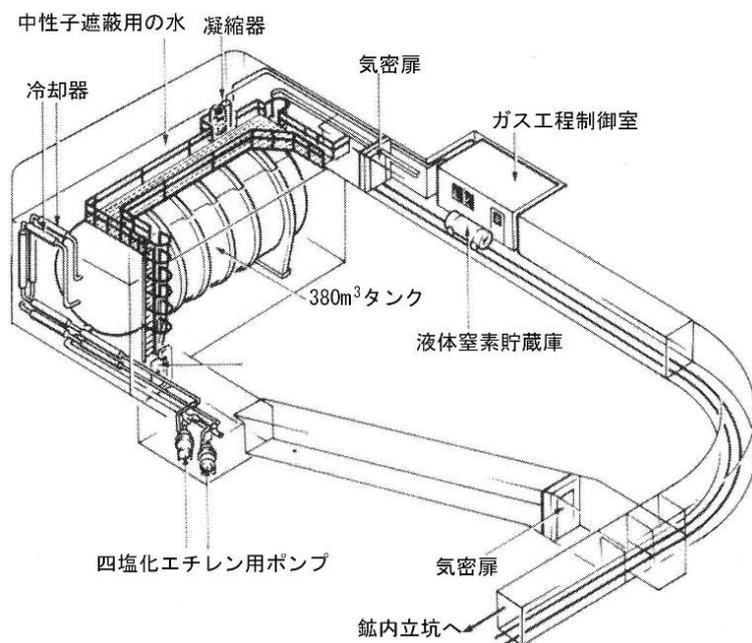


図 7-8 ホームステイクのニュートリノ観測施設
(B. T. Cleveland 氏の好意による)

デービスは 380 m³ の四塩化エチレン (C₂Cl₄) の入ったタンクを設置した。四塩化エチレンは比重 1.6 の液体である。タンクの内容物および四塩化エチレン中の微量の放射性物質、および大気中の Ar は除去された。また、タンクは水没させて、岩盤から出てくる中性子を遮蔽した。一定期間ごとに、ヘリウムの泡を吹き込んで、溜まった

³⁷Ar をヘリウムで流し出し、液体窒素で 77 K に冷却した後、活性炭によって Ar だけを吸着させる。吸着された Ar は、加熱して分離され、化学処理で微量の不純物を除き、約 1 cm³ のガスとなる。これには、予め混入しておいた ³⁶Ar が含まれている。この量によって Ar の回収率が 95%であることを確認することができる。この中の ³⁷Ar の量は数十個である。このガスを小型の比例計数管に封入して、オージェ電子を計測する。エネルギーの揃った電子が測定されるので、バックグラウンドとは容易に識別できる。

このような観測が、1970 年から 1995 年まで続けられた。観測された太陽ニュートリノフラックスは、太陽の標準モデルから求められたフラックスの 1/3 で、太陽ニュートリノ問題と呼ばれた。この問題は太陽ニュートリノのモデルの誤りとも考えられたが、カミオカンデ-II による観測でも同様に少ないことが確認された。太陽ニュートリノ単位 (SNU) は 10³⁶ 個のターゲット (³⁷Cl) につき、毎秒 1 個の ³⁷Ar を生成するニュートリノフラックスである。スーパーカミオカンデ、SNO の観測でニュートリノ振動が確立されて、太陽ニュートリノ問題はようやく解決することになった。2002 年、デービスと小柴は同時にノーベル賞を授与された。

B. ロシア・アメリカガリウム実験 (SAGE)

ロシア(当時のソ連) とアメリカが共同で、1990 年から、コーカサスのバクサンニュートリノ観測所 (BNO) で行っている太陽ニュートリノの観測である。この観測では、⁷¹Ga がニュートリノを吸収してできる ⁷¹Ge を検出する。この反応のスッシュホールドは 0.23 MeV である。

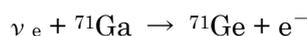


図 7-3 からわかるように、この観測では、高フラックスの p-p ニュートリノを観測することになる。生成される ⁷¹Ge は、半減期 11.4 日で軌道電子を捕獲し、K 軌道の空いた ⁷¹Ga となる。K 軌道の空いた ⁷¹Ga の 50% は K-X 線を放射し、50% はオージェ電子を放射するが、どちらもエネルギーはほぼ同じの約 10 keV である。これを比例計数管で計測して、ニュートリノフラックスを求める。

実験室は、山腹の水平坑道を 3.5 km 入った山頂までの高度 2 km の直下にある。岩の内

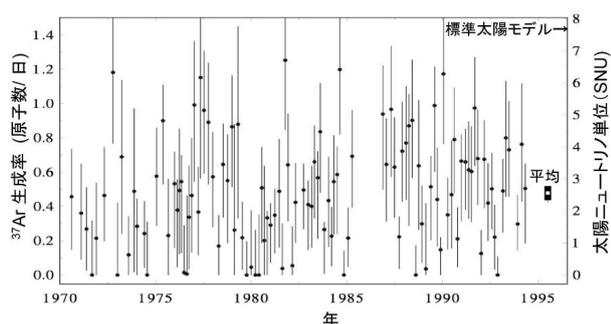


図 7-9 太陽ニュートリノの観測結果
(B. T. Cleveland 氏の好意による)

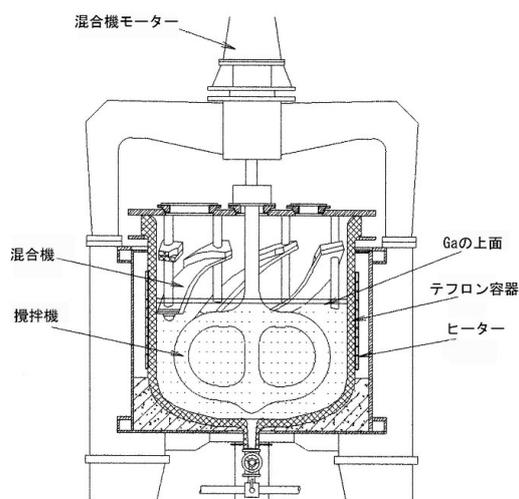


図 7-10 Ge 抽出のための反応槽
(V. N. Gavrin 氏の好意による)

壁はすべて、低バックグラウンドの厚さ 60 cm のコンクリートで覆われている。ガリウムは、 29.8°C 以上では比重約 5 の液体である。Ge の抽出は、容積 2 m^3 の混合用回転翼と攪拌器およびヒーターのついた反応槽で行われる。まず、7.5 トンの Ga に、 $700\text{ }\mu\text{g}$ の安定な Ge を Ga-Ge 合金の形で加え、キャリア（連行剤）とする。200 l の脱イオン水、5 l の 7 規定 HCl、16 l の H_2O_2 の 30% 溶液を加える。これらのすべての試薬は高純度で、Ge を含んでいない。すぐに、70 rpm の速度で混合器を回転させて混合すると同時に、攪拌すると、Ga は酸化膜で覆われた微粒子となる。Ge は

この微粒子中で、拡散して表面で酸化され、Ga の酸化物と混じる。酸化は 25 分程で終わるが、酸化は発熱反応であるので、温度が上昇し微粒子は自然にこわれる。45 l の 7 規定の HCl を加えて、酸化物を溶かし、上澄み液を回収して、濃縮工程へ移る。残った Ga には、酸化を防ぐために 0.5 規定の HCl を加えて、次回の抽出まで保存する。

Ga の総量は 60 トンで、8 台の反応槽で回収された溶液は 2.2 m^3 になる。これを真空蒸発で、約 260 l まで濃縮し、HCl の濃度を上げて GeCl_4 を蒸発させ 1 l の H_2O に吸収させる。次いで、 CCl_4 濃度を上げて四塩化炭素 (CCl_4) と混合してよく攪拌し、溶媒抽出によって CCl_4 に移し、これと H_2O との溶媒抽出で、最終的には 100 ml の H_2O 溶液となる。この水溶液からゲルマン (GeH_4 、気体) を合成して、比例計数管のガスとして、カウンターに充填され、計測される。この間、放射性物質や空気、水蒸気等の混入を避けなければならない。 ^{71}Ge の収集率は 80% である。

1990 年から 2007 年までの観測結果は、 $65.4 \pm 3.1 \pm 2.7$ SNU (太陽ニュートリノ単位) で、標準太陽モデルで予想される値の 56~60% である。

C. ガリウム実験 (GALLEX)、ガリウムニュートリノ観測所 (GNO)

GALLEX は、イタリアの地下実験施設グランサッソ (LNGS) に設置されたガリウムによる太陽ニュートリノ観測装置で、1991~1997 年まで観測が行われた。その後、装置が改良され、GNO という名称で、1998 年から観測が行われている。いずれも、ドイツ、イタリアの共同プロジェクトである。

ガリウム反応のスレッシュホールドは 0.233 MeV で、太陽ニュートリノは p-p (53%)、 ^7Be (27%)、 ^8B (12%) の反応で発生するものが寄与する。使用されているのは、 GaCl_3 の塩酸 (HCl) 溶液で、30.3 トンの Ga が含まれている。ニュートリノの吸収によって、揮発性の

GeCl₄ が生成される。GaCl₃ の溶液にはキャリアとして、安定な 1mg の Ge が混ぜられている。3~4 週間毎に、1900 m³ の窒素を 12 時間流してガス収集器に送られ、水に吸収させる。この段階で、Ge は 30 l の水溶液となっている。これを 50 ml まで濃縮する。最後に、還元剤 NaBH₄ によって、GeCl₄ はゲルマン(GeH₄、ガス)に合成される。GeH₄ は水分を除き、ガスクロマトグラフィで不純物を除去する。生成されたガスの量を測って収集効率を調べる。Xe と 7:3 の割合で混合し、1×10⁵ Pa の圧力で比例計数管に充められ、⁷¹Ge の崩壊による電子、X 線が計測されて、ニュートリノフラックスが求められる。現在、Ge の収集率は 99% になっている。バックグラウンドとしては、水中や試薬の ³H、(α, n) 反応の原因となる U、Th があるが、

いずれも慎重に除去されている。宇宙線により (p, 2n) 反応でつくられた ⁶⁸Ge は軌道電子捕獲で崩壊するが、最初に収集した Ge に含まれるので、除くことができる。比例計数管はクォーツまたは Si 結晶及び高純度の金属でつくられ、カウンターは銅および NaI(Tl) のアクティブシールドと、さらに銅および 8.6 トンの鉛、3 トンの鉛のドアで遮蔽されている。

図 7-11 の中央には、キャリブレーション用の放射線源 ⁵¹Cr (軌道電子捕獲、750 keV ニュートリノ放射、半減期 27 日、線源強度 6.5×10¹⁶ ベックレル) が示されている。これまでの結果は、標準太陽モデルの予想値 129+8-6 SNU に対し、以下の通りである(初めの誤差は統計誤差、二番目は系統誤差)。

77.5±6.2±4.5 SNU	1991~1997 年、GALLEX
65.2±6.4±3.0 SNU	1998~2004 年、GNO
70.8±4.5±3.8 SNU	1991~2004 年、GALLEX + GNO

7-3-4. 高エネルギーニュートリノの観測

高エネルギーニュートリノは宇宙線源、γ線バースト、活動銀河核、マイクロクエーサー等で発生すると考えられているが、観測的な証拠は得られていない。海水、湖水、南極の氷で発生するチェレンコフ光を検出する観測がはじまったばかりである。検出器は、大型の光電子増倍管を長さ数 100 m のロープに、10 m 程度の間隔で数珠繋ぎにしたもので、これをストリングまたはラインと呼んでいる。ストリングを約 50~100 m の間隔で、広い面積にわたって吊り下げたものである。

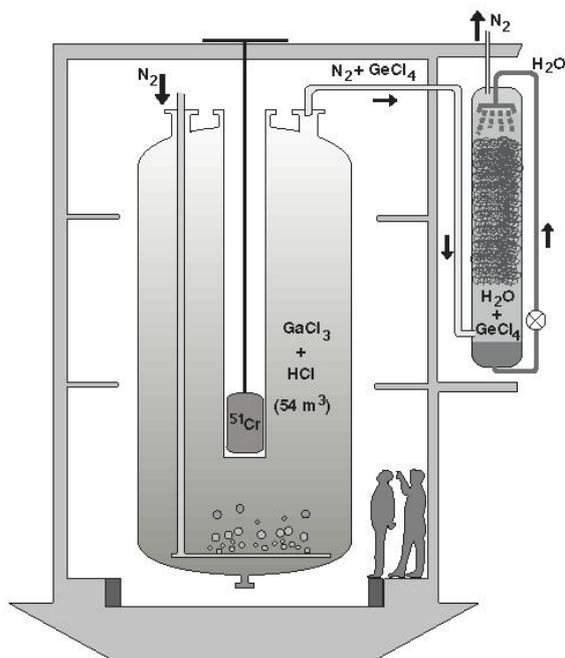


図 7-11 GALLEX、GNO の Ge 収集装置 (T. Kirsten 氏の好意による)

A. バイカル (BAIKAL)

バイカル湖の湖水によるチェレンコフ光を検出する、ロシア、ドイツの共同計画で、1993年から、試験観測用のストリングの展開が始まり、1998年には、192個のモジュール（光電子増倍管）による試験観測が行われている。湖岸から3.6 kmの深さ1.1 kmの湖底から、直径43 mの傘のようなフレームを吊り下げ、長さ72 mの8本のストリングに各24個の直径37 cmの光電子増倍管が取り付けられている。これをNT200と呼んでいるが、2005年にその外側の中心から100 mのところの周囲に3ストリングを加え、NT200+と呼んでいる。有効面積は2300~8500m² (1 TeV~100 TeV)である。電力と信号は湖底ケーブルによって伝送される。建設は冬季に氷上から行われた。ニュートリノの拡散成分や γ 線バーストに伴うニュートリノの探索を行っている。

B. ニュートリノ天文学及び深海環境調査 (ANTARES)

イタリア、フランス、ドイツ、オランダ、ロシア、スペイン、ブルガリアが、フランスのツーロンの沖40 kmの地中海に建設した装置である。深さ2500 mの海底に設置されている。12本のストリングが、一辺の長さが60 mの八角形の各頂点と中心の正方形の4頂点から、ブイで吊り上げられている。各ストリングには12 m間隔で、3個の直径25 cmの光電子増倍管から成る光学モジュールが取り付けられている。3個の光電子増倍管は45度下方を向いている。各ストリングの光電子増倍管の総数は90個である。光電子増倍管や電子回路は水圧に耐えるために、厚さ1.5 cmのガラスの球に収められている。ストリングの位置、光電子増倍管の向きは、超音波で常時計測されている。すでに、接続端子箱の設置、海底ケーブルの敷設は終わり、2000年には1900 mの海底で試験観測が行われた。以後、モジュールの量産とストリングの設置が順調に行われ、2007年の初めには、5ストリングによる本格的な観測が開始され、2008年5月に12ストリングが完成した。高エネルギーニュートリノが地球との相互作用で発生する高エネルギーの μ 粒子の地中から上方へ向かうものを観測し、マッピングをして、ニュートリノ源の探索を行っている。

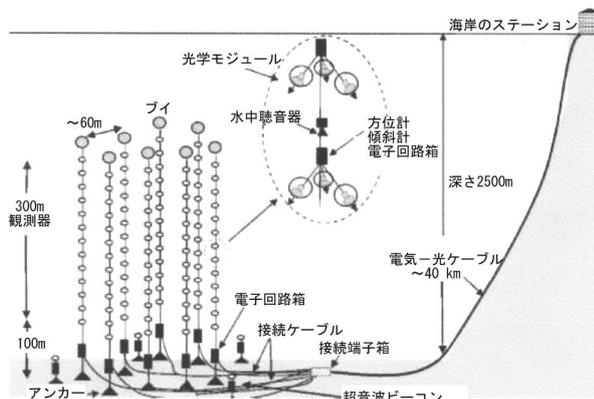


図 7-12 アンターレスの概念図
(H. Lafoux 氏の好意による)

C. 水中ニュートリノ望遠鏡と海洋学研究 (NESTOR)

ギリシャ、ドイツ、スイス、ロシア、アメリカが共同で、ギリシャ南部のパイロスの南西14 kmの4000 mの海底に設置を計画しているニュートリノ観測装置である。NESTORでは、ストリングに相当するものをタワー、7個の光電子増倍管からなるモジュールをフロ

アと呼んでいる。計画では、海底面で一辺の長さ 140 m の六角形の各頂点と中心に合計 7 個のタワーを設置する。各タワーの長さは 360 m でアンカーとブイで固定されている。タワーには直径 32 m の六角形のフレームが 30m 毎に取り付けられていて、この六角形の各頂点と中心に 2 個の光電子増倍管が取り付けられている。これをフロアとよび、各タワーに 12 のフロアがある。光電子増倍管の全数は 1176 本である。光電子増倍管は直径が 37.5 cm で、直径 42.5 cm の耐圧ガラス球に収められている。

2001 年に海底ケーブルの敷設とケーブル端子箱の設置が行われた。4 フロアによる試験観測が 2002 年に行われた。2003 年には最初のタワーが設置され、3800m の海底で、1 個の実際に使用されるフロアの試験観測が 1 ヶ月行われ、性能を確認した。また、生物発光によって、11%の時間が観測不可能であったと報告している。この結果に基づき、IceCube を凌ぐ大型装置の設計を始めている。15×15 スtring を 95m 間隔で正方形に展開するもので、立方 km ニュートリノ望遠鏡 (km³NeT) と呼んでいる。2011 年から建設が開始される計画になっている。

D. アイスキューブ (IceCube)

アイスクューブ、は、南極の氷を放射体とするチェレンコフ装置で、アメリカ、ドイツ、日本、スウェーデン等 9 ヶ国が共同で建設した高エネルギーニュートリノ観測施設で、2010 年 12 月 18 日に完成した。施設は南極のアムンゼンスコット基地に設置されている。アイスクューブは、60 個のガラスの耐圧容器に納められた光電子増倍管とデジタル化回路 (デジタル光学モジュール、DOM) を 17m 間隔で数珠つなぎにした 86 本の String から成る。DOM は、深さ 1450m から 2450m の間に取り付けられていて、各 String は、125m 間隔で掘られた直径 61cm、深さ 2500m の穴につり下げられた。氷の穴は 88°C の熱湯で氷を溶かしてつくられ、String をつり下げた後、再度氷結された。中心部には“ディープコア”と名付けられた 6 本の String がある。この String の底部には 50 個の高感度光電子増倍管の DOM が 7m 間隔で取り付けられている。この String は 10GeV まで感度がある。10GeV 以上のニュートリノの角分解能は約 0.7° である。アイスクューブの氷床面には IceTop と名付けられた空気シャワーアレイが設置されている。IceTop は、2 個の DOM を氷漬けにしたタンク 160 個から成る。氷のタンクのチェレンコフ検出器は直径 1.8m、深さ 50cm で、各 60 本の String の氷床面に 10m 間隔で、2 個ずつ設置された。この空気シャワーアレイの検出限界は 300TeV である。アイスクューブの一部は、試験的な観測装置として建設されていた南極 μ 粒子ニュートリノ検出器アレイ (AMANDA) が含まれている。完成前の 40 String による 6 ヶ月の観測で、100GeV~100TeV のニュートリノ候補 6796 を観測した。これらのマッピングによれば、いくつかのニュートリノ源候補が見られる。最大のものは、7 イベントが集中している。数年の観測で、ニュートリノ源が確定すると予想される。また、2009 年 5 月までに、129 の γ 線バーストの報告があったが、これにともなうニュートリノ放射は確認されなかった。

E. モノポール天文学宇宙線観測施設 (MACRO)

この装置はモノポール（磁気単極子とも言い、未確認の素粒子である。単一の磁荷を持つ。）の探索のために、イタリアとアメリカが共同で、グランサッソ地下実験施設に設置した装置であるが、高エネルギーニュートリノの観測にも使用された。装置は液体シンチレーターと荷電粒子の飛跡を観測する装置から成る。

装置はスーパーモジュールと称する大きさ $12.6\text{m} \times 12\text{m} \times 9.3\text{m}$ の独立のユニット 6 台で構成されている。全体の大きさは $76.5\text{m} \times 12\text{m} \times 9.3\text{m}$ という巨大なものである。幾何学的因子は約 $10,000 \text{ m}^2 \text{ sr}$ 、総重量は 5300 トンである。各モジュールは 77 台の液体シンチレーションカウンターで囲まれている。水平面のシンチレーションカウンターは上面、底面と中段に 3 層になっている。垂直面は東西の 2 面だけに用いられている。カウンターの大きさは $11.2\text{m} \times 0.75\text{m} \times 0.26\text{m}$ で、シンチレーターの体積は、水平面 $11.2\text{m} \times 0.73\text{m} \times 0.19\text{m}$ 、垂直面 $11.1\text{m} \times 0.22\text{m} \times 0.46\text{m}$ である。中段と底面のカウンターの間には岩石の吸収物質とストリーマーチューブ（荷電粒子検出器）（10 層）、トラックエッチ検出器（厚さ 1.4mm の CR-39 を 3 層、厚さ 0.2 mm のレキササン 3 層）が挿入されている。垂直方向にもストリーマーチューブがシンチレーターの両側に置かれている。トラックエッチ検出器はエネルギー損失の大きいモノポールの検出のために用いられたものである。下から入射する μ 粒子の検出の際には、シンチレーターによる飛行時間測定とストリーマーチューブが用いられた。シンチレーターはミネラルオイル

$(\text{C}_n\text{H}_{2n+2})$ (96.4 %)と 1,2,4 トリメチルベンゼン(3.6%) の混合液に蛍光剤 PPO (2,5,4 ジフェニルオキサゾル)を 1.44mg/l の割合で溶かしたものである。シンチレーションカウンターの総数は 476 台（水平 294 台、垂直 182 台）、シンチレーターの総量は 580 トンになる。

1994 年から 2006 年まで観測が行われたが、モノポールは発見されなかった。地球の反対側から入射した μ 粒子ニュートリノが地中での相互作用で発生した μ 粒子は観測され、マッピングを行ったが、対応する天体は発見されていない。

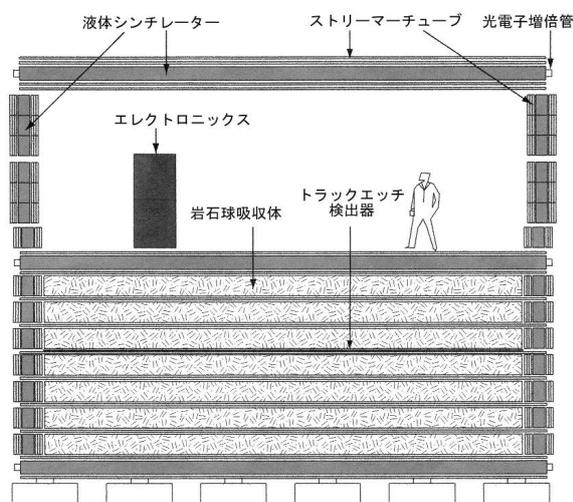


図 7-13 マクロの検出器の断面図
(P. Bernardini の好意による)

8. 放射線量計測

8-1. 放射線量とは何か

放射線量 (dose) は、放射線が物質との相互作用の結果、その物質に与える影響を定量的に評価するための物理量である。放射線が物質に与える影響は、物理、化学、生物、医学など様々な分野に及び、そこで起こる複雑な現象を線量という一つの物理量で評価することは困難ではないかと思われる。これを改善する例として、線質係数という補正係数が定義されているが、この値も時々改定されるようである。放射線量という量は、マクロに現れる影響を評価することが多く、現象の発現の過程は複雑で、あまり明確でない場合もあり、同じ線量であっても効果が異なるような結果になることも多い。線量の定義は明確にできるけれども、測定になると、測定器や測定方法で異なる量になることも少なくない。放射線耐量が、製品の価値を決めたり、放射線量が人体等の放射線障害の査定などに利用される場合には、あたかも物理定数のように考えられ、有効数字の末端の値まで議論されることが見られる。宇宙機の設計においては、半導体の放射線対策は、設計者を悩ませる問題である。設計会議の席上で、1%かまたはそれ以下の桁の数字で耐性の優劣が議論されているのを見かけることがあるが、全く意味のないことである。放射線量は、一つの物理量で複雑な事柄を評価することに問題があるのと、これを計測する方法にも問題があることをよく理解しておくべきである。

放射線とは、原子や分子を電離させることのできる高速の荷電粒子、光子、中性子などと言うが、実用上は、keV 程度以上の荷電粒子および光子、あらゆるエネルギーの中性子と考えてよい。放射線は最終的には物質中での電離によってエネルギーを失う。物質の側から言えば、放射線によってエネルギーを与えられ、電子とイオンに分解される。最終的には熱エネルギーとなる。このエネルギー ΔE_D を吸収体の質量 Δm で割った値を吸収線量 (absorbed dose) と呼ぶ。照射線量 (exposure dose) というのは、吸収物質中で発生する電子またはイオンのどちらかの電気量 ΔQ_D を Δm で割ったもので、X、 γ 線の線量に用いられ、物質としては空気を用いる。定義はいずれも微量であるが、測定には有限の大きさ

$$\text{absorbed dose} = \frac{\Delta E_D}{\Delta m}, \quad \text{exposure dose} = \frac{\Delta Q_D}{\Delta m} \quad (8-1)$$

と質量が必要である。その条件は、X、 γ 線、中性子の平均自由行路および荷電粒子 (X、 γ 線、中性子の相互作用による二次粒子も含む) の飛程に比べて、検出器の大きさが小さいことである。同時に、検出器の検出効率は等方的でなければならない。また、入射する放射線は線量測定器の大きさの範囲で一様な分布 (方向性は等方的でなくてもよい) でなければならない。これらの条件を満たす範囲で最大の測定器が望ましい。しかし、生物学や医学では、細胞と同じような組成と大きさの物質による吸収線量の計測を目標としていて、生体に似た材料で製作した、できるだけ小さい検出器による計測を行っている。いわゆるマイクロ線量計測 (micro-dosimetry) と呼んでいるものである。多くの計測では、市販

