



# Università degli Studi di Salerno

FACOLTÀ DI SCIENZE MATEMATICHE, FISICHE E NATURALI

CORSO DI LAUREA IN FISICA

**Tesi di laurea**

Una rete per la rivelazione di particelle  
cosmiche ad altissima energia:

il "PROGETTO EEE"

**RELATORE**

Ch.mo prof. Salvatore De Pasquale

**CANDIDATO**

Sabato Leo

552/000045

**CORRELATORE**

Ch.mo prof. Giuseppe Grella

ANNO ACCADEMICO 2004/2005

Al mio Amore Giuseppina,  
che ha sempre creduto in me  
quando io stesso non l'ho fatto

# INDICE

<i>Introduzione</i> .....	4
<i>I Raggi cosmici</i> .....	7
I.1 Cenni storici sulla scoperta dei Raggi Cosmici .....	7
I.2 Natura e Caratteristiche dei Raggi Cosmici.....	8
I.2a Spettro energetico .....	10
I.3 Origine della maggior parte dei raggi cosmici: considerazioni generali .....	12
I.3a Meccanismi di accelerazione e possibili sorgenti .....	14
I.4 Origine dei EHECR: meccanismi di accelerazione e sorgenti.....	16
I.4a Propagazione e meccanismi di perdita di energia .....	19
I.4b Sorgenti: AGNs, radio galassie e pulsar .....	21
I.5 Origine non accelerata dei raggi cosmici sopra i $10^{20}$ eV : “top-down model” .....	23
<i>II Rivelazione dei raggi cosmici</i> .....	27
II.1 Tecniche di misura. ....	27
II.2 Rivelazione e analisi con “ground arrays” .....	28
II.3 Rivelazione e ricostruzione con rivelatori a fluorescenza. ....	30
II.4 Esperimenti .....	32
II.4a Descrizione generale del progetto EEE .....	35
<i>III Sviluppo MRPC</i> .....	37
III.1 Generalità sui rivelatori a ionizzazione.....	37
III.1a Fisica della ionizzazione nei gas .....	40
III.1b Trasporto di elettroni e ioni nei gas.....	42
III.2 Rivelatori a gas a piani paralleli: dai contatori Pestov alle MRPC .....	44
III.2a Le camere a piani resistivi con gap multipla, MRPC .....	49
III.2b Le MRPC del progetto EEE.....	52
<i>IV Il progetto EEE</i> .....	59
IV.1 Il progetto .....	59
IV.1a Il telescopio con MRPC .....	61
IV.1b Lettura e analisi dati.....	62
IV.2 Sciami cosmici e loro rivelazione: risultati delle simulazioni .....	65
IV.2a Accettazione geometrica .....	66
IV.2b Risoluzione angolare nella ricostruzione della direzione del muone. ....	69
IV.3 Eventi correlati .....	70
IV.3a Configurazione con tre telescopi.....	73
IV.3b Configurazione con due telescopi.....	77
IV.3c Ricostruzione della direzione dell’asse dello sciame .....	77
IV.3d Tracce dei muoni cosmici .....	82
IV.4 Sistema di posizionamento e sincronizzazione GPS .....	84
<i>Conclusioni</i> .....	87
<i>Bibliografia</i> .....	89
<i>Ringraziamenti</i> .....	91

## Introduzione

I raggi cosmici sono particelle e nuclei atomici provenienti dallo spazio scoperte all'inizio del XX secolo da Hess quasi casualmente, nel corso di esperimenti atti a studiare la ionizzazione dell'aria, che si riteneva dovuta alla sola propagazione della radiazione naturale della Terra.

Fino all'affermazione delle macchine acceleratrici di particelle, i raggi cosmici ebbero un'importanza cruciale per la fisica delle alte energie, in quanto costituivano una sorgente naturale di particelle a quell'epoca in gran parte sconosciute. Dallo studio dei raggi cosmici si arrivò infatti alla scoperta di particelle come il positrone e il muone.

Il termine "raggi cosmici" è stato coniato nel 1925 da Millikan, il quale riteneva fossero costituiti esclusivamente da radiazione elettromagnetica; invece i principali costituenti dei raggi cosmici sono i nuclei normali, presenti nell'abbondanza cosmica standard di materia, con qualche elemento più pesante, come il ferro, in aggiunta ad elettroni, protoni ed antiprotoni.

Lo spettro energetico dei raggi cosmici varia su un range molto ampio che va da qualche centinaio di MeV fino all'ordine dei  $10^{21}$  eV.

In questo lavoro di tesi è posta particolare attenzione ai raggi cosmici di altissima energia (maggiore di  $10^{19}$  eV), gli Extremely-High Energy Cosmic Ray (EHECR), poiché grande interesse suscita ai giorni nostri l'origine e i meccanismi di produzione di tali particelle. Molti esperimenti sono infatti progettati a questo scopo e a questa categoria appartiene il progetto EEE oggetto di questa tesi. Gli EHECR non sono osservabili direttamente, in quanto vengono schermati dall'atmosfera terrestre; la loro esistenza è provata da effetti quali la ionizzazione dell'atmosfera e, in particolare, dall'esistenza di sciame di particelle secondarie nell'atmosfera, gli Extensive Air Shower (EAS), dei quali ci occuperemo nel corso del primo capitolo. Inoltre il flusso degli EHECR è molto basso, dell'ordine di circa 1 particella per  $\text{km}^2$  per secolo per steradiante per energie maggiori di  $10^{20}$  eV.

Attualmente non si conosce con certezza la provenienza e la natura degli EHECR a causa dei pochi eventi registrati finora; si possono fare solo delle supposizioni basate su teorie di accelerazione (“bottom-up model”) o produzione diretta (“top-down model”).

Nel caso in cui le particelle primarie che costituiscono i raggi cosmici di altissima energia fossero protoni, essi sarebbero così energetici che l’interazione con la radiazione cosmica di fondo, e la conseguente produzione di pioni, limita la distanza delle possibili sorgenti di EHECR a circa 50 Mpc (Greisen-Zatsepin-Kuzmin (GZK) cut-off); per i nuclei pesanti questo limite è addirittura di un ordine di grandezza minore. Ci si aspetterebbe dunque un cut-off nello spettro a circa  $70 \cdot 10^{18}$  eV di energia. Tuttavia la più grossa difficoltà nel dare una spiegazione sull’origine dei raggi cosmici ed all’esistenza o meno del GZK cut-off è quella di avere a disposizione pochi eventi osservati ad altissime energie (una ventina in circa 50 anni di osservazioni).

Il progetto EEE (Extreme Energy Events) potrà in qualche modo risolvere questo tipo di problemi legati alla statistica degli eventi: la disposizione di rivelatori su vaste aree si considera molto utile per ottenere un *rate* maggiore di eventi a quelle energie. Il progetto, rivolto alla rivelazione di eventi ad altissima energia, sarà operativo nel corso del 2006 e prevede un’attività di almeno 10 anni; l’utilizzo di telescopi di MRPC<sup>1</sup> (“*Multigap Resistite Plate Chamber*”), che saranno installati in diverse scuole d’Italia allo scopo di coprire una maggiore superficie e capaci di registrare le particelle prodotte negli sciami aerei (si è interessati in particolare alla ricostruzione della componente muonica) con efficienze vicine al 100%, permetterà di avere molti più eventi registrati per l’analisi dati e quindi potrà anche essere fondamentale nel verificare o meno la presenza di effetti tipo il GZK-cutoff e soprattutto individuare l’origine di raggi cosmici con una simile energia.

---

<sup>1</sup> Questo tipo di rivelatore è l’evoluzione di uno strumento per la misura del tempo di volo delle particelle che verrà utilizzato nell’apparato sperimentale del futuro esperimento ALICE (A Large Ion Collider Experiment) per lo studio del plasma di quark e gluoni (QGP).

Il “cuore” di questo lavoro è descritto nei capitoli III e IV. In essi saranno esposte le specifiche del progetto: dalla costruzione delle camere MRPC e l’analisi dei dati provenienti dai test ad esse relativi (capitolo III), alla descrizione del progetto e la disposizione dei telescopi nelle varie scuole (capitolo IV).

# Capitolo I

## Raggi cosmici

### I.1 Cenni storici sulla scoperta dei Raggi Cosmici

La scoperta dei raggi cosmici, attribuita a Victor Hess (1912), ha la sua origine nel tentativo degli scienziati di risolvere l'enigma legato al perché una camera a ionizzazione fortemente schermata registra ancora della radiazione.

All'epoca si assunse che si trattava di una qualche radiazione residua proveniente dalla superficie della terra, così portando la camera ad alta quota l'intensità della radiazione rivelata sarebbe dovuta diminuire. Invece, con immensa sorpresa da parte degli scienziati, quando Victor Hess pose una camera a ionizzazione su un "pallone aerostatico" a molte migliaia di metri dalla superficie della terra, si trovò che l'intensità della radiazione era aumentata portando alla conclusione che questa ultima non poteva che provenire dallo spazio esterno.

Per scoprire poi la vera natura dei raggi cosmici, principalmente nuclei atomici carichi positivamente che raggiungono la parte alta dell'atmosfera, ci vollero più di trent'anni e molte sono state (e sono a tuttora) le ipotesi sulla loro origine.

Il primo ad avanzare un'ipotesi sulla natura dei raggi cosmici fu il fisico inglese Millikan. Egli ipotizzò che la radiazione cosmica fosse costituita da fotoni molto energetici, vale a dire raggi  $\gamma$ , che venivano assorbiti dall'atmosfera mediante l'effetto Compton<sup>2</sup>. Questa teoria, però, venne contraddetta nel giro di pochi anni. Infatti utilizzando il contatore Geiger, si dimostrò che la radiazione cosmica doveva essere carica elettricamente e quindi essere di tipo corpuscolare.

---

<sup>2</sup> E' lo scattering di un fotone su un elettrone libero. Nella materia gli elettroni sono legati; comunque se l'energia del fotone è alta rispetto all'energia di legame, questa ultima può essere trascurata e l'elettrone può essere considerato essenzialmente libero. Il fotone nell'urto trasferisce energia all'elettrone.

Oggi sui raggi cosmici sappiamo molto di più di quanto sapessero i contemporanei di Hess: composizione e spettro energetico sono alcune delle informazioni che possiamo ricavare dopo anni di studi. Tuttavia nonostante le numerose ricerche e le sofisticate attrezzature di indagine restano molti dubbi sulle origini e i meccanismi di accelerazione capaci di far acquistare alle particelle cosmiche energie dell'ordine di  $10^{20}$  eV (gli acceleratori presenti sulla terra raggiungono energie non superiori a  $10^{12}$  eV).

## **I.2 Natura e Caratteristiche dei Raggi Cosmici**

Sulla natura dei raggi cosmici le osservazioni sperimentali, eseguite con rivelatori a terra e in atmosfera, indicano chiaramente che si tratta di particelle ad alta energia provenienti dall'universo.

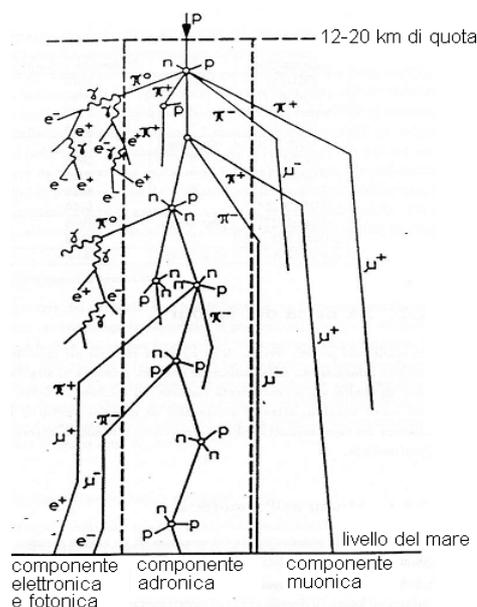
Si è notato che per raggi cosmici ad energia inferiore a 1 GeV ( $1\text{GeV}=10^9$  eV), l'intensità di particelle rivelate è correlata con l'attività solare, prova evidente che almeno per energie così basse i raggi cosmici sono di natura solare. Ad energie più alte, invece, il flusso osservato a terra mostra una anticorrelazione temporale con l'attività solare e un effetto schermante la cui efficacia aumenta con l'intensità del vento solare, indicando così un'origine al di fuori del sistema della nostra stella.

I raggi cosmici sono particelle ad alta energia che viaggiano nello spazio ad una velocità non lontana da quella della luce, sono quindi particelle relativistiche. Esse possono raggiungere la terra dopo aver percorso miliardi di chilometri nell'universo e, interagendo con l'atmosfera terrestre, danno origine a "sciami" di particelle secondarie (quelle provenienti dallo spazio prendono il nome di particelle o raggi cosmici "primari") costituiti da particelle subatomiche le quali subiscono ulteriori interazioni e decadimenti o attraversano indisturbate la materia di cui è composto il nostro pianeta. Tali particelle sono principalmente elettroni, positroni e fotoni ma gli sciami contengono anche muoni, che sono

circa il 10% delle particelle dello sciame, e adroni. In particolare, nella fase iniziale possono essere prodotti i mesoni  $\pi$  (stati legati di quark ed anti-quark) che a loro volta subiscono altre interazioni: i pioni neutri decadono velocemente in due raggi  $\gamma$ , mentre i pioni carichi decadono più lentamente, dando luogo a muoni e neutrini:

$$\begin{aligned}\pi^0 &\rightarrow 2\gamma \\ \gamma &\rightarrow e^- + e^+ \dots \\ \pi^\pm &\rightarrow \mu^\pm + \nu \dots\end{aligned}$$

I fotoni prodotti dalle interazioni dei primari con l'atmosfera possono ancora, tramite il processo di formazione di coppie, creare altre particelle come elettroni e positroni, da cui spesso nascono, attraverso il processo di bremsstrahlung<sup>3</sup>, raggi gamma.



**Figura I.1:** sviluppo di uno sciame dovuto all'interazione di raggi cosmici con l'atmosfera

Il numero di particelle che raggiungono la superficie terrestre è legato all'energia dei raggi cosmici che colpiscono l'atmosfera: limitandosi ai primari di altissima energia, la frequenza di sciame varia da circa 100 per m<sup>2</sup> all'anno per energie >10<sup>15</sup> eV a 1 per km<sup>2</sup> al secolo per energie superiori a 10<sup>20</sup> eV. Per

<sup>3</sup> Elettroni e positroni che attraversano la materia, a causa della loro piccola massa, oltre a perdere energia per collisione, emettono radiazione elettromagnetica dovuta allo scattering con il campo elettrico generato da un nucleo. Classicamente ciò può essere pensato come la radiazione emessa a causa dall'accelerazione subita dall'elettrone deviato dal suo percorso in linea retta dall'attrazione elettrica del nucleo.

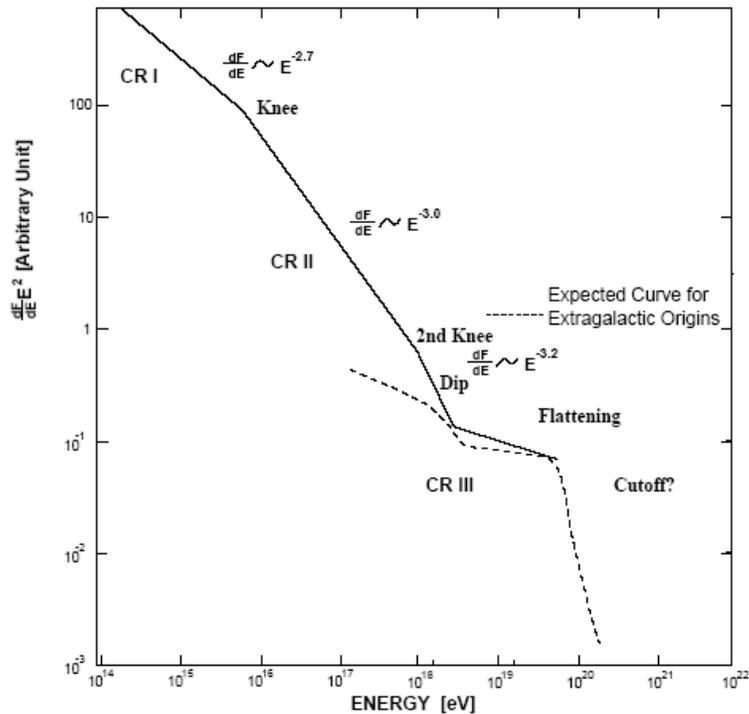
la rivelazione delle particelle prodotte da primari con energia superiore a  $10^{14}$  eV, vengono utilizzati gruppi di rivelatori distribuiti su aree molto grandi (centinaia e spesso migliaia di  $\text{km}^2$ ); con rivelatori posti nel sottosuolo o nell'acqua, si studiano invece alcuni prodotti delle interazioni tra raggi cosmici ed atmosfera come i neutrini. La rivelazione delle particelle secondarie ci permette di ricavare informazioni sui raggi cosmici primari dei quali siamo stati in grado di stabilire la composizione. Essi sono formati per l'87% da protoni, il 12% da He, l'1% da elettroni e positroni; inoltre c'è una piccola quantità di altri elementi tra i quali abbondano carbonio, azoto, ossigeno e ferro. Di grande importanza per i raggi cosmici è lo spettro energetico di cui parleremo in maggior dettaglio.

## I.2a Spettro energetico

Lo spettro energetico dei raggi cosmici con energia superiore ai 10 GeV è ben rappresentato da una legge di tipo esponenziale

$$\frac{dN}{dE} \propto E^{-\gamma} \quad (\text{I.1})$$

dove  $\frac{dN}{dE}$  rappresenta il flusso differenziale e  $\gamma$  è l'indice spettrale che assume valori vicini a 3. Il fatto che  $\gamma \approx 3$  implica che l'intensità dei raggi cosmici diminuisce di un fattore 100 per ogni aumento di una decina in energia. In figura I.2 è riportato un disegno schematico dello spettro energetico:



**Figura I.2:** Un disegno schematico dello spettro energetico di raggi cosmici con energia superiore a  $10^{14}$  eV.

In termini della sua struttura, lo spettro può essere diviso in tre regioni, due “Ginocchi” e una “Caviglia”. Il primo “ginocchio” appare intorno a  $3 \cdot 10^{15}$  eV dove l’indice spettrale cambia da 2.7 a 3.0 .

Il secondo “ginocchio” è invece nel range di energie tra  $10^{17}$  e  $10^{18}$  eV dove la pendenza spettrale diventa più ripida fino ad assumere il valore 3.3. La “caviglia” infine si vede nella regione di energia equivalente a  $3 \cdot 10^{18}$  eV. Sopra questa energia, il valore dell’indice spettrale assume di nuovo il valore 2.7 ma è da sottolineare che tale valore ha molta incertezza a causa della mancanza di statistica e di risoluzione.

I diversi valori dell’indice spettrale ci forniscono un’informazione sulla natura dei raggi cosmici di diversa energia. Come già detto i raggi cosmici di energia inferiore ad 1 GeV sono per lo più di origine solare; particelle che giacciono nell’intervallo di energia descritto da un indice spettrale pari a 2.7 sono prodotte dalle supernove, mentre le pulsar e i buchi neri sarebbero le sorgenti di particelle con energia tra il primo “ginocchio” e i  $10^{19}$  eV.

Ancora incerta è invece l'origine delle particelle con energie maggiori ai  $10^{19}$  eV. Si pensa che queste ultime siano prodotte da sorgenti extragalattiche i cosiddetti Nuclei Galattici Attivi (AGN<sup>4</sup>), ipotesi che si avvale della apparente isotropia dei raggi cosmici a queste energie. Proprio a causa di questa incertezza la parte più interessante dello spettro energetico dei raggi cosmici è quella dei cosiddetti EHECRs (Extremely High Energy Cosmic Rays), ossia raggi cosmici con energie dell'ordine di  $10^{20}$  eV. In tale regione le moderne teorie prevedono un "cutoff", cioè una diminuzione del flusso differenziale e un successivo aumento dovuto ad effetti legati alla propagazione dei raggi cosmici nel mezzo interstellare.

### **I.3 Origine della maggior parte dei raggi cosmici: considerazioni generali**

La questione dell'origine dei raggi cosmici continua a essere considerata non ancora del tutto risolta a quasi 100 anni dalla loro prima rivelazione.

Come menzionato prima, la maggior parte dei raggi cosmici osservati sulla Terra ha origine extrasolare. In particolare, se facciamo considerazioni di tipo energetico, possiamo dire che i raggi cosmici hanno origine galattica<sup>5</sup>.