の線量計が用いられるために、上記の条件が満たされていない場合が多いが、標準線源で較正された値との相対値を測定しているので問題は少ない。

放射線量の単位は、国際放射線単位測定委員会 (ICRU) によって決められている。吸収線量の単位は**グレイ (Gy)** で、MKS 単位系では J/kg である。放射線の粒子の単位長さ当たりのエネルギー損失 ($-dE/dx$) を **LET** と呼ぶことが多いが線エネルギー付与とすることもある。単位は J/m であるが、 $\text{keV}/\mu\text{m}$ で表すことが多い。生体では $\text{keV}/\mu\text{m}\cdot\text{H}_2\text{O}$ 、半導体では $\text{keV}/\mu\text{m}\cdot\text{Si}$ のように物質を明示する。LET によって決まっている**線質係数**および放射線の種類やエネルギーで決められている**荷重係数**をかけた量を、それぞれ**線量当量**、

表 8-1 放射線荷重係数

国際放射線防護委員会(ICRP)は、生物効果比(RBE)、線質係数(Q)、放射線荷重係数(wR)を定めている。この内容の詳細は、ICRP Publication 92, 日本アイソトープ協会、2005を参照されたい。ここでは、(wR)として、提唱されているものを示しておく。

X線、 γ 線……1、 β 線、 μ 粒子……1、中性子 $<10\text{keV}$ ……5、
 中性子 $10\sim100\text{keV}$ ……10、中性子 $100\text{keV}\sim2\text{MeV}$ ……20、
 中性子 $2\sim20\text{MeV}$ ……10、中性子 $>20\text{MeV}$ ……5、反跳陽子以外の陽子で $<20\text{MeV}$ ……5、 α 線、核分裂片、重原子核……20

等価線量といい、シーベルト(Sv)という単位である。線質係数、荷重係数は生体に与える影響を考慮して決められた係数であるので、物理学、化学のための線量計測には必要のない量である。Gy も Sv も国際単位系(SI 単位系)である。放射性同位元素の線源の強度を表す量に**ベックレル(Bq)**という単位がある。これは、MKS 単位では、1崩壊/s である。Bq も国際単位系である。**照射線量**は X 線、 γ 線のみを用いられ、空気 1 kg に照射して 1 C (クーロン)のイオンをつくる X 線、 γ 線の線量を MKS 単位で、 C/kg と表す。線質係数は図 8-4 に示してある。現在でも、一部に旧単位が使用されることがあるので、換算を示しておく。1 Gy = 100 rad (ラド)、1 Sv = 100 rem (レム)、1 Bq = 2.7×10^{-11} Ci (キュリー)、1 C/kg = 3.88×10^3 R (レントゲン)である。その他に、線量計測で用いられる量を示す。

カーマ : X、 γ 線の線量、空気カーマ(kerma) = $\Delta Q_{x,\gamma} / \Delta m$ C/kg (J/kg)

X、 γ 線、中性子の場合には、二次荷電粒子による電離で、微小体積中では発生確率が小さいので、空気中で発生した荷電粒子を同時に空気電離箱 (空気カーマ) で計測して、線量とするものである。(付録 8 参照)

フルエンス : エネルギースペクトルをある時間で積分した量(fluence), 粒子数/ m^2 。

多くの場合、面積、立体角でも積分した量, 粒子数。

レサジー : 中性子の輸送方程式で、エネルギー E_n の代わりにの変数として用いられる量で、

$u = \ln(E_n/E_0)$ と表される。 $\Phi(E_n)dE_n = \Phi(E_n)E_n du$ となる。

人は年間、約 2.4 mSv の自然放射線に常時さらされている。短時間に全身に被曝した場合、5%致死線量は 2 Sv、50%致死線量は 4 Sv、100%致死線量は 7 Sv とされている。放射線作業従事者の年間被曝限度量は 50 mSv、一般人は 1 mSv となっている。NASA の有人月面探査**アポロ計画**では、0.15~1.27mGy/day、ロシアの**ミール宇宙船**では 0.162~

0.474 mGy/day の吸収線量であった。国際宇宙ステーション (ISS) では、推定値で 0.3～1.5 mSv/day である。月面での巨大フレア (図 4-5、X7.9) による宇宙服内の人の被曝量は 3Sv と推定されている。宇宙飛行士は宇宙活動に関して、国内法の適用は受けないが、労働基準法に準じた管理が行われている。なお、空気カーマによる線量の定義にはあいまいな点があり、解析的な線量計算により明らかにする必要がある。(付録 8 参照)。

8-2. 放射線量の測定(dosimetry)

吸収線量はエネルギーで定義されているので、放射線照射による吸収体の温度上昇を計測する熱量計が最も正確な測定方法である。しかし、熱量計の感度は低く、熱容量の小さいグラファイトを用いても、10Gy に対する温度上昇は 21mK である。熱量計は基準となる標準線源の計測にのみ使用されている。一般の線量計は、標準線源を基準として製作された線源 (γ 線源が多い) を用いて、キャリブレーション(校正)が行われている。X、 γ 線の線量計には、空気を充填した電離箱が使用されている。線量当量を求めるためには、入射する放射線のすべての種類について、エネルギースペクトルと LET 分布が必要である。実験室や環境計測では、装置があれば測定できるが、宇宙環境では多種の放射線が広いエネルギー範囲に分布し、しかも軌道、軌道上の位置、太陽活動によって大きく変化するので、観測器の制約もあり、困難なことが多い。図 8-1 に示すように、線質係数を掛けると、重粒子の影響が大きくなることも特徴である。宇宙放射線の多くはスペクトルがべき関数型で、エネルギーが下がるに従って、強度は大きくなる。エネルギーが低くなると $1/E$ 比例して $-dE/dx$ は大きくなるが飛程は短くなるので、計測、計算のいずれにしても、適当なエネルギー以下を人為的にカットオフすることが必要である。中性子の計測も問題である。中性子の相互作用はエネルギー、物質によって異なり、 dE_n/dx の求め方も弾性散乱を除いて簡単ではない。広いエネルギー範囲にわたるスペクトルの観測も困難であるので、線量当量を測定によって求めることは不可能と言ってよい。その他、測定器の大きさ、重量、電力等、計測方法に制限を受けることも多い。

地上での線量測定は、放射線実験室、放射線事業所、医療施設での放射線管理および従事者の被曝管理、環境放射線の測定と監視などである。宇宙での線量測定は、宇宙飛行士の被曝管理、宇宙放射線を利用する宇宙実験、衛星搭載機器の被曝監視である。いずれも、測定器は小型軽量の可搬型の市販品または普通の粒子線検出器であるが、平均自由行路および飛程の制限、感度の等方性を満足するものはないと言ってよい。これらの条件が満た

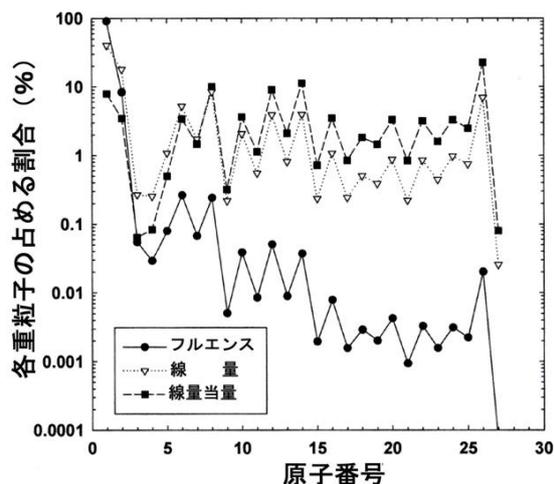


図 8-1 宇宙線重粒子の線量の割合
(F. A. Cucinotta 氏の好意による)

されない場合には系統誤差となって誤差に含まれることになる。

実験室では、1980年頃までは、写真フィルムの黒化度を利用したフィルムバッジが使用されたが、現在では、取り扱いの容易な熱ルミネッセンス線量計（TLD）が最も多く使用されている。一部では、ガラス線量計を使用することもある。また、モニターとしては、ガイガーカウンターが多い。中性子が混在する場合には、同一の検出器で線量を求めることは困難である。

8-2-1. 受動型線量計

A. 熱ルミネッセンス線量計（TLD）

熱ルミネッセンスは、物質を加熱すると、可視光を放射する現象を言い、その強度が照射した放射線の積分量にほぼ比例することから、線量計測に利用されている。放射線の照射によって、価電子帯にある電子は、電離されて、伝導帯へ励起される。電離電子の一部は禁止帯にある準安定準位に捕捉される。捕捉された電子は加熱によって、伝導帯へ励起され、禁止帯の準安定状態または価電子帯へ崩壊する。このときに光が放射される。伝導帯から直接価電子帯へ遷移する電子もあるが、このときには紫外線が放射され、測定には使用できない。禁止帯の準安定準位は、適当な活性剤（不純物）を混入することによってつくられ、不純物準位と呼ばれる。不純物準位の寿命が短いときは、電離とほとんど同時に発光し、これを蛍光（ルミネッセンスも蛍光と呼ぶことがある）という。

放射線量計測に適した物質は、多く知られているが、用途に応じて選択する。商品化されたものには、焼結粉末、ガラス封入粉末、耐熱樹脂に混合成型したもの、形状については、棒状、板状、薄膜状のものがある。計測は熱ルミネッセンス素子を照射後、室温から

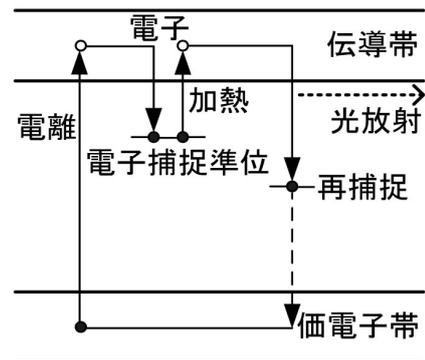


図 8-2 熱ルミネッセンスの模型

表 8-2 TLD に使用される物質の特性

物質名	有効原子量	密度	活性剤	線量範囲	退行時間	ピーク温度	ピーク波長
BeO	7.1	3.01	Na	$2 \times 10^{-4} \sim 20$ Gy	5H (5%)	180 °C	310 nm
Li ₂ B ₄ O ₇	7.3	2.3	Cu	$10^{-4} \sim 5$ Gy	2M (9%)	185 °C	368 nm
LiF	8.2	2.64	Mg, Ti	$10^{-4} \sim 10$ Gy	3~12M (5%)	195 °C	400 nm
LiF	8.2	2.64	Mg, Cu	$5 \times 10^{-5} \sim 100$ Gy	>1Y	210 °C	350,400 nm
Li ₃ PO ₄	10.6	2.53	Eu	$10^{-4} \sim 10^4$ Gy	>1Y	300 °C	450 nm
Mg ₂ SiO ₄	11.1	3.21	Tb	$5 \times 10^{-6} \sim 20$ Gy	>1Y	200 °C	550 nm
CaSO ₄	15.2	2.61	Tm	$10^{-6} \sim 50$ Gy	>1Y	220 °C	452, 364 nm
CaSO ₄	15.2	2.61	Dy	$10^{-6} \sim 10^3$ Gy	>1Y	220 °C	480, 570 nm
CaF ₂	16.3	3.18	Dy	$10^{-6} \sim 10^2$ Gy		200, 240 °C	480, 570 nm

300°C程度まで温度を上げながら、各温度で5~60秒保持して発生光子数を光電子増倍管で測定する。温度と光子数のグラフを**グロー曲線**といい、この曲線を決められた温度範囲で積分して基準値と比較し、測定線量とする。計測装置と併せて、商品化されているものが多い。測定される光量は、照射粒子数、そのLET、TL物質と結晶の大きさ及び封入形状などによって異なる。また、LETによってグロー曲線、直線性も変化する。キャリブレーションは不可欠であるが、宇宙観測では、予め入射粒子の種類、エネルギースペクトルなどを知っておく必要があり、これに対する性質を詳しく調べ、キャリブレーションや補正の方法を確立しなければならない。LETの増加に伴って、感度が低下する現象は、すべてのTLDに見られ、適当なキャリブレーションによって補正を行う。

測定の終わった素子は、**アニール**（高温にした後冷却）によって、再使用が可能である。しかし、アニール回数が増加すると感度の低下が起こる。5%以下の高精度で線量測定をするには、線源に対する素子の選択、素子のばらつき、素子の経時変化、測定線量範囲、フェーディング、光学的なよごれ等多くの注意すべき事柄がある。生物学や医学では、生体に似た軽元素組成のLiFが使用されることが多い。それ以外の目的では、発光効率のよいCaSO₄、Mg₂SiO₄が使用される。

NASAでは、スペースシャトル、国際宇宙ステーションでの放射線モニターとして、TLD、CR-39、**組織等価比例計数管(TEPC)**、その他の機器が標準装備品として、整備されている。JAXAでは、宇宙ステーションでの生物実験の放射線モニターとして、TLDとCR-39を組み合わせた**bioPADLES**と称するものが開発されている。TLDはMg₂SiO₄:Tbの粉末をアルゴンガスと共に、直径2mm、長さ12mmのパイレックスガラスの管に詰めたものである。Mg₂SiO₄:Tbは高感度で、直線性がよく、電子の捕捉準位が均一で、退行の少ないTL材料である。25mm×25mm×4mmの容器に7本のガラス管と厚さ0.9mmのCR-39を収納している。TLDの解析にはCR-39のLET分布を用いて、LETの値が10keV/μm以上の重粒子の成分を補正している。areaPADLESは、2008年から宇宙ステーション「きぼう」に搭載され、約6~8ヶ月の間隔で、検出器が回収され、日本で計測が行われている。機上で、計測できる装置の併用が望ましい。これより前の、2001~2007年に、国際宇宙ステーションのロシアのサービス棟(ZVEZDA)でPADLESにより、0.33~0.56mSv/dayの線量が測定された。

ESAでは市販のLiFのTLDが試験された他、**ヨーロッパ搭乗員個人線量計EuCPD**や**ヨーロッパ受動型船外モニターEuTEF**にはTLDとCR-39のスタックが使用されている。また、船内モニターとして、TLDと読み取り用のヒーターをガラス管に封じたものをハンガリーが開発し、ESAの実験棟「コロンブス」の任意の必要な位置に取り付けて使用している。小型の読み取り装置も搭載され、いつでも測定できるし、結果をテレメトリーすることもできる。TLDはCaSO₄:Dyで、**Pille-ISS**と名付けられている。

国際宇宙ステーションに搭乗のロシアの宇宙飛行士は船外活動の際に、TLD(Pille-ISS)を脛に装着している。使用の直前にアニール(リセット)して用いる。作業終了後、直ちに読み出し、作業時間と同じ時間内の船内の線量と共に、報告する。ロシアの施設内の各

所の線量も Pille-ISS で、30 日毎に計測されている。日本の宇宙飛行士は crewPADLES を携帯しているが、読み取りは帰還後である。

B. CR-39 プラスチック原子核飛跡検出器(PNTD)

宇宙放射線のうちの酸素原子核以上の高エネルギー重粒子は、線質係数による補正が必要のため、LET を測定しなければならない。LET 分布の測定には、粒子線カウンターが正確であるが、個人モニターや特定の実験のみに使用することはできないので、TLD と固体飛跡検出器 CR-39 を併用することが多い。CR-39 は、 $LET > 5 \text{ MeV} \cdot \text{m}^2/\text{kg} = 5 \text{ keV}/\mu\text{m}$ 以上の粒子に感度があり、小型軽量で、TLD と共に同じパッケージに入れ、携帯したり、環境の計測に便利である。TLD と同様に、製品のばらつきや、フェーディングの他、エッチング条件、読み取りの個人差などが問題である。製品ごとに感度の差があるので、標準線源でキャリブレーションすることが必要である。宇宙機関や放射線モニター機器の販売会社では、自動読み取り装置を使用している。実験終了から被曝線量の決定までに時間と労力を要することが問題である。また、エッチングの結果を見るまで、観測が正常に行われたかどうか分からないというリスクがあり、必ず別の方法と併用することが望ましい。JAXA が開発している線量モニター PADLES では、TLD の前後を厚さ 0.9 mm の CR-39 の板で挟んだものが使用されている。10keV/ μm 以下の LET の線量を TLD で測定、10keV/ μm (相対論的速度の酸素原子核の LET) 以上を CR-39 で LET 分布を求め、線質係数を掛け、TLD の値を補正して、線量当量を求めている。ESA のヨーロッパ搭乗員個人線量計 EuCPD は、大きさ 5.2 cm×7.2 cm、重さ 20 g で、2 枚の CR-39、2 枚のポリカーボネイト板で挟んだ 48 個の TLD、中性子計測用の PADC (CR-39 と同じもの) がパッケージされている。CR-39 の欠点は、LET によって決まる臨界角より小さい入射角の粒子は検出されないことで、これを予め測定しておいて立体角の補正を行わなければならない(2-4-2, 34 ページ参照)。国際宇宙ステーション(ISS)は地球に対する姿勢が変わらないので、一様分布を仮定した幾何学的因子の補正は適当ではない。

C. ガラス線量計

リン酸塩ガラスを銀で活性化したものに放射線を照射し、その後紫外線を照射すると可視光の蛍光を発生する。この現象を、ラジオフォトルミネッセンス (RPL) と言い、その蛍光量は照射された放射線量に比例する。これを線量計測に利用するのがガラス線量計である。放射線による電離で、色中心 (欠陥準位) が形成されることによるものである。ガラス線量計は、TLD に比べ、個体差が少ないこと (同一ロット < 1%)、フェーディングが小さいこと (10%/10 年)、同じ試料を繰り返し測定できること (紫外線照射で色中心の数は変わらない)、400°C の加熱で再使用ができることなどの利点がある。欠点は、色中心の形成に、照射直後から 1 日以上かかることである (ビルドアップと呼んでいる)。照射直後に計測すると、飽和値の 60% 程度の値となる。色中心の形成を促進するために、70°C~100°C

で加熱処理を行う。放射線を照射する前に、バックグラウンドに相当する蛍光量（プレドースという）を測定しておく。実際の計測は、紫外線パルスレーザーで発光させ、発光波形の S/N のよいところで、プレドースを差し引く。測定前の加熱処理は、試料の保管中の変質も回復させることができ、長期の保存性もよい。すでに、読み取り装置と併せて、多くの素子が商品化されている。このような理由で、最近放射線の被曝管理を TLD から、ガラス線量計に変更する事業所が増えている。線量の測定範囲は 0.03 mGy～10 Gy である。環境モニターとして長期に監視するのも適している。

D. 光刺激ルミネッセンス（OSL）線量計

蛍光物質として、酸化アルミニウム（ α -Al₂O₃:C）を用いるが、その性質はガラス線量計とよく似ている。ガラス線量計の紫外線の代わりに、緑色（波長 532 nm）のレーザー又は発光ダイオードをパルス状に照射して、出てくる青色のルミネッセンス光（420 nm）の強度を測る。この物質も非常に安定で、耐環境性がある、TLD よりも取り扱い易いものである。再読み出しも可能である。0.01 Gy～100 Gy の計測に用いられる。アメリカでは個人線量モニターとして広く使用され、LUXEL という商品名で知られている。

E. 半導体線量計（RADFET）

ここでいう線量計は、放射線カウンターではなく、半導体の放射線障害であるトータルドース効果を利用して、逆に線量計測に用いるものである。半導体のトータルドース効果は、MOS 型電界効果トランジスタ

（MOS-FET）の電極とシリコン層の間を絶縁している酸化シリコンの帯電によって起こる。これは、放射線の通過によって酸化膜中で発生した電子とホールが電界により移動し、主にホールが、シリコンとの境界面に形成されている界面準位に捕捉される現象である。帯電により、トランジスタの遷移電圧（論理の 1→0、0→1 へ遷移するのに要するゲート電圧）の変化やリーク電流の増加が起こる。帯電の電荷量は酸化膜の厚さ、バイアス電圧（ゲート電圧）によって異なる。線量計として使用するには、ホールの捕捉であるので、p 型 MOS トランジスタがよい。照射中に電流を流す必要はなく、バイアス電圧のみを印加しておけばよい。測定するときには、図 8-3 の右の回路の電源を ON にすれば、帯電電荷でゲート電圧が与えられ、ソース電圧が帯電電荷に相当する電圧となる。照射前の電圧との差を求める。このような線量計は、RADFET と略称され、すでに多くが商品化されている。通常宇宙部品とは逆に、ゲート酸化膜の厚いトータルドース効果の大きいトランジスタである。高温ではアニール効果で帯電電荷が失われるが、100℃/300 時間で 0.7% 程度である。10⁻⁵ Gy (m rad) から 0.5×10⁴ Gy (M rad) まで各種の仕様

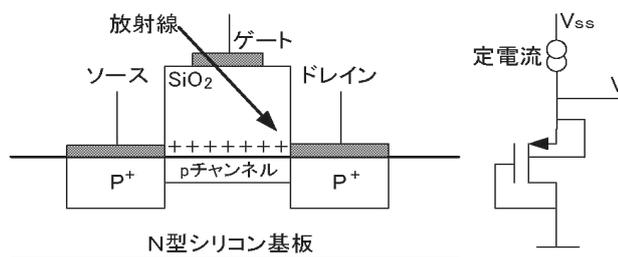


図 8-3 酸化膜の帯電と帯電量の読み出し

電によって起こる。これは、放射線の通過によって酸化膜中で発生した電子とホールが電界により移動し、主にホールが、シリコンとの境界面に形成されている界面準位に捕捉される現象である。帯電により、トランジスタの遷移電圧（論理の 1→0、0→1 へ遷移するのに要するゲート電圧）の変化やリーク電流の増加が起こる。帯電の電荷量は酸化膜の厚さ、バイアス電圧（ゲート電圧）によって異なる。線量計として使用するには、ホールの捕捉であるので、p 型 MOS トランジスタがよい。照射中に電流を流す必要はなく、バイアス電圧のみを印加しておけばよい。測定するときには、図 8-3 の右の回路の電源を ON にすれば、帯電電荷でゲート電圧が与えられ、ソース電圧が帯電電荷に相当する電圧となる。照射前の電圧との差を求める。このような線量計は、RADFET と略称され、すでに多くが商品化されている。通常宇宙部品とは逆に、ゲート酸化膜の厚いトータルドース効果の大きいトランジスタである。高温ではアニール効果で帯電電荷が失われるが、100℃/300 時間で 0.7% 程度である。10⁻⁵ Gy (m rad) から 0.5×10⁴ Gy (M rad) まで各種の仕様

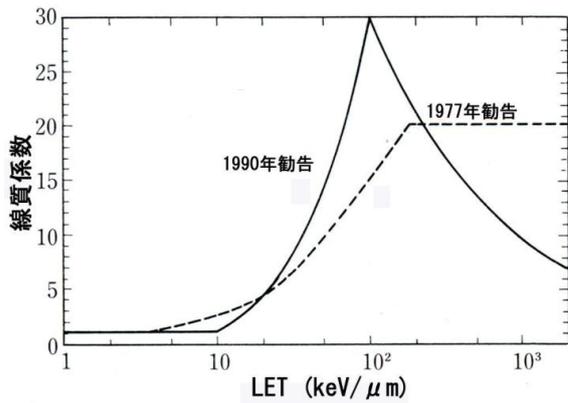


図 8-4 線質係数
(T. Nakamura 氏の好意による)

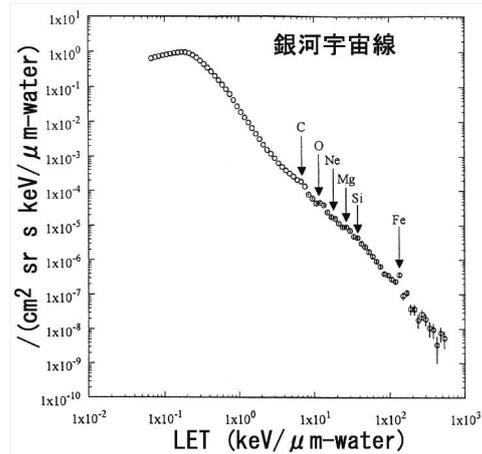


図 8-5 RRMD で観測した LET 分布
(T. Doke 氏の好意による) (JAXA/NASA)

のものがある。この素子は小型、軽量、低電力であるので、多くの人工衛星、個人モニターとして使用されている。RADFET は、放射線の種類や、エネルギーによって、応答が異なるため、様々な条件での試験を行って、最適のものを選ぶ必要がある。

NASA の宇宙飛行士は船外活動の際に、7.62cm×2.54cm のアルミのカプセルに入れた 5mm×5mm の RADFET を、左下肢、腹部、頭部に装着している。何時でも読み出しが可能である。

8-2-2. 能動型線量計

A. テレスコープ型線量計

2 個以上の Si 半導体検出器から成るテレスコープで、入射粒子の LET スペクトルを測定し、これに線質係数を掛けて積分し、吸収線量、線量当量を求める。テレスコープの特徴は、LET スペクトルは正確に求めることができるが、立体角が小さいため、幾何学的な因子の補正量が大きくなる。しかも、国際宇宙ステーションの地球に対する姿勢は変わらないので、長時間露出でも放射線の入射方向が均等化されず、一様分布を仮定して補正することができない。ESA が準備した放射線モニター DOSMAP の中の一つが、線量計テレスコープ DOSTEL である。DOSTEL は直径 2.97 cm×0.4 cm のシリコン検出器 2 個を 1.5 cm 離して置いたテレスコープである。このテレスコープは入射角を計測していないので、LET による電荷の識別精度が悪い。しかし、入射粒子のスペクトルがエネルギーのべき関数型であるので、近

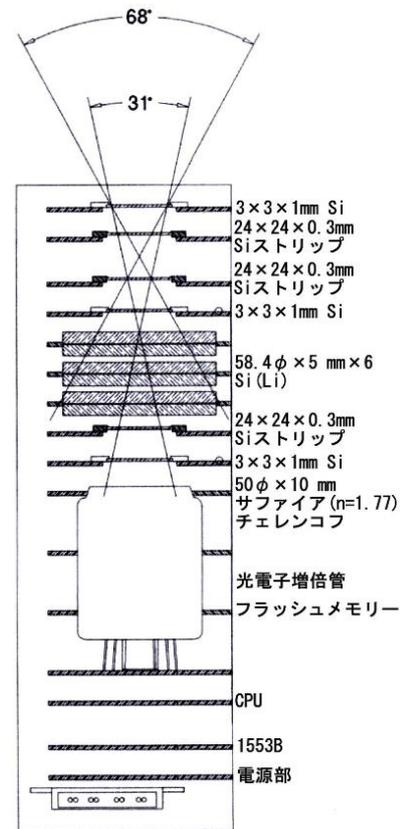


図 8-6 ISS に搭載の CPDS
(K. T. Lee 氏の好意による)
(JSC/NASA)

似的な LET スペクトルになっている。これとは別に、1 cm×2 cm×0.15 cm の PIN ダイオード 2 個が、望遠鏡に垂直な方向に向けて互いに直角に置かれ、それぞれ単独の線量計として働く。

JAXA が製作した**実時間宇宙線線量計 (RRMD III)** は、2 cm×2 cm×0.5 mm の両面型 (二次元) のシリコンストリップ検出器 3 個から成る望遠鏡である。ストリップの数は各 16、開口角は約 120 度である。信号のチャンネル数を減らすために、抵抗で電極を接続して、電荷分割で位置を決定している。ISS 搭載の他の観測器に比べて、入射角が正確に測定されているので、直接 LET 分布を求めることができる。LET 分布に線質係数を掛けて、積分すれば線量当量となる。機上での自動的な演算が可能である。JAXA は、宇宙ステーションの曝露実験台(JEM-EF)に、環境モニター装置 SEDA-AP を設置し、2009 年 8 月から観測を行っている。SEDA-AP には、重イオン計測器、高エネルギー軽粒子計測器、中性子モニター、プラズマ計測装置、原子酸素モニター、微小粒子捕獲実験、材料曝露実験、電子部品評価装置の各機器が搭載されている。2010 年 4 月には、微小粒子捕獲装置と材料曝露実験装置が回収され、STS-31 で地上へ輸送された。SEDA-AP は環境放射線のフラックスを観測しているが、その値を線量に換算することはできる。NASA は、国際宇宙ステーションの内外での粒子線モニターとして、**指向性荷電粒子分析器 EVCPDS(船外用)**、**IVCPDS(船内用)** を使用している。これは 9 個のシリコン検出器と、LET を測定する 3 個のシリコンストリップ検出器 (位置検出型のカウンター) およびチェレンコフカウンターで構成されているカウンター望遠鏡である。測定のエネルギー範囲は、陽子で 15 MeV~450 MeV である。検出器のみの大きさは直径 6.5 cm×20 cm 程度、装置全体の大きさは 30 cm×11 cm×30 cm である。

B. カウンター線量計

一個のカウンターで、計測されるパルスの波高値を LET とみなし、この波高値を所定の時間積分して、カウンターの重量で割り、線量とするものである。観測される波高値は、正確には LET ではなく、**経路長(path length)**(カウンター内での飛跡の長さ)に比例するような量である。従って、LET による重みを考慮しない線量としては、正しい測定値であるので、検出器の重量で割れば線量を求めることができる。入射粒子が、相対論的な高エネルギー粒子の場合には、波高値は経路長×LET となるので、線量は LET に比例する値になることを示すことができる。例えば、辺の長さが、a、b、c の立方体の検出器の一面 (a、b) に垂直に、フラックス Φ の粒子が入射したとすると、積分波高値は $\Phi \times (a \times b) \times LET \times c / (a \times b \times c) = \Phi \times LET$ となり、入射が等方的ならば、線量が求められる。多種類の粒子が同時に入射してもよい。実際に宇宙で計測する場合の問題点は、粒子のエネルギー分布がべき関数型で、飛程の短い低エネルギー粒子の強度が強いことである。目的に影響しない低エネルギー粒子を除去することが必要である。微小領域の線量計測はできない。

国際宇宙ステーションに搭載の**組織等価比例計数管 (TEPC)** は、直径 18mm、長さ 27mm

の比例計数管で、壁面およびガスを生体に似た組成のものを用いたものである。このカウンターの原型は、1960年に提案された内径 1.27 cm の球形の比例計数管で、壁面は厚さ 0.127 cm の A150 プラスチック（ポリスチレン、ナイロン、炭素、フッ化カルシウム、 1110kg/m^3 ）、ガスは生体等価ガスで、プロパン 55%、炭酸ガス 39.6%、窒素 5.4% を 1.814kg/m^3 で充填したものである。生体組織の μm 程度の大きさに相当するので、このような線量計測をマイクロ線量計測と呼ぶことがある。このカウンターの特徴は、検出効率が等方的であるので、幾何学的因子を補正する必要がないこと、入射する放射線が非等方分布であっても、正しく線量を求めることができる点である。しかし、宇宙ステーションに搭載のものは、円筒形で、検出効率も経路長分布も等方的ではないが、単にガスの重量で割れば、164 ページで述べたように線量となる。JAXA の RRDM との比較では、TEPC の検出限界の LET が $0.4\text{keV}/\mu\text{m}$ と高いため、線量に大きな差を生じている。

ESA が準備した放射線モニター DOSMAP の中の一つが、線量計テレスコープ DOSTEL である。DOSTEL は直径 $2.97\text{cm} \times 0.4\text{cm}$ のシリコン検出器 2 個を 1.5cm 離して置いたテレスコープである。これとは別に、 $1\text{cm} \times 2\text{cm} \times 0.15\text{cm}$ の Si-PIN ダイオード 2 個が、テレスコープに垂直な方向に向けて互いに直角に置かれ、それぞれ単独の線量計として働く。単独の線量計は円盤型であるので、等方的な感度ではなく、経路長も LET 分布とは異なるが、貫通する粒子に対しては、同様に線量を求めることができる。同じタイプのもは、ロシアの実験棟に置かれている Liulin-ISS と DB-8 である。Liulin-ISS は直径 16mm 、厚さ 0.3mm の Si 検出器で、波高を LET と考えこれを積分して線量とする。DB-8 は直径 1.13cm 、厚さ 0.3mm の Si 検出器 2 個から成り、一つは厚さ 2.5mm の鉛の球の中心に置かれている。これは低エネルギー成分をカットオフするためのもので、結果には両者の線量が併記されている。この数値は、宇宙ステーションの壁の厚さによる遮蔽効果を推定する資料にもなっている。いずれのカウンターも LET による線質補正はできない。

C. ガイガーカウンター

放射線帯の発見や宇宙 X 線の発見など、初期の宇宙観測には使用されたが、比例計数管、シンチレーションカウンター、半導体カウンターの発展で、現在は使用されない。しかし、実験室、放射線事業所、環境放射線モニターの多くはガイガーカウンターである。ガイガーカウンターの特徴はガスカウンターであるので、平均自由行路、飛程の問題がないことと増幅器なしで計測できることである。入射放射線のエネルギー損失を測定することはできない。入射窓を薄くして、側面を厚い金属で覆い、感度の指向性を持たせてあるが、これは放射線源を調べるためにも使用されることがあるためで、線量計測の目的からは誤差の原因となる。一様に入射する標準線源の環境での計数率を測定し、定数を決めてメーターの表示を設定しているものである。多くは、 γ 線でキャリブレーションを行っている。環境 γ 線のモニターとしては簡便なものである。宇宙では主成分が多種類の荷電粒子であるので、キャリブレーションができず、使用されない。

D. 電離箱

電離箱は、ガスを充填した箱の両端に平行平板電極を置き、高電圧を印加して、放射線による電離電荷を電流として計測するものである。照射線量を直接測定する装置で、簡単で精度のよい線量計である。入射粒子の個々の LET はわからないので、線量当量を求めることはできない。照射線量は空気中でのイオンと電子対の発生量で、電荷として観測されているが、空気の他に Ne、Ar を使用することもある。市販されているものは、円筒形のものが多く、中心に棒状の陽極を立て、円筒形の部分を陰極としている。医療関係で多く使用されている。発生する電流は微弱であるので、低雑音の電流増幅器を内蔵している。高電圧は大きさによるが、100～500V である。小型のものは 100V 以下のものもある。形状は球形かまたは球形に近い円筒状で、薄い入射窓のついているものもあるが、これはガイガーカウンターと同じように、放射線源の方向をさがすためのもので、線量測定上必要なものではない。陰極側は軽合金またはプラスチックの内面に軽合金を貼り付けたもので、近似的に等方的な検出効率になっている。空気を充填したものは、X 線の標準線量計として使用され、200keV 以上の γ 線については、グラファイト壁の球形電離箱が用いられる。

国際宇宙ステーションのロシアの実験棟では、船内の放射線量計測に R-16 という Ar を充填した電離箱が使われている。R-16 は 2 個の同じ形状の電離箱から成り、一方には外側に更に 30 kg/m² のプラスチックの吸収材を取り付けてある。低エネルギー成分の影響を調べるため、シールド付きとシールドなしで分析し、相違から、低エネルギー成分の寄与を求める。この電離箱はパルス電離箱として動作させ、波高分析を行って、LET 分布とし、これを積分して線量とする。R-16 は TLD (Pille-ISS) と同じ場所に置き、常時比較している。

E. シンチレーションカウンター

線量計として、市販されているシンチレーションカウンターは、ほとんどが NaI(Tl) カウンターであるが、最近は CsI(Tl) が用いられることがある。これはシンチレーション光の検出に高感度のホトダイオードを用いて小型化するためである。NaI(Tl) カウンターが使用される理由は、 γ 線の検出効率がガスカウンターに比べて高いことである。線量計としては、シンチレーターの大きさが γ 線の平均自由行路より小さいことが望ましい。測定する γ 線のエネルギー範囲を、キャリブレーションエネルギーの近くに限れば、線量の精度も悪くはない。この場合の線量の測定方法は、ガイガーカウンターと同じで、カウント数に、キャリブレーションで決められた定数を掛けるだけである。パルスの大きさを LET と考えて、波高分布を積分する方法もあるが、平均自由行路の条件が満たされていれば、正しい線量となる。シンチレーションカウンターが使用される理由は、線量と同時に、スペクトルの測定を行って、放射線源を同定するためである。

8-3. 中性子計測

宇宙の中性子源は、地球近傍では、一次宇宙線が大気原子核と衝突して主に破砕反応

で発生する中性子のうちで、宇宙空間へ出る方向に運動しているものである。これを**アルベド中性子**と言う。アルベド中性子の β 崩壊で発生する陽子の一部は放射線帯に捕捉され、放射線帯陽子になると考えられている。国際宇宙ステーション(ISS)や近地球軌道の人工衛星は常時アルベド中性子の照射を受ける。**スペースクラフトアルベド中性子**は、銀河宇宙線や放射線帯陽子、太陽高エネルギー粒子が、スペースクラフトに衝突し、核反応で発生する二次粒子である。スペースシャトルやISSのような低高度(300 km~400 km)の衛星では、放射線帯が低高度まで下がっている**南大西洋地磁気異常域(SAA)**を通過するとき強い陽子の照射を受ける。この陽子が、衛星構体と衝突し、構体を構成する比較的重い原子核と (p, xn) 、 (p, α, xn) 反応(陽子が入射して1個以上の中性子を放射する反応、 x : 1以上の整数)によって、中性子を発生する。極域では、銀河宇宙線の強度が赤道域に比べて強いことと、太陽フレアに伴う高エネルギー粒子が流入し、スペースクラフト構体に衝突し、核反応で中性子を発生する。これらの中性子は熱中性子(0.025eV)~100MeV以上の広範囲に及ぶ。アルベド中性子は、大気中で多重散乱した中性子であるので、スペクトルはほぼ $1/E_n(E_n$: 中性子のエネルギー)に比例する形となるが、スペースクラフトで発生する中性子は、散乱が少なく発生スペクトルに近いものと考えられる。このような広いエネルギー範囲の中性子を精度よく計測できる装置はない。NASAはスペースシャトル(STS-28、31、36)で**ボナー球中性子検出器**による観測、スペースシャトル(STS-55、57、65、94)では、原子核乾板を用いて、中性子の観測を行った。JAXAはSTS-89にボナー球中性子観測器による観測を行った他、国際宇宙ステーションに搭載の**SEDA-AP**のボナー球および反跳陽子スペクトロメーターによって観測を行っている。NASAはスペースシャトルSTS-91で、受動型中性子熱ルミネッセンス検出器 ${}^6\text{LiF}$ による観測を行った。これらの宇宙観測の他、気球による大気上層のアルベド中性子を反跳陽子スペクトロメーターで観測した結果がある。これまでの観測によれば、中性子の線量の全線量に対する割合は、国際宇宙ステーションで10~30%と考えられている。荷重係数が大きいので、中性子線量は無視できない。TLDで測定した放射線量には、荷重係数を掛けた中性子線量は含まれていない。NASAは特定のエネルギーの中性子の線量または、陽子のフラックスを指標にして、計算によって線量を補正する考えのようである。正確な観測の少ない50MeV以上の中性子の寄与が注目されている。宇宙船の遮蔽を目的に、NASA、ESAはGeant-4による中性子発生シミュレーションおよび、実験を行っている。ブルックヘブン国立研究所には、NASA宇宙放射線実験室(NSRL)があり、生物や材料の照射実験に使用されている。

8-3-1. 環境中性子の観測

A. 受動的検出器による観測

受動的な検出器は、中性子による散乱陽子の飛跡を検出するもので、CR-39が用いられている。CR-39($\text{C}_{12}\text{H}_{18}\text{O}_7$)の陽子の重量比は6.6%であるが、**ポリエチレン**(C_2H_4)は14.3%であるので、ポリエチレンの方が内部で反跳陽子を発生する効率が高い。CR-39をポ

リエチレン板で挟んだものか、2~3枚のCR-39の板を重ねたものでもよい。宇宙で使用する際の問題は、荷電粒子との識別で、反跳陽子の放射体のあるものとなないものの差を測定するなどの工夫を要する。ロシアが国際宇宙ステーションで用いているものは、 $20 \times 50 \times 1 \text{mm}$ のCR-39、3枚の間に、 $50 \mu\text{m}$ のTi箔、 $350 \mu\text{m}$ のポリカーボネイト（商品名レキサン）を挿入し、全体を $30 \mu\text{m}$ のAl箔で包み、さらに $40 \mu\text{m}$ のポリエチレンで密封したものである。Tiはスレッシユホールドが約 2MeV の $\text{Ti}(n,p)\text{Sc}$ 反応で、陽子を放出するので、 20MeV の中性子まで検出できることになる。レキサンは飛跡検出用のプラスチックで、 $Z > 2$ の原子核粒子を検出するのに用いられる。実験室の中性子、荷電粒子によるキャリブレーションを行った。国際宇宙ステーションでの測定結果は $200 \text{keV} \sim 20 \text{MeV}$ の中性子の等価線量（吸収線量に放射線荷重係数を掛けた量）は $56.6 \pm 21 \mu\text{Sv/day}$ であった。これは、全中性子線量の約60%とされている。

実験室で使用するものはCR-39とポリエチレンなどの反跳陽子発生層、 ^{10}B を含むテフロン板を重ねてスタックしたものが、多数商品化されている。 ^{10}B は $^{10}\text{B}(n, \alpha)^7\text{Li}$ 反応により α 線を発生し、これをCR-39で検出する。 $0.025 \text{eV} \sim 0.6 \text{MeV}$ の中性子を検出することができる。熱中性子の識別には、Gdの板で、熱中性子を遮蔽したCR-39を用いることもある。

Liには ^6Li と ^7Li があるが、中性子により $^6\text{Li}(n, \alpha)^3\text{H}$ 反応で、 α 粒子と三重水素を発生する。 ^6LiF と ^7LiF の熱ルミネッセンス線量計を一つのパッケージにした線量計で、差を測定すれば中性子の線量を求めることができる。熱中性子から 0.6MeV の中性子に感度があるが、スペクトルを求めることはできないので、等価線量を求めることはできない。同じパッケージに反跳陽子発生用のポリエチレン板とCR-39を重ねて置いたものも商品化されている。

NASAは、原子核乾板をスペースシャトル（STS-55、57、65、94）内に置き、帰還後に現像して、写真乳剤の中で発生した反跳陽子の飛跡を検出し、中性子のスペクトルを求めた。STS-57を除く、中性子線量、等価線量は $3.7 \pm 0.9 \sim 11 \pm 2.7 \mu\text{Gy/day}$ 、 $30.8 \pm 8 \sim 95 \pm 23.5 \mu\text{Sv/day}$ であったが、STS-57は高度が 470km であったため、 $25.3 \pm 6 \mu\text{Gy/day}$ および $230 \pm 55 \mu\text{Sv/day}$ と大きな値であった。

B. 反跳陽子中性子カウンター

中性子と陽子との弾性散乱による反跳陽子のエネルギーを測定して、中性子のスペクトルを推定する方法を反跳陽子スペクトロメーターと呼び、 $0.5 \sim 150 \text{MeV}$ の中性子の観測に利用される。散乱体としては、水素の含有量の多い有機シンチレーターが用いられる。 γ 線との識別が必要であるので、電離密度によって蛍光減衰時間の異なる有機結晶スチルベンまたは液体シンチレーターNE213が使用されることが多い。これを $n\text{-}\gamma$ 弁別と呼んでいる。このシンチレーターの外側を荷電粒子を除くための反同時計数カウンターで囲む必要があるが、これをフォスウィッチカウンターとして、一つの光電子増倍管に接続することもできる。観測したスペクトルを中性子スペクトルに変換するには、予め応答関数を測定

しておくか、または数値シミュレーションによって求めておく必要がある。高圧水素ガス比例計数管が用いられることもあるが、100keV~2MeVの中性子に限られる。JAXAが国際宇宙ステーションに搭載しているSEDA-APの反跳陽子スペクトロメーターは1×1×16cmの角棒状のプラスチックシンチレーターを16本平行に並べ、これを交互に直交する方向に16層重ねたホドスコープ型の飛跡検出器である。各シンチレーターの信号は、多陽極光電子増倍管の光電面に束ねて接続され、像信号として読みだされる。最外部は反同時計数に使用され、荷電粒子を除くが、 n - γ 弁別は行っていない。気球や航空機で観測した上層大気中の中性子のスペクトルには、10MeV付近と100MeV付近に幅の広いピークが見られる。スペクトル $\Phi_n(E_n)$ に E_n を掛けたレサジー当たりのスペクトル $E_n\Phi_n(E_n)$ で表すと顕著に見ることができる。これはシミュレーションの結果ともよく一致している。このピークは中性子を発生する核反応の過程で形成される複合核からの蒸発中性子（10MeV付近のピーク）と複合核を形成しないで直接核子との相互作用による中性子（100MeV付近のピーク）と考えられる。この事実は、宇宙での中性子線量計測で重要と思われるので、以下で、ボナー球の結果と比較して議論する。

C. ボナー球中性子スペクトル計

熱中性子から15MeV程度までの中性子のスペクトルを同時に測定する装置にボナー球(Bonner sphere)がある。球状のポリエチレン中性子減速材の中心に熱中性子検出器を置いた数個の検出器で構成されている。必要に応じて、CdまたはGdの熱中性子吸収材で囲み、熱中性子の入射を遮る。中性子のエネルギーに対する各カウンターの応答は、シミュレーションまたは、キャリブレーション中性子源を用いて測定しておく。観測された各カウンターの熱中性子のカウント数と応答関数に最適なスペクトルを確率的に求める。シミュレーションによって、予想スペクトルを求めておいて、フラックスを決めるかまたは、べき関数型スペクトルを仮定して、指数とフラックスを決める。従って、求められたスペクトルは唯一解ではない。JAXAでは、スペースシャトルに搭載した他、国際宇宙ステーション(ISS)のSEDA-APに搭載され、観測が行われている。熱中性子検出器には、 ^3He 比例計数

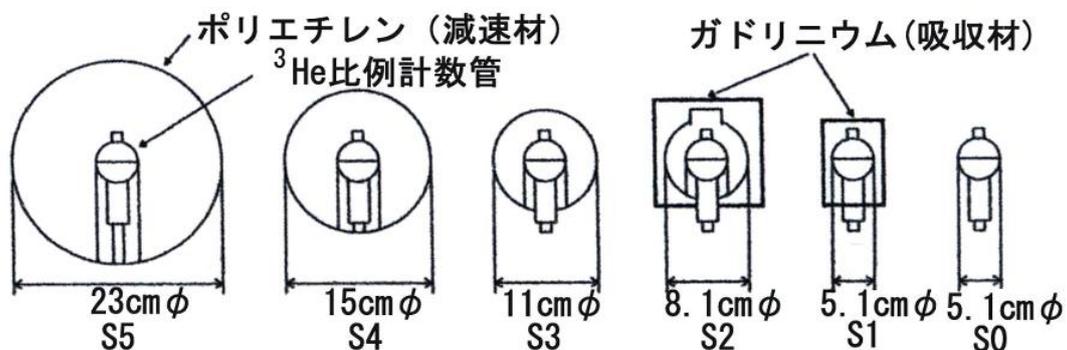


図 8-7 ボナー球中性子スペクトル観測装置
(H. Matsumoto 氏の好意による)(JAXA)

管が使用されている。NASAでは、熱中性子カウンターとして受動的な金箔を放射化させる検出器($n + {}^{197}\text{Au} \rightarrow {}^{198}\text{Au} \rightarrow {}^{198}\text{Hg} + e^- + \bar{\nu}$ 、 ${}^{198}\text{Au}$ の半減期は 2.70 日)を用いたボナー球をスペースシャトルに搭載して、5 日間のフライトを 3 回行った。ボナー球は水素の含有量の多いポリエチレンの球状の物体で、球形の ${}^3\text{He}$ 比例計数管を囲んだものである。水素は中性子の減速材となり、多重散乱によって熱中性子となる。この熱中性子が ${}^3\text{He}$ カウンターで検出される。1960 年の発明当初は、 BF_3 比例計数管であったが、現在は感度の良い ${}^3\text{He}$ カウンターが使用されている。 ${}^6\text{LiI}(\text{Eu})$ シンチレーターが使用されることもある。ポリエチレンの厚さの異なる多数のボナー球（熱中性子の入射を防ぐために、外側を Cd または Gd 板で被ったカウンターも使用する）を用意して、同時に観測すれば、エネルギーの異なる中性子に対する減速材の応答の違いから、スペクトルを求めることができる。発明の当時は 12 個のカウンターで使用された。ボナー球の特徴は、 γ 線その他の強いバックグラウンドの中でも観測できることである。熱中性子は ${}^3\text{He}$ との核反応で大きい、エネルギーの揃った信号を発生するからである。欠点は中性子スペクトルへの変換には一意性がなく、仮定したスペクトルに大きく影響されること、単純なスペクトル型に限られること、10MeV 以上は観測が困難なことなどである。JAXA、NASA のボナー球による観測の結果は定性的には似た傾向であるが、一致してはいない。JAXA の観測では、赤道域、SAA、極域のスペクトル

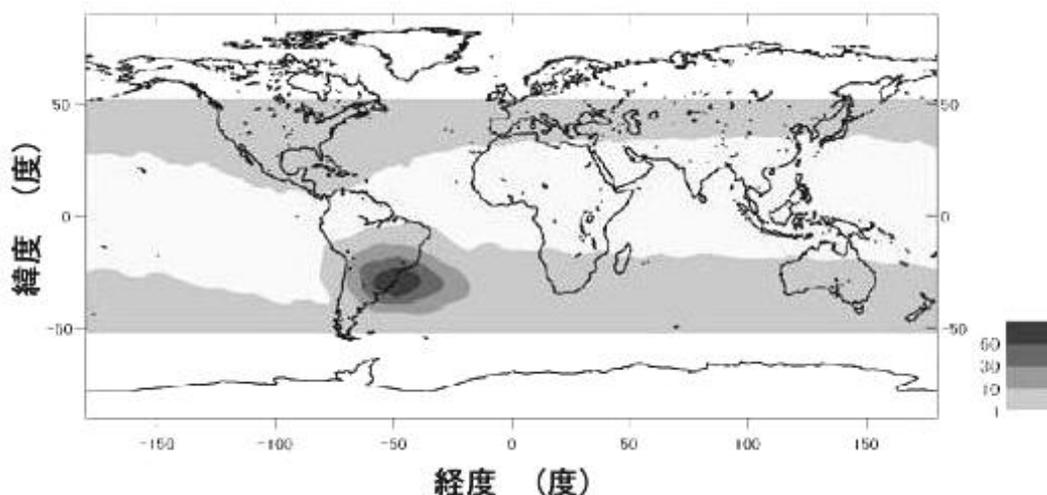


図 8-8 中性子の線量分布
(H. Matsumoto 氏の好意による)(JAXA/NASA)

を求めたが、その形はほぼ同じである。同じスペクトルを仮定して、演算を行ったのが原因と思われる。赤道域のアルベドスペクトルは散乱中性子であるのに対し、SAA の中性子は散乱回数の少ない中性子と考えられ、スペクトルは異なるはずである。