Alcune informazioni sull'origine dei raggi cosmici sono in principio contenute nella distribuzione della loro direzione di arrivo. Al di sotto dei  $10^{14}$  eV l'ampiezza di anisotropia, definita come

$$|\delta| = \frac{I_{MAX} - I_{MIN}}{I_{MAX} + I_{MIN}} \quad (I.2)$$

dove  $I_{MIN}$  e  $I_{MAX}$  sono il minimo e il massimo dell'intensità di raggi cosmici definite come funzioni della direzione d'arrivo, è statisticamente considerevole ( $\sim 10^{-3}$ ) e risulta indipendente dall'energia. Sopra i  $10^{14}$  eV, le ampiezze di

---

<sup>4</sup> dall'inglese Active Galactic Nuclei

<sup>5</sup> Si è dimostrato che la potenza necessaria ai raggi cosmici per fuggire dal campo galattico è circa il 10% della potenza emessa in forma di energia cinetica degli oggetti espulsi da una supernova galattica.

anisotropia sono generalmente insignificanti in accezione statistica, con uniche eccezioni per le energie tra  $10^{15}$  e  $10^{16}$  eV e vicino a  $10^{18}$  eV. Quest'ultima è correlata al piano galattico<sup>6</sup>. Infatti, poiché i raggi cosmici carichi a queste energie sono fortemente deflessi dai campi magnetici galattici, l'assenza di anisotropia associata al suddetto piano implica che la parte dello spettro energetico di più alta energia ha origini extragalattiche, come avremo modo di vedere più dettagliatamente nel paragrafo 4. di questo capitolo.

Per le sorgenti di tipo galattico sono stati sviluppati molti modelli di "diffusione" dei raggi cosmici i quali sono generalmente basati su equazioni di diffusione e perdita di energia. Spesso è anche sufficiente considerare un modello semplificato, il cosiddetto "leaky box model", il quale prevede che i raggi cosmici si propagano entro un certo volume di confinamento, una "scatola" nella quale possono muoversi liberamente; negli urti contro il bordo però, esiste una probabilità non nulla di fuggire al di fuori della scatola, cioè della galassia. In questo modello, la produzione di raggi cosmici alla sorgente è bilanciata dalla perdita per fuga dalla galassia, spallazione<sup>7</sup> e decadimento radioattivo.

Il "leaky box model" è un modello molto approssimato che diventa plausibile solo se si considera la "diffusione" dei raggi cosmici al suo interno, cioè se si assume che i raggi cosmici abbiano una specie di cammino casuale all'interno della galassia, dovuto ai molti ostacoli che essi incontrano. Un esempio di ostacolo è rappresentato dalle irregolarità del campo magnetico galattico, che li deviano dalla loro direzione originaria di propagazione: in tal modo infatti la velocità di diffusione risulta minore di quella di propagazione spiegando il maggior tempo di permanenza dei raggi cosmici nella galassia.

In sintesi, i dati sulla composizione e l'anisotropia dei raggi cosmici sono prova più che evidente della loro origine galattica, almeno per energie non superiori al

---

<sup>6</sup> E' riferito alla nostra galassia.

<sup>7</sup> Processo di frammentazione del nucleo di un atomo dovuto alla collisione con particelle veloci

“ginocchio” dello spettro energetico. In questo contesto, il “ginocchio” stesso è spesso interpretato come un effetto di “deconfinamento magnetico” tale che i raggi cosmici al di sopra di esso lasciano la galassia più velocemente, causando “l’irripidirsi” dello spettro energetico.

### **I.3a Meccanismi di accelerazione e possibili sorgenti**

Ci sono due tipi di meccanismi di accelerazione considerati in connessione con l’accelerazione dei raggi cosmici : (1) accelerazione diretta di una particella carica da un campo elettrico, e (2) accelerazione statistica (accelerazione di Fermi) in un plasma magnetizzato.

Nel meccanismo di accelerazione diretta, il campo elettrico in questione può essere dovuto, per esempio, a stelle magnetiche di neutroni ruotanti (PULSAR) o, a dischi di accrescimento (ruotanti) penetrati da un campo magnetico. I dettagli di un simile processo di accelerazione e la massima energia a cui una particella può essere accelerata dipende dal particolare sistema fisico che si considera. Per una serie di ragioni, i meccanismi di accelerazione diretta non sono favoriti come meccanismi di accelerazione per i raggi cosmici. Il maggior svantaggio di questo meccanismo risiede nel fatto che è difficile ottenere il caratteristico spettro descritto da una legge di tipo esponenziale come osservato per i raggi cosmici.

L’altro meccanismo è quello di accelerazione statistica di Fermi. Anche se il campo elettrico medio può “svanire”, ci può ancora essere un trasferimento macroscopico di energia cinetica dal plasma magnetizzato (in movimento) alla singola particella carica (“test particle”) nel mezzo dovuto a ripetuti scattering senza collisioni (“encounters”) di particelle o con le disomogeneità di turbolenti campi magnetici che si muovono in maniera casuale, o col mezzo stesso.

L’idea di Fermi era essenzialmente basata sul primo caso, cioè sullo scattering con “nuvole” magnetiche che si muovono “random” nel mezzo interstellare. In questo caso, sebbene in ogni singola “collisione” la particella può sia acquistare

sia perdere energia, dopo molti incontri c'è in media un netto guadagno di energia. L'originale meccanismo di Fermi è oggi chiamato "meccanismo di Fermi del secondo ordine", poiché la frazione di energia guadagnata è in questo caso proporzionale a  $\left(\frac{u}{c}\right)^2$ , dove  $u$  è la velocità relativa della "nuvola" rispetto al sistema di riferimento in cui l'insieme dei raggi cosmici è isotropo, e  $c$  è la velocità della luce. Tuttavia, a causa della dipendenza quadratica da  $u$ , il meccanismo di Fermi del secondo ordine non è un processo di accelerazione efficiente. Infatti per tipiche nubi interstellari nella Galassia, i tempi di accelerazione risultano molto più grandi dei tempi di fuga dei raggi cosmici nella Galassia ( $\sim 10^7$  anni). In aggiunta l'indice spettrale  $\gamma$  dipende dalla velocità della nube e così, una sovrapposizione di spettri generati da differenti sorgenti con nubi aventi velocità differenti, in generale non potrebbe restituire una legge di tipo esponenziale.

Una versione più efficiente del meccanismo di Fermi si ottiene considerando "urti" con fronti d'onda piani. In questo caso la frazione media di energia guadagnata da una particella in ogni singolo "incontro", è del primo ordine nella velocità relativa tra il fronte d'urto e il sistema in cui i raggi cosmici sono isotropi. Comunemente, la teoria "standard" di accelerazione dei raggi cosmici – la cosiddetta "Diffusive Shock Acceleration Mechanism" (DSAM) – è quindi basata sul meccanismo di accelerazione al primo ordine. Nella più semplice versione del DSAM, si adotta la cosiddetta "test-particle-approximation" in cui la struttura dell'urto è data a priori e non è affetta dalla particella accelerata. Si assume anche che il piano del fronte d'onda dell'urto si muova in modo non relativistico e che il campo magnetico sia parallelo alla normale del suddetto piano. Infine si assume che le disomogeneità del campo magnetico "scatterino" efficientemente le particelle così da avere una distribuzione isotropa delle stesse. Un'importante caratteristica del DSAM è che le particelle accelerate emergono dal sito di accelerazione con uno spettro energetico descritto dalla tipica legge esponenziale, con un indice spettrale che non dipende dalla velocità

dell'urto. Infine esiste un'energia massima raggiungibile,  $E_{MAX}$ , che dipende dalle dimensioni della zona dell'urto (che deve essere più grande del raggio giromagnetico della particella accelerata), e dal tempo caratteristico di accelerazione al di sopra di questa energia (il quale deve essere più piccolo della vita media di un urto).

Da un punto di vista teorico, tra le sorgenti dei raggi cosmici galattici si possono menzionare i resti di supernove (“supernove remnants” SNRs). Infatti si stima che la massima energia raggiungibile per particelle aventi come sorgenti acceleratrici i SNRs giaccia nell'intervallo tra  $10^{12}$  eV e  $10^{17}$  eV.

A causa di questo valore di energia massima raggiungibile relativamente basso, le sorgenti SNRs non spiegano l'esistenza dei raggi cosmici ad energie superiori a  $10^{18}$  eV, i quali quindi dovrebbero essere una componente separata. In alternativa come sorgenti di raggi cosmici sono state considerate pulsar e stelle di neutroni in sistema binario, per le quali la massima energia di accelerazione raggiungibile spazia nel range degli UHECRs (Ultra High Energy Cosmic Rays). In definitiva uno scenario ragionevole sulle sorgenti di raggi cosmici basandosi esclusivamente sul meccanismo di accelerazione al primo ordine di Fermi è il seguente: (a) per energie fino a  $10^{15}$  eV le sorgenti possono essere supernove che esplodono nel mezzo interstellare, (b) per energie fino a  $10^{17}$  eV supernove che esplodono nel vento solare di una stella più vecchia, e (c) per energie più alte punti caldi di potenti radio-galassie.

#### **I.4 Origine dei EHECR: meccanismi di accelerazione e sorgenti**

Le moderne teorie sulle origini dei EHECRs possono essere sintetizzate in due diverse categorie: il modello “bottom-up” (prevede accelerazione) e il “top-down” (prevede decadimento).

Nel primo di questi modelli, particelle cariche vengono accelerate da basse energie fino alle alte energie richieste in certe condizioni fisiche speciali. Il

“top-down” invece è l’esatto contrario; le particelle energetiche sono qui originate dal decadimento di particelle sufficientemente massive e non occorre alcun meccanismo di accelerazione. Al modello “top-down” è dedicato il paragrafo 5.

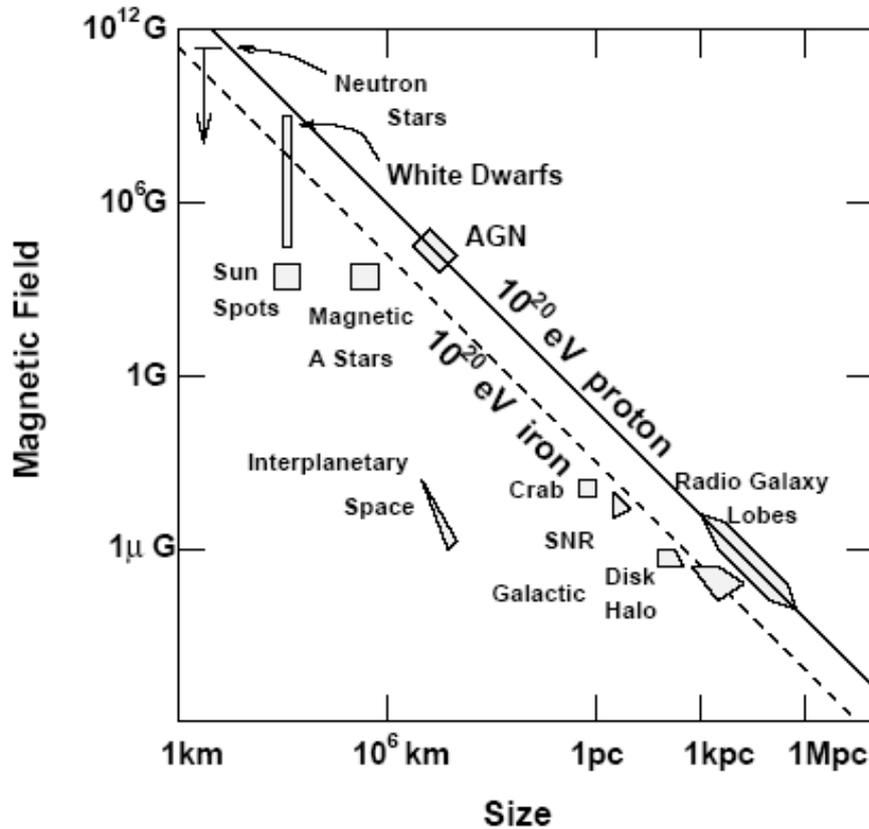
Come menzionato nel precedente paragrafo, l’accelerazione al primo ordine di Fermi nella forma del DSAM, può fornire a particelle provenienti da residui di supernove energie non superiori a  $10^{17}$  eV. Così SNRs non possono essere probabili sorgenti per gli EHECRs con  $E > 10^{17}$  eV. Per questi raggi cosmici si ipotizzano urti su scala più grande chiamati urti extragalattici.

Ciò che occorre fare a questo punto è identificare le sorgenti capaci di simili urti.

Senza considerare alcun processo di accelerazione, c’è una semplice argomentazione dimensionale che ci consente di restringere la nostra attenzione solo a una piccola classe di oggetti astrofisici che possono realmente essere sorgenti capaci di accelerare particelle alle date energie. In ogni meccanismo di accelerazione di tipo statistico deve esserci un campo magnetico ( $B$ ) per mantenere le particelle confinate nella regione di accelerazione, e il raggio  $R$  della regione di accelerazione deve essere maggiore del diametro dell’orbita della particella accelerata. E’ possibile trovare una relazione analitica tra  $B$ ,  $R$ , l’energia della particella accelerata e la sua carica

$$\begin{aligned} R > r_L \\ \text{dove} \end{aligned} \tag{I.3}$$
$$r_L = \frac{E}{ZeB} \quad \text{è il raggio di Larmour}$$

La precedente viene schematizzata nel seguente famoso “diagramma di Hillas”,



**Figura I.3:** Diagramma di Hillas che mostra le dimensioni e l'intensità del campo magnetico di possibili siti di accelerazione di particelle. Gli oggetti che si trovano sotto le corrispondenti linee diagonali non possono accelerare protoni (nuclei di ferro) a energie di  $10^{20}$  eV.  $\beta c$  è la velocità caratteristica dei centri di scattering magnetici.

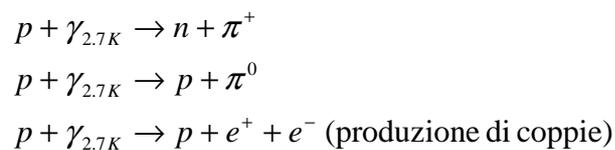
il quale mostra che per raggiungere una data energia massima, bisogna avere siti di accelerazione sia con un grande campo magnetico, sia con grandi dimensioni. In questo modo, solo poche sorgenti astrofisiche – tra queste vedremo nuclei galattici attivi, radio-galassie, e pulsar – soddisfano le condizioni necessarie per accelerare particelle ad energie fino a  $10^{20}$  eV.

Prima di proseguire nell'analisi delle possibili sorgenti faremo qualche cenno alla propagazione degli EHECRs nello spazio e alle possibili cause di perdita di energia.

## I.4a Propagazione e meccanismi di perdita di energia

E' importante capire come gli EHECRs si propagano dalla loro sorgente a terra, poiché ciò fornisce ulteriori limitazioni sulla natura delle sorgenti. Anche se essi non subiscono alcuna significativa perdita di energia nell'attraversare la nostra galassia, risentono invece del campo magnetico galattico. Tuttavia la deflessione  $\alpha$  dalla direzione originaria di una particella che percorre una distanza  $d$  è tipicamente di  $\sim 3^\circ$  ( $\alpha \propto d \cdot r_L$ ), il che significa che le direzioni di arrivo di simili raggi cosmici puntano verso le loro sorgenti.

Nelle regioni a più alta energia, non solo sono importanti gli effetti di deflessione dovuti al campo magnetico intergalattico, ma diventano di una certa rilevanza anche le perdite di energia nei campi di radiazione intergalattica come la radiazione cosmica di fondo o la radiazione infrarossa. Questo in realtà è il più importante effetto sulla propagazione di EHECRs. I protoni appartenenti ai EHECRs interagiscono con i fotoni della radiazione di fondo dando origine a creazioni di coppie e alla foto-produzione di pioni (foto-pioni): infatti un protone la cui energia superi i 50 EeV ( $1\text{EeV}=10^{18}\text{eV}$ ) interagisce in maniera anelastica con i fotoni che costituiscono la radiazione cosmica di fondo, dal momento che nel riferimento del protone i raggi  $\gamma$  hanno un'energia di 300 MeV; si ha pertanto la produzione anelastica di pioni secondo i processi:



Al disopra di questa soglia diventa anche importante la produzione multipla di pioni. Si ha inoltre che nel riferimento in cui la radiazione fossile è isotropa, l'energia di soglia per la produzione di foto-pioni è

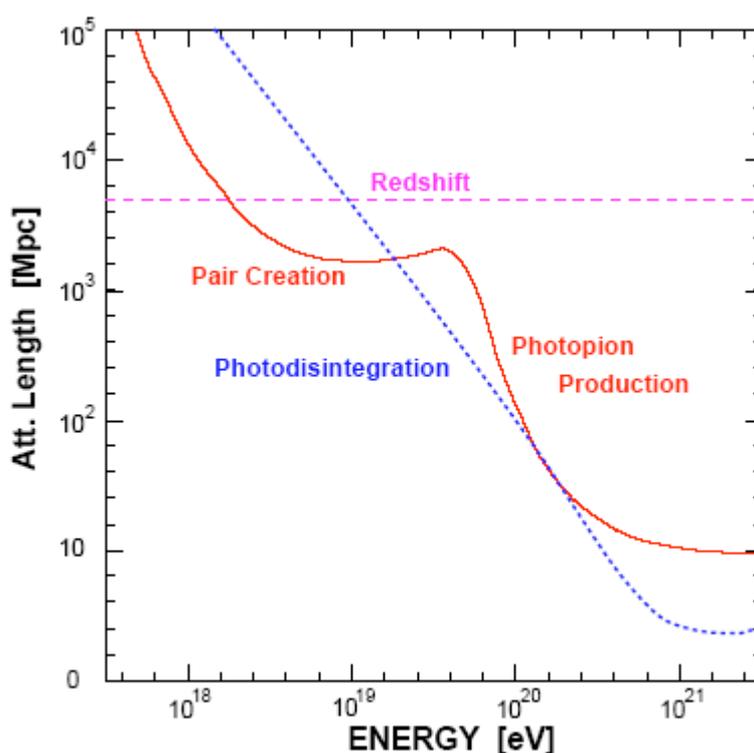
$$E_{th} = \frac{m_\pi}{2\varepsilon} \left( m_p + \frac{m_\pi}{2} \right) \cong 6.8 \cdot 10^{16} \left( \frac{\varepsilon}{\text{eV}} \right)^{-1} \text{ eV} \quad (\text{I.4})$$

dove  $\varepsilon$  è l'energia del fotone,  $m_p$  la massa del protone e  $m_\pi$  la massa del pione; tipicamente si ha  $\varepsilon \sim 10^{-3} \text{ eV}$ .

Tale energia di soglia per la produzione di foto-pioni, definisce un limite in corrispondenza del quale i raggi cosmici perdono velocemente energia. Ne risulta un “cutoff” nello spettro energetico conosciuto come “Greisen-Zatsepin-Kuzmin” o semplicemente “GZK cutoff”.

Una rivelazione di questo effetto prova l’origine extragalattica dei raggi cosmici ad altissima energia e limita la distanza delle possibili sorgenti a meno di 100 Mpc<sup>8</sup>.

Infatti, come è possibile vedere dalla figura I.4,



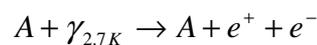
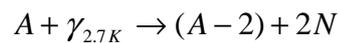
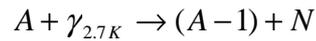
**Figura I.4:** La lunghezza di attenuazione dei raggi cosmici come funzione dell’energia. La curva continua mostra il caso dei nucleoni; la curva tratteggiata invece è relativa ai nuclei di ferro.

la lunghezza di attenuazione per i protoni nello spazio extragalattico presenta una rapida discesa ad energie superiori quella di soglia per la produzione di foto-pioni ( $E_{\text{SOGLIA}} \sim 10^{19}$  eV). A questa energia corrisponde una lunghezza di attenuazione di circa 500 Mpc, mentre per energie dell’ordine di  $10^{20}$  eV i protoni richiedono sorgenti che distano non più di 50 Mpc. In definitiva, per i

<sup>8</sup> 1parsec (pc) ~ 3.26 anni luce.; 1Mpc = 10<sup>6</sup> pc

raggi cosmici di altissima energia, più alta è l'energia rivelata, più vicina deve essere la sorgente dalla quale provengono le particelle.

Nel caso di nuclei pesanti, come ad esempio carbonio e ferro, si hanno gli stessi effetti visti prima con l'unica differenza che questa volta il fattore limitante oltre alla produzione di coppie è la “foto-disintegrazione”. I principali processi di interazione col fondo cosmico sono quindi del tipo:



dove A è l'elemento pesante considerato e N è un nucleone (protone o neutrone). Come risultato, per nuclei pesanti, si ha una ancor più rapida perdita di energia come mostrato nella figura I.4 per nuclei di ferro.

## **I.4b Sorgenti: AGNs, radio galassie e pulsar**

Allo scopo di individuare nei nuclei galattici attivi e nelle radio-galassie le sorgenti di EHECRs, recentemente la fisica ad essi relativa è stata attentamente studiata tanto da ottenere delle stime abbastanza accurate sui valori del loro campo magnetico (B) e delle loro dimensioni (R). Tali misure, sebbene non indichino negli AGNs le sorgenti di raggi cosmici ad energia superiore a  $10^{20}$  eV, rivelano che una buona parte dei raggi cosmici sotto a  $10^{19}$  eV possono in principio essere generati da essi.

Comunque, il maggior problema per questo tipo di sorgenti risiede nel fatto che i protoni accelerati degradano molto in energia a causa della produzione di fotopioni sia all'interno, sia attorno al nucleo centrale dell'AGN. Inoltre ci sono perdite di energia dovute a processi di sincrotrone ed effetto Compton; se si considera anche l'energia persa simultaneamente a quella guadagnata a causa dell'accelerazione si conclude che né protoni né nuclei pesanti possono uscire dalle zone centrali dei nuclei galattici attivi con energie superiori a  $10^{16}$  eV e che quindi tali regioni non possono essere le sorgenti che stiamo cercando.

I più promettenti siti di accelerazione sono forse i “punti caldi” di radio-galassie. In questo caso l’energia persa per foto-produzione di pioni alla sorgente non è significativa poiché la densità di fotoni nell’ambiente si pensa non sia alta abbastanza. Sembra possibile raggiungere energie anche superiori ai  $10^{21}$  eV, anche se tale energia massima dipende dalla forza del campo magnetico nel punto caldo che rappresenta il parametro più incerto in queste considerazioni.

Il vero problema delle radio-galassie come sorgenti di raggi cosmici ad altissima energia è la loro distanza: le radio-galassie che giacciono lungo la direzione di arrivo di singoli eventi di EHECRs, sono situate a distanze cosmologiche dalla Terra ( $\geq 100$  Mpc). In questo caso, a causa dell’effetto GZK discusso prima, le particelle non conservano l’energia propria dei EHECRs anche se alla sorgente sono stati prodotti con una tale energia. Così, sebbene “hot-spots” di radio-galassie sembrano essere buone sorgenti per raggi cosmici con energia che non eccede di molto i  $10^{17}$  eV, risulta difficile considerarli come sorgenti di eventi ad energia superiore i  $10^{20}$  eV.

Recentemente è stata avanzata l’interessante ipotesi che particelle appartenenti a EHECRs possono essere accelerate vicino l’orizzonte degli eventi di un “buco nero ruotante supermassivo” con resti di quasar inattivi. Il campo elettromagnetico richiesto è generato dalla rotazione del buco nero. Questa ipotesi elimina il problema della scarsità entro distanze accettabili ( $<50$ Mpc) di oggetti astrofisici capaci di accelerare le particelle alle energie richieste.

Come si è visto nel diagramma di Hillas (figura I.3), le pulsar sono potenziali siti di accelerazione per i raggi cosmici ad altissima energia. Molte delle ipotesi di accelerazione che includono le pulsar si basano sull’accelerazione diretta di particelle in forti cadute di potenziale elettrostatico indotte sulla superficie di una stella di neutroni ruotante dalla configurazione del suo campo magnetico. La massima energia che in principio si può raggiungere con tipiche pulsar è circa  $10^{21}$  eV.

Mentre il modello di accelerazione per le pulsar tratta accelerazione diretta, esiste un'altra classe di modelli che utilizzano il meccanismo di accelerazione statistica in urti di accrescimento attorno a oggetti come stelle di neutroni e buchi neri. In questi casi però è difficile superare energie di  $10^{15}$  eV quando si considerano i processi di perdita di energia.

Oltre alle sorgenti appena citate, esiste una grande varietà di siti di accelerazione che potrebbero assumere l'identità di sorgenti. Tra questi ci sono zone in cui l'accelerazione avviene grazie a urti nelle terminazioni del vento galattico, urti creati da galassie che collidono, urti su larga scala che risultano dalla formazione dell'Universo ecc. Se per alcuni di questi siti l'energia massima raggiungibile può essere nella regione degli UHECRs (Ultra High Energy Cosmic Rays  $\sim 10^{19}$  eV), è generalmente difficile andare oltre i  $10^{20}$  eV.

## **I.5 Origine non accelerata dei raggi cosmici sopra i $10^{20}$ eV : “top-down model”**

Come discusso sopra, i meccanismi di accelerazione sono processi auto-limitanti: per ogni dato set di valori di dimensione della regione di accelerazione (R) e dell'intensità campo magnetico (B), esiste un'energia massima, data dal criterio di Larmor, oltre la quale la particella non può più subire accelerazione. Gli eventi osservati con energie sopra i  $10^{20}$  eV pongono quindi un serio problema sui meccanismi di accelerazione poiché simili valori di energia possono essere raggiunti appena dai più potenti oggetti astrofisici con ragionevoli valori di R e B ad essi associati. Il problema diventa ancor più rilevante quando si riconosce che l'energia alla sorgente deve essere significativamente maggiore di quella osservata a Terra a causa delle perdite di energia durante la propagazione come pure in vicinanza della sorgente.

A causa di queste difficoltà, c'è un particolare interesse nella possibilità che gli eventi di EHECR possano rappresentare una componente fondamentale

diversa dei raggi cosmici nel senso che queste particelle possono non essere prodotte da alcun processo di accelerazione, ma possono semplicemente essere il risultato del “decadimento” di una certa particella massiva (genericamente chiamata particella “X”) con massa  $m_X > 10^{20}$  eV originata da processi di alta energia nell’universo primordiale. Con questo modello, chiamato modello “top-down”, il problema energetico è così risolto dall’inizio e inoltre il meccanismo di produzione di particelle estremamente energetiche può essere facilmente realizzato nel contesto delle teorie unificate delle interazioni delle particelle elementari nei primi istanti dell’universo.

L’origine dei raggi cosmici è quindi da ricercarsi nella particella X che tipicamente, secondo le moderne teorie, dovrebbe decadere in quark e leptoni. I quark adronizzano, cioè producono “jet” di adroni contenenti principalmente mesoni leggeri (pioni) con una piccola percentuale di barioni (principalmente nucleoni). I pioni neutri decadono in fotoni; quelli carichi invece decadono principalmente in muoni con i rispettivi antineutrini, e in percentuali minori (dell’ordine di  $10^{-4}$ ) si osservano come prodotti di decadimento elettroni (e positroni) con neutrini (ed antineutrini). Così fotoni energetici, neutrini e leptoni carichi, assieme a una piccola frazione di nucleoni, sono prodotti direttamente con energie fino a circa  $m_X$  senza alcun meccanismo di accelerazione. Tuttavia affinché i prodotti di decadimento della particella X siano osservati come particelle del tipo EHECRs, ci sono tre condizioni basilari che devono essere soddisfatte: (a) la particella X deve decadere in recenti epoche cosmologiche, o equivalentemente a distanze non cosmologiche dalla Terra ( $\leq 100$  Mpc), altrimenti i prodotti di decadimento della particella X perdono tutta la loro energia per l’interazione con la radiazione di fondo. (b) La particella X deve essere sufficientemente massiva con massa  $\gg 10^{20}$  eV, e (c) la densità e il rate di decadimento della particella X deve essere grande abbastanza da produrre un flusso rivelabile di particelle “super energetiche”.

Per ciò che riguarda l'origine della particella X invece, le sorgenti possono essere “difetti topologici” ossia, in maniera semplicistica, regioni di spazio simmetriche circondate da zone caratterizzate dalla rottura delle simmetrie. Essi possono essere stati prodotti nell'universo primordiale durante il processo della rottura delle simmetrie descritto nella Teoria della Grande Unificazione. Questa teoria (“GUT”) prevede che esista un'unica forza di cui la forza gravitazionale<sup>9</sup>, la forza elettromagnetica<sup>10</sup>, la forza nucleare debole<sup>11</sup> e la forza nucleare forte<sup>12</sup> ne rappresenterebbero quattro diversi aspetti. Inoltre secondo tale teoria l'unificazione delle forze avviene ad energie (e quindi temperature) molto elevate.

Alternativamente, la particella X può essere una certa particella supermassiva metastabile con tempo di decadimento confrontabile con l'età dell'universo o anche più grande, la quale è stata prodotta nei primi istanti dell'universo attraverso processi di produzione di particelle associati all'inflazione. Infatti secondo la teoria inflattiva, l'Universo nei primi istanti di vita doveva trovarsi in una situazione di equilibrio instabile, cioè eccitata, e la tendenza spontanea sarebbe stata quella di assestarsi in una situazione di minore contenuto energetico e quindi più stabile. Ciò si realizzò nel momento in cui la forza forte si disaccoppiò dalle altre, rompendo definitivamente la simmetria iniziale. Questa operazione liberò un'enorme quantità di energia, che in parte servì a fare espandere l'Universo in modo impressionante e in brevissimo tempo, e in parte si materializzò negli enti fondamentali che costituiscono il Cosmo e quindi probabilmente anche in particelle supermassive.

L'assenza di potenti oggetti astrofici vicini, come AGNs o radio-galassie non è un problema nel modello “top-down”, poiché le particelle X o le loro sorgenti

---

<sup>9</sup> E' la più debole ed è a lungo range

<sup>10</sup> E' a lungo range, è  $10^{39}$  volte più forte di quella gravitazionale ed agisce sulle particelle dotate di carica elettrica

<sup>11</sup> Ha un range inferiore a  $10^{-17}$  m, è  $10^{28}$  volte maggiore della gravità, è responsabile dei decadimenti radioattivi ed è agente tra i leptoni

<sup>12</sup> Ha un piccolo range ( $<10^{-15}$  m) e un'intensità  $10^{41}$  volte maggiore della forza gravitazionale (questa è l'interazione che tiene uniti i nucleoni nel nucleo e che, permette ai quark di unirsi a formare adroni).

non devono necessariamente essere associate a uno specificato oggetto astrofisico attivo.

In certi modelli infine, le particelle X stesse o le loro sorgenti possono essere raggruppate in dischi galattici, così che il contributo dominante per gli eventi di altissima energia osservati proverrebbe da particelle X raggruppate nel nostro stesso disco galattico, e quindi la restrizione sulla distanza imposta dall'effetto GZK non è più di alcun interesse.

Tutte le ipotesi esposte sopra sulla natura e sulle sorgenti dei raggi cosmici ad altissima energia, rimarranno tali fino a quando i dati sperimentali non confermeranno o invalideranno l'una o l'altra teoria. In questo contesto potranno quindi essere utilizzati i dati che saranno raccolti nell'ambito del progetto EEE visto che quest'ultimo, di cui tratteremo ampiamente nel capitolo III, si propone di rivelare sciami cosmici indotti da primari con energia superiore a  $10^{19}$  eV.

# Capitolo II

## Rivelazione dei raggi cosmici

### II.1 Tecniche di misura.

Esistono diversi modi di rivelare i raggi cosmici, ognuno dei quali dipende principalmente dall'energia massima da rivelare. Ad energie sotto i  $10^{14}$  eV il flusso dei raggi cosmici primari è sufficientemente alto da poter essere misurato direttamente con strumenti posti negli strati alti dell'atmosfera grazie a palloni aerostatici o satelliti. Ad energie superiori, il flusso diviene di circa 10 particelle su metro quadro al giorno. A queste energie la rivelazione di particelle primarie richiede strumenti con area di rivelazione molto ampia posti al di sopra dell'atmosfera, cosa che a tutti gli effetti è impensabile. Fortunatamente, l'interazione dei primari con l'atmosfera produce una "cascata" di particelle secondarie sufficientemente ricca da permettere indirettamente l'osservazione dei raggi cosmici primari attraverso il campionamento delle particelle dello sciame che giungono a terra. Le osservazioni fatte con un "array" di rivelatori posti sulla superficie terrestre, ci consentono di misurare adeguatamente oltre all'energia totale, anche la direzione di arrivo del primario.

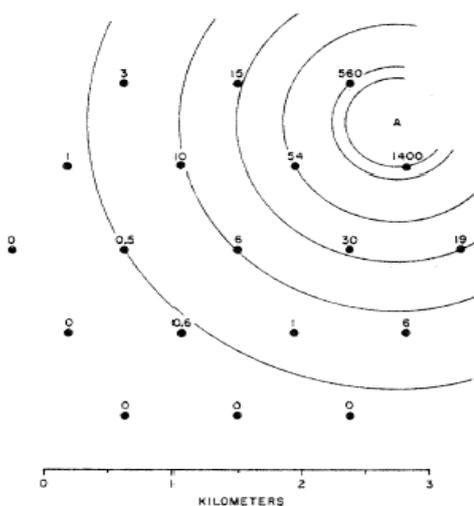
Per misurare lo spettro ad energie superiori a  $10^{17}$  eV si utilizza spesso un'altra tecnica: fotoni ottici nel range tra 300 nm e 400 nm, sono prodotti dal passaggio di particelle cariche attraverso l'azoto presente nell'atmosfera. Ogni particella carica produce circa 4 di questi fotoni fluorescenti per metro. Con un array di fotomoltiplicatori, ognuno focalizzato su una fissata zona nel cielo, si può misurare direttamente lo sviluppo longitudinale di uno sciame e inoltre l'energia totale si ottiene dall'ammontare totale di luce fluorescente. La limitazione di questa tecnica è che può funzionare solo nelle notti senza Luna, il che significa solo il 10% del tempo totale. L'aspetto positivo di questa

tecnica è invece che misura direttamente l'energia dello sciame dissipata nell'atmosfera, che in molti casi è una grossa frazione dell'energia del primario. Tuttavia nessuna delle due tecniche precedentemente menzionate è efficace nell'identificare la natura del primario.

Nei paragrafi successivi cercheremo di descrivere in maggior dettaglio le tecniche di rivelazione precedenti.

## II.2 Rivelazione e analisi con “ground arrays”

Uno sciame aereo produce al livello di osservazione un grande numero di particelle sparpagiate su una considerevole area. Le particelle sono rivelate con un insieme di rivelatori disposti, spesso in griglie regolari, su un'area appropriata. L'area richiesta è in relazione al rate di eventi che devono essere studiati; per gli EHECRs, ad esempio, l'area di rivelazione deve estendersi per molti chilometri quadrati. La separazione  $d$  dei rivelatori è scelta in modo da essere utile a confrontare il grado “dell'impronta” dello sciame al livello di osservazione. Per EHECRs,  $d$  è tipicamente molte centinaia di metri. Una configurazione tipica di rivelatori è mostrata in figura:



**Figura II.1:** posizioni dell'insieme di rivelatori di Volcano Ranch. E' mostrato il numero di particelle osservato da ogni rivelatore; il core è indicato con A

La densità di al più un tipo di particella carica (muoni, fotoni, fotoni Cherenkov), è misurata ad ogni locazione, e le dimensioni di ogni rivelatore sono scelte in base alla componente che deve essere studiata. Per particelle cariche l'area varia da 1 a circa 20 m<sup>2</sup>, ma rivelatori di muoni dovrebbero in principio essere molto più grandi.

Ad ogni sito di rivelazione si può misurare anche il relativo tempo di arrivo della componente che si vuole studiare. Tutti i rivelatori costruiti per rivelare raggi cosmici sopra i 10<sup>19</sup> eV sono stati situati in luoghi con altitudini che vanno dal livello del mare fino a densità atmosferiche di 800 g/cm<sup>2</sup>.

Questo poiché la profondità massima media degli sciame di queste particelle è circa di 750 g/cm<sup>2</sup> ed è quindi efficace studiare gli sciame vicino od oltre il loro massimo. Con un'array di rivelatori come mostrato in figura II.1, la direzione dell'asse dello sciame, e quindi quella del raggio cosmico primario, può essere dedotta dai relativi tempi di arrivo di segnali appartenenti minimo a tre rivelatori non collineari. Si assume che il disco dello sciame spazia su tutto l'array con velocità pari a quella della luce e quindi è possibile misurare i relativi tempi di arrivo. In prima approssimazione, trattiamo il fronte d'onda del disco come se fosse piano. L'accuratezza nelle misure temporali è solo uno dei fattori che limitano la precisione nel determinare la direzione: un secondo fattore è sicuramente l'area del rivelatore.

Il disco dello sciame ha uno spessore che aumenta da pochi nanosecondi vicino al "core" fino a molti microsecondi a distanze di oltre 1 Km. In questo modo, rivelatori di grande area hanno più probabilità di intercettare particelle o fotoni che arrivano prima nel fronte d'onda dello sciame e quindi di aumentare l'accuratezza nella ricostruzione direzionale<sup>13</sup>.

La misura della direzione dell'asse dello sciame è solo il primo passo verso la ricerca del punto di impatto di tale asse con il suolo (il cosiddetto punto di "Core"). Un altro modo di trovare il core dello sciame è studiare la

---

<sup>13</sup> Con array giganti la direzione d'arrivo è stata misurata con un'accuratezza tra 1 e 5°

distribuzione laterale. Sono state adottate varie tecniche computazionali basate sulla ricerca di una posizione di prova di core attorno alla quale si ricerca la sua posizione effettiva che cade nella zona dove il fit tra le densità osservate e quelle aspettate è migliore. Usualmente si usa una procedura di massima probabilità o una minimizzazione del chi-quadro<sup>14</sup> focalizzando la ricerca del core in un piano perpendicolare all'asse dello sciame.

Dopo che la posizione del core è stata trovata, si può abbandonare l'ipotesi del fronte d'onda piano e tener così presente che le particelle dello sciame non sono prodotte ad una distanza infinita dalla superficie dei rivelatori. Si ottiene quindi che il fronte d'onda degli sciami che ci interessano hanno una forma sferica con raggi di curvatura di molti chilometri.

Inoltre una volta individuata la posizione di core, è in principio possibile ricavare le dimensioni dello sciame semplicemente studiando la distribuzione laterale, ossia confrontando i valori sperimentali con quelli teorici. La misura delle dimensioni dello sciame prodotto da primari di particolare energia, fluttuerà tuttavia da sciame a sciame a causa della differenza nello sviluppo stocastico delle cascate. Queste considerazioni giustificano il fatto che, nel contesto di array di vasta area, è molto più appropriato misurare la densità dei componenti rivelate dello sciame a distanze relativamente grandi dall'asse dello stesso. Tale idea è particolarmente vantaggiosa nel determinare lo spettro energetico.

### **II.3 Rivelazione e ricostruzione con rivelatori a fluorescenza.**

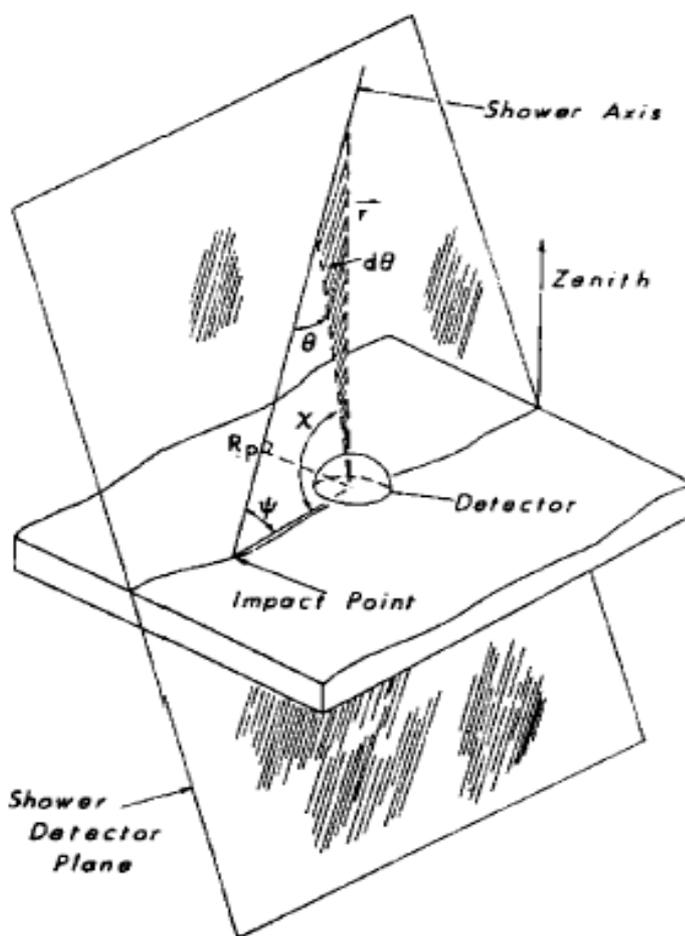
Il solo gruppo che ha effettuato con successo misure con la tecnica della fluorescenza è stato quello di Fly's Eye.

Anziché campionare uno sciame con molti rivelatori posti in griglia, il rivelatore a fluorescenza segue la traiettoria di un "estensive air shower" e

---

<sup>14</sup> Ossia si usa la tecnica dei minimi quadrati

misura l'energia dissipata dalle particelle di sciame nell'atmosfera tramite un calorimetro di oltre  $10^{10}$  tonnellate. A questo scopo si usano molti fotomoltiplicatori puntati in diverse zone del cielo che quindi è osservato in maniera "segmentata". La luce fluorescente emessa isotropicamente lungo la traiettoria dello sciame, è raccolta da degli specchi ed inviata istantaneamente ai fotomoltiplicatori. Il piano di rivelazione dello sciame, mostrato in figura II.2, è costruito proprio dalla sequenza di fotomoltiplicatori colpiti.



**Figura II.2:** geometria di una traiettoria di un EAS (Extensive Air Shower) visto da Fly's Eye; il piano dei rivelatori contiene sia lo sciame esteso che il centro del rivelatore Fly's Eye.

Nella figura,  $R_p$  indica il parametro di impatto, cioè la distanza tra il rivelatore e l'asse dello sciame;  $\psi$  indica l'angolo di incidenza, ossia l'angolo tra l'asse e il suolo;  $\theta_i$  infine l'angolo di emissione della luce da un punto dell'asse.