アメリカの国家保安省(DHS)および NASA は 14 個のボナー球を高々度航空機 ER-2 に搭載し、20km の高度で、10GeV までの中性子スペクトルを観測した。直径 5.08cm の ${}^3\text{He}$ カウンターの周囲を直径 6.7~38cm のポリエチレン球で囲んだものである。検出器 No.1 は減速材なし、No.2~No.13 はポリエチレンの外側を熱中性子吸収材 Cd で被覆したもので

ある。30MeV 以上の中性子の検出効率を上げるために、No.13 と No.14 のポリエチレンの中にそれぞれ 25.2kg の Pb と 17.9kg の Fe の層を取り付けた。高エネルギーの中性子はこれらの物質に衝突して二次中性子を発生し、感度を高くする。高エネルギーの陽子も同様の効果を持つので、計算によって補正しなければならない。スペクトルは 1MeV 付近と 100MeV 付近に幅の広いピークを持つ分布 ($E_n \Phi_n(E_n)$ のグラフで顕著に見ることができる) で、中性子発生の核反応の過程に対応し、それぞれ蒸発中性子、カスケード中性子に対応するものである。10MeV 以上と 100MeV 以上の中性子強度はそれぞれ、約

24%と 13%であるので、正確な中性子線量の決定のためには、100MeV 以上までの観測が必要である。図 8-9 には、宇宙線の地磁気によるカットオフ硬度の異なる地点のスペクトルが観測されているが、スペクトルの形は全く同じで、同じ初期値が用いられたためと思われる。ボナー球による観測は、シミュレーションの結果を初期値として用い、シミュレーションの検証に使用するのが最も有効な使用方法である。宇宙放射線の線量計測には、中性子の線量を無視することができない。しかし、広いエネルギー範囲の中性子スペクトルを観測することは困難であるので、限られたエネルギー範囲の中性子強度または陽子強度を指標として、シミュレーションによって中性子線量を求めることが望ましい。ボナー球は、定積分の値から被積分関数を推定するようなもので、仮定した関数形に依存した結果になるのは当然である。なお、レスポンス関数の決定には、ボナー球相互の干渉効果や、周囲の物質分布を考慮する必要があり、簡単ではない。

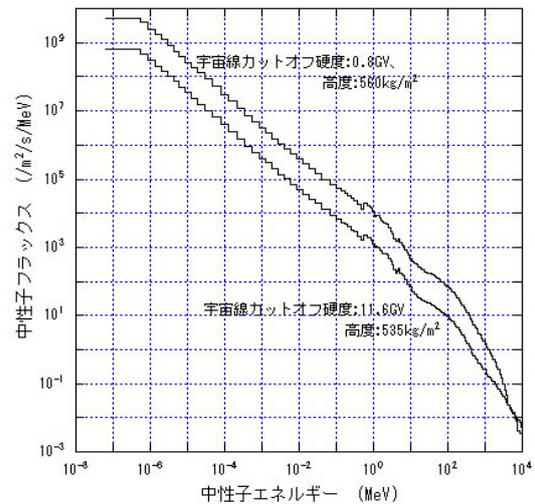


図 8-9 高度 20km の中性子スペクトル (P. Goldhagen 氏の好意による)(DHS/NASA)

D. レムカウンター

中性子の線量を即時にメーター上に表示する、中性子サーベイメーターである。レム (rem) は現在のシーベルト (Sv) に対応する旧単位の名称である。ボナー球の 1 台の検出器と同じような構造になっている。熱中性子検出器の周囲を球形の二層のポリエチレン減速材で囲み、二層の境に Cd または Gd 熱中性子吸収層を挿入したものである。任意のエネルギーの中性子の検出効率が、その中性子の放射線荷重係数を掛けた線量に比例するように、ポリエチレンの厚さを調節する。測定したカウント数に比例定数を掛けて、メーターに表示する。熱中性子から、10MeV の範囲で、設計されたレムカウンターが多数商品化されている。ポリエチレンの外径は 20~25cm、検出器は ^3He 比例計数管が多い。すべてのエネルギーで、上記の条件を正確に満たすことはできず、熱中性子より高いエネルギーで

100keV までの領域では、過大評価となる。宇宙で使用するには、100MeV 以上までの感度がなければならないので、改良が必要である。しかし、荷電粒子の強度が強くと、中性子との識別が困難で、実用にはならないと思われる。

8-3-2. 月、惑星の中性子観測

月、惑星の水、氷の探索のために、 γ 線分光器と共に中性子観測が行われることは多い。月、惑星の中性子は、銀河宇宙線や太陽高エネルギー粒子が、月、惑星の大気や表面の物質に衝突して起こる核反応によって発生する。探査では、一般に観測器の重量や大きさの制限が厳しいので、ボナー球のようなカウンターは使用されない。多くは高エネルギー中性子だけを測定する反

跳陽子カウンターである。有機結晶スチルベンや、液体シンチレーターNE213 には、電離電荷の密度で、蛍光減衰時間の異なるものがあり、これを利用して γ 線と中性子を識別することができる。

NASA の火星探査機「マーズオデッセイ」にはロシアの宇宙科学研究所 (IKI) が製作した高エネルギー中性子検出器 HEND が搭載されている。HEND は 3 台の ^3He 比例計数管と 1 台のシンチレーションカウンター (SC) で構成されている。比例計数管は、直径 1 cm \times 10 cm の円筒形で、LND 社の市販品である。ポリエチレン減速材の厚さは、それぞれ 0.2 cm (SD)、1.2 cm (MD)、3 cm (LD) の円筒形で、比例計数管を囲んでいる。MD の外側と LD の外から 1.7 cm のところに、円筒形のカドミウム板がはめ込まれている。カドミウムは 0.4 eV 以下の熱中性子を吸収する。シンチレーションカウンター (SC) は、 γ 線と中性子の分離性能のよいスチルベンの結晶 (有機物結晶) で、大きさは直径 3 cm \times 4.3 cm の円柱状である。中性子の陽子による散乱の反跳陽子のスペクトルから、中性子のスペクトルを求める。この側面と上面を厚さ 0.8 cm の CsI(Tl) の反同時計数カウンターで囲んでいる。このカウンターはフォスウィッチではなく、それぞれのシンチレーターに光電子増倍管が取り付けられている。SD、MD、LD の ^3He 比例計数管は、ボナー球のように、中性子スペクトルの導出に使用されるのではなく、それぞれのカウンターが、粗いエネルギーの選別に使用され、SD (0.4 eV \sim 10 eV)、MD (10 eV \sim 1 keV)、LD (1 keV \sim 1 MeV)、SC (1 MeV \sim 10 MeV) となっている。水素の存在は、熱外中性子 (0.4 eV \sim 100 keV)、MeV 中性子の減少として観測される。HEND は火星の全面の中性子分布を観測した。図 8-10 は熱外中性子の分布図で、南極の熱外中性子の強度の低いところで、水または氷が存在すると推定されている。MeV 中性子の分布では、南北極で同じような減少が見られ、熱外中性子の分布の相違は表土の厚さによるとと思われる。HEND が改良され、 ^{10}B の粉末とポリ

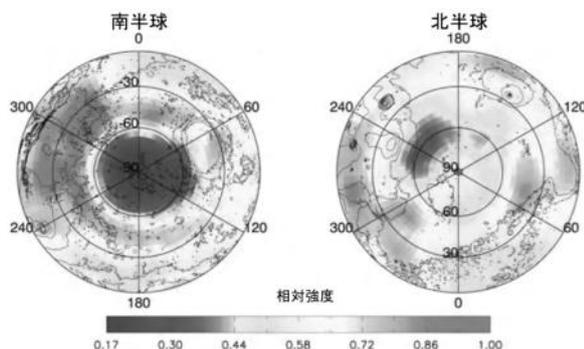


図 8-10 火星の熱外中性子(0.4~10⁵eV)の分布 (南北極の分布の相違は表土の厚さによる) (I. Mitrofanov 氏の好意による) (IKI/NASA)

エチレンからなるコリメーターを取り付けた LEND が、NASA の月周回探査機「ルナーリカナザンス」に搭載され、2009 年 6 月に打ち上げられた。中性子マップが作製されている。

ESA、JAXA の水星探査機「ベッピコロombo」には、 ${}^6\text{Li}$ を分散させたガラスシンチレーター（直径 10.5 cm×0.2 cm）と B を分散させたプラスチックシンチレーター（直径 10.5 cm×14.8 cm）のフォスウィッチカウンターが搭載される。 ${}^6\text{Li}$ は熱中性子を吸収し、B は熱外中性子を吸収する。その比から、水素の量を推定することができる。

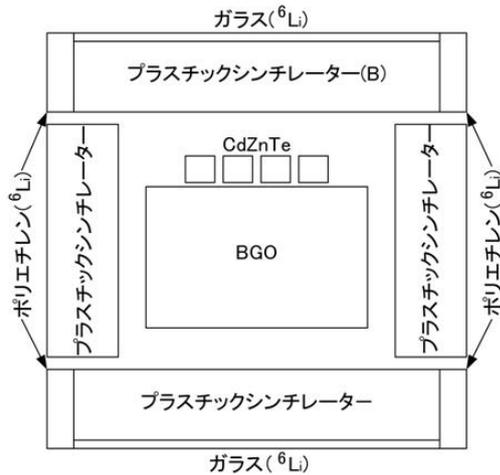


図 8-11 「Dawn」の中性子検出器
(T. H. Prettyman 氏の好意による)

2007 年 9 月に打ち上げられた小惑星探査機「Dawn」は、2011 年 7 月 16 日に小惑星ベスタを周回する軌道に投入された。「Dawn」には、表面の元素分析をするための観測装置 GRaND が搭載されている。GRaND は γ 線検出器と中性子検出器から成り、両方の信号から、元素分布を求める。中性子検出器は、「ベッピコロombo」のものと同様であるが、 ${}^6\text{Li}$ を分散させたガラスシンチレーター(9.87×10.50×0.2cm)と B を拡散させたプラスチックシンチレーターを光学的に結合してフォスウィッチカウンターとしたもの 2 組で構成されている。図 8-11 に示すように、小惑星からの入射側（上方）

プラスチックシンチレーター (9.87×10.50×2.54cm) は B を添加したものであるが、スペースクラフト側（下方）のプラスチックシンチレーターは普通のものである。フォスウィッチカウンターの側面は厚さ 1cm の ${}^6\text{Li}$ を添加したポリエチレン（製造段階で Gd 箔に変更された）で囲み、側面から入射する熱中性子を遮蔽している。Gd と ${}^6\text{Li}$ によって、プラスチックシンチレーターに入射する熱中性子を遮蔽している。側面のプラスチックシンチレーターは宇宙線に対する反同時計数カウンターである。小惑星で発生した中性子のうち、熱中性子はガラスシンチレーターで吸収され、熱外中性子と高速中性子が B を添加したプラスチックシンチレーターで検出される。スペースクラフトで発生した中性子のうち、熱中性子は下部のガラスシンチレーターで吸収され、高速中性子が B を添加していないプラスチックシンチレーターで反跳陽子として検出される。上下のプラスチックシンチレーターの信号の差から熱外中性子を検出し、小惑星表面の水素原子の存在量を推定することができる。設計にあたっては、スペースクラフトの観測天体に対する相対速度を考慮する必要がある。小惑星の表面温度を 170K とすれば、熱中性子の速度は約 1700m/s、スペースクラフトの周回速度は 200~300m/s であるので、相対速度の影響はほとんどないが、火星周回の場合には、相対速度が 3400m/s 程度であるので、スペースクラフトから見た入射中性子のエネルギー、入射方向分布が大きく変わることには注意しなければならない。天体表面のフラックスに変換する場合にも同様にドブラー効果を考慮した運動学が必要である。

9. 付 録

1. 計数の統計誤差

T 秒 (s) の間に、計数管から N 個のカウントを観測した場合、N と計数率 N/T (カウント/s) の統計誤差は、それぞれ

$$N \pm \sqrt{N}, \quad \frac{N}{T} \pm \frac{\sqrt{N}}{T} \quad (A1)$$

で与えられる。証明は省略する。二つの独立な量 x、y の誤差が δx 、 δy で与えられるとき、x、y の関数 F(x, y) の誤差は次の式で与えられる。これを誤差の伝播という。

$$F(x, y) \pm \sqrt{\left(\frac{\partial F}{\partial x} \delta x\right)^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial y} \delta y\right)^2} \quad (A2)$$

誤差は正確には、標準偏差 (平均値との差の二乗和の平方根) として定義され、これを σ と表すので、誤差を単に σ と呼称し、測定値の有意性を表すのに、 3σ (測定値が誤差の 3 倍) とか 5σ (測定値が誤差の 5 倍) と表現している。

2. 不感時間の補正

放射線検出器で測定された計数は、信号の処理時間 (例えば、アナログ→デジタル変換) の間が、不感時間となり、実際の観測時間が減少している。多くの測定装置では有感時間計を備えて、有効時間を計測しているが、放射線の入射がポアソン分布であれば、有感時間の計測が行われなくても、補正することができる。不感時間を少なくする目的で、バッファメモリーを設けることが多いが、これを考慮した一般式を与えておく。

PCM テレメトリーで、ワードの長さ τ (s) が不感時間となっている場合を考える。1 ワードのメモリーを持つ FIFO (First-In First-Out、集積回路の一種) の補正係数は

$$C_s = f\tau \left[1 - \frac{\exp(-lf\tau)}{\sum_{k=0}^{l-1} \{-(l-k)f\tau \exp(-f\tau)\}^k / k!} \right]^{-1} \quad (A3)$$

で与えられる。ここに、f: 真の平均計数率、l: バッファメモリーのワード数 ($l \geq 1$) である。補正の初期値としては、見かけの計数率 f_a を用い、集束するまで、繰り返し補正を行えばよい。信号が来た時だけに処理するバースト型の非同期 PCM テレメトリーでは

$$C_a = f\tau \left[1 + \frac{\exp(-lf\tau)}{f\tau \sum_{k=0}^{l-1} \{-(l-k)f\tau \exp(-f\tau)\}^k / k!} \right] \quad (A4)$$

となる。ただし、(A3) (A4) 式の τ はワードの長さ (s) である。非同期の場合には $l = 0$

となることもあり、このときはよく知られた次式となる。

$$C_a = 1 + f\tau = \frac{1}{1 - \tau f_a} \quad (A5)$$

(A 3)、(A 4)式の導出は、F. Makino, Nucl. Instr. & Meth., A323, 645-646, 1992 を参照されたい。同期、非同期にかかわらず、このようなテレメトリー系を使用することは、少ないと思われるが、簡単な例として示した。現在のアナログ・デジタル変換器 (ADC) の多くは、高速のフラッシュ ADC または逐次比較型であるので、不感時間が問題となることは少ないが、多チャンネル信号を同時処理して即時に判定する観測において問題となる。

3. 幾何学的因子

二つの平行平面 (間隔: h) で定義される検出器系 (例えば、上の平面を入射面 $B(x_2, y_2)$ 、下の平面を検出器面 $A(x_1, y_1)$ とする) の幾何学的因子は

$$S\Omega = \int_A dx_1 dy_1 \int_B dx_2 dy_2 \frac{h^2}{\{(x_2 - x_1)^2 + (y_2 - y_1)^2 + h^2\}^2} \quad (A6)$$

で与えられる。A、B の原点は共通とする。

A、B が図 A1 に示すような、半径 R_2 、 R_1 の平行な円の場合を考える ($R_1 \leq R_2$)。P 点の微小面積 dS_1 、O' 点を原点とする P' 点の微小面積 dS_2 は、それぞれ、

$$dS_1 = r_1 dr_1 d\phi_1 \quad (A7)$$

$$dS_2 = r_2 dr_2 d\phi_2 \quad (A8)$$

で与えられる。微小幾何学的因子 $dSd\Omega$ は、

$$dSd\Omega = \frac{dS_1 dS_2 \cos^2 \theta}{r_2^2 + h^2} = \frac{h^2 dS_1 dS_2}{(r_2^2 + h^2)^2} \quad (A9)$$

となる。従って、幾何学的因子 $S\Omega$ は、次のようになる。

$$S\Omega = \int_0^{R_1} r_1 dr_1 \int_0^{2\pi} d\phi_1 \int_0^{2\pi} d\phi_2 \int_0^{r'} \frac{h^2 r_2 dr_2}{(r_2^2 + h^2)^2} \quad (A10)$$

$$r' = -r_1 \cos \phi_2 + \sqrt{R_2^2 - r_1^2 \sin^2 \phi_2} \quad (A11)$$

(A11)式は O' を原点とする極座標で表した上面の円の方程式である。これを用いて、(A10)

$$S\Omega = \int_0^{R_1} r_1 dr_1 \int_0^{2\pi} d\phi_2 \pi \left\{ 1 - \frac{h^2}{(-r_1 \cos \phi_2 + \sqrt{R_2^2 - r_1^2 \sin^2 \phi_2})^2 + h^2} \right\} \quad (A12)$$

$$x' = r_1 \cos \phi_2, \quad y' = r_1 \sin \phi_2, \quad r_1 dr_1 d\phi_2 = dx' dy' \quad (A13)$$

式の積分を実行する。同時に、 ϕ_1 に関する積分も行うと、(A12)式のようになる。(A13)式

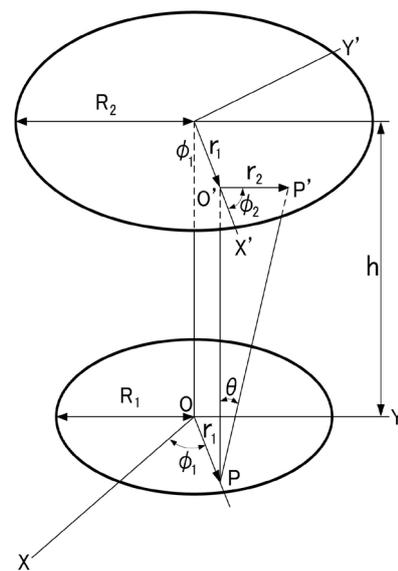


図 A1 平行円平面の座標系

を用いて、直交座標系(x' , y')の積分に変換する。積分は下の円内での積分であるので、以下のようになる。(A12)式の { } 内の初項の定数 1 については、 r_1 、 ϕ_2 に関する積分を実行する。 x' に関する定積分 $I(x')$ を、 $S\Omega$ の次に示す。

$$S\Omega = \pi^2 R_1^2 - \pi \int_{-R_1}^{R_1} dy' \int_{-\sqrt{R_1^2 - y'^2}}^{\sqrt{R_1^2 - y'^2}} \frac{h^2 dx'}{(-x' + \sqrt{R_2^2 - y'^2})^2 + h^2} \quad (A14)$$

$$I(x') = h \left\{ \tan^{-1} \left(\frac{-\sqrt{R_1^2 - y'^2} + \sqrt{R_2^2 - y'^2}}{h} \right) - \tan^{-1} \left(\frac{\sqrt{R_1^2 - y'^2} + \sqrt{R_2^2 - y'^2}}{h} \right) \right\}$$

$$= -h \tan^{-1} \frac{2h\sqrt{R_1^2 - y'^2}}{R_2^2 - R_1^2 + h^2}$$

$$S\Omega = \pi^2 R_1^2 + 2\pi h R_1 \int_0^1 \tan^{-1} \frac{2R_1 h \sqrt{1-u^2}}{R_2^2 - R_1^2 + h^2} du, \quad u = \frac{y'}{R_1} \quad (A15)$$

$$= \pi^2 R_1^2 \left[1 - \frac{2h^2}{\sqrt{\{(R_2 + R_1)^2 + h^2\} \{(R_2 - R_1)^2 + h^2\}} + R_2^2 - R_1^2 + h^2} \right]$$

$$= \frac{\pi^2}{2} \left\{ R_1^2 + R_2^2 + h^2 - \sqrt{(R_1^2 + R_2^2 + h^2)^2 - 4R_1^2 R_2^2} \right\} \quad (A16)$$

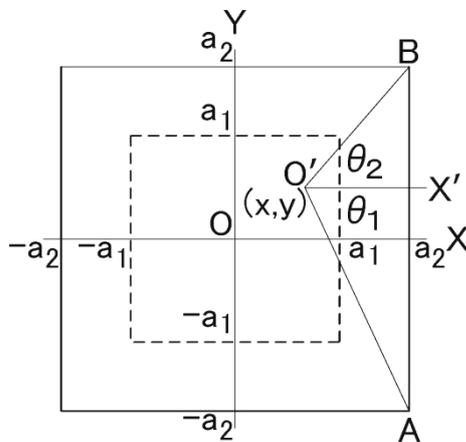


図 A2 平行な正方形平面の座標系

次に平行な二つの正方形で定義される幾何学的因子を求める。図 A2 のような座標系をとると、幾何学的因子 $S\Omega$ は次のように表される。

$$S\Omega = 4 \int_{-a_1}^{a_1} dx \int_{-a_1}^{a_1} dy \int_{\theta_1}^{\theta_2} d\theta \int_0^R \frac{h^2 r dr}{(r^2 + h^2)^2} \quad (A17)$$

$$\theta_1 = -\tan^{-1} \frac{a_2 - y}{a_2 - x} \quad (A18)$$

$$\theta_2 = \tan^{-1} \frac{a_2 - y}{a_2 - x} \quad (A19)$$

$$R = \frac{a_2 - x}{\cos \theta} \quad (A20)$$

(A17)式の r は O' 点を原点とする極座標の動径、

$$S\Omega = 2 \int_{-a_1}^{a_1} dx \int_{-a_1}^{a_1} dy \int_{\theta_1}^{\theta_2} \frac{(a_2 - x)^2}{(a_2 - x)^2 + h^2 \cos^2 \theta} d\theta$$

$$= 2 \int_{-a_1}^{a_1} \frac{a_2 - x}{\sqrt{(a_2 - x)^2 + h^2}} dx \int_{-a_1}^{a_1} \left(\tan^{-1} \frac{a_2 + y}{\sqrt{(a_2 - x)^2 + h^2}} + \tan^{-1} \frac{a_2 - y}{\sqrt{(a_2 - x)^2 + h^2}} \right) dy \quad (A21)$$

θ は方位角であり、 R は、同じ座標系で表した直線 AB の方程式である。(A17)式を順次積

分すれば、(A21)式および以下のようになり、 $S\Omega$ は(A22)式で表される。

$$\begin{aligned}
 S\Omega &= \int_{-a_1}^{a_1} \left[\frac{4(a_2-x)}{\sqrt{(a_2-x)^2+h^2}} \left\{ (a_2+a_1) \tan^{-1} \frac{a_2+a_1}{\sqrt{(a_2-x)^2+h^2}} - (a_2-a_1) \tan^{-1} \frac{a_2-a_1}{\sqrt{(a_2-x)^2+h^2}} \right\} \right. \\
 &\quad \left. + 2(a_2-x) \ln \frac{(a_2-x)^2+(a_2-a_1)^2+h^2}{(a_2-x)^2+(a_2+a_1)^2+h^2} \right] dx \\
 &= 4\sqrt{(a_2+a_1)^2+h^2} \left\{ (a_2+a_1) \tan^{-1} \frac{a_2+a_1}{\sqrt{(a_2+a_1)^2+h^2}} - (a_2-a_1) \tan^{-1} \frac{a_2-a_1}{\sqrt{(a_2+a_1)^2+h^2}} \right\} \\
 &\quad - 4\sqrt{(a_2-a_1)^2+h^2} \left\{ (a_2+a_1) \tan^{-1} \frac{a_2+a_1}{\sqrt{(a_2-a_1)^2+h^2}} - (a_2-a_1) \tan^{-1} \frac{a_2-a_1}{\sqrt{(a_2-a_1)^2+h^2}} \right\} \\
 &\quad + h^2 \ln \frac{2(a_2^2+a_1^2)+h^2}{2(a_2-a_1)^2+h^2} \tag{A22}
 \end{aligned}$$

実際には、検出効率 $\varepsilon(\theta, \phi, E)$ を考慮する必要があるので、(A10)または(A17)式に ε を掛けた積分を、数値シミュレーションまたは、線源を用いた実測によって求める。幾何学的因子が $S\Omega \varepsilon$ ($\text{m}^2 \text{sr}$) の検出器を用いて、 T 秒(s)の間、放射線を計測して、エネルギーが E と $E+dE$ (MeV) の間の粒子が N カウントであった場合の微分フラックス (微分スペクトル) は、 $N/(S\Omega \varepsilon \cdot T \cdot dE)$ となる。単位は、粒子数/ $\text{m}^2/\text{sr}/\text{s}/\text{MeV}$ である。

4. ニュートリノ振動

簡単のために、2種類のニュートリノがあると考え (実際は3種類とその反粒子)。質量の固有値を m_1, m_2 、固有値に対する波動関数を ν_1, ν_2 とする。この固有状態は、2種類のニュートリノ (電子ニュートリノ、 μ 粒子ニュートリノ) の混合状態である。それぞれの固有関数を ν_e, ν_μ とする。混合の割合は、正規化の条件から、 $\cos \theta, \sin \theta$ で表すことができる ($\cos^2 \theta + \sin^2 \theta = 1$)。 θ を混合角という。 ν_1, ν_2 と ν_e, ν_μ は角度 θ だけ回転した直交座標系の各成分と考えることができるので、