Queste variabili entrano in una formula che ci restituisce il ritardo tra il tempo  $t_i$  che impiega la luce ad arrivare dallo sciame al rivelatore e il tempo  $t_o$ , che è l'istante in cui il fronte dello sciame passa attraverso il centro del detector:

$$t_i - t_o = \frac{R_p}{c \sin \theta} - \frac{R_p}{c \tan \theta} = \frac{R_p}{c} \tan\left(\frac{\theta_i}{2}\right), \quad (\theta_i = \pi - \psi - \chi_i) \quad (\text{II.1})$$

dove  $c$  è la velocità della luce e  $\chi_i$  è l'angolo che la direzione di puntamento del fotomoltiplicatore in cielo forma con il piano. Utilizzando questa funzione per fare un'interpolazione di questi ritardi temporali possiamo ricavare l'angolo  $\theta$  e il parametro d'impatto e dunque ricostruire la traiettoria dello sciame. Una volta determinata la traccia geometrica è anche possibile calcolare il numero di fotoni ricevuti da ogni fotomoltiplicatore.

Infine se uno sciame è visto simultaneamente da due rivelatori a fluorescenza, si può determinare il piano di rivelazione dello sciame per ognuno di essi. L'intersezione dei piani così ottenuti definisce la traiettoria dello sciame senza ricorrere ad informazioni temporali.

## II.4 Esperimenti

Gli esperimenti spaziali studiano i raggi cosmici primari di energia inferiore al "ginocchio". Alcuni di questi sono:

- ACE (Advanced Composition Explorer), del 1997. Esso si compone di nove strumenti che hanno viaggiato a 1500 km dalla Terra, per misurare la composizione chimica della materia del mezzo interplanetario e galattico. Uno tra i nove strumenti è CRIS (Cosmic Rays Isotope Spectrometer) che misura la componente isotopica galattica fino a  $Z = 30$  nel range di energia tra 100 MeV e 500 MeV.

- SAMPEX (Solar Anomalous Magnetospheric Particles EXplorer), in orbita dal 1992 ad un'altitudine di 520÷670 km. Misura raggi cosmici dell'ordine del MeV/nucleone.
- NINA (New Instrument for Nuclear Analysis), lanciato nel 1998 all'altitudine di 450 km. Ha come scopo lo studio della composizione isotopica dei raggi cosmici nel range d'energia (10÷200) MeV/nucleone.
- HEAO-3-C2 (High Energy Astrophysics Observatory) lanciato nel 1979. HEAO-3 è un satellite a bordo del quale si trova C2, un telescopio costituito di piani a scintillatore e contatori Cherenkov, che ha misurato la componente isotopica dei raggi cosmici al di sopra dei 2 GeV/nucleone.

Gli esperimenti su pallone raccolgono sia i raggi cosmici primari che quelli secondari da cui poi stimano i primari che li hanno prodotti. Alcuni esperimenti su pallone sono:

- IMAX (Isotope Matter Antimatter Experiment), ha volato per la prima volta nel luglio del 1992 per 16 ore ad un'altitudine media di 36km (a questo sono seguiti altri voli). E' uno spettrometro magnetico disegnato per misurare l'abbondanza dei raggi cosmici, lo spettro degli antiprotoni, gli isotopi dell'idrogeno e dell'elio.
- BESS (Ballon-borne Experiment with a superconducting Solenoid Spectrometer) che ha volato per la prima volta nel Luglio del 1993 per 17 ore ad un'altitudine media di 37 km (a questo sono seguiti numerosi altri voli). BESS aveva lo scopo di misurare il flusso di  $e^{\pm}$ , p, He e qualche isotopo leggero, rivelare raggi gamma da quasar ed altre sorgenti, misurare il flusso dei muoni cosmici, lo spettro dei neutrini atmosferici e misurare l'antielio.
- MASS2 (Matter Antimatter Superconducting Spectrometer) disegnato per misurare il flusso di antiprotoni tra 4 e 20 GeV e di positroni tra 4 e 10 GeV. Ha volato nel 1989.

- CAPRICE (Cosmic AntiParticle Ring Imaging Cherenkov Detector) esperimento che ha volato nell'agosto del 1994 per 27 e nel 1998. Lo scopo di CAPRICE è la misura del flusso di antiparticelle (positroni e antiprotoni) nei raggi cosmici.
- JACEE (Japanese-American Collaborative Emulsion Experiment) ha condotto 14 voli, di cui 5 a lunga durata (5-7 giorni) ad altitudini tali da poter trascurare l'effetto dell'atmosfera. Si compone di una serie di camere ad emulsione in piombo adatte a misurare direttamente la composizione primaria dei raggi cosmici del ginocchio.

Esistono anche esperimenti sotterranei per la rivelazione di neutrini e muoni. Questi rivelatori possono essere utilizzati per la comprensione della composizione chimica dei raggi cosmici attorno al ginocchio, per la ricerca dei collassi gravitazionali e per la ricerca di sorgenti extragalattiche di raggi cosmici d'energia superiore ai  $10^{17}$  eV.

Alcuni rivelatori di questo tipo sono:

- MACRO (Gran Sasso), composto da tre tipi di rivelatori: i contatori a scintillazione, i tubi a streamer e rivelatori plastici;
- LVD (Gran Sasso) rivelatore a scintillazione di grande massa ~600 tonnellate di liquido scintillante;
- IMB (USA) rivelatore Cherenkov ad acqua;
- Kamiokande (Giappone) rivelatore Cherenkov ad acqua di 4 kton, letto da 948 fotomoltiplicatori;
- SuperKamiokande (Giappone) rivelatore a luce Cherenkov ad acqua di 50 kton e 11000 fotomoltiplicatori, che ha sostituito Kamiokande.

Tra gli esperimenti che rivelano cascate elettromagnetiche invece ne descriveremo alcuni che sono stati largamente usati per le misure di UHECRs.

- Il primo dei rivelatori giganti di sciame è stato costruito a Volcano Ranch (“Volcano Ranch array”) nel Nuovo Messico, operante tra il 1959 e il 1963, la cui configurazione è già stata mostrata in figura II.1. I rivelatori erano 19 scintillatori plastici ognuno avente il proprio fotomoltiplicatore, posti entro una superficie di circa 8 Km<sup>2</sup>. I dati provenienti dal Volcano Ranch array fornirono le prime misure dello spettro energetico dei raggi cosmici sopra i 10<sup>18</sup> eV.
  - Haverah Park(Inghilterra) era un grosso array di rivelatori Cerenkov ad acqua di circa 12 Km<sup>2</sup> di area, operante tra il 1967 e il 1987. Restrizioni sullo spazio disponibile impedirono la distribuzione dei rivelatori in una griglia uniforme.
  - Il solo rivelatore gigante operante nell’emisfero meridionale fu costruito dall’Università di Sidney(SUGAR, Sydney University Giant Air-Shower Recorder), e conteneva 54 stazioni sparpagliate su 60 Km<sup>2</sup> che principalmente rivelavano muoni.
  - Yakutsk (Russia) con contatori a scintillazione, Cherenkov atmosferici e contatori di muoni, il tutto entro una superficie di 20 km<sup>2</sup>;
  - Akeno (Giappone) composto da contatori a scintillazione e contatori di muoni, copre una superficie di 20 km<sup>2</sup>;
  - Fly’s Eye (USA) è un rivelatore di luminescenza di azoto atmosferico che copre una superficie di 60 km<sup>2</sup>;
  - Auger (Ande, Argentina) è costituito da 1600 rivelatori contenenti 11000 litri di acqua sparsi su una superficie di 3000 km<sup>2</sup>; ci sono anche rivelatori del tipo Fly’s Eye.
- E’ in quest’ultimo gruppo di esperimenti che si colloca il progetto EEE.

## **II.4a Descrizione generale del progetto EEE**

La vasta rete di rivelatori che saranno usati per EEE, disposti su una superficie di molti km<sup>2</sup> (il progetto prevede infatti l’installazione di telescopi costruiti con

MRPC<sup>15</sup> in diverse scuole d'Italia), consentirà di ottenere informazioni più approfondite sui raggi cosmici grazie all'analisi degli sciame aerei estesi indotti dai primari. In particolare si possono discriminare eventi ad altissima energia considerando ad esempio l'apertura angolare degli sciame e il loro punto di produzione.

Il progetto EEE rappresenta il punto centrale di questo lavoro di tesi, pertanto ne daremo una descrizione particolareggiata nel corso del capitolo IV.

---

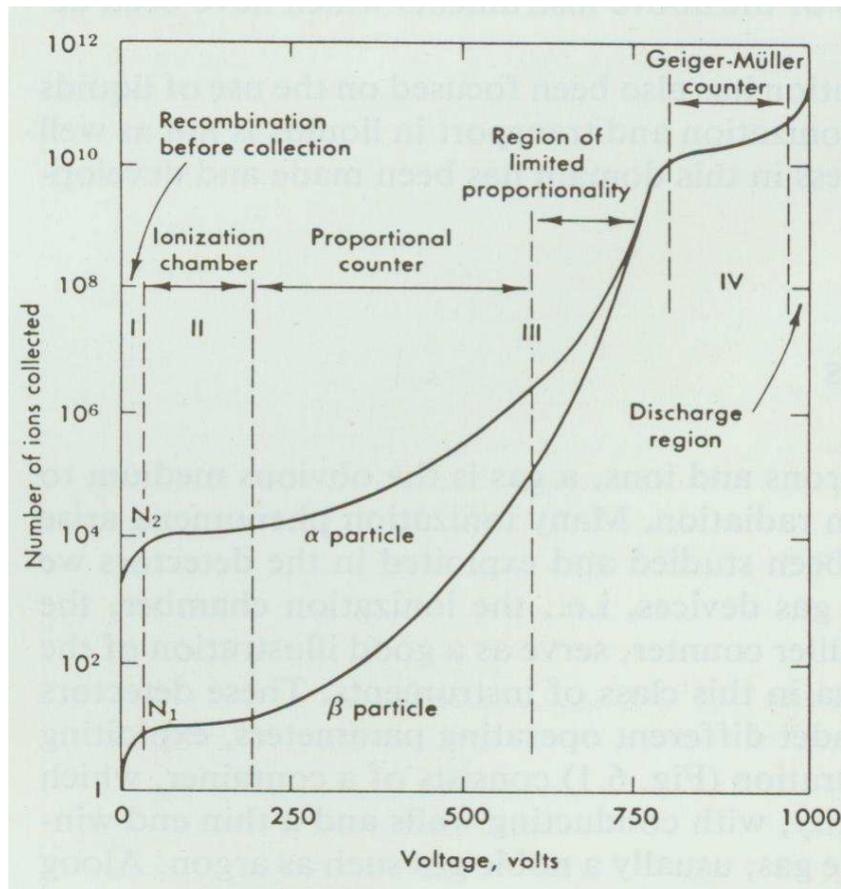
<sup>15</sup> Delle MRPC (Multigap Resistite Plate Chambers) parleremo in maggior dettaglio in seguito.

## **Capitolo III**

### **Sviluppo MRPC**

#### **III.1 Generalità sui rivelatori a ionizzazione**

I rivelatori a ionizzazione furono i primi strumenti elettronici sviluppati per la rivelazione di radiazione. Questi strumenti sono basati sulla “raccolta” diretta di elettroni e ioni prodotti dalla ionizzazione indotta da una particella carica che attraversa un mezzo. In particolare, a causa della grande mobilità degli elettroni e ioni, un gas è l’ovvio mezzo da utilizzare in simili strumenti. Tipici rivelatori a ionizzazione sono la “camera a ionizzazione” e il “contatore Geiger-Muller”. La configurazione base consiste di un contenitore con pareti conduttive riempito da un gas (tipicamente un gas nobile come ad esempio l’argon) e all’interno della camera è stabilito un campo elettrico. Se una particella ionizzante attraversa la camera, si crea un certo numero di coppie elettrone-ione sia in modo diretto se la radiazione è costituita da una particella carica, sia indirettamente attraverso reazioni secondarie se la particella è neutra. Il numero medio di coppie create è proporzionale all’energia depositata nella camera dalla radiazione ionizzante. Sotto l’azione del campo elettrico quindi gli elettroni saranno accelerati verso l’anodo e gli ioni verso il catodo dove viene raccolto il segnale. Comunque il segnale di corrente osservato dipende dall’intensità del campo elettrico. Tale dipendenza è illustrata nelle figura seguente, nella quale è graficata la carica totale raccolta in funzione della tensione applicata.



**Figura III.1:** numero di ioni raccolti sull'elettrodo in funzione della tensione applicata.

Quando la tensione è nulla, ovviamente non si osserva nessun segnale, le coppie ione-elettrone si ricombinano sotto l'azione della propria attrazione elettrica. All'aumentare della tensione, le forze di ricombinazione diventano trascurabili e il segnale in corrente cresce in maniera consistente poiché aumenta il numero di coppie collezionate prima che esse possano ricombinarsi. A un certo punto tutte le coppie create saranno raccolte e ulteriori aumenti di tensione non mostrano effetti. Questo corrisponde alla prima regione piatta nella figura precedente. Un rivelatore che lavora in questa regione (II) è chiamato "camera a ionizzazione" poiché esso raccoglie la ionizzazione prodotta direttamente dal passaggio della radiazione. Tuttavia il segnale dato da rivelatori che lavorano in tale regione è molto piccolo e tipicamente per essere misurato occorre una buona elettronica di lettura del segnale.

Ritornando alla figura III.1, se aumentiamo ancora la tensione oltre la regione II, osserviamo che il segnale aumenta ancora con l'aumento della tensione. In

queste condizioni il campo elettrico è forte abbastanza da accelerare gli elettroni liberati ad energie tali da ionizzare le molecole del gas contenute nella camera. Si ha così una ionizzazione secondaria che produce elettroni che a loro volta vengono accelerati e sono capaci di ionizzare il gas che li circonda dando vita così al processo che prende il nome di “ionizzazione a valanga” o a “cascata”. Poiché il campo elettrico è più intenso vicino all’anodo, la valanga si sviluppa molto rapidamente e quasi interamente vicino ad esso. Il numero di coppie ione-elettrone nella valanga, è direttamente proporzionale al numero di elettroni primari. Ne risulta che il segnale di output è un’amplificazione proporzionale del segnale dato dalla camera a ionizzazione, con un fattore di moltiplicazione che dipende dalla tensione di lavoro. Tale fattore può essere anche più grande di  $10^6$  così che il segnale di output è più grande di quello dato dalla camera a ionizzazione, ma è ancora proporzionale alla ionizzazione originaria prodotta nel rivelatore. Questa regione di moltiplicazione proporzionale si estende fino al punto III in figura III.1, e rivelatori che lavorano in tale regione sono chiamati “camere proporzionali”.

Se la tensione cresce ancora oltre il punto III, l’ammontare totale di ionizzazione creata attraverso la moltiplicazione diviene sufficientemente grande che la carica spaziale creata distorce il campo elettrico in prossimità dell’anodo, e quindi causa la perdita di proporzionalità tra il segnale indotto e quello di output. Questa regione è detta di “proporzionalità limitata”.

Aumentando ancora la tensione, l’energia diventa così grande che si verifica una scarica nel gas. Fisicamente accade che, invece di una singola valanga localizzata in qualche punto vicino l’anodo (come in un contatore proporzionale), una reazione a catena di molte valanghe è sparpagliata sull’intera lunghezza dell’anodo. Queste valanghe secondarie sono causate da fotoni emessi dalla diseccitazione delle molecole, che viaggiano verso altri punti della camera causando ulteriori eventi di ionizzazione. Il segnale in corrente diventa così completamente “satturo”, dando sempre la stessa ampiezza

senza tener conto dell'energia dell'evento iniziale. Allo scopo di evitare la scarica, si introduce nel contatore un gas capace di assorbire in fotoni ("quencher"). Rivelatori che lavorano in queste condizioni di tensione sono detti "contatori Geiger-Muller" o "breakdown counters". La regione di tensione Geiger è caratterizzata da un plateau sopra il quale il rate di conteggio varia poco. L'ampiezza del plateau dipende dall'efficacia del quencher nel gas. In generale, la tensione di lavoro per un contatore Geiger è scelta in modo che sia nel centro del plateau allo scopo di minimizzare qualsiasi variazione dovuta oscillazioni di tensione.

Infine, se aumentiamo ulteriormente la tensione si ottiene un continuo breakdown in presenza o in assenza di radiazione. Questa regione è la "regione di scarica" ed è necessario evitare che i contatori arrivino a tali tensioni per prevenirne rotture.

### **III.1a Fisica della ionizzazione nei gas**

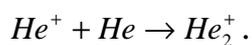
I processi di ionizzazione sono processi con energia di soglia relativamente alta. Una tipica reazione è:



dove X rappresenta il gas e p una particella carica che lo attraversa. Gli elettroni e gli ioni creati dal passaggio della radiazione sono chiamati "primari". Tali primari possono essere creati anche con energia sufficiente a creare altre coppie. Questa ultima ionizzazione prende il nome "di ionizzazione secondaria". Se la loro energia è grande abbastanza, gli elettroni della ionizzazione secondaria sono ancora capaci di ionizzare fino a che gli elettroni prodotti non raggiungono energie più basse di quella di soglia.

Un secondo meccanismo di ionizzazione nei gas è "l'effetto Penning". In certi atomi, gli stati metastabili sono eccitati in modo che, a causa della grande differenza di spin-parità, non riescono a diseccitarsi immediatamente fino al ground state con l'emissione di un fotone. Per simili atomi, la diseccitazione

può avvenire attraverso la collisione con un secondo atomo che risulta ionizzato. Un terzo meccanismo che avviene nei gas nobili è la formazione di ioni molecolari. In questo processo, uno ione positivo di un gas interagisce con un atomo neutro dello stesso tipo per formare uno ione molecolare; ad esempio:



Tutti i meccanismi di ionizzazione descritti sono di natura statistica, pertanto in generale due particelle identiche non produrranno lo stesso numero di coppie. La quantità che fisicamente è di nostro interesse è il valor medio di coppie create. Per i gas risulta che tale media è pari ad una coppia creata per ogni 30 eV di energia persa. La cosa sorprendente è che tale valore non dipende dal tipo di particella ionizzante e dipende debolmente dal tipo di gas.

Se il numero di coppie create è importante per l'efficienza e la risoluzione energetica del rivelatore, è ugualmente importante che queste coppie restino libere abbastanza a lungo da essere "collezionate". In particolare ci sono due fenomeni che ostacolano questa operazione: la "ricombinazione" e la "cattura elettronica". Quando non c'è campo elettrico le coppie ione-elettrone si ricombineranno sotto la forza della loro reciproca attrazione emettendo un fotone. In generale, il rate di ricombinazione dipende dalla concentrazione di ioni positivi e negativi così che

$$dn = bn^-n^+ dt \quad (\text{III.1})$$

dove b è una costante che dipende dal tipo di gas ed  $n^+$  ed  $n^-$  sono le concentrazioni di ioni positivi e negativi rispettivamente. Se si pone  $n^+ = n^- = n$ , integrando la precedente si ottiene il numero di coppie ricombinate:

$$n = \frac{n_0}{1 + bn_0 t} \quad (\text{III.2})$$

dove  $n_0$  è la concentrazione iniziale a  $t=0$ .

Nella cattura elettronica invece, un atomo elettronegativo, cioè con la shell più esterna quasi piena, cattura un elettrone libero per formare uno ione negativo

con conseguente rilascio di energia. Lo ione formato è stabile e l'energia rilasciata per la cattura prende il nome di “affinità elettronica”.

### **III.1b Trasporto di elettroni e ioni nei gas**

Per i rivelatori a ionizzazione è di fondamentale importanza capire come elettroni e ioni si muovono nei gas, e come essi influenzano molte caratteristiche operazionali dei rivelatori stessi. Nella maggior parte dei casi, questo moto è descritto dalla teoria cinetica classica dei gas. Due fenomeni sono di particolare importanza: la “diffusione” e lo “spostamento” in un campo elettrico (“drift”).

In assenza di un campo elettrico, gli elettroni e ioni liberati dal passaggio della radiazione diffondono uniformemente verso l'esterno rispetto al punto in cui sono creati. In questo processo essi subiscono collisioni multiple con le molecole del gas e perdono la loro energia. Così ioni ed elettroni raggiungono velocemente l'equilibrio termico ed eventualmente si ricombinano come abbiamo già visto. All'energia termica avranno una velocità media, descritta dalla distribuzione di Maxwell, che ovviamente sarà più grande per gli elettroni a causa della loro massa più piccola.

In presenza di un campo elettrico invece, gli elettroni e gli ioni liberati dalla radiazione sono accelerati lungo le linee del campo verso l'anodo e il catodo rispettivamente. Questa accelerazione è interrotta dalle collisioni con le molecole del gas che limitano la velocità massima media che può acquistare la carica lungo la direzione del campo.

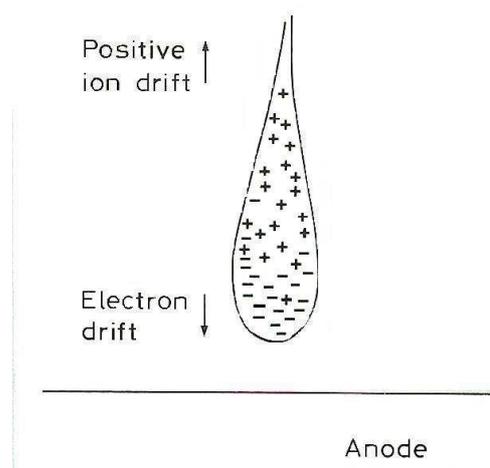
La velocità media raggiunta, prende il nome di “velocità di drift” della carica ed è sovrapposta al suo normale movimento casuale. Se confrontiamo le velocità termica con quella di drift, notiamo che per gli ioni questa ultima è molto più piccola. Anche per gli elettroni si nota lo stesso. Nella teoria cinetica è utile definire la mobilità della carica come:

$$\mu = \frac{u}{E} \quad (\text{III.3})$$

dove  $u$  è la velocità di drift ed  $E$  è l'intensità del campo elettrico. Per ioni positivi risulta che a pressione costante la mobilità è costante. Per gli elettroni invece essa è più grande rispetto a quella degli ioni e si trova essere una funzione di  $E$ .

Per concludere questa parte introduttiva alla fisica dei rivelatori a ionizzazione parliamo in dettaglio dei processi di moltiplicazione a valanga.

Come abbiamo già detto, la moltiplicazione nei rivelatori a gas avviene quando gli elettroni della ionizzazione primaria acquistano sufficiente energia dal campo elettrico accelerante tale da ionizzare le molecole del gas. Gli elettroni secondari che ne risultano possono ancora ionizzare e così via provocando la valanga. A causa della grande mobilità degli elettroni rispetto agli ioni, la valanga ha la forma di una goccia di liquido con gli elettroni raggruppati vicino la testa e gli ioni più lenti trascinati dietro come mostra la figura III.2



**Figura III.2:** Formazione di valanga. Poiché gli elettroni hanno maggiore mobilità rispetto agli ioni positivi, la valanga prende la forma di una goccia di liquido con la testa formata da elettroni.

Se  $\lambda$  è il libero cammino medio degli elettroni prima che avvenga la collisione per una ionizzazione secondaria, allora  $\alpha = \frac{1}{\lambda}$  è la probabilità di ionizzazione per unità di lunghezza. Questo è meglio conosciuto come il “primo coefficiente di Townsend”. Se ci sono  $n$  elettroni, allora in un percorso  $dx$ , ci saranno

$$dn = n\alpha dx \quad (\text{III.4})$$

nuovi elettroni creati. Integrando la precedente si ottiene il numero totale di elettroni creati in un percorso  $x$  :

$$\begin{aligned} n &= n_0 e^{\alpha x} \\ M &= \frac{n}{n_0} \end{aligned} \quad (\text{III.5})$$

dove  $n_0$  è il numero iniziale di elettroni, ed  $M$  è il fattore di moltiplicazione. Più generalmente, nel caso di un campo elettrico non uniforme,  $\alpha$  è funzione di  $x$  e quindi:

$$M = e^{\int_0^x \alpha(x) dx} \quad (\text{III.6})$$

Anche se per la relazione precedente  $M$  può crescere senza limiti, fisicamente il fattore di moltiplicazione è limitato a valori inferiori a  $10^8$ , oltre i quali si osserva il breakdown.

## **III.2 Rivelatori a gas a piani paralleli: dai contatori Pestov alle MRPC**

L'evoluzione di questi rivelatori inizia con i contatori Pestov, fino ad arrivare alle camera a piani resistivi a multipla gap (Multigap Resistive Plate Chambers, MRPC). Delle caratteristiche fisiche di tali rivelatori a gas (processi di ionizzazione, regimi di lavoro), abbiamo già parlato nella parte introduttiva di

questo capitolo; ci limitiamo pertanto a descrivere la parte sperimentale cioè i materiali e le configurazioni scelte per la loro costruzione. Inoltre riportiamo le principali modifiche che hanno caratterizzato il loro sviluppo.

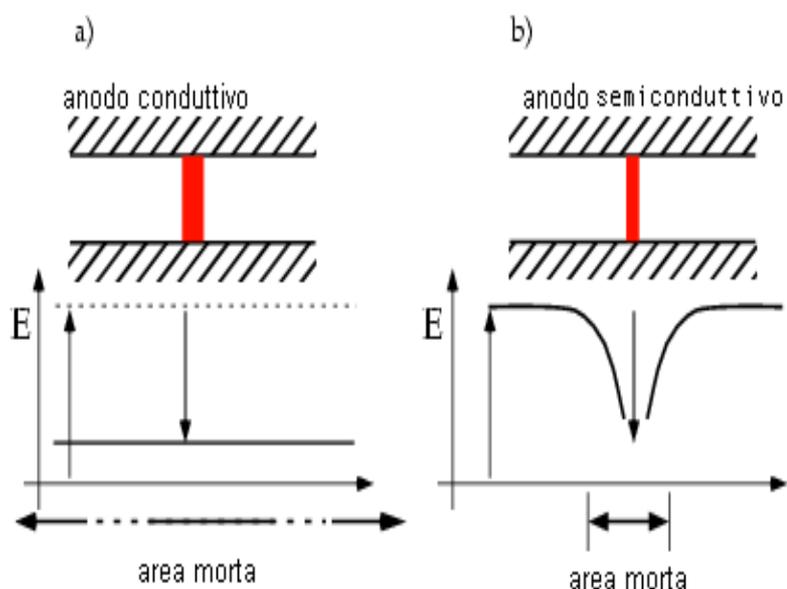
Tra i rivelatori a gas il “contatore Pestov” rappresenta la prima fase verso lo sviluppo delle MRPC. Esso è costituito da due piani metallici costituenti il catodo e l’anodo tra i quali viene fatta fluire una miscela di gas a pressione superiore a quella atmosferica. Il regime in cui lavora questo rivelatore è quello di saturazione: gli elettroni indotti dalla ionizzazione, provocano una valanga tale che quando il numero di elettroni iniziali diventa elevato, le cascate producono un canale di plasma conduttivo attraverso cui la corrente di scarica cresce e dunque viene prodotta una scintilla. Il tempo che intercorre tra la formazione dell’elettrone e la scintilla (“tempo di ritardo”) presenta fluttuazioni che dipendono dalla natura statistica dello sviluppo di valanghe, le quali possono avvenire in qualunque punto tra anodo e catodo, e principalmente dalla presenza o meno della scarica. La risoluzione temporale del contatore Pestov è pertanto legata alle fluttuazioni del tempo di ritardo:

$$\delta \approx \tau \approx \frac{1}{\alpha v_{drift}} \quad \text{con } v_{drift} \approx E/p \quad (\text{III.7})$$

*e p pressione della camera*

Un problema di questo tipo di rivelatore è rappresentato dal suo tempo morto superiore a 1 ms. Il tempo morto di un rivelatore è definito come l’intervallo di tempo durante il quale esso non è sensibile al passaggio di particelle, in quanto al suo interno non si sono ancora ristabilite le condizioni affinché le molecole della miscela di gas possano essere ionizzate da nuove particelle. Per risolvere questo problema, si pensò di utilizzare come anodo e catodo anziché piani conduttivi, dei piani resistivi (materiali plastici o vetri semiconduttivi) che limitassero l’area dell’elettrodo interessata dalla scarica e tale che l’alta tensione potesse cadere solo attorno ogni scarica lasciando così il resto del gap

sensibile al passaggio di altre particelle. In questo modo si risolve anche il problema dell'alta energia associata alla scarica. La figura III.3 mostra la differenza tra i due schemi di contatori Pestov descritti:

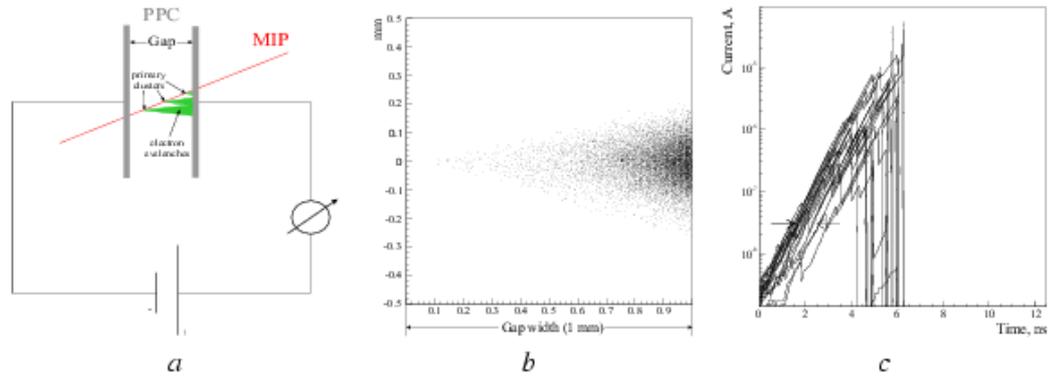


**Figura III.3:** a) scintilla con associato breakdown del campo elettrico e zona morta per un normale anodo conduttivo; b) lo stesso per un anodo semiconduttivo

Per le sue caratteristiche (alto campo elettrico applicato, gap stretto e alta pressione), il contatore Pestov è caratterizzato da un'ottima risoluzione temporale (50 ps), ma al tempo stesso l'alta pressione e l'elevato campo elettrico sono delle evidenti limitazioni per una sua vasta applicazione.

Un altro rivelatore che precede l'avvento delle MRPC è la camera a piani paralleli (Parallel Plate Chamber, PPC). Questo rivelatore lavora nel regime di valanga ed è costituito da due elettrodi piani di metallo oppure di ceramica o plastica metallizzata, posti ad una distanza variabile tra 0.5 mm e 2 mm.

Tra i due elettrodi è applicata una tensione di 2-6 kV che permette una immediata amplificazione della prima ionizzazione in un qualsiasi punto del volume sensibile. In figura III.4 viene mostrato uno schema della PPC e un esempio di corrente elettrica indotta nel circuito esterno collegato al rivelatore.



**Figura III.4:** simulazioni di operazione della PPC con un gap da 1 mm e contenente isobutano: a) particella ionizzante che attraversa la camera; b) carica prodotta in una valanga; c) esempi di correnti indotte nel circuito esterno

I vantaggi della PPC sono una risposta veloce e un'alta rate capability<sup>16</sup>, ma la peggiore risoluzione temporale (1-2 ns) rispetto al contatore Pestov e segnali bassi ne hanno reso difficile l'utilizzo.

In seguito alle evidenti limitazioni della PPC, la ricerca e lo sviluppo di camere per la determinazione del tempo di attraversamento di una particella con elevata precisione portò a considerare un nuovo tipo di rivelatore: la camera a piani resistivi (Resistive Plate Chamber, RPC). Esse furono sviluppate per la prima volta agli inizi degli anni '80 come rivelatori di basso costo ma con una buona risoluzione spaziale e temporale, in grado di sostituire gli scintillatori plastici in esperimenti di grandi dimensioni, dove l'utilizzo di questi ultimi è reso proibitivo dal loro ingente costo.

Le RPC sono rivelatori di particelle relativamente semplici: sono formate sostanzialmente da due piani paralleli racchiudenti un volume di gas a pressione atmosferica. I due piani sono costituiti da un materiale ad alta resistività, sulle cui superfici esterne sono posti degli elettrodi. L'applicazione di una differenza di potenziale a questi ultimi genera un campo elettrico costante ed uniforme attraverso la gap. La tensione applicata può essere regolata in modo da lavorare in un determinato regime (valanga o streamer). Se il campo elettrico è sufficientemente intenso, sappiamo che gli elettroni, liberati

<sup>16</sup> La rate capability consiste nella capacità di discriminare un determinato flusso di particelle su una determinata superficie.

nel gas a causa della ionizzazione provocata dal passaggio di una particella carica, vengono accelerati fino ad innescare un processo di moltiplicazione a valanga, producendo un segnale sugli elettrodi esterni. A causa dell'alta resistività degli elettrodi, la carica prodotta nel processo di moltiplicazione, come per il contatore Pestov con elettrodi resistivi, si deposita su di un'area ristretta del piano resistivo e viene successivamente dissipata per conduzione attraverso il piano stesso. Nella prima versione della RPC, la gap tra i due piani resistivi, (tipicamente il materiale resistivo utilizzato è Bakelite o vetro), aveva uno spessore di circa 1.5 – 2 mm ed era riempita da una miscela di gas composta per i 2/3 da argon, per circa 1/3 da butano e da una piccola quantità di freon.

I primi test fatti utilizzando raggi cosmici, fornirono risultati inaspettati: efficienze fino al 97% e risoluzioni temporali dell'ordine di 1 ns.

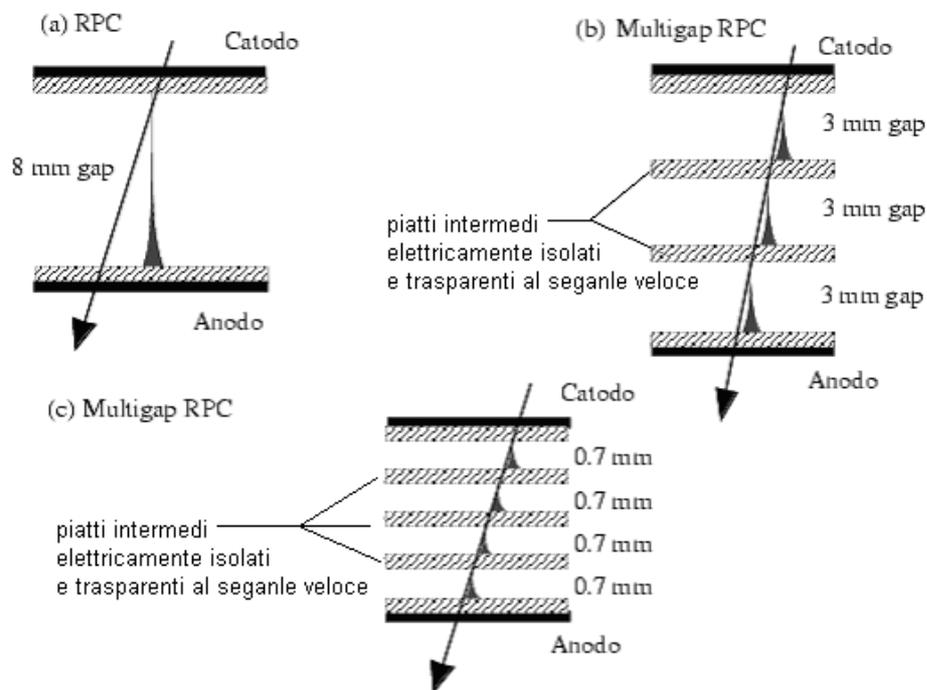
Tuttavia, se si utilizzano le camere a piani resistivi in regime moltiplicativo, è necessario l'utilizzo di sensibili preamplificatori di front-end e quindi bisogna minimizzare il più possibile la probabilità di avere delle scariche nel gas, che potrebbero influenzare gran parte del rivelatore. Uno dei primi miglioramenti su questa strada è senza dubbio l'incremento del gap. Nascono così le "Wide gap RPC" (RPC a largo gap), con i piani resistivi distanti circa 6-8 mm.

L'aumento del gap ha come conseguenza immediata la capacità di accettare flussi maggiori di particelle e soprattutto una maggiore tolleranza geometrica che si traduce in una notevole semplificazione della costruzione del rivelatore. Le RPC wide gap infatti, sono meno sensibili, rispetto a quelle con gap piccolo, a deformazioni del gap (ovviamente a parità di deformazione nei due casi). Inoltre risulta che a parità di guadagno, gap maggiori corrispondono solitamente a campi elettrici meno intensi. Un altro vantaggio è sicuramente la maggiore efficienza di rivelazione. Una RPC con largo gap permette di essere sensibili a valanghe provocate anche più lontano di 1 mm dal catodo. Lo svantaggio, certamente non poco importante era un significativo peggioramento della

risoluzione temporale, che richiede un gap piccolo. Il desiderio di costruire camere che avessero buone caratteristiche sia di efficienza di risoluzione temporale, portò a ricercare nuove soluzioni fino a giungere alla costruzione delle camere a piani resistivi a multipla gap (MRPC).

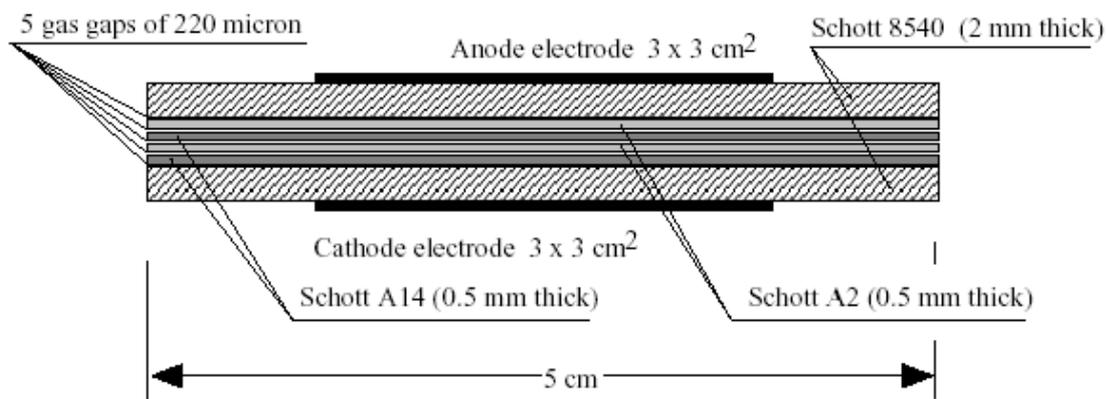
### III.2a Le camere a piani resistivi con gap multipla, MRPC

Come abbiamo detto occorre nuove soluzioni; in particolare la cosa ideale era trovare un modo per mantenere i vantaggi del wide gap RPC e allo stesso tempo avere una buona risoluzione temporale. La soluzione fu di dividere il gap del rivelatore in tanti intervalli uguali ed indipendenti; un rivelatore di questo tipo è detto camera a piani resistivi a multipla gap (Multigap Resistive Plate Chamber, MRPC).



**Figura III.5:** rappresentazione di a) RPC con gap largo b) MRPC con tre gap c) MRPC ottimizzato per la rivelazione di muoni

Inizialmente fu testata una camera di area attiva  $3 \times 3 \text{ cm}^2$ , con 5 gap dello spessore di  $220 \text{ }\mu\text{m}$ , detta a “cella singola”. I gap erano realizzati da quattro piani resistivi interni agli elettrodi che erano costruiti con lamine di rame auto-adesive.



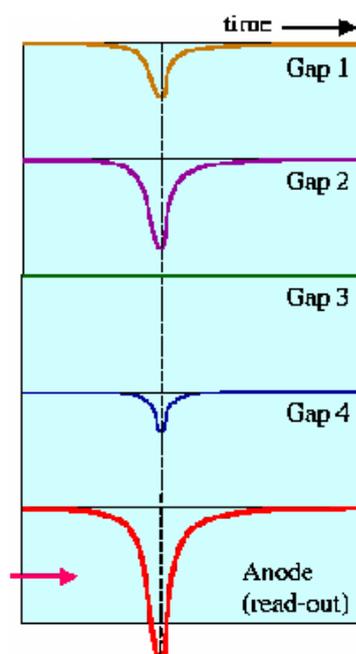
**Figura III.6:** Sezione della MRPC a cella singola

Con tale dispositivo si ottennero ottimi risultati: eccellente risoluzione temporale, alta efficienza e piccole code nello spettro temporale.

Dopo i test su MRPC a singola cella, fu testato anche un insieme di 32 MRPC a cella singola. Il test mostrò che al contrario di quanto accade nelle PPC, le prestazioni delle MRPC organizzate in array non peggiorano palesemente grazie al fatto che i segnali delle MRPC sono più grandi, in termini di quantità di carica, rispetto a quelli prodotti dalle PPC. Tutti gli studi precedenti svolti sulle MRPC, sfociarono nella progettazione di rivelatori con area maggiore come ad esempio le camere planari a forma di lunghe strip che saranno utilizzate nell’esperimento Alice.

Tornando alle caratteristiche tecniche dell’MRPC, essa consiste di una serie (*stack*) di piani resistivi ugualmente spazati, che creano una serie di gap pieni di gas. Sulla superficie esterna degli *stack* viene applicata l’alta tensione, mentre i piani intermedi sono elettricamente isolati e raggiungono la giusta

tensione per effetto elettrostatico mantenendo il giusto voltaggio grazie al flusso di elettroni e ioni positivi creati dal passaggio di una particella carica nelle sottogap intorno al piano. Dunque in condizioni stabili, ioni ed elettroni si equilibrano in modo che la tensione sui piani è auto-regolata. Un ulteriore vantaggio nella suddivisione del gap in diversi gap più piccoli è dato dal fatto che quando una particella passa nella camera a multigap produce gruppi separati di ionizzazioni primarie, ognuna delle quali produce una valanga e in questo modo il segnale finale sarà la somma di tutte le valanghe. Dunque le fluttuazioni insite al meccanismo della valanga che dominano nel singolo gap non sono presenti nel multi-gap in cui il segnale è davvero la somma delle valanghe indipendenti.



**Figura III.7:** esempio di somma analogica di segnali

Il segnale risultante è una media di molte valanghe e influisce sulla forma dello spettro della carica che mentre nelle RPC con gap largo era esponenziale, nell'MRPC è una funzione  $\Gamma$  simile ad una distribuzione di Landau. Lo spettro di carica nell'MRPC ha allora un picco ben separato dallo zero e ciò rende molto più facile la definizione della soglia sull'elettronica; inoltre questo tipo di

spettro di carica migliora la capacità di discriminare un alto flusso di particelle (*rate capability*).