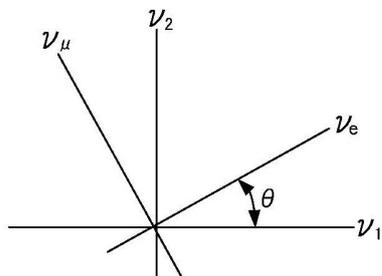


図 A3 固有関数と θ

$$\nu_e = \nu_1 \cos \theta + \nu_2 \sin \theta \tag{A23}$$

$$\nu_\mu = -\nu_1 \sin \theta + \nu_2 \cos \theta \tag{A24}$$

$$\nu_1 = \nu_e \cos \theta - \nu_\mu \sin \theta \tag{A25}$$

$$\nu_2 = \nu_e \sin \theta + \nu_\mu \cos \theta \tag{A26}$$

と表される。 $t=0$ において、電子ニュートリノが発生したとすると、 $t=0$ で $\nu_e(0) = 1, \nu_\mu(0) = 0$ である。

平面波であるとするれば、波動関数の位相の項は、 $j=1$ or

2, i :虚数単位、 p :運動量、 x :位置座標、 E_j :エネルギー、 t :時間、 h :プランク定数として、

$$\nu_j = \nu_j(0) \cdot \exp\{2\pi i(px - E_j t) / h\} \quad (A27)$$

(A27)式のようになる。運動量 p は保存するので、変わらないが、質量に差があるとエネルギーが異なり、時間と共に位相がずれる。これがニュートリノ振動である。(A25)、(A26)式で、 $t = 0$ とおくと、 $\nu_1(0) = \cos \theta$ 、 $\nu_2(0) = \sin \theta$ となるので、 ν_μ は次のようになる。

$$\begin{aligned} \nu_\mu &= -\nu_1(t) \sin \theta + \nu_2(t) \cos \theta \\ &= -\nu_1(0) \sin \theta \exp\{2\pi i(px - E_1 t) / h\} + \nu_2(0) \cos \theta \exp\{2\pi i(px - E_2 t) / h\} \\ &= \cos \theta \sin \theta \left[-\exp\{2\pi i(px - E_1 t) / h\} + \exp\{2\pi i(px - E_2 t) / h\} \right] \end{aligned} \quad (A28)$$

$pc \gg m_j c^2$ (c :光速、 m_j :静止質量)と考えられるので、

$$E_j = \sqrt{p^2 c^2 + m_j^2 c^4} = pc \sqrt{1 + \frac{m_j^2 c^4}{p^2 c^2}} \approx pc + \frac{m_j^2 c^4}{2E} \quad (A29)$$

と近似することができる。電子ニュートリノが μ 粒子ニュートリノに変身する割合 $P(\nu_e \rightarrow \nu_\mu)$ は、(A28)式にその共役複素関数を掛ければよい。

$$\begin{aligned} P(\nu_e \rightarrow \nu_\mu) &= |\nu_\mu(t)|^2 \\ &= \cos \theta \sin \theta \left[-\exp\{2\pi i(px - E_1 t) / h\} + \exp\{2\pi i(px - E_2 t) / h\} \right] \\ &\quad \times \cos \theta \sin \theta \left[-\exp\{-2\pi i(px - E_1 t) / h\} + \exp\{-2\pi i(px - E_2 t) / h\} \right] \\ &= \cos^2 \theta \sin^2 \theta \left[2 - \exp\{2\pi i(E_1 - E_2)t / h\} - \exp\{2\pi i(E_2 - E_1)t / h\} \right] \\ &= 2 \cos^2 \theta \sin^2 \theta \left[1 - \cos\{2\pi(E_2 - E_1)t / h\} \right] \\ &= \sin^2 2\theta \cdot \sin^2 \frac{\pi(E_2 - E_1)t}{h} \end{aligned} \quad (A30)$$

(A29)式を用い、 $L = ct$ 、 $L_0 = 2E h / (\Delta m^2 c^3)$ と置けば以下のようになる。

$$P(\nu_e \rightarrow \nu_\mu) = \sin^2 2\theta \cdot \sin^2 \frac{\pi \Delta m^2 c^4 t}{2Eh} = \sin^2 2\theta \cdot \sin^2 \frac{\pi L}{L_0} \quad (A31)$$

$$L_0 = \frac{2Eh}{\Delta m^2 c^3} = 2.48 \frac{E(\text{MeV})}{\Delta m^2 (\text{eV}^2)} \quad (m) \quad (A32)$$

カムランドでは原子炉ニュートリノ ($\bar{\nu}_e$) の観測から、 θ 、 Δm^2 を求め、太陽ニュートリノの観測結果とあわせて、 $\tan^2 \theta = 0.446 + 0.030, -0.029$ 、 $\Delta m^2 = (7.46 + 0.19, -0.18) \times 10^{-5} \text{eV}^2$ を得た。SNO (7-3-1, B, 145 ページ参照) の結果は、 $\tan^2 \theta = (0.427 + 0.033, -0.29)$ 、 $\Delta m^2 = (5.6 + 1.9, -1.4) \times 10^{-5} \text{eV}^2$ となっている。(θ は θ_{12} 、 Δm は Δm_{21} と表す。)

5. 前置増幅器

放射線検出器の出力インピーダンス (内部抵抗) は大きいので、ケーブル (信号線) で

離れたところにある増幅器などに接続すると信号が減衰したり、雑音が増加したりする。これを防ぐために、検出器にできるだけ近い所に前置増幅器を設置する。フロントエンドと呼ぶこともある。前置増幅器には、入力インピーダンス（入力抵抗）の大きい電圧増幅型と、入力インピーダンスの小さい電流増幅型がある。後者は電荷有感型 (charge sensitive) とも言い、ほとんどはこのタイプである。いずれも増幅器というよりは、インピーダンス

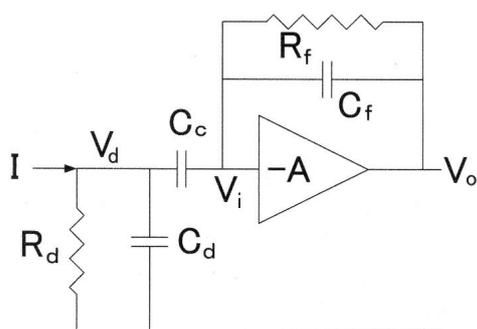


図 A4 前置増幅器の等価回路

変換器または電流—電圧変換器と考えた方がよい。ここでは、電荷有感型について述べておく。図 A4 に示すように電荷有感型の前置増幅器は、ゲイン(利得) $-A$ (負の値は反転増幅器、閉回路ではループゲインという) の増幅器に帰還コンデンサ C_f と帰還抵抗 R_f (C_f の放電抵抗)を接続したものである。前置増幅器の入力回路には雑音の小さい電界効果トランジスタ (FET) が使用されることが多い。図 A4 の左の R_d 、 C_d は検出器の負荷抵抗と配線を含む静電容量である。検出器からの信号のパルス電流 $I(t)$ は等価的に図 A4 の $I \rightarrow$ で与えられる。信号電流は多くの場合、電子であるので、 $I(t)$ の符号は負である。FETは電圧駆動素子であるので、入力インピーダンスは ∞ と考えてよい。従って、出力電圧 V_o は次の連立微分方程式で与えられる。

$$C_d \frac{dV_d}{dt} + \frac{V_d}{R_d} + C_c \left(\frac{dV_d}{dt} - \frac{dV_i}{dt} \right) = I(t) \quad (A33)$$

$$C_c \left(\frac{dV_d}{dt} - \frac{dV_i}{dt} \right) + C_f \left(\frac{dV_o}{dt} - \frac{dV_i}{dt} \right) + \frac{V_o - V_i}{R_f} = 0 \quad (A34)$$

$V_o = -A V_i$ であり、 A は100程度以上の大きい値であるので、 $A = \infty$ とみなせば、(A33)、(A34)式は次のようになる。一般に、 $C_c \gg C_d$ であるので、 C_c に対して C_d を無視してもよい。

$$(C_d + C_c) \frac{dV_d}{dt} + \frac{dV_d}{R_d} = I(t) \quad (A35)$$

$$C_c \frac{dV_d}{dt} + C_f \frac{dV_o}{dt} + \frac{V_o}{R_f} = 0 \quad (A36)$$

$$V_d = a e^{-\alpha t} + e^{-\alpha t} \int \frac{I(t)}{C_d + C_c} e^{\alpha t} dt \quad (A37)$$

$$V_o = a \frac{R_f C_c}{R_d (C_d + C_c) - R_f C_f} e^{-\alpha t} + b e^{-\beta t} + \frac{R_f C_c}{R_d (C_d + C_c) - R_f C_f} e^{-\alpha t} \int \frac{I(t)}{C_d + C_c} e^{\alpha t} dt - \frac{R_d (C_d + C_c)}{R_d (C_d + C_c) - R_f C_f} \frac{C_c}{C_f} e^{-\beta t} \int \frac{I(t)}{C_d + C_c} e^{\beta t} dt \quad (A38)$$

(A37)、(A38)式は(A35)、(A36)式の一般解で、 α 、 β は次の式で与えられる。

$$\alpha = \frac{1}{R_d(C_d + C_c)} \quad \beta = \frac{1}{R_f C_f} \quad (A39)$$

a 、 b は積分定数で、初期条件 ($t = 0$ で $V_a = V_o = 0$) から決まる。(A38)式はパルス電流 $I(t)$ の幅が $R_f C_f$ に比べて十分短ければ、 V_o の最大値が $I(t)$ を積分した電荷を C_f で割った電圧になるので、電荷有感型または積分回路と呼ばれる。 V_o の波形は $I(t)$ の幅の時間で立ち上がり、ほぼ $R_f C_f$ の時定数で減衰して負の電圧まで下がり、 $R_d(C_d + C_c)$ の時定数で $0V$ へ近づく。負の電圧の部分をアンダーシュートまたはサグと言う。

雑音源は、 R_f 、 R_d の熱雑音、検出器が半導体の場合の漏れ電流、FETの雑音である。前置増幅器の帰還回路に含まれる C_d のために、雑音の高周波成分に対するゲインが、大きくなり増幅される。FETの入力容量 C_i も同じ効果となるので、等価雑音電荷の二乗平均は $(C_d + C_i)^2$ に比例する。従って、面積の大きい検出器程 S/N が悪くなる。検出器はピクセル化することが望ましい。CCDが高感度であるのは、ピクセルの静電容量が小さいためである。エネルギー分解能や位置分解能は波形にも影響される。例えば、アンダーシュートに次のパルスが重なると、パルスのピーク電圧は下がる。接続される波形整形回路は、検出器、前置増幅器の特性を考慮して、最適になるように設計されなければならない。

画像観測やシリコントラッカーのような多チャンネル検出器が使われるようになり、前置増幅器からデスクリミネーター、AD変換器まで集積された回路(ASIC)が使用されることが多い。回路のシミュレーションソフトの利用やASICの設計にあたっては、前置増幅器のような基本的な回路の機能をよく理解しておくことが必要である。電子工学では、(A33)、(A34)式をフーリエ変換またはラプラス変換した形で取り扱う。

6. 運動エネルギー E 、運動量 p 、ローレンツ因子 γ 、 $\beta = v/c$ の換算式

$$E = (\gamma - 1)m_0 c^2 = \sqrt{c^2 p^2 + m_0^2 c^4} - m_0 c^2 = \left(\frac{1}{\sqrt{1 - \beta^2}} - 1 \right) m_0 c^2 \quad (A40)$$

$$p = \frac{1}{c} \sqrt{E(E + 2m_0 c^2)} = m_0 c \sqrt{\gamma^2 - 1} = \frac{m_0 c \beta}{\sqrt{1 - \beta^2}} \quad (A41)$$

$$\gamma = \frac{E}{m_0 c^2} + 1 = \frac{1}{m_0 c} \sqrt{p^2 + m_0^2 c^2} = \frac{1}{\sqrt{1 - \beta^2}} \quad (A42)$$

$$\beta = \frac{\sqrt{E(E + 2m_0 c^2)}}{E + m_0 c^2} = \frac{p}{\sqrt{p^2 + m_0^2 c^2}} = \frac{\sqrt{\gamma^2 - 1}}{\gamma} \quad (A43)$$

$$E_t = E + m_0 c^2 = \gamma m_0 c^2 = \sqrt{c^2 p^2 + m_0^2 c^4} = \frac{m_0 c^2}{\sqrt{1 - \beta^2}} \quad (A44)$$

$$= \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \left[E_0 R^2 + \frac{1}{(3-2\alpha)k} \left\{ E_0^{1-\alpha} - 2(1-\alpha)kR \right\}^{(2-\alpha)/(1-\alpha)} \left\{ R + \frac{E_0^{1-\alpha}}{2(2-\alpha)k} \right\} - \frac{E_0^{3-2\alpha}}{2(2-\alpha)(3-2\alpha)k^2} \right] \quad (A52)$$

を用いて、(A51)、(A52)式のようになる。 E_0 ：入射粒子のエネルギー、 α 、 k ：定数、 x ：距離、 Φ ：入射粒子のフラックス、 R ：球の半径、 ρ ：密度である。(A52)式で $R \rightarrow 0$ とすれば、微分形の線量率 dE_p/dm となる。これを(8-1)式の線量の定義と考へてもよいが、物理的な意味は明らかではない。 $2R$ が X_0 (X_0 ：飛程) に比べて十分小さい時には(A53)の第2式で近似できる。 $2R > X_0$ の場合には、(A54) 式のようになる

$$\frac{dE_p}{dm} = \lim_{R \rightarrow 0} D_p(E_0, R) = \frac{\Phi}{\rho} k E_0^\alpha = \frac{\Phi}{\rho} \left(-\frac{dE}{dx} \right)_{E=E_0}, \quad D_p(E_0, R) \approx \frac{\Phi}{\rho} k E_0^\alpha \left(1 - 3\alpha \frac{k E_0^\alpha}{E_0} R \right) \quad (A53)$$

$$D_p(E_0, R) = \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \left\{ E_0 R^2 - \frac{E_0^{3-2\alpha}}{2(2-\alpha)(3-2\alpha)k^2} \right\} \quad (A54)$$

$-dE/dx$ が一つのべき関数で表せない時は、適当なエネルギー区間毎に、べき関数で近似し、これを積分することで、(A52)、(A54)式に対応する式を導くことができる。

2) γ 線の線量率

γ 線のエネルギー損失は、相互作用の二次粒子（電子）による損失である。ここでは光電効果のみと仮定し、簡単のため光電子の放出角を $\theta = 0$ として線量を求める。図 A5 の二次粒子の発生点で発生した電子のエネルギーは、(A50)式で与えられるので、線量は(A51)式と同様に、(A55)式で与えられ、積分変数を変換して、線量率 D_γ は(A56)式のようになる。

$$D_\gamma(E_0, R) = \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \int_0^R 2rdr \int_0^{2\sqrt{R^2-r^2}} \left[E_0 - \left\{ E_0^{1-\alpha} - (1-\alpha)k \left(2\sqrt{R^2-r^2} - y \right) \right\}^{1/(1-\alpha)} \right] \times \exp(-\mu y) \mu dy \quad (A55)$$

$$= \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \int_0^{2R} \left[E_0 - \left\{ E_0^{1-\alpha} - (1-\alpha)kx \right\}^{1/(1-\alpha)} \right] \times \left[\frac{1}{2\mu} \left(x + \frac{1}{\mu} \right) - \frac{1}{2\mu} \left(2R + \frac{1}{\mu} \right) \exp\{-\mu(2R-x)\} \right] \mu dx \quad (A56)$$

Φ ： γ 線フラックス、 R ：球の半径、 ρ ：密度、 E_0 ：光電子のエネルギー＝入射 γ 線のエネルギー、 μ ： γ 線の吸収係数、 α 、 k ：定数である。まず、 $2R > X_0$ の場合の線量率を(A57)、

$$D_\gamma(E_0, R) = \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \int_0^{X_0} \left[E_0 - \left\{ E_0^{1-\alpha} - (1-\alpha)kx \right\}^{1/(1-\alpha)} \right] \times \left[\frac{1}{2\mu} \left(x + \frac{1}{\mu} \right) - \frac{1}{2\mu} \left(2R + \frac{1}{\mu} \right) \exp\{-\mu(2R-x)\} \right] \mu dx$$

$$+ \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \int_{x_0}^{2R} E_0 \left[\frac{1}{2\mu} \left(x + \frac{1}{\mu} \right) - \frac{1}{2\mu} \left(2R + \frac{1}{\mu} \right) \exp\{-\mu(2R-x)\} \right] \mu dx \quad (A57)$$

$$= \frac{3\Phi}{4R^3\rho} \int_0^{x_0} \left[E_0 - \{E_0^{1-\alpha} - (1-\alpha)kx\}^{1/(1-\alpha)} \right] \\ \times \left[\frac{1}{2\mu} \left(x + \frac{1}{\mu} \right) - \frac{1}{2\mu} \left(2R + \frac{1}{\mu} \right) \exp\{-\mu(2R-x)\} \right] \mu dx \\ + \frac{3\Phi}{4R^3\rho} E_0 \left\{ R^2 - \frac{1}{2\mu^2} - \frac{X_0}{2} \left(\frac{X_0}{2} + \frac{1}{\mu} \right) + \frac{1}{\mu} \left(R + \frac{1}{2\mu} \right) \exp\{-\mu(2R-X_0)\} \right\} \quad (A58)$$

(A58)式で示しておく。相互作用が、コンプトン散乱の場合には、平均エネルギーの散乱 γ 線と反跳電子が光電効果と場合と同様に、 $\theta = \phi = 0$ の方向へ放射されるとして、同じような計算をすればよい。必要ならば、三次粒子の相互作用まで、考慮してもよい。

3) 大気中での γ 線線量計測

(A56)式で、 $R \rightarrow 0$ とすれば、微分形式の線量率が以下のようになることがわかる。第2

$$\frac{dQ_\gamma}{dm} = \lim_{R \rightarrow 0} D_\gamma(E_0, R) = 0, \quad D_\gamma(E_0, R) \approx \frac{3\Phi}{4\rho} k E_0^\alpha \mu R \quad (A59)$$

式は、 R が $1/\mu$ に比べて十分小さい場合の近似式である。微分形が0になるということは、大きさを与えなければ線量が定義できないことを示している。これは、 γ 線の相互作用の確率が質量に比例し、二次電子の相互作用が飛跡の長さに依存していて、エネルギー損失が、長さの4次元量になっていることが原因である。線量は照射される物体の大きさによって異なるということになる。大気中の γ 線は大気との相互作用で発生した電子と常に混在している。大気中で γ 線の線量を計測しようとするれば、電子の線量との和が計測されることになり、しかも(A53)、(A59)式に示すように、電子の線量が大きくなる。つまり、 γ 線量というよりは、 γ 線が大気をコンバーターとして発生した電子の線量を計測していることになる。(A56)、(A58)式は真空中の γ 線線量である。実用的には、 γ 線の相互作用により発生した電子と γ 線線量の和を γ 線、X線の線量と呼んでも差支えない。環境放射線量の原因は多くの場合、 γ 線であるが、この場合には空間線量と呼ばれ、 γ 線と電子による線量である。このような理由で、空気を充填した電離箱が考案され、精度よく γ 線（実際には電子）の線量を計測する工夫が行われている。これで測定された γ 線の線量を空気カーマと呼んでいる。(8-1)式および157ページに記述したカーマはこのような理由で用いられている線量である。現在これは最も精度の高い線量計測と考えられ、標準線源の計測に利用されている。しかし、線源のスペクトル

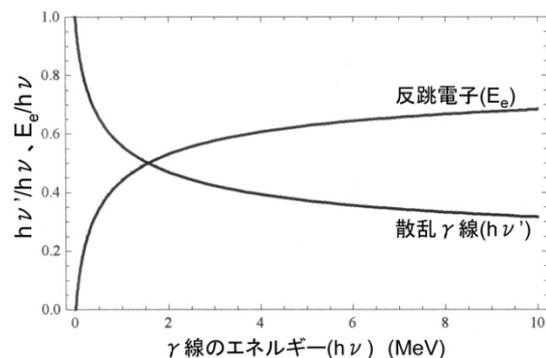


図 A6 コンプトン散乱の平均エネルギー

および電離箱の有感部の大きさが規定されていない点は問題である。空気中の電子および γ 線は連続スペクトルであるが、全エネルギーにわたって、適切な感度を持つ電離箱はない。空気中でない月面や火星では月面カーマや火星カーマが必要となる。また地面から出て来る γ 線に対しても土壌カーマが必要である。空気電離箱は、電子の空気中での飛程から、せいぜい200keVまでしか測定することができない。これ以上の γ 線については、様々な厚さの球殻状のグラフィト電離箱が使用されている。グラフィトをコンバーターとした電離箱で、この結果を空気に換算して空気カーマとしている。

入射する電子のスペクトルは、光電効果によるとすれば、球の表面から飛程 X_0 以内の電子が表面に達した時のスペクトルを求めればよい。(A50)式の x を $X_0 - x$ で置き換え、(A60)式とし、これを用いて電子のスペクトル F_e は(A61)式のようになる。

$$x = X_0 - \frac{E_0^{1-\alpha} - E^{1-\alpha}}{(1-\alpha)k} \quad (A60)$$

$$F_e = \Phi \exp\{-\mu(x - X_0)\} \mu dx = \Phi \exp\left\{\mu \frac{E_0^{1-\alpha} - E^{1-\alpha}}{(1-\alpha)k}\right\} \frac{\mu dE}{kE^\alpha} \quad (A61)$$

相互作用が、コンプトン散乱であれば、 E_0 の代わりに反跳電子の平均エネルギー E_e (図 A6)を用いればよい。電子による線量は(A52)、(A54)式において、 $E_0 \rightarrow E$ 、 $\Phi \rightarrow F_e$ 、と置き換え、

$$D_{\gamma e}(E_0, R) = \frac{3\Phi}{4R^3 \rho} \int_{E'}^{E_0} \left[ER^2 + \frac{1}{(3-2\alpha)k} \left\{ E^{1-\alpha} - 2(1-\alpha)kR \right\}^{(2-\alpha)/(1-\alpha)} \left\{ R + \frac{E^{1-\alpha}}{2(2-\alpha)k} \right\} - \frac{E^{3-2\alpha}}{4(2-\alpha)(3-2\alpha)k^2} \right] \exp\left\{\mu \frac{E_0^{1-\alpha} - E^{1-\alpha}}{(1-\alpha)k}\right\} \frac{1}{kE^\alpha} \mu dE \\ + \frac{3\Phi}{4R^3 \rho} \int_0^{E'} \left\{ ER^2 - \frac{E^{3-2\alpha}}{2(2-\alpha)(3-2\alpha)k^2} \right\} \exp\left\{\mu \frac{E_0^{1-\alpha} - E^{1-\alpha}}{(1-\alpha)k}\right\} \frac{1}{kE^\alpha} \mu dE \quad (A62)$$

$$E' = \{2(1-\alpha)kR\}^{1/(1-\alpha)} \quad (A63)$$

0 から E_0 まで積分すればよい。(A59)式に相当する微分形及び近似式は以下のようになる。

$$\frac{dQ_{\gamma e}}{dm} = \lim_{R \rightarrow 0} D_{\gamma e}(E_0, R) = \frac{\Phi}{\rho} \int_{E'}^{E_0} \exp\left\{\mu \frac{E_0^{1-\alpha} - E^{1-\alpha}}{(1-\alpha)k}\right\} \mu dE \quad (A64)$$

$$D_{\gamma e}(E_0, R) \approx \frac{\Phi}{\rho} \int_{E'}^{E_0} \left[\left(1 - 3\alpha \frac{kE^\alpha}{E} R\right) \exp\left\{\mu \frac{E_0^{1-\alpha} - E^{1-\alpha}}{(1-\alpha)k}\right\} \right] \mu dE + \frac{3\Phi}{4\rho} kE_0^\alpha \mu R \quad (A65)$$

(A62)または、(A62)に(A56)および(A58)を加えたものが空気カーマとなる。カーマによる線量計測は、空気電離箱の有感部の体積の定義が明確でないので、電子、 γ 線を別々に計測するか、またはそれぞれのフラックスから計算で求めるのがよいと思われる。以上のモデルは、光電効果、コンプトン散乱などによる放射の方向分布を考慮していないので、定量的にはファクター2程度以下の誤りがあると思われるが、 $R \rightarrow 0$ の値、線量の R 依存性

および $-dE/dx$ 依存性は正しく示されている。もし線量を微分形または微分形に近い微小体積で定義するならば、(A53)、(A59)、(A64)、(A65)式から、簡単に求めることができる。環境などの線量表示は、粒子の種類とエネルギースペクトルで行うことが望ましい。線量への変換は、目的とする対象（細胞、遺伝子、トランジスターなど）ごとに、計算するのが適切であろう。

なお、200keV以上の γ については、様々な壁厚のグラファイト壁の球形空気電離箱が使用されているが、これについても、同じような計算を行って、方法の確かさを確認する必要がある。

9. 観測の役に立つ資料のあるウェブサイト

原子核データ	http://www.ndc.tokai.jaeri.go.jp http://t2.lanl.gov http://www.nndc.bnl.gov/index.jsp
阻止能、飛程表	http://www.nist.gov/pml/data/star/index.cfm
X、 γ 線相互作用断面積	http://www.nist.gov/physlab/data/xcom/index.cfm
中性子相互作用断面積	http://atom.karee.re.kr/cgi-bin/endlplot.pl
素粒子データ	http://ccwww.kek.jp/pdg/
原子、分子データ	http://physics.nist.gov/PhysRefData/contents.html
宇宙空間物理データ	http://nssde.gsfc.nasa.gov/space/model/
放射線帯モデル	http://modelweb.gsfc.nasa.gov/models/trap.html https://creme.isde.vanderbilt.edu/
宇宙放射線観測データ速報	http://www.ngdc.noaa.gov/stp/satellite/goes/index.html http://helios.gsfc.nasa.gov/weather.html http://space.rice.edu/ISTP/#Models http://swc.nict.go.jp/index-j.html http://sees.tksc.jaxa.jp (登録)
天文電報 (γ 線粒子線を含む)	http://cfa-www.harvard.edu/iauc/RecentIAUCs.html (有料) http://www.astromerstelegram.org
γ 線バーストの速報	http://gcn.gsfc.nasa.gov/

参考文献

基礎物理学、放射線計測、宇宙環境

- (1) S. Hayakawa, *Cosmic-Ray Physics*, Wiley-Interscience John Wiley & Sons, New York, 1969.
- (2) 小田 稔、宇宙線（改訂版）、裳華房、東京、1972.
- (3) G. B. Rybicki and A. P. Lightman, *Radiative Processes in Astrophysics*, J. Wiley & Sons, New York, 1979.
- (4) K. R. Lang, *Astrophysical Formulae*, Springer-Verlag, New York, 1980.
- (5) Martin V. Zombeck, *High Energy Astrophysics Handbook*, Cambridge University Press, London, 1982.
- (6) 西村 純編集、宇宙放射線 実験物理学講座、共立出版、東京、1986.
- (7) 菊池 健、原子物理学、共立物理学講座、共立出版、東京、1992.
- (8) M. S. Longair, *High Energy Astrophysics*, 3rd edition, Cambridge Univ. Press, 2011.
- (9) 高原文郎、宇宙物理学、朝倉書店、東京、1999.
- (10) 加藤貞幸、放射線計測、培風館、東京、1998.
- (11) G. F. Knoll, 阪井、木村訳、放射線計測ハンドブック、日刊工業新聞社、東京、2001.
- (12) 中村尚司 放射線物理と加速器安全の工学、地人書館、東京、2001.
- (13) 大林辰蔵、宇宙空間物理学、裳華房、東京、1976.
- (14) A. C. Tribble, *The Space Environment*, Princeton Univ. Press, 1995.
- (15) 丸橋克英、恩藤忠典 編著、宇宙環境科学、オーム社、東京、2000.