### III.2b Le MRPC del progetto EEE

In particolare l'MRPC che sarà utilizzata per il progetto EEE avrà 6 gap da 350  $\mu\text{m}$ : la larghezza dei gap è stata scelta per diminuire la probabilità di sviluppo di una scarica, mentre il loro numero serve ad ottenere un'alta efficienza. La distanza tra i piani è garantita da un filo da pesca che funge da spaziatore. I piani resistivi dell'MRPC sono fatti di vetro "soda-lime" commerciale, con uno spessore di 2 mm in modo da facilitare la costruzione; lamine troppo sottili sarebbero infatti troppo delicate. La dimensione del box che contiene la camera è 2 m<sup>2</sup> e come elemento di supporto è usato del compensato di 15 mm di spessore.

Le strip (25 mm di spessore) sono fatte da un nastro di rame e sono applicate ad una striscia di vetronite spessa 1.5 mm. La vetronite isola le strip dal piano dell'alta tensione, applicato al vetro con una vernice resistiva.

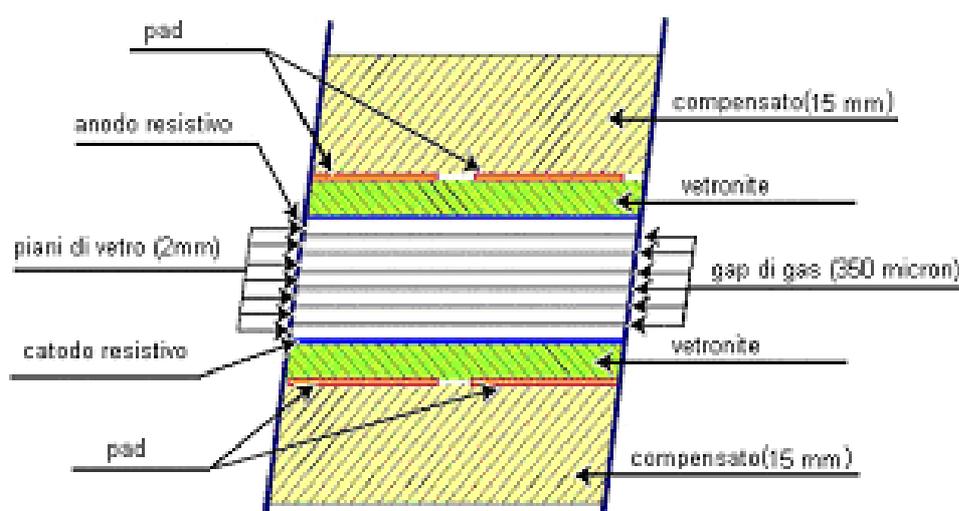
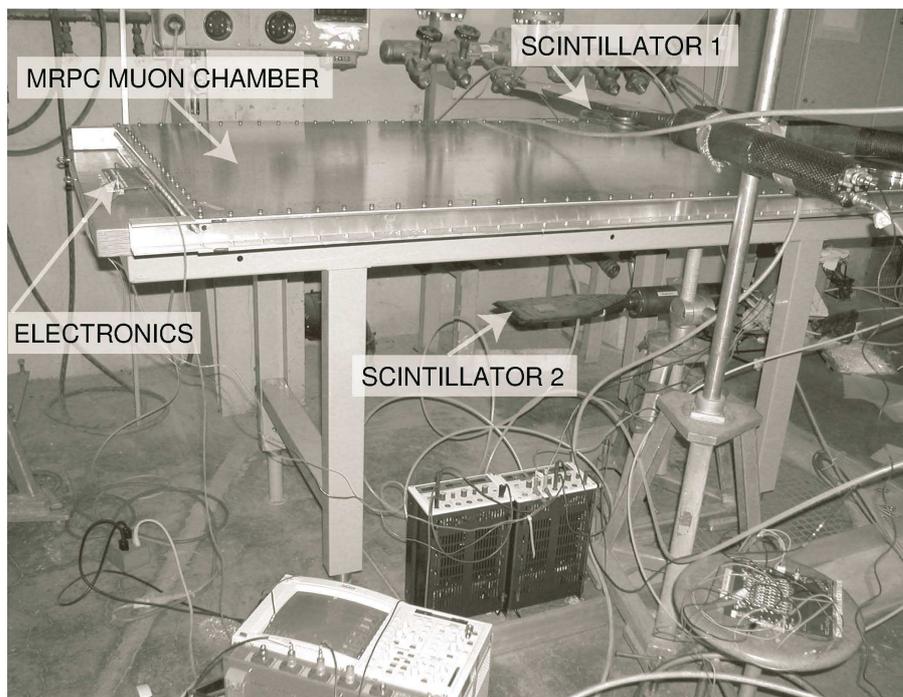


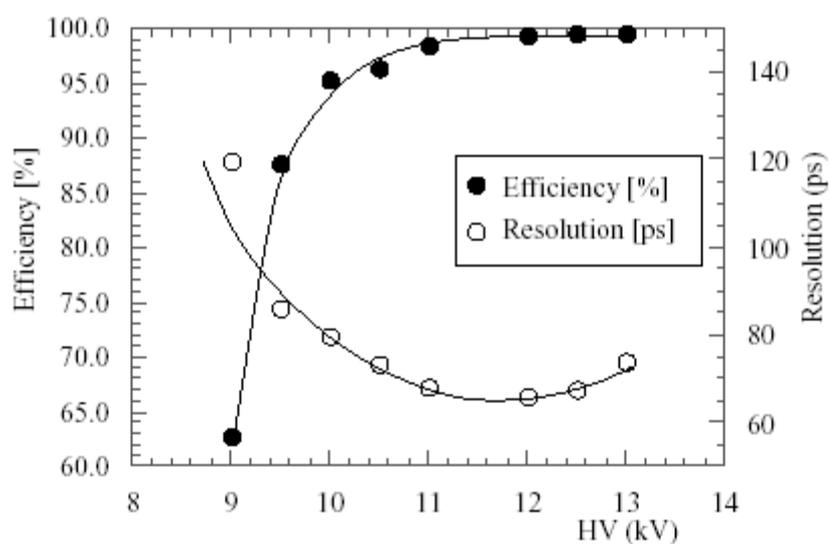
Figura III.8: prototipo di MRPC per le rivelazione di muoni cosmici

La miscela di gas che riempie i gap è costituita per il 93% da freon e per il 7% da esafluoruro di zolfo.

I test effettuati su queste camere si riferiscono sostanzialmente a quelli effettuati al CERN. Mostriamo di seguito l'apparato sperimentale usato al CERN per testare le camere e i relativi risultati in efficienza e risoluzione:



**Figura III.9:** fotografia del set-up per testare il prototipo con i muoni cosmici



**Figura III.10:** Efficienza e risoluzione temporale in funzione dell'alta tensione per la MRPC a singola cella

Il sistema di trigger, come si può anche osservare dalla figura III.9, è costituito da due scintillatori posti sopra e sotto la camera.

Possiamo inoltre confrontare questi primi risultati, con quelli ottenuti negli ultimi test effettuati al CERN su diverse camere con il contributo dei dott.ri Guarnaccia e De Gruttola dell'Università di Salerno. Riportiamo di seguito i dati raccolti per le diverse camere testate e i relativi grafici:

HV (kV)	C14	C9	C10
7	61	385	143
7,25	145	438	206
7,5	305	553	305
7,75	546	617	445
8	727	716	575
8,25	804	782	677
8,5	897	880	745
8,75	907	891	779
9	937	923	830
9,25	949	932	960
9,5	934	929	888
9,75	939	928	892
10	942	952	904
10,25	959	958	935
10,5	949	951	937
10,75	933	936	929

Tabella III.1: numero di conteggi per ogni camera al variare della tensione

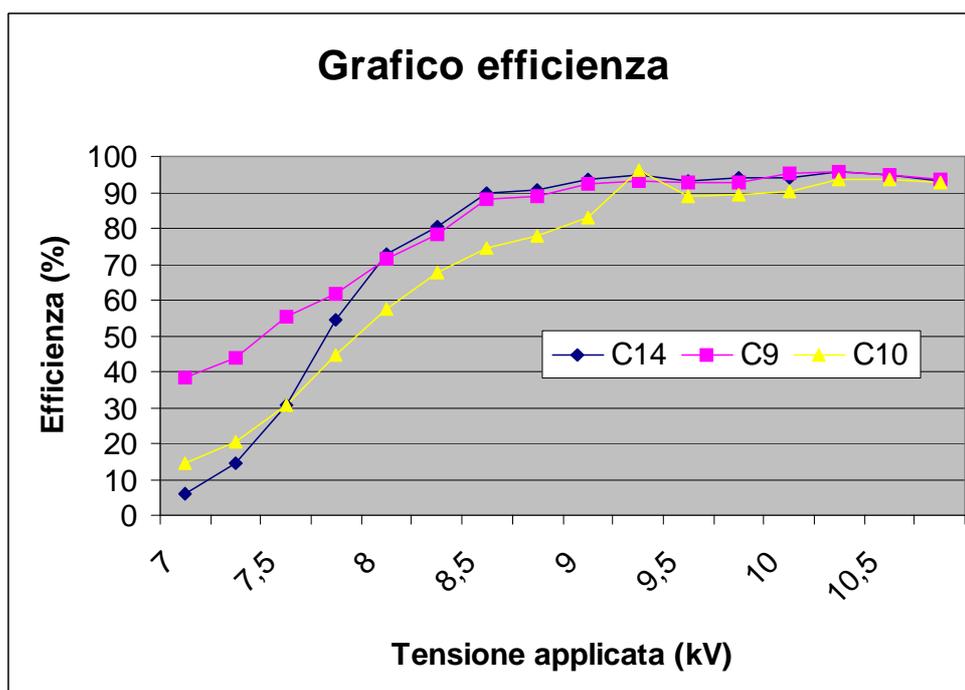
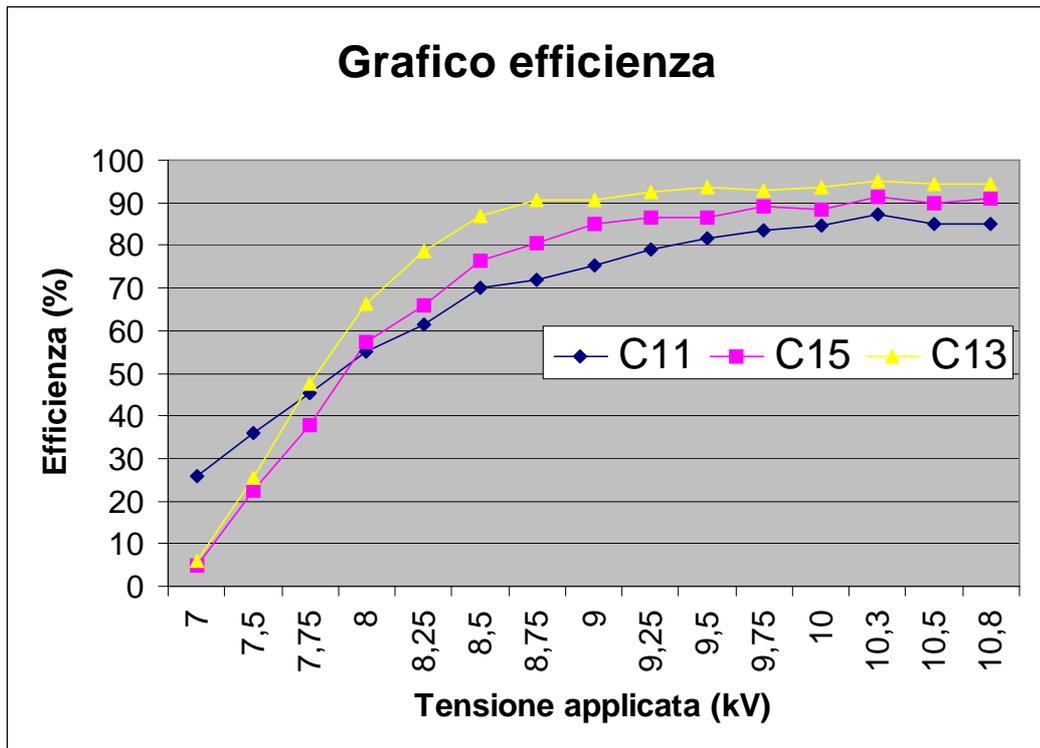


Figura III.11 numero di conteggi in funzione della tensione per le camere C14 (blu), C9 (fucsia) e C10 (giallo)

HV (kV)	C11	C15	C13
7	259	48	59
7,5	360	225	256
7,75	453	377	476
8	551	574	662
8,25	616	661	787
8,5	700	763	870
8,75	719	807	908
9	754	852	908
9,25	789	865	924
9,5	815	866	935
9,75	835	890	927
10	847	885	938
10,25	871	914	950
10,5	850	899	944
10,75	851	909	943

**Tabella III.2:** numero di conteggi per ogni camera al variare della tensione

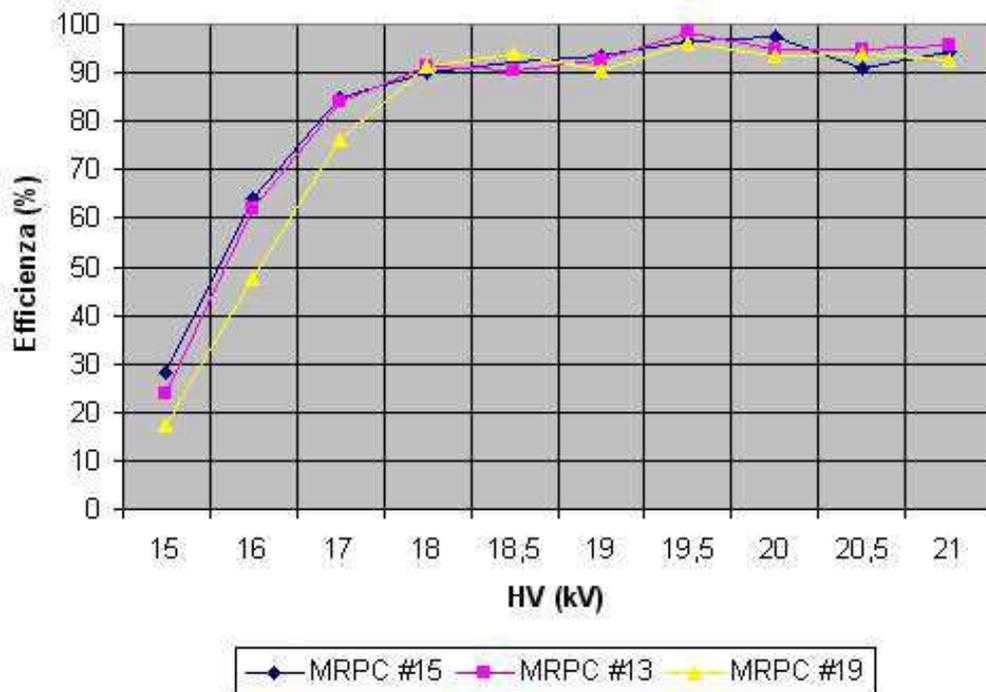


**Figura III.12** numero di conteggi in funzione della tensione per le camere C11 (blu), C15 (fucsia) e C13(giallo); durante i test si è scoperto che la camera C11 aveva una perdita di gas e ciò ha causato una perdita di efficienza anche nelle altre due camere.

I dati riportati si riferiscono alle particelle rilevate dalla singola camera su un totale di 1000 particelle “triggerate”, che hanno dato cioè un segnale in entrambi gli scintillatori posti agli estremi del telescopio. L’efficienza della singola camera è quindi in percentuale data da:

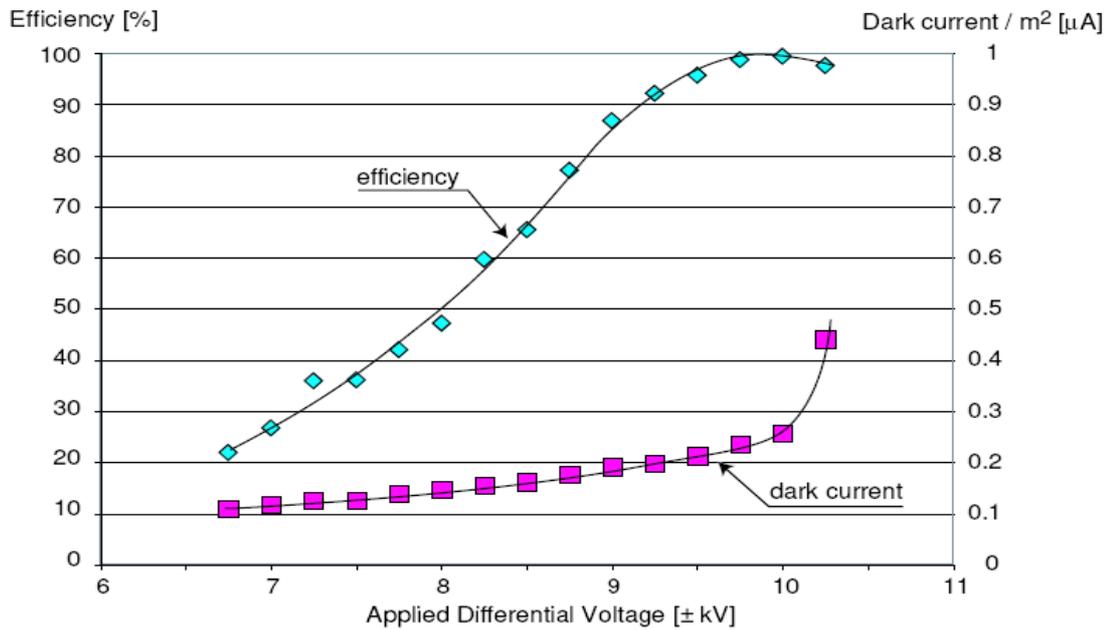
$$\varepsilon = \frac{N_{CAMERA}}{1000}$$

Come si può notare l’efficienza che si ricava dal primo set di valori è di circa il 96%: questo valore dell’efficienza, dipendente dalle caratteristiche del set up sperimentale utilizzato per effettuare il test, rappresenta in realtà un limite inferiore per le prestazioni del nostro rivelatore. Nella configurazione finale del telescopio EEE, che utilizzerà questo tipo di camere, si raggiungeranno efficienze migliori di quelle riportate: il set up del telescopio prevede infatti di porre i rivelatori a distanze relative di 1 metro ed oltre. Tale configurazione sperimentale ci consentirà di diminuire l’angolo solido entro cui possono essere rivelate le particelle e quindi diminuire la frequenza di eventi selezionati (*trigger rate*), aumentando in questo modo la probabilità di registrare tutte le particelle che attraversano le camere. La figura III.12 si riferisce al secondo set di valori riportati sopra (tabella III.2), e mostra che le camere testate hanno efficienza inferiore rispetto a quella riscontrata per le camere analizzate prima: ciò è dovuto al fatto che la camera C11 aveva una perdita di gas la quale ha causato un calo di prestazioni anche nelle altre due camere. Valori attendibili per i test sulle MRPC si possono rilevare dalle analisi fatte ai laboratori nazionali di Frascati (5 ottobre 2005, Figura III.13). Infatti le camere fornite dal CERN, equipaggiate con l’elettronica standard di font-end di ALICE, sono state testate in efficienza dando risultati che sono in vero accordo con quelli ottenuti al CERN, mostrando quindi che anche, dopo il trasporto da un luogo ad un altro, le camere non peggiorano in prestazioni.



**Figura III.13:** Camere arrivate a Frascati e destinate al progetto EEE: dietro le camere montate per le prime analisi dopo il trasporto; sopra i risultati in efficienza ottenuti.

Infine, mostriamo un grafico dell'efficienza e della corrente parassita in funzione dell'alta tensione applicata alla camera.



**Figura III.14:** efficienza e corrente parassita in funzione della tensione

La corrente parassita è molto bassa ( $200 \text{ nA/m}^2$ ) fino ad un valore della tensione di  $10.25 \text{ kV}$ , dopo il quale inizia ad aumentare con una conseguente diminuzione dell'efficienza; questo è l'inizio della produzione di scariche. Si è potuto osservare in seguito che una camera costruita con vetri più sottili genera segnali maggiori e ciò abbassa il valore della tensione in corrispondenza del quale inizia il plateau dell'efficienza.

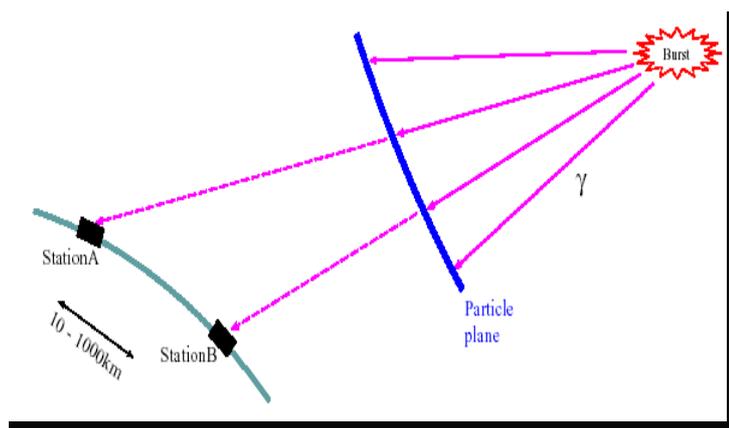
Valore abbassato di circa  $1 \text{ kV}$  anche dall'uso di una miscela di gas con una frazione minore di esafluoruro di zolfo.