銀河宇宙線（高エネルギー宇宙線）

- (16) J. J. Engelmann, P. Ferrando, A. Soutoul et al, Charge composition and energy spectra of cosmic-ray nuclei for elements from Be to Ni. *Results from HEAO-3-C2*, *Astron. Astrophys.* 233, 96-111, 1990.
- (17) K. Asakimori, T. H. Burnett, M. L. Cherry et al., *Cosmic-ray Proton and Helium Spectra: Results from JACEE Experiment*, *Astrophys. J.* 502, 278-283, 1998.
- (18) M. V. S. Rao and B. V. Sreekantan, *Extensive Air Showers*, World Scientific, Singapore, 1998.
- (19) 鳥居祥二、槇野文命、宇宙ステーションからの宇宙線観測、*日本物理学会誌*、56, 8-16, 2001.
- (20) 小林 正、古森良志子、他、高エネルギー宇宙線一次電子と大気 γ 線の観測、*宇宙科学研究所報告 特集 44号*、99-125、2002.
- (21) J. H. Boyer, B. C. Knapp, E. J. Mannel, and M. Seman, *FADC-based DAQ for*

- HiRes Fly's Eye, Nucl. Instr. and Meth. A 482, 457-474, 2002.
- (22) J. T. Link, L. M. Barbier, W. R. Binns, et al., Measurements of the Ultra-Heavy Galactic Cosmic-Ray Abundance between $Z=30$ and $Z=40$ with the TIGER Instrument, Proc. of The 28th International Cosmic Ray Conference in Tsukuba, 1-4, Universal Acad. Press Inc. Tokyo, 2003.
- (23) M. Furukawa, V. I. Galkin, M. Hareyama, et al., Primary Proton and Helium Spectra Observed by BUNJOB Collaboration, Proc. of 28th International Cosmic Ray Conf. in Tsukuba, 1837-1840, Universal Acad. Press Inc. Tokyo, 2003.
- (24) T. G. Guzik, J. H. Adams, H. S. Ahn, et al., The ATIC Long Duration Balloon Project, Adv. Space Res. 33, 1763-1770, 2004.
- (25) J. Abraham, M. Aglietta, I. C. Auguirre et al., Properties and performance of the prototype instrument for the Pierre Auger Observatory, Nucl. Instr. Meth. A 523 50-95, 2004.
- (26) G. Aielli, R. Assiro, C. Bacci et al., Layout and Performance of RPCs used in the ARGO-YBJ Experiment, Nucl. Instr. & Meth. A 562 92-96, 2006.
- (27) H. S. Ahn, P. Allison, M. G. Bagliesi et al., The Cosmic Ray Energetics And Mass (CREAM) Instrument, Nucl. Instr. Meth. A579(3), 1034-1053, 2007.
- (28) M. Ave, P. J. Boyle, M. Gahbauer et al., Composition of primary cosmic-ray nuclei at high energies, Astrophys. J. 678, 262-273, 2008. (TRACER)
- (29) J. Chang, J. H. Adams, H. S. Ahn et al., An excess of cosmic ray electrons at energies of 300-800 GeV, Nature 456, 362-365, 2008.
- (30) F. Aharonian, A. G. Akhperjanian, G. Anton, et al., Probing the ATIC peak in the cosmic-ray electron spectrum with H.E.S.S. Astron. Astrophys. 508(2) 561-564, 2009.
- (31) T. Ebisuzaki, H. Mase, Y. Takizawa et al., The JEM-EUSO Mission, Proc. of XVI International Symposium on Very High Energy Cosmic Ray Interactions, ISVHECRI 2010, Batavia, IL, USA (28 June -2 July 2010).
- (32) H. Sagawa, Y. Kawasaki, T. Sako, M. Takeda and Y. Tsunesada (eds.), International Symposium on the Recent Progress of Ultra-High Energy Cosmic Ray Observation, AIP Conf. Proc. Vol. 1367, 2010.
- (33) S. Torii, N. Hasebe, K. Kasahara et al., CALET — CALorimetric Electron Telescope, <http://www.calet.rise.waseda.ac.jp/index.php/en/whats-calet/> 2010.
- (34) 佐川宏行、テレスコープアレイ(TA)実験の研究紹介、ICRR ニュース No.73、6-12、東京大学宇宙線研究所、2010.9.30.
- (35) M. Ackermann, M. Ajello, A. Allafort et al., Measurement of separate cosmic-ray electron and positron spectra with the Fermi Large Area Telescope,

arXiv:1109.0521v1 [astro-ph.HE] 2 Sep 2011.

- (36) D. Zavrtanik for the Pierre Auger Collaboration, Results from the Pierre Auger Observatory, Nucl. Instr. Meth. A 630, 166-170, 2011 and references therein.
- (37) D. Borla Tridon, P. Colin, L. Cossio et al., Measurement of the cosmic electron plus positron spectrum with the MAGIC telescope, Proc. 32nd ICRC, Beijing, 2011.

銀河宇宙線（低エネルギー宇宙線）、太陽高エネルギー粒子(SEP)

- (38) E. C. Stone, R. E. Vogt et al., Cosmic Ray Investigation for the Voyager Missions: Energetic Particle Studies in the Outer Heliosphere and beyond, Space Sci. Rev. 21, 355-376, 1977.
- (39) K. W. Ogilvie, A. C. Dumey, T. von Rosenvinge, Descriptions of experimental investigations and instruments for the ISEE spacecraft, IEEE Trans. on Geosci. electron. GE-16, No. 3, July 1978, and references therein.
- (40) J. A. Simpson, et al., The Ulysses Cosmic ray and solar particle investigation, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 92 365, 1992.
- (41) T. Doke, M. Fujii, et al., The energetic particle spectrometer HEP onboard the Geotail Spacecraft, J. Geomag. Geoelectr. 46, 713-733, 1994.
- (42) T. T. von Rosenvinge, L. M. Barbier, et al., The Energetic Particles: Acceleration, Composition, and Transport (EPACT) Experiment on the Wind Spacecraft, Space Sci. Rev., 71, 155, 1995.
- (43) B. Heber, V. Bothmer, W. Dröge, et al., Latitude Distribution of >106 MeV Protons and its Relation to the Ambient Solar Wind in the inner Southern and Northern Heliosphere: Ulysses COSPIN/KET Results, J. Geophys. Res. 103, A3 4809-4816, 1998.
- (44) J. C. Stone, A. M. Frandsen, et al., The Advanced Composition Explorer, Space Sci. Rev. 86, 1, 1998, and references there-in.
- (45) E. C. Stone, C. M. S. Cohen, W. R. Cook, et al., The Cosmic Ray Isotope Spectrometer for the Advanced Composition Explorer, Space Sci. Rev. 86, 285-356, 1998.
- (46) M. E. Wiedenbeck, N. E. Yanasak, A. C. Cummings, et al., The Origin of Primary Cosmic Rays : Constraints from ACE Elemental and Isotopic Composition Observations, in The Astrophysics of Galactic Cosmic Rays, eds. R. Diehl, E. Parizot, R. Kallenbach, and R. von Steiger, Kluwer Academic Publishers, Space Sci. Rev. Vol. 99 No.1-4, 15-26, 2001.
- (47) M. Aguilar, J. Alcaraz, J. Allaby et al., The Alpha Magnetic Spectrometer (AMS) on the International Space Station, Part I Results from the test flight on the Space

- Shuttle, Physics Report 366, 331-405, 2002.
- (48) D. V. Reames and C. K. Ng, Heavy-Element Abundance in Solar Energetic Particle Events, *Astrophys. J.* 610, 510-522, 2004.
- (49a) R. B. Decker, S. M. Krimigis, E. C. Roelof, et al., Voyager 1 in the Foreshock, Termination Shock, and Heliosheath, *Science* 309, 2020-2024, 2005.
- (49b) E. C. Stone, A. C. Cummings, F. B. McDonald, et al., An asymmetric solar wind termination shock, *Nature* 454, 71-74, 2008.
- (50) A. Kounie, Status of the AMS Experiment, XVI International Symposium on Very High Energy Cosmic Ray Interactions, ISVHECRI 2010, Batavia, IL, USA (28 June – 2 July 2010) C117.
- (51) M. Maksimovic, N. Meyer-Vernet, M. Moncuquet and F. Pantellini (eds.), Twelfth International Solar Wind Conference, AIP Conf. Proc. Vol. 1216, 2010.
- (52) K. Abe, H. Fukue, S. Haino et al., Measurement of cosmic-ray antiproton spectrum at solar minimum with long-duration balloon flight in Antarctica, *Phys. Rev. Lett.*, 108, 051102, 2012. arXiv:1109.4743v2 [astro-ph.HE] 18 Oct 2011.
- (53) J. Wu on behalf of the PAMELA collaboration, Measurements of cosmic-ray antiproton with PAMELA, *Astrophys. Space Sci. Trans.* 7, 225-228, 2011.

太陽 X 線及び γ 線、太陽中性子の観測

- (54) D. J. Forrest, E. L. Chupp, J. M. Ryan et al., The Gamma-Ray Spectrometer (GRS) for the Solar Maximum Mission, *Solar Phys.* 65, 15-23, 1980.
- (55) H. Frank van Beek, Peter Hoyng and Bill Lafleur, The hard X-ray imaging spectrometer (HXIS), *Solar Phys.* 65 39-52, 1980.
- (56) Y. Tanaka, Introduction to Hinotori, *Solar Phys.* 86, 3-6, 1983.
- (57) Y. Ogawara, T. Takano, T. Kato et al., The Solar-A Mission: An Overview, *Solar Phys.* 136(1), 1-16, 1991.
- (58) T. Kosugi, K. Makishima, T. Murakami, et al., The hard X-ray telescope (HXT) for the Solar-A mission, *Solar phys.* 136, 17-36, 1991.
- (59) S. Tsuneta, L. Acton, L. Buruner, et al., The soft X-ray telescope for the Solar-A mission, *Solar Phys.*, 136 37-67, 1991.
- (60) R. P. Lin, B. R. Dennis, G. J. Hurford, et al., The Reuven Ramaty High-energy Solar Spectroscopic Imager, *Solar Phys.* 210, 3-32, 2002. and references therein.
- (61) R. Kano, et al., Solar-B X-ray Telescope (XRT), the Solar-B Mission and the fore-front of solar physics, ASP Conf. series Vol. 29, No.12, 2009S, 2004.
- (62) S. M. Hill, V. J. Pizzo, C. C. Balch, et al., The NOAA GOES-12 Solar X-ray Imager (SXI) 1. Instrument, Operations and Data, *Solar Phys.* 226, 255-281, 2005.

- (63) 渡邊恭子、太陽中性子観測による太陽フレア現象における粒子加速機構の研究、天文月報 99、249-258, 2006. および引用の論文.
- (64) W. C. Feldman et al., Evidence for extended acceleration of solar flare ions from 1-8 MeV solar neutrons detected with the MESSENGER Neutron Spectrometer, *J. Geophys. Res.* 115, A01102 (2010), doi:10.1029/2009JA01435.
- (65) N. Agueda, S. Krucker, R. P. Lin et al., On the Near-Earth Observation of Protons and Electrons from the Decay of Low-energy Solar Flare Neutrons, *Astrophys. J.* 737, 53, 2011.

放射線帯粒子の観測

- (66) A. C. Rester, Jr., J. I. Trombka, (eds). High-energy Radiation Background in Space, Sanibel Is. FL. 3-4, Nov. 1987, AIP Conf. Proc. Vol.186, 1989.
- (67) G. M. Mason, D. N. Baker, J. B. Blake et al., An overview of the Solar, Anomalous, and Magnetospheric Particles Explorer (SAMPEX) Mission, *IEEE Trans. Geosci. and Remote Sens.*, 31, 531-541, 1993. and reference therein.
- (68) M. D. Violet, K. Lynch, R. Redus, et al., Proton Telescope (Protel) on the CRRES Spacecraft, *IEEE Trans. Nucl. Sci.* Vol.40, No.2, 242-245, 1993.
- (69) T. Kohno, H. Miyasaka, I. Yamagiwa et al., Heavy ion observation with MIDORI satellite: trapped ACR, *Rad. Meas.* 30, 639-644, 1999.
- (70) S. N. Virani, R. Mueller-Mellin, P. P. Plucinsky, et al., The Chandra X-ray observatory's radiation environment and the AP-8/AE-8 Model, astro-ph/0004177 v1 13 Apr 2000.
- (71) Fiandrini, G. Esposito, B. Bertucci et al., Leptons with $E > 200$ MeV trapped in the Earth's radiation belts, *E. J. Geophys. Res.* 107, A6 1067-1076, 2002.
- (72) 宇宙放射線編集委員会、宇宙放射線 ～つばさ衛星 (MDS-1) ～ 特集号、宇宙放射線、Vol.4、No.2、2004.
- (73) E. Fiandrini et al., Leptons with $E > 200$ -MeV trapped in the earth's radiation belt, *J. Geophys. Res.* 107, A6, 10, 2002.
- (74) Fiandrini et al., Leptons with $E > 200$ -MeV trapped near the South Atlantic Anomaly, *J. Geophys. Res.* 108, A11, 1402, 2003.
- (75) 高木俊治、鈴木大晋、中村尚司、「あけぼの」で観測された放射線帯粒子の長期変動、宇宙研報告 127 号、2003 年 9 月、宇宙科学研究所.
- (76) E. Fiandrini et al., Protons with kinetic Energy $E > 70$ MeV trapped in the earth's radiation belts, *J. Geophys. Res.* 109, A10214, 2004.
- (77) M. Walt, Introduction to Geomagnetically Trapped Radiation, Cambridge Univ. Press, Cambridge, 2005.

- (78) 片岡龍峰、三好由純、放射線帯の天気予報、天文月報、99、675-681、2006.
- (79) H.D.R. Evans, P. Buhler, W. Hajdas, E. J.Daly et al., Results from ESA SREM monitors and comparison with existing radiation belt models, *Adv. in Space Res.*42, 1527-1537, 2008.
- (80) Adriani, G. Barbarino, G. A. Bazilevskaya et al., Measurement of quasi-trapped electron and positron fluxes with PAMELA, *J. Geophys. Res.* 114, A12218, 2009.
- (81) O. Adriani, G. C. Barbarino, G. A. Bazilevskaya, et al., The discovery of geomagnetically trapped cosmic-ray antiprotons, *Astrophys. J. Lett.* 737(2), L29, 2011. arXiv:1107.4882v1 [astro-ph.HE] 25 July 2011.

宇宙 X 線の観測

- (82) M. Oda, High-Resolution X-Ray Collimator with Broad Field of View for Astronomical Use, *Appl. Opt.* 4(1), 143-143, 1965.
- (83) S. Hayakawa, T. Kato, F. Makino, H. Ogawa, Y. Tanaka and K. Yamashita, Polypropylene-Window Proportional Counter for the Cosmic Soft X-ray Measurement, *Jpn J. Appl. Phys.* 9(5), 542-546, 1970.
- (84) R. Giacconi, E. Kellogg, P. Gorenstein et al., An X-ray scan of the Galactic plane from Uhuru, *Astrophys. J.* 165, L27-L35, 1971.
- (85) R. Miller, G. Austin, D. Koch et al., The High Energy Astronomy Observatory X-ray telescope, *IEEE Trans. Nucl. Sci.* NS-25, 422-429, 1978.
- (86) E. E. Fenimore and T. M. Cannon, Coded Aperture Imaging with Uniformly redundant Arrays, *Appl. Optics* 17, No.3, 337, 1978.
- (87) H. Inoue, K. Koyama, M. Matsuoka, T. Ohashi, Y. Tanaka, and H. Tsunemi, Properties of Gas Scintillation Proportional Counter for Soft X-rays, *Nucl. Instr. Meth.* 157(3), 295-300, 1978.
- (88) R. Giacconi, G. Branduardi, U. Briel, et al., The Einstein (HEAO-2) X-ray Observatory, *Astrophys. J.* 230, 540-550, 1979.
- (89) Y. Tanaka, M. Fujii, H. Inoue, et al., X-ray astronomy satellite Tenma, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 36, 641, 1984.
- (90) K. Koyama, T. Ikegami, H. Inoue et al., Performance Verification of Gas Scintillation Proportional Counters on board Tenma, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 36, 659-666, 1984.
- (91) J. Trümper, ROSAT, *Physica Scripta*, T7, 209-215, 1984.
- (92) F. Makino and Astro C Team, X-ray Astronomy Satellite Astro C, *Astrophys. Lett. and Com.* 25, 223, 1987.
- (93) M. J. L. Turner, H. D. Thomas, B. E. Patchett, et al., The Large Area Counter on

- Ginga, Publ. Astron. Soc. Japan, 41, 345-372, 1989.
- (94) H. V. Bradt, R. E. Rothschild and J. H. Swank, X-ray timing explorer mission, ,
Astron. & Astrophys. Suppl. Ser. 97 355-360, 1993.
- (95) Y. Tanaka, H. Inoue, and S. Holt, X-ray Astronomy Satellite ASCA, Publ. Astron.
Soc. Japan, 46, L37, 1994.
- (96) D. de Chambure, R. Laine, K. van Katwijk, et al., Producing X-ray mirrors for
ESA's XMM spacecraft, ESA Bulletin, No.89 1997.
- (97) J. K. Davies, Astronomy from space, John Wiley & Sons, New York, 1997.
- (98) G. Boella, R. C. Butler, G. C. Perola et al., BeppoSAX, the wide band mission for
X-ray astronomy, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 122, 299, 1997.
- (99) Special Letters Issue on: First Science with XMM-Newton, Astron. Astrophys. 365,
1, 2001.
- (100) M. C. Weisskopf, B. Brinkman, C. Canizares, et al., An Overview of the
Performance and Scientific Results from the Chandra X-ray Observatory, Publ.
Astron. Soc. Pacific, 114, 1-24, 2002.
- (101a) 満田和久、熱量計測を応用した光子検出器、熱測定、28, 82-91, 2002.
- (101b) 江副祐一郎、篠崎慶亮、竹井 洋、進化する X 線マイクロカロリメーター—精密 X
線分光で解き明かす宇宙の大規模構造、日本物理学会誌 Vol.64, No.8, 611-618, 2009.
- (102) F. P. S. Paerels and S. M. Kahn, High-Resolution X-ray Spectroscopy with
Chandra and XMM-Newton, Rev. Astron. Astrophys. 41, 291-342, 2003.
- (103) 槇野文命、科学衛星と宇宙ステーション、岩波講座物理の世界、岩波書店、東京、2004.
- (104) Special Issue : First Results from Suzaku, Publ. Astron. Soc. Japan, 59, No. SP1,
2007.
- (105) M. Matsuoka, K. Kawasaki, S. Ueno et al. MAXI Mission on the ISS: Science and
Instruments for Monitoring All-sky X-ray Image, Jpn. J. Appl. Phys. 61, 999-1010,
2009.
- (106) ASTRO-H チーム、第 26 号科学衛星(ASTRO-H)プロジェクト、JAXA、2010 年 1 月
5 日。
- (107) H. Tomida, H. Tsunemi, M. Kimura et al., Solid-state Slit Camera (SSC) Aboard
MAXI, Publ. Astron. Soc. Jpn, 63(2), 407-415, 2011.

X 線の偏光観測

- (108) M. C. Weisskopf, G. G. Cohen, H. L. Kestenbaum et al., Measurement of X-ray
polarization of the Crab nebula, Astrophys. J. 208, L125-L128, 1976.
- (109) F. Sauli, Progress with the gas electron multiplier, Nucl. Instr. Meth. A 522, 93-98,
2004.

- (110) A. J. Dean, D. J. Clark, J. B. Stephen et al., Polarized gamma-ray emission from the Crab, *Science* 321, 1183-1185, 2008、及び P. Laurent, J. Rodoriguez, J. Wilms et al., Polarized Gamma-Ray Emission from the Galactic Black Hole Cygnus X-1, *Science* 332, 438-439, 2011
- (111) T. Kamae, V. Andersson, M. Arimoto, et al., PoGOLite-A high sensitivity balloon-borne soft gamma-ray polarimeter, *Astroparticle Phys.* 30, 72-84, 2008.
- (112) K. Jahoda, The Gravity and Extreme Magnetism Small Explorer, *Proc. SPIE* 7732, 77320W 2010. doi:10.1117/12.857439.
- (113) J. K. Black, P. Deines-Jones, K. Jahoda et al., The GEMS photoelectric X-ray Polarimeters, *Proc. SPIE* 7732, 77320X, 2010. doi:10.1117/12.857736.
- (114) R. Mutel, BRP Instrument description,
<http://astro.physics.uiowa.edu/~www/brp-instrument-description.html> 2011.

高エネルギー γ 線の観測

- (115) G. F. Bignami, G. Boella, J. J. Berger et al., The COS-B Experiment for Gamma-Ray Observatory, *Space Sci. Instr.*, 1, 245-268, 1975.
- (116) C. E. Fichtel, R. C. Hertman, D. A. Kniffen et al., High energy gamma-ray results from the Second Small Astronomy Satellite (SAS-2), *Astrophys. J.* 198, 163-182, 1975.
- (117) D. J. Thompson, D. L. Bertsch, C. E. Fichtel, et al., Calibration of the Energetic Gamma-ray Experiment Telescope (EGRET) for the Compton Gamma-ray Observatory, *Astrophys. J. Suppl.*, 86, 629-656, 1993.
- (118) C. E. Fichtel and J. I. Trombka, *Gamma-Ray Astrophysics*, NASA Reference Publication 1386, NASA GSFC, 1997.
- (119) T. C. Weekes, H. Badran, S. D. Biller et al., VERITAS: the Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System, *arXiv:astro-ph/0108478v1* 29 Aug 2001.
- (120) F. A. Aharonian, *Very High Energy Cosmic Gamma Radiation*, World Scientific, New Jersey, 2004.
- (121) 木舟 正、宇宙高エネルギー粒子の物理学、培風館、東京、2004.
- (122) H. Kubo, A. Asahara, G. V. Bicknell et al., Status of the CANGAROO-III Project, *New Astron. Rev.* 48, 323-329, 2004.
- (123) G. Hermann, *TeV Gamma-Ray Astronomy H.E.S.S. and beyond*
http://pml.web.psi.ch/referenten/hermann_german.pdf 2007.
- (124) The MAGIC Telescopes, <http://magic.mppmu.mpg.de/magic/index.html> 2009.
- (125) M. Tavani, G. Barbiellini, A. Argan et al., The AGILE Mission, *Astron. Astrophys.* 502, 995-1013, 2009.

- (126a) W. B. Atwood, A. A. Abdo, M. Ackermann, et al., The Large Area Telescope on the Fermi Gamma-ray Space Telescope Mission, *Astrophys. J.* 697, 1071-1102, 2009.
- (126b) 釜江常好、田島宏康、深沢泰司、フェルミ・ガンマ線宇宙望遠鏡の初期成果、日本物理学会誌 Vol.65 No.3, 163-171, 2010.

軟 γ 線、硬X線の観測

- (127) W. A. Mahoney, J. C. Ling, R. M. Jacobson et al., The HEAO-3 gamma-ray spectrometer, *Nucl. Instr. Meth.* 178(2-3), 363-381, 1980.
- (128) V. Schönfelder, H. Aarts, K. Bennett, et al., Instrument Description and Performance of the Imaging Gamma-ray Telescope COMPTEL aboard Compton Gamma-ray Observatory, *Astrophys. J. Suppl.* 86, 657-692, 1993.
- (129) W. N. Johnson, R. L. Kinzer, J. D. Kurfess, et al, The Oriented Scintillation Spectrometer Experiment: Instrument Description, *Astrophys. J. Suppl.* , 86, 693-712, 1993.
- (130) D. E. Gruber, P. R. Blanco, W. A. Heindl, et al., The high energy X-ray timing experiment on XTE, *Astron. Astrophys. Suppl.* 120, 541-544, 1996.
- (131) The Special Letters Issue of INTEGRAL, *Astron. Astrophys.* 411, 1, 2003.
- (132) W. V. Boynton, W. C. Feldman, I. G. Mitoronov, et al., The Mars Odyssey Gamma-ray Spectrometer Instrument Suite, *Space Sci. Rev.* 110, No1-2, 37-83, 2004.
- (133) T. Takahashi, K. Abe, M. Endo et al., Hard X-ray Detector (HDX) on Board Suzaku, *Publ. Astron. Soc. Japan*, 59, S35-S51, 2007.
- (134) 長谷部信行、山下直之、里帰りした「かぐや」の見たもの、日本物理学会誌、67巻2号、78-85, 2012年.
- (135) F. A. Harrison, S. Boggs, F. Christensen et al., The Nuclear Spectroscopic Telescope Array (NuSTAR), arXiv:1008.1362v1 [astro-ph.IM] 7 Aug 2010.
- (136) R. Diehl, M. G. Lang, P. Martin et al., Radioactive ^{26}Al from the Scorpius-Centaurus Association, *Astron. Astrophys.* 522, A51, 2010. arXiv:1007.4462v1 [astro-ph.HE] 26 Jul 2010.