## **Capitolo IV**

### **Il progetto EEE**

#### **IV.1 Il progetto**

Il progetto EEE (Extreme Energy Event) si inserisce nell'ambito della fisica delle alte energie che non sfrutta l'utilizzo degli acceleratori di particelle, spesso anche indicata da chi lavora in questo campo come fisica "passiva" per distinguerla dalla fisica ("attiva") che studia le particelle prodotte dagli acceleratori costruiti sulla terra. Lo scopo principale di EEE è la rivelazione e lo studio della radiazione cosmica. In particolare esso si rivolge alla rivelazione di eventi di altissima energia importanti nello sviluppo dei modelli teorici riguardanti le particelle presenti nell'Universo. Per poter rivelare simili particelle, occorre una rete di rivelatori sparsi su una vasta area in modo da catturare un numero maggiore di particelle appartenenti a sciame estesi. In questo modo si possono trovare possibili componenti correlate generate da uno stesso raggio cosmico primario. Infatti cercando eventi che coincidono in piccole "finestre" attorno al tempo e alla direzione di arrivo ( $\Delta x$  che varia da 1 a  $\sim 1000$  Km), e usando il sistema di posizionamento GPS per la sincronizzazione di diversi apparati, è possibile ricavare informazioni sullo sciame (apertura angolare, molteplicità, energia, punto di produzione, direzione del suo asse) e quindi sul raggio cosmico primario che lo ha causato.



**Figura IV.1** : fronte dello sciame che investe diversi siti.

Quindi la realizzazione di questa rete implica la disponibilità di molti siti in cui posizionare i nostri rivelatori e le scuole secondarie, grazie alla loro disposizione sparsa sull'intero territorio italiano, rappresentano i siti ideali per il nostro scopo. Il progetto EEE è strutturato su base modulare e nell'attuale fase sperimentale, prevede di coinvolgere 7 scuole distribuite a Nord, Centro e Sud d'Italia.

Lo strumento che sarà installato nelle Scuole è un telescopio ad MRPC (*Multigap Resistite Plate Chamber*). La tecnologia ad MRPC è stata inventata allo scopo di misurare con grande precisione il tempo di volo delle particelle subnucleari (esempio: pioni, muoni, elettroni).

Il progetto si articola nelle seguenti tre fasi:

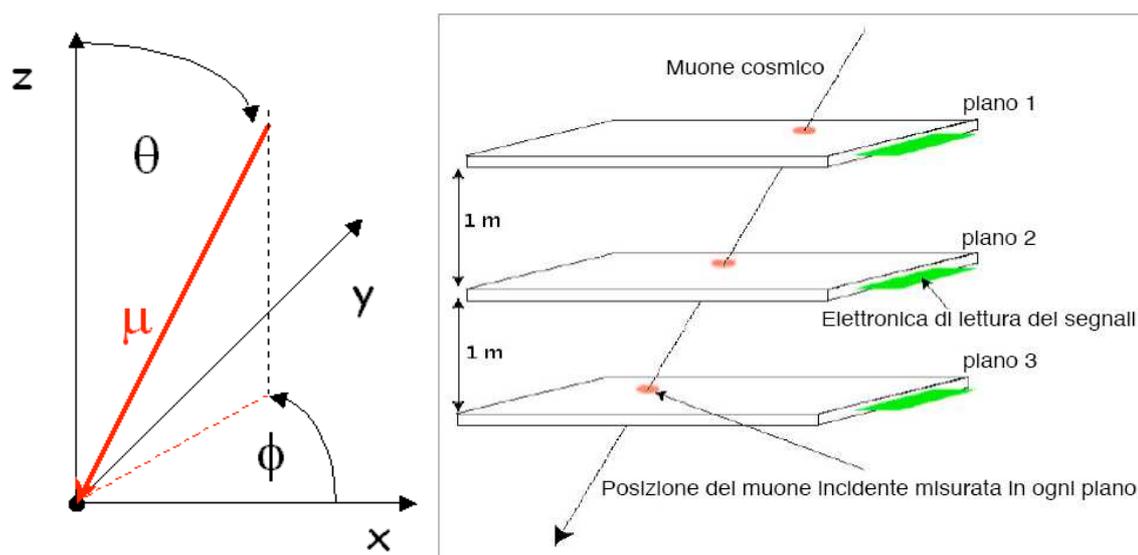
1. costruzione dei rivelatori MRPC,
2. realizzazione del telescopio con MRPC e messa a punto della strumentazione,
3. presa dati e analisi.

Il periodo iniziale sarà seguito dalla estensione del progetto che durerà almeno 10 anni.

## IV.1a Il telescopio con MRPC

Il telescopio progettato nell'ambito del progetto EEE, deve essere in grado di rivelare le particelle che costituiscono sciame estesi. In particolare siamo interessati a rivelare e ricostruire la componente muonica poiché la direzione dei muoni è altamente correlata a quella dell'asse dello sciame. Infatti i muoni sono i primi prodotti di decadimento che si originano quando un raggio cosmico interagisce con l'atmosfera terrestre; il punto della loro creazione nell'atmosfera è pertanto identificabile con il vertice dello sciame o con un qualsiasi punto molto vicino ad esso. Inoltre è necessario che i nostri strumenti abbiano grande risoluzione temporale per poter confrontare e correlare le informazioni provenienti da diversi siti. A questo scopo il sistema di rivelazione modulare del Progetto EEE, che dovrà essere installato nelle scuole, è un telescopio costituito da tre piani di rivelatori MRPC (Figura IV.2).

Ogni piano sarà in grado di misurare con grande precisione il punto d'impatto della particella cosmica incidente e il suo tempo di attraversamento.



**Figura IV.2:** telescopio costituito da tre camere MRPC; l'angolo azimutale  $\phi$  è definito dall'asse x, mentre l'angolo di zenith  $\theta$  è definito dall'asse z.

Le camere sono poste parallele tra loro e distanti 1 m l'una dall'altra. Ogni camera copre un'area di  $(1.6 \times 0.82) \text{ m}^2$ , mentre le dimensioni delle strip che consentono la lettura del segnale (“readout”), sono di 1.6 m di lunghezza e 25 mm di larghezza con passo da centro a centro di 34 mm. Tramite la misura della posizione dei tre punti d'impatto (uno per piano) sarà quindi possibile ricostruire la traiettoria rettilinea della particella che ha attraversato il telescopio. Una traccia verrà considerata ricostruita nel caso in cui il muone passi su tutti e tre i piani del telescopio. L'elevata risoluzione temporale del telescopio consente inoltre di conoscere il verso di attraversamento della particella (alto→basso oppure basso→alto) grazie alla misura del suo tempo di volo tra un piano e l'altro.

#### **IV.1b Lettura e analisi dati**

Per la lettura e l'acquisizione dei dati sarà associata a ogni telescopio una catena elettronica costituita da:

1. un sistema detto di *front end*, per l'amplificazione e la discriminazione dei segnali forniti dagli elettrodi di *readout* dei rivelatori MRPC;
2. un sistema detto di conversione, per la digitalizzazione delle informazioni acquisite;
3. un sistema detto di *trigger*, per la selezione delle particelle.

Il sistema di *front end* è costituito da una scheda a 24 canali (figura IV.3) sulla quale sono integrati tre chip di tipo NINO ASIC che sono stati sviluppati al CERN per l'esperimento ALICE. I vantaggi di questa elettronica, sono principalmente la presenza di un ingresso differenziale, grande capacità d'ingresso (30pF), alta velocità con un jitter<sup>17</sup> minore di 25 ps, bassa impedenza d'ingresso e basso consumo. Il dispositivo NINO-ASIC è un'eccellente amplificatore/discriminatore che esalta le prestazioni intrinseche dell'MRPC.

---

<sup>17</sup> Differenziale del tempo di propagazione del segnale.

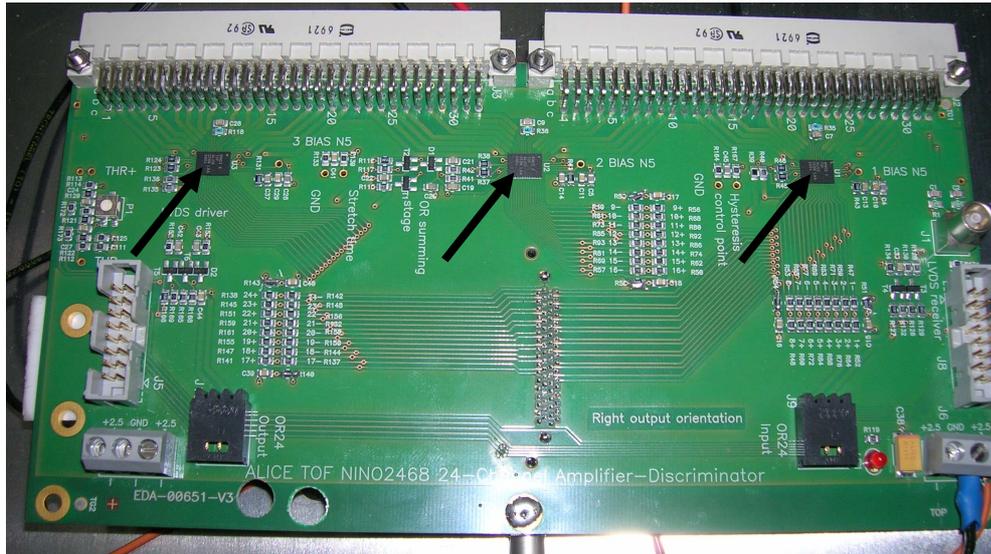


Figura IV.3: Foto della scheda; le frecce indicano i chip NINO ASIC integrati sulla scheda.

Il segnale fornito in uscita dalla scheda viene indirizzato ad un “crate” contenente moduli “VME” di tipo commerciale i quali sono:

- Un *crate controller*, che permetterà di interfacciare il sistema di lettura con un comune personal computer, dando la possibilità di governare facilmente i vari canali di elettronica e gestire il flusso di dati provenienti dalle camere

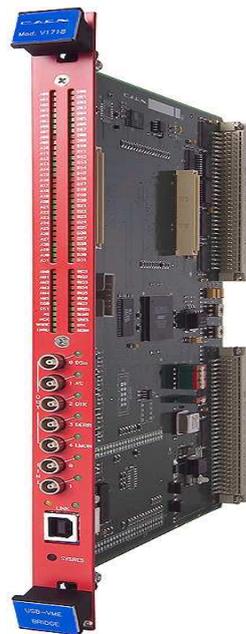
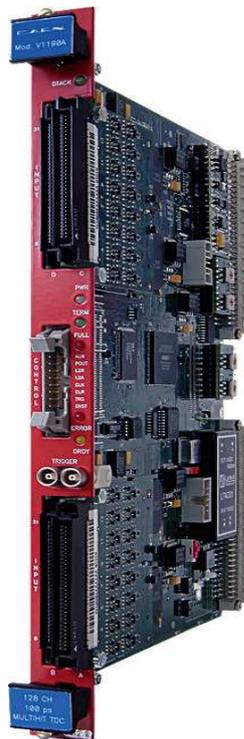


Figura IV.4: Crate controller

- Due convertitori “tempo-digitale” (Time to Digital Converter, TDC), che costituiscono il sistema di conversione sopra menzionato. I TDC che si

pensa di utilizzare sono uno di 128 canali e l'altro di 64 poiché la configurazione dell'esperimento prevede per ogni sito 144 canali di lettura (24 canali x 2 schede di lettura x 3 MRPC). Il modello di TDC scelto è equipaggiato con la tecnologia HPTDC (High Precision TDC), sviluppata dal gruppo di micro-elettronica del CERN, la quale permette di raggiungere risoluzioni dell'ordine delle centinaia di picosecondi per canale.



**Figura IV.5:** foto del TDC V1190 A Caen a 128 canali

Il sistema di trigger ci consentirà di selezionare gli eventi ritenuti significativi ai fini dell'esperimento. Esso è in via di sviluppo in quanto si sta cercando di ridurre al minimo le coincidenze casuali e il rumore senza perdita di eventi rilevanti.

I dati "processati", ossia selezionati dal trigger e convertiti dai TDC, sono infine immagazzinati in un calcolatore. A questo punto occorre un sistema di acquisizione dati (DAQ System). Tra i sistemi DAQ di possibile utilizzo ci sono il "DATE" (utilizzato finora con il programma PAW per l'analisi dati dell'esperimento ALICE) e il LabView della National Instruments . La prima

soluzione risulta non efficace in quanto di difficile utilizzo da parte degli studenti delle scuole che ospiteranno i telescopi, mentre l'utilizzo del LabView è vincolato ai costi delle licenze dal momento che il progetto nella fase di maggiore sviluppo interesserà un gran numero di istituti. Come alternativa a tali sistemi è in fase di sviluppo un software che sia semplice da utilizzare e allo stesso tempo mantenga caratteristiche simili ai programmi sopra citati. Infine il calcolatore sarà posto in rete (Internet). Il telescopio di ogni scuola, collocato all'interno dell'edificio scolastico, sarà dunque in grado di acquisire dati e di trasmetterli via rete ad un opportuno "centro di raccolta". Ogni telescopio sarà inoltre geograficamente localizzato e temporalmente sincronizzato via satellite tramite un sistema GPS. È dunque prevista anche l'installazione di un'apposita antenna GPS. Così facendo i telescopi delle varie scuole potranno essere messi in coincidenza in fase di analisi dei dati ("offline"<sup>18</sup>), allo scopo di rivelare eventi cosmici di energie estreme, vale a dire sciame cosmici di grande apertura angolare, ognuno dei quali costituito da un notevole numero di muoni simultaneamente rivelati da diversi telescopi situati a grande distanza l'uno dall'altro, provenienti inoltre da un punto comune nell'alta atmosfera terrestre (il cosiddetto vertice d'interazione del raggio cosmico primario che ha dato origine allo sciame). I dati trasmessi da tutti i telescopi nelle varie scuole saranno raccolti e archiviati presso il CNAF dell'INFN di Bologna. L'analisi dei dati sarà effettuata tramite il sistema innovativo di calcolo distribuito GRID, usufruendo dell'esperienza del CERN e dell'INFN in tale settore.

## **IV.2 Sciame cosmici e loro rivelazione: risultati delle simulazioni**

In un esperimento in fase di progettazione (come è il nostro caso), uno strumento fondamentale per lo studio delle prestazioni dell'apparato

---

<sup>18</sup> Per siti aventi più di un telescopio, le coincidenze possono essere valutate già "online" cioè in presa dati, mentre per i dati raccolti da telescopi appartenenti a siti diversi la durata della finestra temporale può essere scelta opportunamente in seguito.

sperimentale è costituito dalla simulazione; con particolari algoritmi è possibile simulare un apparato sperimentale ed un particolare processo fisico. Nel caso specifico il programma di simulazione genera tracce di raggi cosmici secondo un modello teorico (COSMOS) che riproduce l'andamento sperimentale del flusso dei raggi cosmici in funzione della loro energia. Nel simulatore vengono inoltre descritti:

- la geometria dell'apparato sperimentale;
- i materiali che costituiscono l'apparato di rivelazione;
- le interazioni radiazione-materia (ad esempio lo *scattering* multiplo);
- la risposta del rivelatore in termini di efficienza di rivelazione, risoluzione temporale e risoluzione spaziale (informazioni ricavate dai test di prototipi);
- un algoritmo di ricostruzione delle tracce.

#### IV.2a Accettanza geometrica

Per valutare l'accettanza geometrica del rivelatore, e quindi la sua possibilità di ricostruire delle tracce, sono stati generati  $10^7$  muoni con una distribuzione angolare uniforme su tutto l'angolo solido attorno all'apparato, ossia nell'emisfero superiore definito da  $0 < \phi < 360^\circ$  e  $0 < \cos(\theta) < 1$ . Si ricorda che l'elemento di angolo solido è definito da  $d\Omega = \sin(\theta)d\theta \cdot d\phi = d(\cos(\theta))d\phi$ .

Pertanto la generazione è stata effettuata a partire da distribuzioni uniformi in  $\phi$  e in  $\cos(\theta)$ .

Una volta generata la direzione del muone incidente, il suo punto d'impatto sul telescopio è scelto in modo uniforme entro un disco ortogonale a tale direzione, centrato nel baricentro del telescopio, di raggio  $R = 135$  cm pari alla dimensione trasversale massima del telescopio a partire dal suo baricentro<sup>19</sup>.

---

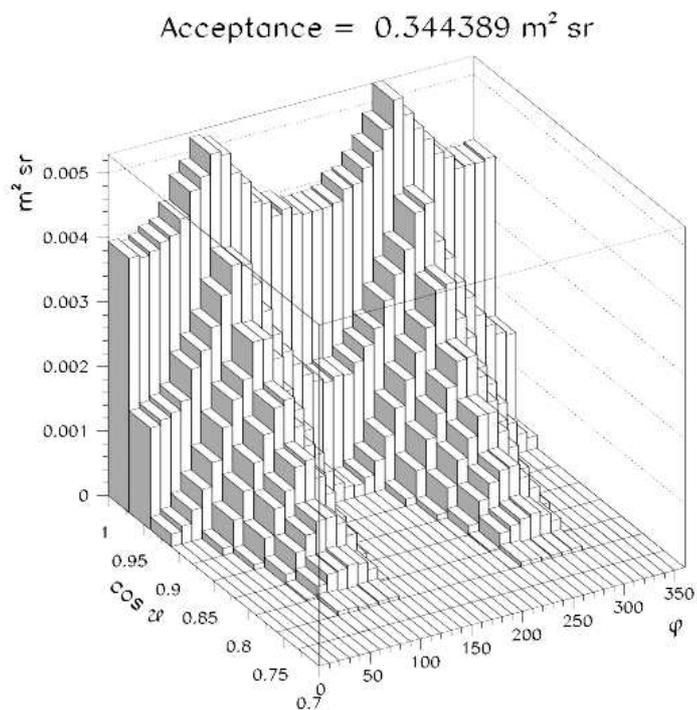
<sup>19</sup> Con riferimento alla Figura III.2,  $R$  corrisponde alla distanza tra il centro del rettangolo mediano e uno qualsiasi dei quattro vertici del rettangolo superiore o inferiore

Per ogni traccia rettilinea di muone, definita da una coppia di angoli ( $\theta$  e  $\phi$ ) e da un punto di impatto sul telescopio, possono quindi essere geometricamente individuati i punti di intersezione con i piani MRPC del telescopio. Come già abbiamo detto sono considerate come “ricostruite” quelle tracce che attraversano tutti e tre i piani di MRPC.

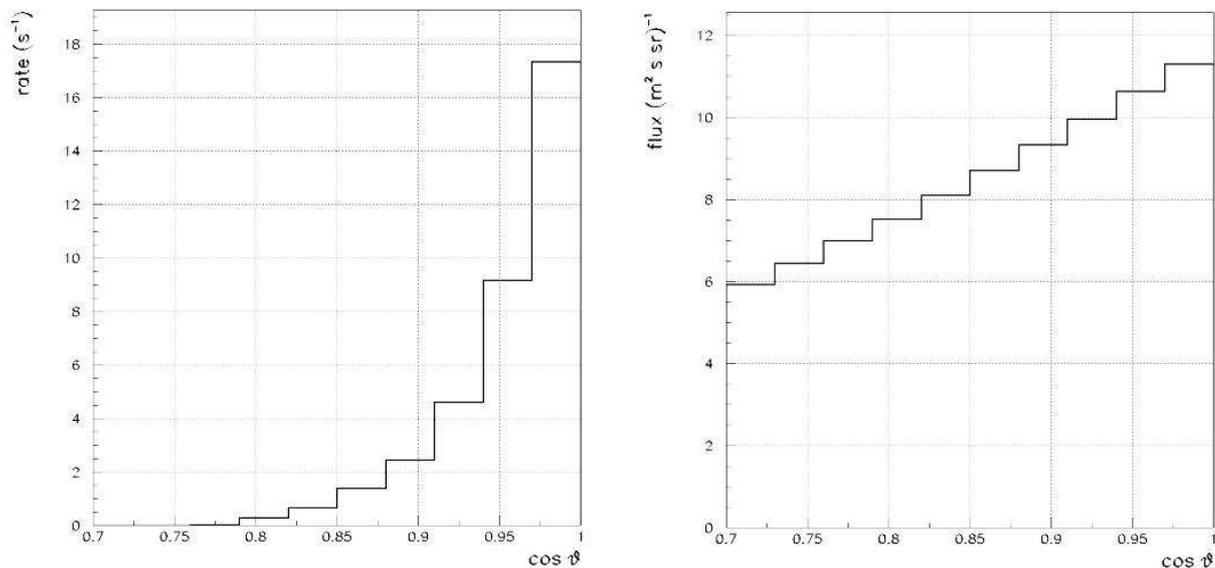
L'accettanza è definita, in ogni intervallo (*bin*) angolare, come il rapporto fra il numero di muoni ricostruiti ( $N_{REC}$ ) e il numero di quelli generati ( $N_{GEN}$ ) diviso per la superficie del disco ortogonale su cui giacciono i punti d'impatto ( $S = 5.68 \text{ m}^2$ ) e per l'angolo solido corrispondente all'intervallo angolare considerato ( $d\Omega$ ; per ogni bin  $d\Omega = 5.24 \cdot 10^{-3} \text{ sr}$ ):

$$A = \frac{N_{REC}}{N_{GEN}} (S \cdot d\Omega) \quad (\text{IV.1})$$

La distribuzione dell'accettanza del rivelatore al variare della direzione di arrivo dei muoni è mostrata nella Figura IV.6, in funzione di  $\cos(\theta)$  e di  $\phi$ . Il valore totale dell'accettanza, sommato su tutti i *bin* angolari, è  $A_{tot} = 0.34 \text{ m}^2 \text{ sr}$ . In realtà la distribuzione angolare dei muoni cosmici al livello del mare è uniforme nell'angolo azimutale  $\phi$  ma è proporzionale a  $\cos^2(\theta)$ , dove  $\theta$  è l'angolo zenitale, misurato a partire dalla direzione verticale. Quindi, per calcolare il *rate* (numero nell'unità di tempo) atteso di muoni ricostruiti nel telescopio, sono state nuovamente generate  $10^7$  tracce muoniche con tali distribuzioni angolari ed è stato ottenuto un *rate* integrale di muoni ricostruiti:  $Rate \mu \approx 36 \text{ Hz}$ . Le distribuzioni nel coseno dell'angolo zenitale delle tracce generate e ricostruite sono mostrate nella Figura IV.7.