γ 線バーストの観測

- (137) E. Costa, F. Frontera, D. Dal Fiume et al., The gamma-ray bursts monitor onboard SAX, *Adv. Space Res.* 22(7), 1129-1132, 1998.
- (138) Y. Shirasaki, N. Kawai, A. Yoshida et al., Design and performance of the Wide-Field X-ray Monitor on board the High Energy Transient Explore 2, *Publ.*

Astron. Soc. Japan, 55, 1033-1049, 2003.

- (139) M. Feroci, E. Costa, E. Del Monte, et al., Monitoring the hard X-ray sky with Super-AGILE, *Astron. Astrophys.* 510, A9, 2010.
- (140) C. Meegan, G. Licht, P. N. Bhat et al., The Fermi Gamma-ray Burst Monitor, *Astrophys. J.* 702, 791-804, 2009.
- (141) P. Romano, Swift: the science across the rainbow, Mission Overview and Highlights of Results, Societe Astronomica Italiana, Memories of the Italian Astronomical Society Vol.79, arXiv:1010.2206v2 [astro-ph.HE] 13 Oct 2010.
- (142) J. Paul, J. Wei, S. Basa, S. Zhang, The Chinese-French SVOM mission for gamma-ray burst study, arXiv:1104.0606v1 [astro-ph.HE] 4 Apr 2011.

ニュートリノの観測

- (143) E. N. Alekseev et al., The Baksan Underground Scintillation Telescope, *Bull. Russ. Acad. Sci. Phys.* 44 No. 3144, 1980.
- (144) 長島順清、ニュートリノの謎、サイエンス社、東京、1982.
- (145) K. Hirata et al., Observation of Neutrino Burst from the Supernova SN1987, *Phys. Rev. Lett.* 58, 1490-1493, 1987.
- (146) J. N. Bahcall, Neutrino Astrophysics, Cambridge Univ. Press, New York, 1989.
- (147) P. Anelmann, N. Hampel, G. Heusser, et al., Solar Neutrino Observed by GALLEX, *Phys. Lett. B*285, 376-389, 1992.
- (148) M. Ambrosio, R. Antolini, R. Assiro, et al., The MACRO detector at Gran Sasso, *Nucl. Instr. Meth. A*486, 663-707, 2002.
- (149) B. T. Cleveland, T. Daily, R. Davis, Jr., et al., Measurement of the Solar Electron Neutrino Flux with the Homestake Chlorine Detector, *Astrophys. J.* 496, 505-526, 1998.
- (150) J. N. Abdurashitov, V. N. Gavrin, S. V. Girin, et al., Measurement of the Solar Neutrino Capture rate with Gallium Metal, *Phys. Rev. C* 60, 055801, 1999.
- (151) The SNO Collaboration, The Sudbury Neutrino Observatory, *Nucl. Instr. & Meth. A*449, 172-207, 2000.
- (152) M. Aglietta, E. D. Alyea, P. Antonioli, et al., The 1 kton LVD Neutrino Observatory, *Proc. of International Cosmic Ray Conf.* 1093, 2001.
- (153) G. Alimonti, C. Arpesella, H. Back et al., (Borexino Collaboration), Science and Technology of BOREXINO: A Real Time Detector for Low Energy Solar Neutrino, *Astroparticle Phys.* 16, 205-256, 2002.
- (154) P. Amram, M. Anghinolfi, S. Anvar et al., The ANTARES Optical Module, *Nucl. Instr. Meth. A*484, 369-383, 2002.

- (155) S. Fukuda, Y. Fukuda, T. Hayakawa, et al., (Super-Kamiokande Collaboration), The Super-Kamiokande Detector, Nucl. Instr. Meth. A501, 418-462, 2003.
- (156) K. Eguchi, S. Enomoto, K. Furuno, et al., (KamLAND Collaboration), First Results from KamLAND Evidence for Reactor Anti-Neutrino Disappearance, Phys. Rev. Lett. 90, 021802, 2003.
- (157) J. Aherens, X. Bai, S. W. Barwick, et al., Search for Extraterrestrial Point Sources of Neutrino with AMANDA-II, Phys. Rev. Lett. 92, 071102 1-5, 2004.
- (158a) T. Araki, S. Enomoto, K. Furuno, et al., (KamLAND Collaboration), Experimental Investigation of Geologically Produced Antineutrino with KamLAND, Nature 436, 499-503, 2005.
- (158b) 榎本三四郎、三井唯夫、カムランドにおける地球ニュートリノの観測、日本物理学会誌 Vol. 61, No. 6, 424-428, 2006.
- (159) C. サットン、鈴木厚人訳、ニュートリノでめぐる素粒子・宇宙の旅、シュプリンガー・ジャパン、東京、2007.
- (160) 井上邦雄、二間瀬敏史、ニュートリノと宇宙、日本物理学会誌 Vol.64 No.1, 20-28, 2009.
- (161) P. A. Rapidis and For the NESTOR collaboration, The NESTOR underwater neutrino telescope project, Nucl. Instr. Meth. 602(1), 54-57, 2009.
- (162) F. Halzen and S. R. Klein, Invited Review Article: IceCube: An instrument for neutrino astronomy, Rev. Sci. Instr. 81, 081101, 1-24, 2010.
- (163) A. Avrorin, V. Aynutdinov, V. Balkanov et al., Baikal neutrino telescope — results and plan, Nucl. Instr. Meth. A630 115-118, 2011.
- (164) M. Ageron, J. A. Aguilar, I. Al Samarai et al, ANTARES: the first undersea neutrino telescope, arXiv:1104.1607.v2 [astro-ph.IM] 13 Jun 2011.
- (165) B. Aharmim, S. N. Ahmed, A. E. Anthony et al., Combined Analysis of all Three Phase of Solar Neutrino Data from the Sudbury Neutrino Observatory, arXiv:1109.0763v1 [nucl-ex] 4 Sep 2011.

放射線量計測

- (166) T. Nakajima, Thermoluminescence Dosimetry, in Techniques of Radiation Dosimetry, K. Mahesh and D. R. Vij (eds), 175, Wiley Eastern Limited, New Delhi, 1985.
- (167) P. M. Stafford, J. L. Horton and K. R. Hogstrom, Critical angle dependence of CR-39 Nuclear track detector for 3-10 MeV protons and 7-15 MeV alpha particles, Nucl. Tracks Radiat. Meas. Vol. 14 No. 3, 373-378, 1988.
- (168) J. R. Greening、森内、高田 訳、放射線量計測の基礎、地人書館、東京、1995.

- (169) P. Bühler, S. Ljungfelt, M. Mchedlishvili et al., Radiation Environment Monitor (REM), Nucl. Instr. Meth. A 368,825, 1996
- (170) G. Reitz, EUROPEAN Dosimetry Activities for the ISS, Physica Medica, Vol. XVII, Suppl. 1, 283-286, 2001.
- (171) G. D. Badhwar, Radiation Measurements on the International Space Station, Proc. of 1st International Workshop on Space Radiation Research, Physica Medica Vol. XVII, Suppl. 1, 287-291, 2001.
- (172) T. Doke, T. Hayashi, J. Kikuchi, et al., Measurements of LET-distribution, Dose Equivalent and Quality Factor with the RRMD-III on the Space Shuttle Missions STS-84, -89 and -91, Rad. Meas. 33, 373-387, 2001.
- (173) H. Tawara, T. Doke, T. Hayashi et al., LET distribution from CR-39 plate on space shuttle mission STS-84 and STS-91 and a comparison of the results of the CR-39 plates with those of RRMD-II and RRMD-III telescopes, Rad. Meas. 35 119-126, 2002.
- (174) T. Doke, T. Hayashi, J. Kikuchi et al., Dose equivalents inside the MIR Space Station measured by the combination of CR-39 plates and TLDs and their comparison with those on Space Shuttle STS-79 and -84 -91 mission, Rad. Meas. 35, 505-510, 2002.
- (175) 俵裕子、益川充代、永松愛子、積分型線量計素子 CR-39/TLD による宇宙放射線線量計測、放射線 Ionizing Radiation Vol.28 No.2, 181-194, 2002.
- (176) F. A. Cucinotta, H. Wu, M. R. Shavers, et al., Radiation Dosimetry and Biophysical Models of Space Radiation Effects, Gravitational and Space Biology Bulletin 16(2), 11-18, 2003.
- (177) 藤高和信、福田俊、保田浩志 編、宇宙からヒトを眺めて —宇宙放射線の人体への影響—、研成社、東京、2004.
- (178) G. Reitz, R. Beaujean, E. Benton et al., Space radiation measurements onboard ISS—the DOSMAP Experiment, Rad. Protection Dosimetry Vol. 116, No. 1-4, 374-379, 2005.
- (179) K. T. Lee, J. Flanders, E. Semones, et al., Preliminary Results of the CPDS Instrumnets Aboard the ISS, Proc. of International Cosmic-Ray Conf. in Pune, 3, 85-88, 2005.
- (180) V. V. Benghin, V. M. Petrov, S. G. Drobyshev et al, Results of radiation monitoring system onboard the service module of the International Space Station, 13th WRMIS, Krakow Poland, Sept. 8-10, 2008.
- (181) T. P. Dachev, Characterization of the near Earth radiation environment by Luilin type spectrometer, Adv. Space Res. 44, 1441-1449, 2009.

- (182) H. Tawara, M. Masukawa, A. Nagamatsu et al., Characteristics of $Mg_2SiO_4:Tb$ (TLD-MSO-S) relevant for space radiation dosimetry, *Rad. Meas.* 46 709-716, 2011.

月、惑星及び環境中性子の観測

- (183) H. Matsumoto, T. Goka, K. Koga, et al., Real-time Measurement of Low-energy-range Neutron Spectra on board the Space Shuttle STS-89, *Rad. Meas.* 33, 321-333, 2001.
- (184) G. D. Badhwar, J. E. Keith, F. Timothy et al., Neutron Measurements onboard the Space Shuttle, *Rad. Meas.* 33 235-241, 2001.
- (185) P. Goldhagen, J. M. Clem and J. W. Wilson, The Energy Spectrum of Cosmic-Ray Induced Neutrons Measured on an Airplane over a Wide Range of Altitude and Latitude, *Radiat. Prot. Dosim.* 110, 387-392, 2004.
- (186) T. H. Prettyman, W. C. Feldman, H. Y. McSween et al., Dawn's Gamma Ray and Neutron Detector, *Space Sci. Rev.* 163/(1-4), 371-459, 2011.
- (187) I. Mitrofanov, D. Anfimov, A. Kozyrev et al., Maps of Subsurface Hydrogen from the High Energy Neutron Detector, Mars Odyssey, *Science* 297, No. 5578, 78-81, 2002.
- (188) C. d'Uton, J. J. Thocaven, N. Hasebe, et al., MANGA, A Gamma-ray and Neutron Spectrometer for the BeppiColombo Mission, *Lunar & Planet. Sci.*, XXXVI, 1873, 2005.
- (189) T. Nakamura, Cosmic-ray neutron spectroscopy and dosimetry, *J. Nucl. Sci. & Tech. Suppl.* 5, 1-7, 2008.
- (190a) <http://www.rissi.ru/hend-en.html>
- (190b) <http://l503.iki.rssi.ru/hend-en.html>

図の出典

図、写真、表の転載を承諾頂いた原典の著者、JAXA、東大宇宙線研究所、国立天文台、NASA、NIST、ESA、MPE、IKI、AAO、などの研究機関、および出版社に深く感謝いたします。外国語の翻訳、単位の変更、説明の追加、表示の変更などは原著者の承諾を得て行われた。なお、本書からの転載には、JAXA、または原著者、原著の出版機関の承諾を必要とすることにご注意ください。

The author would like to express his gratitude authors, institutions, and publishing society for providing figures, pictures and tables. Translation of titles, change of physical units, and modification of figures have been made with agreement of original authors. It is noted that reproduction from this book is allowed by permission of JAXA, original authors, and original publishing society or company.

- 図 1-3. 平均電離ポテンシャル H. Paul,
http://en.wikipedia.org/wiki/File:Mean_Excitation_Potential.png
- 図 1-4. 水素、シリコン、鉛中での陽子のエネルギー損失
<http://physics.nist.gov/PhysRefData/Star/Text/contents.html>の数値をプロット
- 図 1-6. 水（左）及び鉛（右）中での電子のエネルギー損失
<http://physics.nist.gov/PhysRefData/Star/Text/contents.html>の数値をプロット
- 図 1-8. 水素、アルミニウム、鉛の中での陽子（左）、電子（右）の飛程
<http://physics.nist.gov/PhysRefData/Star/Text/contents.html>の数値をプロット
- 図 1-11. Si（左）と Pb（右）の γ 線吸収係数
<http://physics.nist.gov/PhysRefData/Star/Text/contents.html>の数値をプロット
- 図 1-12. 中性子の陽子による弾性散乱断面積、参考文献(10)
- 図 1-14. シャワー粒子の増減、参考文献(8)の1981年版
- 図 2-1. 無機シンチレーターの温度特性（左）と発光特性（右）
 Saint-Gobain 社カタログから抜粋
- 表 2-1. 無機シンチレーターの特性、Saint-Gobain 社カタログより抜粋
- 表 2-2. 有機シンチレーターの特性、Saint-Gobain 社カタログより抜粋
- 図 2-3. 波長特性、浜松ホトニクス社のカタログより抜粋
- 図 2-5. NaI(Tl)の波高分布、参考文献(12)
- 図 2-6. 反跳陽子の波高分布、参考文献(12)
- 図 2-10. 高純度 Si で測定した X 線スペクトル、Amtek 社カタログ
- 図 2-11. Ge 検出器と NaI(Tl)の比較、J. Cl. Philippot, IEEE Trans. Nucl. Sci. NS-17(3), 446, 1970.

- 図 2-13. 宇宙線の飛跡、参考文献(6)
- 図 2-14. Cr-39 のエッチピット、参考文献(6)
- 図 2-17. X線熱量計、参考文献(101a)
- 図 2-18. マイクロチャンネルプレート
<http://hea-www.harvard.edu/HRC/mcp/mcp.html>
- 図 3-1. ヘスの気球観測、<http://fnal.gov/pub/inquiring/timeline/04.html>
- 図 3-2. 宇宙線スペクトル、
<http://www.physics.utah.edu/~whanlon/spectrum.html>
- 図 3-3. Si を基準とする元素分布
J. S. George et al., *Astrophys. J.* 698, 1666-1681, 2009.
M. H. Israel, W. R. Binns, et al., *Nucl. Phys. A* 758, 201-208, 2005.
- 図 3-4. 宇宙線の同位体存在比、参考文献(46)及び、M. E. Wiedenbeck et al., *Proc. of the 28th ICRC Tsukuba*, 4, 1899-1903, 2003.
- 図 3-5. 大気中の宇宙線、参考文献(6)
- 図 3-6. 宇宙線の太陽周期変動、J.W. Mitchell, K. Abe, et al., *Proc. 30th ICRC Vol.1*, 455-458, 2008.
- 図 3-7. AMS-02 観測装置、永久磁石に変更、NASA/AMS Collaboration、改造前の AMS の図を、参考文献(50)を参考にして、改訂した。
- 図 3-8. 宇宙線陽子のスペクトル、NASA/AMS Collaboration、参考文献(50)、
<http://ams.cern.ch/AMSTalks/LLWI03.pdf> に掲載の 10 編のスペクトルを一つの図にまとめた。
- 図 3-9. BESS の観測装置 (直径 1.8m、長さ 4m、重量 2,400kg)、浅岡陽一他、宇宙科学研究所報告 特集 44 号、71-86, 2002.
- 図 3-10. 反陽子のスペクトル、参考文献(52)
- 図 3-11. ATIC の観測装置、参考文献(24)
- 図 3-12. CREAM 観測装置の概要、参考文献(27)
- 図 3-13. TIGER の検出器の概略、参考文献(22)
- 図 3-14. TRACER の検出器の概略、参考文献(28)
- 図 3-15. CALET の観測装置の概略、参考文献(33)
- 図 3-16. Auger の観測器配置、参考文献(36)
- 図 3-17. Auger が観測した宇宙線スペクトル、J. Abraham et al., *Phys. Lett. B* 685, 239-246, 2010.
- 図 3-18. テレスコープアレイの観測機器配置、参考文献(34)
- 図 3-19. TA のシャワー画像、東京大学宇宙線研究所 平成 23 年度(2011)
- 図 4-1. 太陽フレアのモデル、ISAS/JAXA/NAOJ
http://www.jaxa.jp/press/2004/10/20041020_sac_youkou-at_j.pdf

- 図 4-2. GOES 衛星による X 線と陽子の観測、NOAA、<http://satdat.ngdc.noaa.gov/>
- 図 4-3. フレアの硬 X 線像 (線の左が太陽面)、ISAS/JAXA/NAOJ/NASA、S. Masuda, T. Kosugi, H. Hara, et al., Nature 371, 495-497, 1994.
<http://www.isas.jaxa.jp/ISASnews/No.262/ISASnews262.html>
- 図 4-4. ACE の CRIS 検出器の概要、NASA、参考文献(45)
- 図 4-5. 2005 年 1 月 2 日の X7.9 フレア粒子の GOES, ACE, SAMPEX による観測、NASA/NOAA、<http://www.srl.caltech.edu/ACE/ACENews/ACENews87.html>
- 図 4-6. KET による宇宙線の黄緯分布、NASA/ESA、J. A. Simpson, M. Zhang, and S. Bame, Astrophys. J, 465, L69-L72, 1996.
- 表 4-1. EPHIN で観測した ^3He 過剰粒子線、ESA/NASA、M. D. Rodoriguez-Frais, R. Gomez-Herrero, L. del Peral et al., Proc. of ICRC 2001, 3157-3160, 2001.
- 図 4-7. 終端衝撃波前後の陽子線強度分布、ボイジャー1 に搭載の LET、HET による観測、GSFC/NASA、特異宇宙線の発生源とは考えられない。
<http://voyager.gsfc.nasa.gov/heliopause/data.html>
に記載の数値をプロットした。
- 図 4-8. 衝撃波による陽子の加速 (Geotail)、ISAS/JAXA/NASA
T. Terasawa, Prog. Theor. Phys. Suppl. No.151, 95-104, 2003.
- 図 4-9. 大きいインパルスフレアの重粒子のスペクトル、参考文献(48)
- 図 4-10. 「ようこう」による太陽面の X 線像、ISAS/JAXA/NAOJ
http://www.jaxa.jp/press/2004/10/20041020_sac_youkou-at_j.pdf
- 図 4-11. 「ようこう」が観測した γ 線スペクトル、ISAS/JAXA/NAOJ
M. Yoshimori et al., Adv. Space Res. 32, 2465, 2003.
- 図 5-1. 地球磁場での荷電粒子の運動、GSFC/NASA
<http://www-istp.gsfc.nasa.gov/Education/Irdbelt.html>
- 図 5-2. AE-8 モデルによる放射線帯の内帯(左)と外帯(右)の電子の L 殻分布、参考文献(66)
- 図 5-3. AP-8 モデルによる赤道上の陽子の L 殻分布、参考文献(66)
- 図 5-4. AP-8 モデルによる高度 500km の SAA の陽子(50MeV)分布(AP-8 モデル)、GSFC/NASA、<http://www-istp.gsfc.nasa.gov/Education/Irdbelt.html>
- 図 5-5. RDM の検出器、ISAS/JAXA、高木俊治、中村尚司他、宇宙科学研究所報告 75 号、宇宙科学研究所、1992 年 12 月
- 図 5-6. 「みどり」が観測した酸素イオンの放射線帯、JAXA、参考文献(69)
- 図 5-7. 磁気嵐 (フレアに伴う地磁気の減少)、参考文献(13)
- 図 6-1. 黒体放射スペクトル(6-5)式
- 図 6-2. シンクロトロン放射、
A. Unsöld, The New Cosmos, Springer-Verlag, New York, 1977.

- 図 6-6. X線星のモデル（中性子星と恒星）、小田稔、田中靖郎、「はくちょう」のみた中性子星、別冊サイエンス 69, 27-39, 日経サイエンス社、東京、1984
- 図 6-10. 超新星残骸 Cas-A の X線像、NASA/CXC/SAO
<http://chandra.harvard.edu/photo/2006/casa/>
- 図 6-11. 超新星残骸 W49B の X線スペクトル、ISAS/JAXA
R. Fujimoto et al., Publ. Astron. Soc. Japan, 47, L31-L35, 1995.
- 図 6-12. かに星雲のパルサーの X線像、NASA/CXC/SAO
<http://apod.nasa.gov/apod/image/0812/crabpulsarwind.jpg>
- 図 6-13. 活動銀河核の統一モデル、C. M. Urry and P. Padovani, Publ. Astron. Soc. Pacific, 107(715), 803-845, 1995.
- 図 6-14. 銀河団を囲む超高温ガス、MPE
<http://www.mpe.mpg.de/xray/wave/rosat/gallery/calendar/1996/may.php>
- 図 6-15. 「ぎんが」の比例計数管、ISAS/JAXA/Leicester、参考文献(93)
- 図 6-16. 「ぎんが」の比例計数管の断面図、ISAS/JAXA/Leicester、参考文献(93)
- 図 6-17. 「ぎんが」の比例計数管の検出効率、ISAS/JAXA/Leicester、参考文献(93)
- 図 6-19. X線天文衛星「チャンドラ」、NASA/CXC/SAO
http://chandra.harvard.edu/graphics/resources/illustrations/chandra_bshot6_72.jpg
- 図 6-20. XMM-ニュートンの反射鏡、ESA、参考文献(96)
<http://sci.esa.int/science-e/www/object/index.cfm?fobjectid=12892>
- 図 6-21. アルミ薄板 X線望遠鏡、ISAS/JAXA/NASA、参考文献(104)
P. J. Serlemitsos et al., Publ. Astron. Soc. Japan, 59, S9-21, 2007.
- 図 6-22. 総合有効面積（望遠鏡+CCD）、ISAS/JAXA/NASA、参考文献(104)
K. Mitsuda et al., Publ. Astron. Soc. Japan 59, S1-S7, 2007.
- 図 6-25. URA マスク（左）とランダムマスク（右）、GSFC/NASA/SRON
http://astrophysics.gsfc.nasa.gov/cai/coded_intr.html
http://www.sron.nl/~jeanz/cai/coded_intr.html
- 図 6-26. フェルミ γ 線源カタログ (1FGL)(100MeV ~ 100GeV), NASA/FGST Collaboration、深沢泰司、片岡淳、高橋忠幸、天文月報 103, 8月号、494, 2010
- 図 6-27. BATSE が観測した γ 線バーストの例、MSFC/NASA
<http://www.batse.msfc.nasa.gov/batse/grb/lightcurve/>
- 図 6-28. 宇宙線による π^0 崩壊 γ 線の発生、
F. W. Stecker, Astrophys. Space Sci. 6, 377-389, 1970.
- 図 6-29. 銀河面からの γ 線放射、曲線は上から重原子核、水素分子、電離水素と宇宙線の核反応で発生した π^0 中間子の崩壊による γ 線、逆コンプトン散乱 γ 線の計算値、GSFC/NASA、S. D. Hunter et al., Astrophys. J. 481, 205-240, 1997.

- 図 6-30. COMPTEL による ^{26}Al からの γ 線(1.809MeV)、MPE/NASA、
R. Diehl et al., Adv. Space Res. 15. 5. 123-126, 1995.
- 図 6-31. γ 線バーストの幅の分布、MSFC/NASA
<http://www.batse.msfc.nasa.gov/batse/grb/duration/>
- 図 6-32. 「かぐや」による月面の γ 線観測、JAXA、参考文献(134)
- 図 6-33. 4 台の望遠鏡によるステレオ観測、
<http://icrhp9.icrr.u-tokyo.ac.jp/japanese/C-iiiJ.html>
- 図 6-34. EGRET の断面図、GSFC/NASA
http://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/cgro/egret/egret_doc.html#sec1
- 図 6-35. 「FGST」のタワーの断面図、参考文献(126b)、<http://glast.stanford.edu/>
- 図 6-36. 「すざく」の硬 X 線検出器 HDX、参考文献(133)
- 図 6-37. CGRO に搭載の COMPTEL、MPE/NASA、参考文献(128)
- 図 6-38. 「かぐや」の γ 線分光器 GRS、JAXA、参考文献(134)
- 図 7-1. SN1987A の出現、右は爆発前の星、AAO
<http://www.aao.gov.au/images/captions/aat050.html>
- 図 7-2. SN1987A のニュートリノバースト、参考文献(145)
- 図 7-3. 太陽ニュートリノのスペクトルの計算値
J. N. Bahcall, A. M. Serenelli & S. Basu, *Astrophys. J.* 621, L85-L88, 2005.
- 表 7-1. 大気ニュートリノのエネルギー分布
M. Honma et al., *Phys. Rev. D* 75 043006, 2007 の計算値に基づく
- 図 7-4. 世界最大の光電子増倍管、参考文献(155)、及び浜松ホトニクス社カタログ
<http://www-sk.icrr.u-tokyo.ac.jp/sk/detector/pmt.html>
- 図 7-5. スーパーカミオカンデの概観図、参考文献(155)
- 図 7-6. カムランドの検出装置、参考文献(156)、(158b)
- 図 7-7. 地球ニュートリノの検出、参考文献(158b)
- 図 7-8. ホームステイクのニュートリノ観測施設、参考文献(149)
- 図 7-9. 太陽ニュートリノの観測結果、参考文献(149)
- 図 7-10. Ge 抽出のための反応槽、参考文献(150)
- 図 7-11. GALLEX、GNO の Ge 収集装置、
http://www.mpi-hd.mpg.de/lin/research_history.en.html
- 図 7-12. ANTARES の概念図、参考文献(154)
- 図 7-13. MACRO の検出器の断面図、参考文献(148)
- 図 8-1. 宇宙線重粒子の線量の割合、F. A. Cucinotta, et al., *Grav. and Space Bio. Bull.* 16(2) 11-18, June 2003.
- 表 8-2. TLD に使用される物質の性質、参考文献(166)
- 図 8-4. 線質係数 (LET の関数)、参考文献(12)

- 図 8-5. RRMD III で観測した LET 分布、JAXA/NASA、T. Doke, T. Hayashi, J. Kikuchi, et al., Radat. Meas.33, 373-387, 2001.
- 図 8-6. ISS に搭載の CPDS, JSC/NASA, 参考文献(179)及び
http://srag.jsc.nasa.gov/Publications/workshop_2006-04/Lee_cpds.pdf
- 図 8-7. ボナー球中性子スペクトル観測装置、JAXA/NASA、参考文献(183)
- 図 8-8. 中性子の線量分布、SAA では放射線帯陽子と ISS との核反応で発生する、JAXA/NASA、参考文献(183)
- 図 8-9. 高度 20km の中性子スペクトル、参考文献(185)および参考文献(185)の著者の私信、著者の承諾を得て、 $E_n \Phi_n(E_n)$ を $\Phi_n(E_n)$ に変換してプロットした。
- 図 8-10. 火星の熱外中性子(0.4~10⁵eV)の分布、(南北極の相違は表土の厚さによると考えられる)、IKI/NASA、参考文献(187).
<http://1503.iki.rssi.ru/publish/hend/hend-2-en.html>
- 図 8-11. 「Dawn」の中性子検出器、NASA、参考文献(186)、書き直した。

索引

あ		イメージインテンシファイアー	SN1006	102	
ISEE-3 衛星	76,81	24,69	SMM 衛星	79,81	
IceCube	60,154	EuCPD	160,161	エスケープピーク	23
ICE 探査機	76	EuTEF	160	SVOM 衛星	133
IceTop	60,154	eROSITA	112	SREM	90
IVCPDS(ISS 搭載)	164	色中心	161	XMM ニュートン衛星	93,108,109
アインシュタイン衛星	101,108,112	インパルス加速	65,75	X 線	7
アインシュタイン方程式	101	IMP-8 衛星	76	X 線サーベイ観測	111
AGASA	59	INTEGRAL 衛星	77	X 線新星	101,112
AXTAR	111	113,115,118,120,124,126,136		X 線全天監視装置	112
アクティブシールド	133,134,152	う		X 線天文学	26,93
あけぼの衛星	86	ウィーンの公式	96	X 線バースト	101,112
ARGO-YBJ	58	WIND 衛星	67,74	X 線パルサー	100
AGILE 衛星	113,115,120,129	ウォルターI型	78,108,136	X 線フィルム	51
あすか衛星	29,110	ウォルフ・ライエ星	123	X 線偏光観測	116
ASTRO-H 衛星	111,135,137	宇宙 X 線	93	X 線連星	125,126
ASTROSAT 衛星	107,115	宇宙 X 線背景放射	105	エッチング	35
アダマールマスク	115	宇宙 γ 線	93	エッチピット	35
アップセット	85	宇宙 γ 線背景放射	126	AD 変換器	175,180
ATIC	52,56,57	宇宙線のスペクトル	39	NE213	168
アニール	136,138,160,162	宇宙線の組成	40	NaI(Tl)	16,22,25,129,131,132,166
アポロ計画	157	宇宙天気予報	68	n 型半導体	30
AMANDA	60,154	宇宙マイクロ波背景放射	40,99,105	n- γ 弁別	25,168
RRMD-III	164	宇宙飛行士	158,160,163	エネルギースペクトル	3
RXTE 衛星	106,113,134	Uhuru 衛星	111	エネルギー分解能	23
α 崩壊	13	U(ウラン)	105,120,127,143,147,148,152	APD	21,31,56,128
α マグネチックスペクトロ		運動エネルギー	2,180	AP-8	44,84,86
メーター(AMS)	44,55,143	運動量	139,180,181	AP9	92
RBSP 衛星	86,91	え		FGST-LAT	55,130
α 粒子	11	エアロジェル	36,46,48,49	A150 プラスチック	165
Ariel-5 衛星	112	ASIC	33,137,180	エマルジョンチェンバー	34,50,51
R-16	166	AE-8	44,84,86,88	M 核	41
アルベド(粒子)	43	AE9	92	MPPC	22
アルベド中性子	167	AMS-01	44,90	LET	5,157,158,160,161,163
^{26}Al	120,123,124,135	AMS-02	44,55	L 核	41
アルミ薄板鏡	109,117	HTV	57,64	L 殻	84
アンダーカメラ	135	ATIC	52	お	
暗黒物質	19,52,105	EXOSAT 衛星	109	OSL 線量計	162
ANTARES	153	液体 Ar	19	OWL	63
アントラセン	19	液体 Xe	19	OSSE(コンプトン衛星)	125,133
い		液体シンチレーター	20,135,146,147,155,168,172	オージェ観測所	40,61
EGRET	119,123,124,127,129	ACE 衛星	66,68,69	オージェ電子	8,149,150
位置検出型比例計数管	108,113	ACR 放射線帯	85,88	応答関数	25,169
一次宇宙線	39	SAA	46,85,91,167,170	ORBITAL 衛星	92
一次反陽子	45	SN1987A	39,140,141,144,149	OSO-3 衛星	119
緯度効果	39,43			OSO-8 衛星	117
EVCPSD(ISS 搭載)	164				

か		逆コンプトン散乱		原子	1
ガイガーカウンター	28,105,165		98,104,123,125	原子核	1
ガイガーモード	22	キャピラリーコリメーター	111	原子核乾板	33,167,168
外帯	84	CALET	56	原子番号	1
回転駆動型パルサー	103	吸収係数	10	原子炉ニュートリノ	139,146
回転変調コリメーター	115	吸収線量	156,158	減衰距離	20
界面準位	162	吸収端	10	元素組成(宇宙線の)	40
カウンター線量計	164	キューリー(Ci)	157	ケンタウルス A	125
カウンターテレスコープ	24,52,164	巨大質量ブラックホール	104	こ	
核 γ 線	120,123,127	銀河宇宙線	39,167	高圧水素ガス比例計数管	169
核子	1	ぎんが衛星	106,112,121,125	硬 X 線	79,125,133,134,136
核ストッピング	4	銀河系外宇宙線	40	硬 X 線検出器(すざく)	134
核力	1	銀河団	104	高エネルギーニュートリノ	152
かぐや月周回衛星(SELENE)	127,138	禁制帯	30	高光度超軟 X 線源	102
	127,138	金箔熱中性子検出器	170	光子	1,98
荷重係数	157,167	く		高純度 Ge 検出器	32,80,136,137
ガスカウンター	25	空間線量	183	GOES 衛星	65,66,68,70,78,80,108
KASCADE	60	空気カーマ	183	恒星	100
ガス蛍光比例計数管	29,81,107,110,112	空気シャワー	12,120	降着駆動パルサー	100
カスケード中性子	171	空気シャワーアレイ	59	降着円盤	96,100
ガス増幅	27	空気シンチレーション装置	59,61,62,63	高地水チェレンコフ施設	58
ガス増幅率	27	空気チェレンコフ光	120,128	光電陰極(光電面)	21
ガス電子増幅器	116	空気電離箱	183,184	光電効果	8,116
加速器ニュートリノ	139	空乏層	30,109	光電子増倍管	16,20,145,147,148,152,154
硬さ	43	キューサー	104,119	光電面	20
価電子帯	29,159	クエンチングガス	26	硬度	43
荷電粒子	24	クオーク	1,139	誤差の伝播	174
活動銀河核	103,120,124,126,152	クライン仁科の式	8	COS-B 衛星	119,123,129
CdZnTe	31,32,113,132,137	GLAST 衛星=フェルミ衛星	130	COBE 衛星	105
CdTe	31,32,133,136,137	GRANAT 衛星	135	国際宇宙ステーション	56,63,77,113,158,160,164,166,167,168,169
かに星雲	103,117,118,119,126	グランサッソ	148,151,155	黒体放射	95,100,126
かに星雲のパルサー	119	GRaND(Dawn)	173	固体飛跡検出器	34
カーマ(kerma)	157	GRID(AGILE)	130	Konus	132
カミオカンデ	144	グレイ(Gy)	157	コロナ質量放出	65
カムランド	143,146	CREAM	52	混合角	177
ガラスシンチレーター	173	CRRES 衛星	85,86,89	コンバーター	56,129,130,183
ガラス線量計	161	CREME96	44	COMPTEL	124,126,134
GALLEX, GNO	151	くるぶし	40	コンプトニゼーション	100,125
カロリメーター	24,48,129	グロー曲線	160	コンプトン γ 線衛星	119,121,129,131
CANGAROO-III	120,128	クローン力	1,122	コンプトン散乱	8,123,183
環境中性子	167	け		コンプトン散乱偏光計	117
環電流(地球の)	83	K-X 線	13,23,96,149,150	コンプトン端	23
γ 線	7,22	K 殻電子	8,13	コンプトン望遠鏡	134
γ 線天文学	93,119	蛍光 X 線	8,96,104,105	コンプトン冷却	100
γ 線バースト	121,127,131,152	K 中間子	39	コンプトン連続スペクトル	23
γ 線パルサー	93,125	経路長(PL)	164,165	さ	
γ 崩壊	13	激変星	102	再結合 X 線	95
き		ゲージボゾン	1		
幾何学的因子	74,155,161,175	keV	2		
軌道電子捕獲	13,149,150,152	GeV	2		
		ゲミング	119,125		
		^{40}K	21		

最小電離	5,34	臭化ランタン(LaBr ₃ (Ce))	18,22	制動放射	5,65,94,122,123
最小電離エネルギー	5	終端衝撃波	42,73	セイファート銀河	103,125
最大エントロピー法	79	シュワルツシルド解	101	積分回路	180
SAS-2 衛星	119,123,129	重陽子	54	積分スペクトル	3
SAS-3 衛星	112	衝撃波	65,102	積分フラックス	3
撮像型蛍光比例計数管	110	照射線量	156,157,166	赤方偏移	121,132
サドベリーニュートリノ観測所	145	蒸発中性子	171	SEDA-AP	164,167,169
残光(γ 線バーストの)	121,132	消滅 γ 線	14	ゼロデュア	78,108
3C273	119	Si ドリフト検出器	31,111	遷移軌道	88
三重水素(³ H)	43	Si ストリップカウンタ	33,52,130,164	遷移電圧	162
SAMPEX 衛星	70,85,87	Si トラッカー	45,48,129	遷移放射	14,48,54
散乱断面積(n-p 散乱)	11	シーベルト(Sv)	157	遷移放射検出器	36,45,48,53,54,55
し		シンクロトロン放射	65,96,103,104,123,125	全エネルギー	181
CNO 循環反応	141,142	シンチレーションカウンタ	22,143,155,166	線エネルギー付与	5,157
GRS(かぐや)	138	シンチレーションファイバー	20,24,53,54,56,69	Cen A	125
GRS(マーズオデッセイ)	137	シンチレータ	16	線質係数	157,163
CR-39	34,50,155,160,161,167,168	す		全断面積	10
Geant-4	167	Swift	113,115,120,121,125,126,132	前置増幅器	23,178
CsI(Na)	17,133	すざく衛星	93,110,134	全方向フラックス	3
CsI(Tl)	17,22,25,136,166	スターリング冷凍機	136,138	線量当量	157
GSO(Gd ₂ SiO ₅)	18,25	すだれコリメーター	79,80,112,114	そ	
Geotail 衛星	74,126	スチルベン	19,168,172	双極子放射	97
JACEE	50	ステラジアン	3	相対論的増加	5
ジェット	104,124	ストリップカウンタ	27	相対論的ドブラー増光	124
JEM	56,63	スニアエフ・ゼルドビッチ効果	99,105	阻止能	4
JEM-EUSO	63	SuperAGILE	115,131	SOHO 衛星	72,79
CME-ショック加速	65	スーパーカミオカンデ	36,144	素粒子	1
シェブロン型 MCP	38,87	SPASE	60	た	
GEMS 衛星	116,117	スピン	139	TIGAR	54
磁気嵐	44,85,89	スペクトル	23	大気宇宙線	39,42
しきい値	9	スペクトル X、 γ	112,117	大気ニュートリノ	139,142
SIGMA	135	スペクトルエネルギー分布	104,122	大気ニュートリノ問題	142
CCD-X 線検出器	31,78,108,109,110,113	スペースシャトル	44,46,160	ダイノード	20,22
GZK カットオフ	40,59,62,63	スペースクラフト	アルベド中性子 167	タイムプロジェクション チェンバー	116
自然の放射性元素	127	スロット(放射線帯の)	84	大面積望遠鏡(LAT)	130
CWO(CdWO ₄)	18	せ		太陽宇宙線	65
実時間宇宙線線量計(RRMD)	164	星間ガス	123	太陽 X 線	67,78,79,80,81
質量吸収係数	10	星間空間探査機ボイジャー	73	太陽活動周期	43
質量降着	100	正孔	30	太陽 γ 線	67,78,79,80
質量数	1,13	静止質量	1,2	太陽高エネルギー粒子	65,68
CT スキャナー	18	静止軌道	68	太陽硬 X 線	79
磁場のエネルギー	65	生体等価ガス	165	太陽周期変動	43
GPS 受信機	46	生体組織等価比例計数管(TEPC)	160,164	大容積検出器(LVD)	148
GBM(フェルミ)	132			太陽中性子	67,77
斜入射望遠鏡	78,108			太陽高エネルギー電子	66
ジャッコーニ	29			太陽ニュートリノ	139,141,149
重水チェレンコフ装置	145			太陽ニュートリノ単位	150,151
自由-自由放射	94			太陽ニュートリノ問題	142,150
重力崩壊	102			太陽フレア	44,65,167
縮退圧	100,102			大量絶滅	93
				τ 粒子ニュートリノ	139

多層膜反射鏡	79,136	電子(宇宙線)	42,51,55,56	に	
立ち上がり時間弁別	106	電磁シャワー	11,46	2型活動銀河核	120
多陽極光電子増倍管	21,46	電子対生成	9,128	二次宇宙線	39
弾性散乱	11	電子ニュートリノ	139,141	二次成分	41,42
断熱消磁	37,110	電子ボルト(eV)	2	二次中性子	85
断熱不変量	83	電鍍法	109	二次電子増倍	21
ち		伝導帯	29,159	二次粒子	41
チェレンコフカウンター		電波銀河	103	二電子再結合	95
	36,48,53,54,143,146	電波パルサー	100,103	NuStar 衛星	136
チェレンコフ		てんま衛星	29,112	ニュートリノ	1,139
望遠鏡アレイ(CTA)	128	電離	3,5	ニュートリノ振動	139,177
チェレンコフ放射		電離損失	5,6	ね	
	14,128,143,152	電離箱	25,80,166	Nd-Fe-B 磁石	45,48,72
地球ニュートリノ	143,147	電離箱線量計	166	NESTOR	153
地磁気緯度	43	電離ポテンシャル	4,23	ネスティング	108,109,136
地磁気カットオフ硬度	43,47	と		熱外中性子	172,173
Tibet	59	同位元素	1	熱制動放射	94
チャンドラ衛星	88,93,108	同位元素組成	41,69	熱中性子	11,169,172,173
チャンドラセカール限界	101	同位体	1	熱中性子吸収材	171
中間子	1	透過型回折格子	108	熱的な放射	93
中性カレント反応	146	等価線量	157	熱ルミネッセンス線量計(TLD)	
中性子		等価線量(中性子の)	168		159,161
	1,10,24,27,77,120,158,170,171	統計誤差	174	熱ルミネッセンス線量計(TLD)	
中性子計測	166	同時計数	24,118	(中性子)	167,168
中性子サーベイメーター	171	東西効果	39	は	
中性子星	100,140	とかげ座 BL 型天体	103	BAIKAL	153
中性子捕獲	11,68,120,123	特異宇宙線	41,70,85	π 中間子	13,39
直線偏光	97	特異 X 線パルサー	126	π^0 中間子	1,13,119,122,123
超光速運動	101,124	特性 X 線	95,96,107	ハイブリッド装置	61,62
超新星残骸	102,120,126	特性年齢(パルサーの)	125	背面入射型 CCD	32,110
超新星ニュートリノ	139,140	ドシメトリー	3	Pille-ISS	160
超新星爆発	121,140	DOSTEL	163,165	HiRes	63
超長時間気球飛揚	52	DOSMAP	163,165	バクサン(BUST)	141,148,150
超伝導磁石	44,47	トータルドース効果	162	白色矮星	102
超伝導遷移端センサー(TES)	37	トムソン散乱	8,123	はくちょう衛星	107,112
つ		Th(トリウム)		はくちょう座 X-1	137
つばさ衛星	88		105,120,127,143,147,148,152	波形弁別	25
て		ドリフト(放射線帯粒子の)	83	波高分布	23
dE/dx-E 法	54,69,74	ドリフトチェンバー		破砕反応	41,166
TeV	3		27,28,48,116	波長変換剤	19
TeV γ 線源	120,125,128	TRACER	54	BATSE	121,127,131,132
抵抗板検出器	35,58	Dawn 探査機	173	BAT(Swift)	132
DB-8	165	な		PADLES	160,161
テフロン	168	内帯	84,86	ハドロン	1
望遠鏡アレイ	40,62	内部変換	13	ハドロンカスケード	12,49
望遠鏡型線量計	163	内部変換電子	13	PAMELA	48,57,85,90,91
電荷結合素子(CCD)	31	NASA 宇宙放射線実験室	167	パリティ保存の破れ	139
電荷分割	27,113,131	なだれ増幅光ダイオード(APD)		パルサー	103,119,125,126
電荷有感型	179		17,21,128	パルサー風星雲	126
電子	1	軟 γ 線	120,133	パルス電離箱	26
電子光子カスケード	11,12	軟 γ 線リピーター	125	バンアレン帯	29,83
電子正孔対	30	南極空気シャワー実験	60	バンアレンプローブ	92
				半減期	13

反跳電子	8,23	ふ		偏光	116,124
半値幅(FWHM)	23,32,130	FIFO	174	変調コリメーター	114
反跳陽子	11,168,172	フィルムバッジ	159	HEND	172
反跳陽子スペクトロメーター		フェルミ I 型の加速	53		
	167,168,172			ほ	
反同時計数	24,45,106	フェルミ γ 線		ボイジャー1,2号	42,73
	129,130,134,144,147,172,173	宇宙望遠鏡(FGST)	55,103	崩壊定数	13
半導体 X 線検出器	31		120,121,126,127,130,132	放射化	16,85,133
半導体 γ 線検出器	32,137	フェーディング(退行)		放射化学的な観測	149
半導体粒子線検出器	33		34,35,161	放射距離	6,129
半導体カウンター	29	フォスウィッチカウンター		放射光	97
バンドギャップ	29		25,118,133,134,173	放射性 ^{14}C	43
反ヘリウム	45,47,48	フォトダイオード	24	放射性同位元素	12,127,143
反粒子	1,139	フォトピーク	23	放射線	2,156
反陽子	1,47,48,85,91	フォーブッシュ減少	44	放射線のエネルギー	2
		不感時間補正	174	放射線帯	83
ひ		複合核	169	放射線帯陽子	43,167
HEAO-1 衛星	106,112,125	符号化マスク		放射線帯粒子	83,86
HEAO-3 衛星	49		112,113,114,115,132,135	放射線量	156,181
p-n 接合	30	フライズアイ	63	放射線量計測	3,156
BF ₃ 比例計数管	170	プラスチックシンチレーター		放射損失(電子の)	6
p 型半導体	30		19,118	放射冷却	137
光刺激ルミネッセンス(OSL)		プラスチック原子核		放電箱	35,128
	162	飛跡検出器(PNTD)	34,161	PoGOLite	118
ピクセル	32	フラックス	2	ポジトロニウム	14
ピクセルカウンター	27	ブラッグ反射	136	ホドスコープ	24,54,56,169
飛行時間計測	24,45,48	ブラッグ反射偏光計	117	ポツア極大	42
ひざ	40	ブラックホール		ホットスポット(白色矮星の)	
PCM テレメトリー	174		101,104,126,140		102
BGO	17,25,52,73	フラッシュ ADC	175	ボナー球中性子検出器	167,169
PWO	18,56	プランク定数	2	ホームステイク	149
p-ターフェニール	19	プランクの公式	95	ポーラリゼーション	31,33
左ネジ(ニュートリノの)	139	ブリーダー	22	ポリエチレン	167,169,170,172
ビッグバンニュートリノ	140	フリーエ合成型望遠鏡	79	ポリプロピレン膜	107
ピッチ角	83,85,98	フリーエ変換	180	ボレクシーノ	147
ピッチ角分	83,98	フルエンス	3,141,157		
ヒッパルコス	115	ブレーザー	120,124,125	ま	
飛程	6	プレドース	162	マイクロカロリメーター	
非熱的放射	93	プレリオン	103,126		37,110
ひので衛星	79,108			マイクロギャップチェンバー	
ひのとり衛星	29,79,81	へ			28
微分フラックス	3	平均寿命(放射性元素等の)	13	マイクロクエーサー	
微分スペクトル	3	HESS	57,120,128		101,123,126,152
BBXRT	110	BESS	43,47,143	マイクロストリップ検出器	28
p-p 連鎖反応	141,142	β 崩壊	13,139	マイクロ線量計測	156,165
ビーミング	125	HETE-II	113,121,131	マイクロドットチェンバー	28
標準太陽モデル	150,151	ベックレル(Bq)	157	マイクロチャンネルプレート	
標準偏差	174	ベッピコロンボ探査機	173		38,78,108
表面障壁型 Si 検出器	33,68,75	ベッポ SAX 衛星	109,121	マイクロパターンガス検出器	
ビルドアップ(線量計の)	161	^3He 過剰フレア	72		28
比例計数管		^3He 比例計数管		マイクロピクセルカウンター	
	26,55,106,150,151,152		49,169,170,171,172		28
PIN(真性)型半導体検出器		ヘリオシース	73	MICROMEGAS チェンバー	28
	31,134,136,164,165	Vela 衛星	121	Mkn421	58
		VERITAS	120,128	MAXI	113

マグネター	93,101,125	ラド(rad)	157
MACRO	155	RADFET	89,90,162
MAGIC	57,120,128	ラプラーズ変換	180
マーズオディッセイ探査機		RUNJOB	50,51
	137,172	ランダムマスク	115
マルチセルカウンター	106		
		り	
み		Liulin-ISS	165
右ネジ(ニュートリノの)	139	リコネクション	65
水チェレンコフ装置		リターンアルベド	43,47
	36,57,60,144,147	LiドリフトSi検出器	31
みどり(ADEOS)衛星	85,87,88	立体角	2,161
南大西洋地磁気異常(SAA)		粒子線	26
	46,85,91,167,170	粒子流(フラックス)	2
μ 粒子	1,13,153	量子効率	21
μ 粒子ニュートリノ		量子力学	1
	139,141,143,155,178	臨界エネルギー	6
ミラー運動	83	臨界角(CR-39の)	35
Milagro	57	リングチェレンコフカウンター	
ミラー点	83		36,45,144
ミール宇宙船	157		
		る	
む		LUXEL	162
無機シンチレーター	16	ルナーリカナザンス探査機	173
め		れ	
MESSENGER 探査機	78	レイリー散乱	9
MeV	2	レイリー・ジーンズの公式	95
		レキサン	168
も		レサジー(lethargy)	157
モノポール	155	RHESSI 衛星	67,77,80
MOS 型電界効果		レプトン(軽粒子)	1,13,139
トランジスター	162	レプリカ望遠鏡	109,112
		レム(rem)	157
ゆ		レムカウンター	171
URA マスク	115,136	連星 X 線星	126
有機結晶	19	LEND	173
有機シンチレーター	19	レントゲン(R)	157
Ulysses 衛星	68,71		
		ろ	
よ		ローサット衛星	108,112
ヨウ化リチウム ⁶ LiI(Eu)		ロシア・アメリカ	
シンチレーター	170	ガリウム実験(SAGE)	150
ようこう衛星	78,79,82,108	ロスコーン	85
陽子	1	LOFT	111
陽子崩壊	12,144	ローレンツ因子	
陽電子	1,13,42,47,91		2,14,55,123,180
陽電子消滅	14,23,120,123,136	ローレンツ変換	98,181
		ローレンツ力	83,97
ら		わ	
ライトガイド	24	ワイヤーチェンバー	28,35
ラグランジュ点	68,75,76,112		
ラジオフォトルミネッセンス			
	161		
ラッチアップ	85		



本印刷物は、グリーン購入法に基づく基本方針の判断基準を満たす紙を使用しています。
印刷はVOC(揮発性有機化合物)が少ない植物性大豆油インキを使用しています。

This document is provided by JAXA