**Figura IV.6** – Accettanza differenziale del telescopio in funzione della direzione d'arrivo delle tracce.



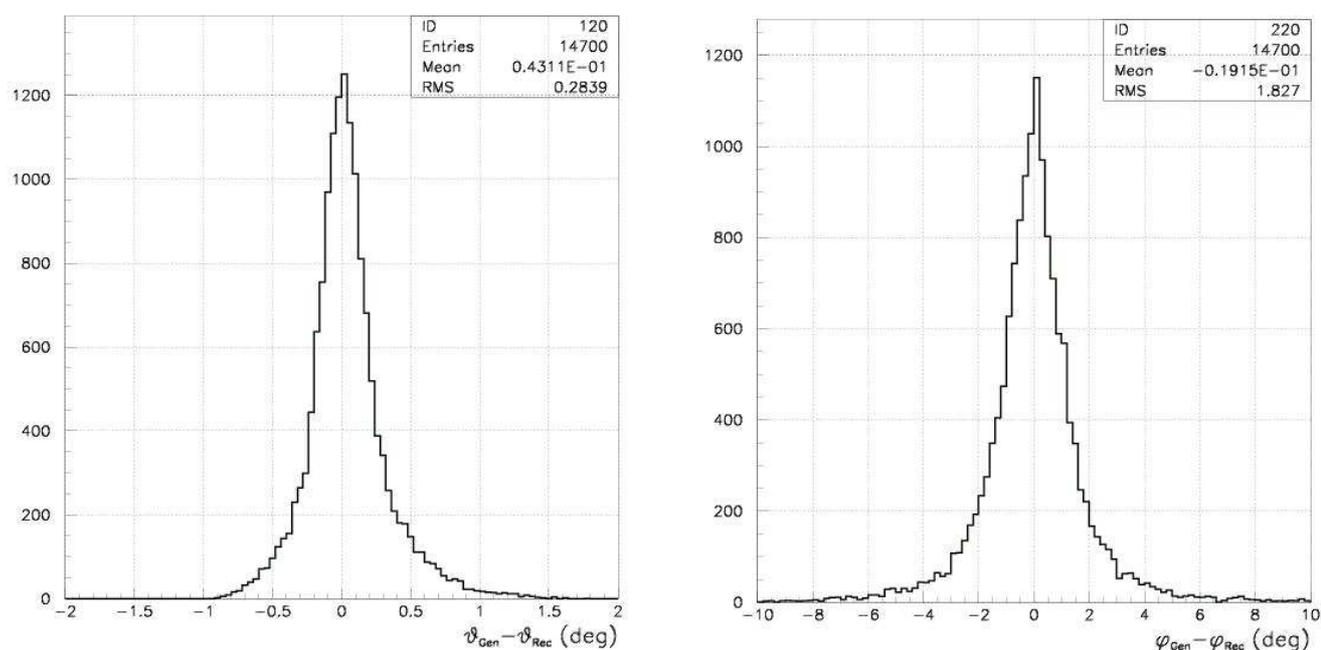
**Figura IV.7** – Flusso di muoni generati sul telescopio con distribuzione proporzionale a  $\cos^2(\theta)$  (sinistra) e *rate* di muoni ricostruiti nel telescopio (destra), in funzione di  $\cos(\theta)$ . Il limite inferiore 0.7 è dovuto all'accettanza geometrica del telescopio.

## IV.2b Risoluzione angolare nella ricostruzione della direzione del muone.

Per la stima della risoluzione angolare nella ricostruzione delle tracce dei muoni, si prende in considerazione la risoluzione spaziale delle camere in relazione alle dimensioni delle singole strip di lettura. Il punto di attraversamento lungo la *strip* è stimato tramite la differenza dei tempi di arrivo alle due estremità della *strip* su cui si è generato il segnale. Con tale metodo si stima una incertezza nella coordinata longitudinale del punto d'impatto del muone di circa 10 mm. Nella coordinata trasversale l'incertezza è data dal passo delle *strip* (34mm). Pertanto, in base alle considerazioni sulla risoluzione appena fatte, la regione dello spazio in cui possiamo affermare che sia passata la particella si riduce ad un rettangolo di area pari a  $34 \times 10 \text{ mm}^2$ . Nel caso in cui due *strip* vicine diano segnale, come può avvenire al passaggio di un muone tra due *strip* o al bordo di una delle due, tale incertezza risulterebbe ridotta di un fattore  $\sqrt{12}$ , poiché il punto d'impatto sarebbe calcolabile come punto medio tra i centri delle due *strip*. Per ricavare la risoluzione angolare nella ricostruzione della direzione delle tracce incidenti, sono state registrate, attraverso il telescopio, le *strip* colpite sui tre piani MRPC dai muoni cosmici generati. Per la coordinata longitudinale in ogni piano è stato applicato uno sparpagliamento attorno al punto di passaggio della traccia, secondo una distribuzione gaussiana con deviazione standard pari a 10 mm, mentre per la coordinata trasversale è stato assunto uno sparpagliamento uniforme su 34 mm. Quindi a partire dalle tracce generate dal programma di simulazione, si ottengono delle tracce ricostruite dal simulatore con un certo errore. Dal confronto tra tracce ricostruite e tracce generate siamo in grado di valutare il comportamento del nostro apparato sperimentale in termini di risoluzione angolare in azimuth e in zenith.

La differenza fra gli angoli generati e ricostruiti è mostrata nella Figura IV.8.

Come si vede, le deviazioni standard, ossia i valori RMS (*root mean square*) sono inferiori a  $1^\circ$  in  $\theta$  e a  $2^\circ$   $\phi$ .



**Figura IV.8** – Differenza fra le direzioni generate e ricostruite dei muoni, viste nell'angolo zenitale (sinistra) e azimutale (destra).

### IV.3 Eventi correlati

I dati acquisiti in ogni sito devono essere messi in relazione a quelli degli altri siti, perché siamo interessati alla ricerca di coincidenze di eventi *correlati*, cioè di eventi che provengono dallo stesso punto nell'atmosfera, in cui sia avvenuta l'interazione del primario; è quindi fondamentale valutare la differenza nel tempo di arrivo delle particelle sui rivelatori posti in due siti diversi. Questa differenza corrisponde ad una precisa larghezza della finestra temporale (gate) che dovrà essere usata nella ricerca delle coincidenze.

In figura IV.9 è mostrato un grafico degli eventi in funzione della differenza di tempo di arrivo per due rivelatori distanti 500 km l'uno dall'altro.

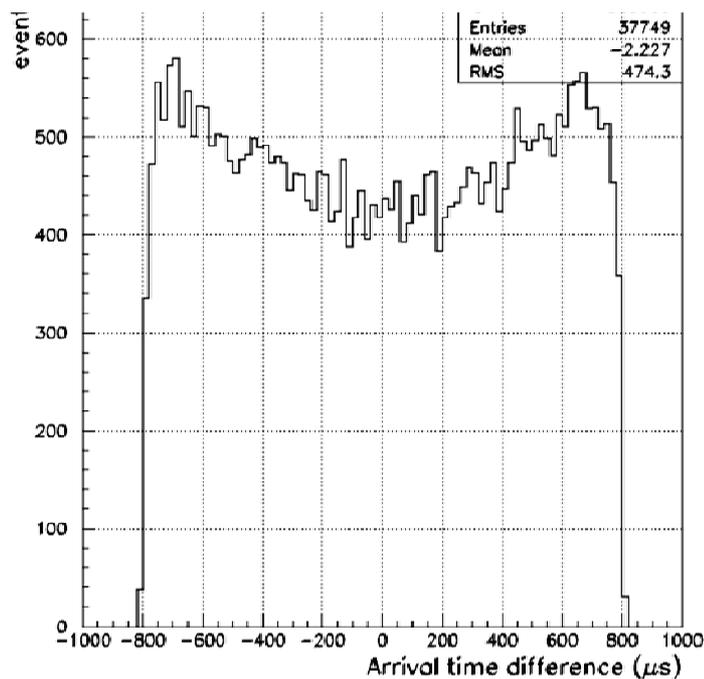


Figura IV.9: muoni rivelati in due siti

Per valutare la larghezza del gate necessaria per due siti in Italia posti ad una distanza fissata, si può analizzare il grafico della massima differenza nel tempo di arrivo in funzione della distanza tra i siti.

Differenza massima  
di tempo di arrivo ( $\mu\text{s}$ )

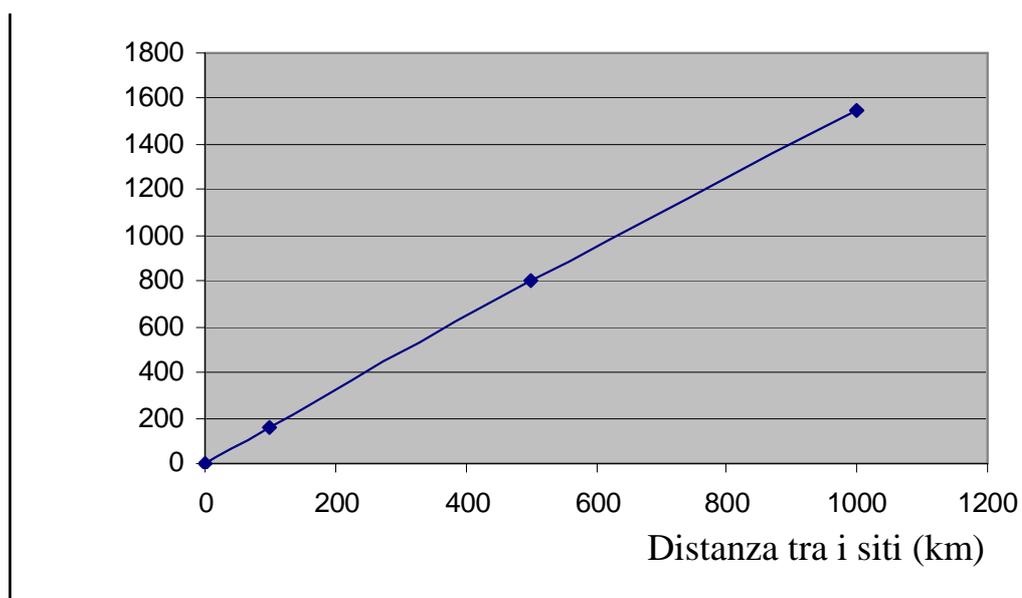


Figura IV.10: indicazione della durata del gate

Se ne deduce che la larghezza del gate necessaria per due siti in Italia distanti circa 1000 Km è valutata in 1.5 ms.

E' inoltre fondamentale per lo studio in questione anche effettuare una stima del numero di coincidenze casuali ("Background coincidences").

Dopo aver calcolato la frequenza di muoni in ogni telescopio ( $R_i=36$  Hz), vediamo che per telescopi in due siti differenti, la frequenza delle particelle che giungono in coincidenza è data da:

$$R_{ij} = R_i R_j \Delta t. \quad (IV.2)$$

Il numero di coincidenze di fondo in una configurazione che preveda un solo telescopio in ogni sito è troppo alto per consentire una ricerca di segnali rari, ossia quei segnali che ci interessano per lo studio di eventi ad altissima energia (figura IV.11).

Gate ( $\mu$ s)	Frequenze di coincidenze(Hz)	eventi per anno
10	$1.3 \cdot 10^{-2}$	$4.09 \cdot 10^5$
30	$3.89 \cdot 10^{-2}$	$1.23 \cdot 10^6$
80	$1.04 \cdot 10^{-1}$	$3.27 \cdot 10^6$
120	$1.56 \cdot 10^{-1}$	$4.9 \cdot 10^6$
800	1.04	$3.27 \cdot 10^7$
1500	1.94	$6.13 \cdot 10^7$

**Tabella IV.1:** dati relativi alle coincidenze casuali

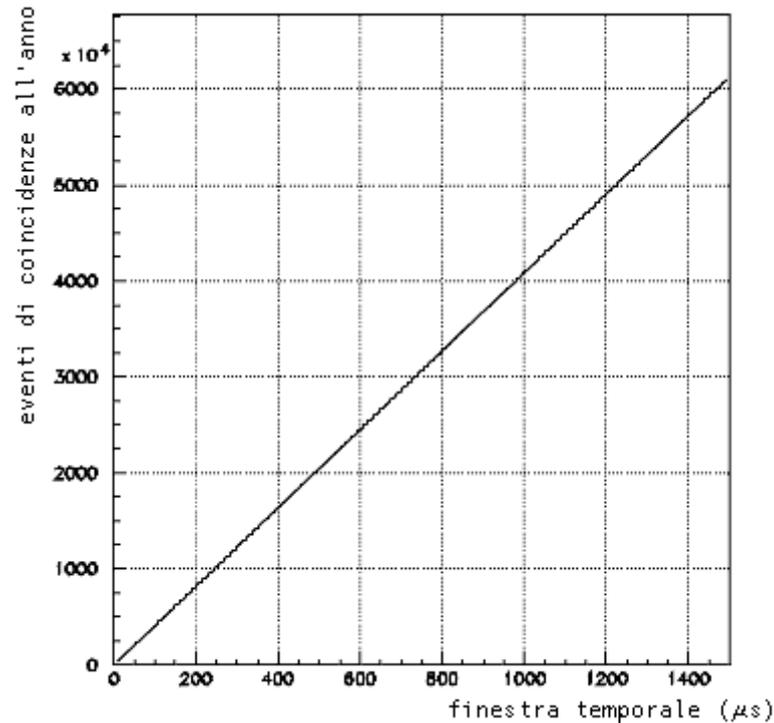


Figura IV.11 : coincidenze casuali; tale numero è elevato per un gate di 1.5 ms

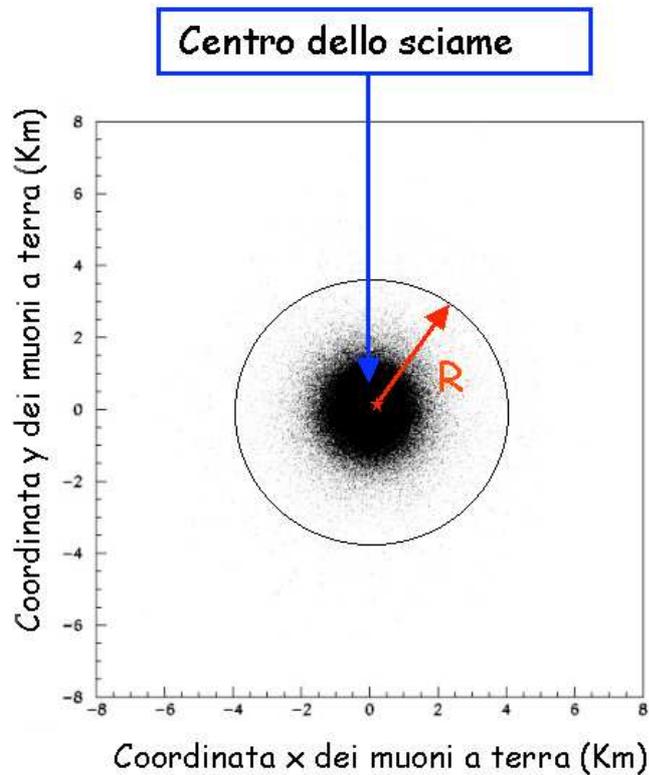
Notiamo come con un gate della durata di 1.5 ms il numero di eventi casuali è dell'ordine di  $10^7$  all'anno. Un modo per risolvere questo problema consiste nel porre in ogni sito un insieme di telescopi.

Le due possibili configurazioni tra cui si dovrà scegliere per il progetto EEE sono: quella con tre telescopi per sito e quella con due telescopi per sito. In questo modo, se richiediamo di avere almeno un muone per telescopio, selezioniamo sciame aerei a più alta energia e ovviamente diminuiamo il rate di eventi registrati in ogni scuola.

### IV.3a Configurazione con tre telescopi

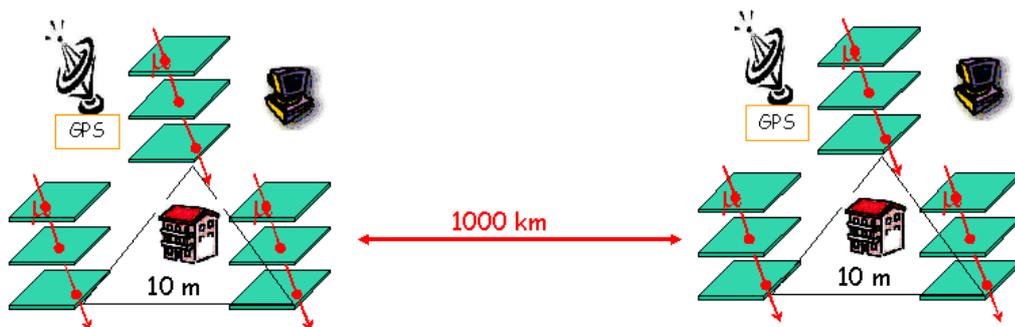
Per lo studio dell'efficacia della rivelazione in questa configurazione occorre una simulazione di eventi tramite il simulatore di sciame COSMOS. La simulazione prevede di generare  $10^6$  sciame prodotti da protoni verticali con energia compresa tra  $10^{14}$  e  $10^{17}$  eV; il centro dello sciame è campionato in un

cerchio con raggio variabile tra 20 m per sciami da energia dell'ordine di  $10^{14}$  eV e 600 m per sciami da  $10^{17}$  eV. Inoltre al centro dello sciame poniamo il centro della scuola.

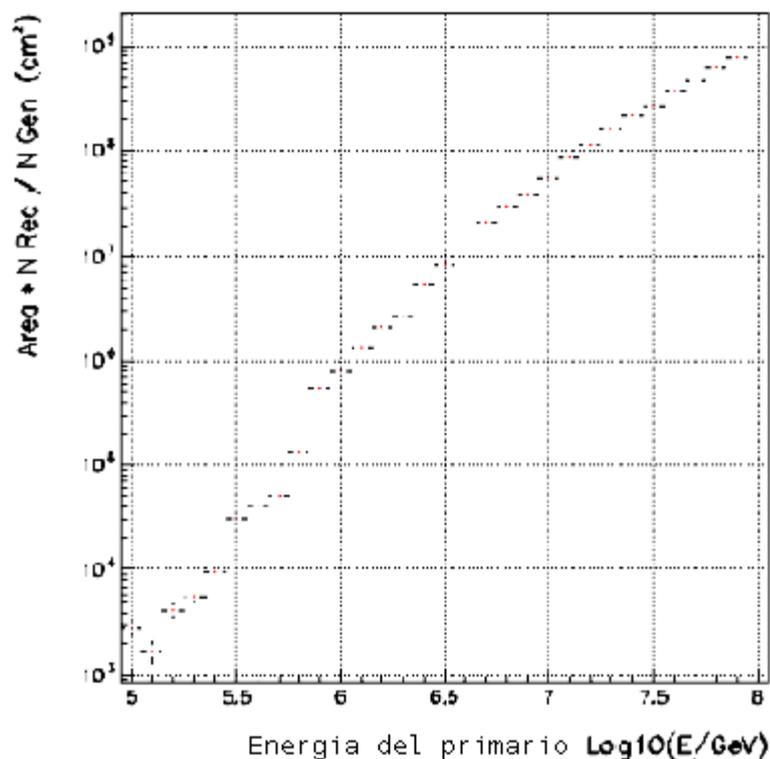


**Figura IV.12:** Impronta dello sciame sul terreno con la definizione del centro dello sciame e della distanza (R) dal centro

In questa analisi, l'area effettiva di rivelazione non è, come si può immaginare, l'intera area su cui è disposta la scuola: il grafico in figura IV.14 ci aiuta a capire qual è l'area effettiva del sito al variare dell'energia del primario; l'area effettiva è pari al numero di eventi ricostruiti fratto il numero di eventi generati per l'area campionata.



**Figura IV.13:** configurazione con tre telescopi per sito posti ai vertici di un triangolo

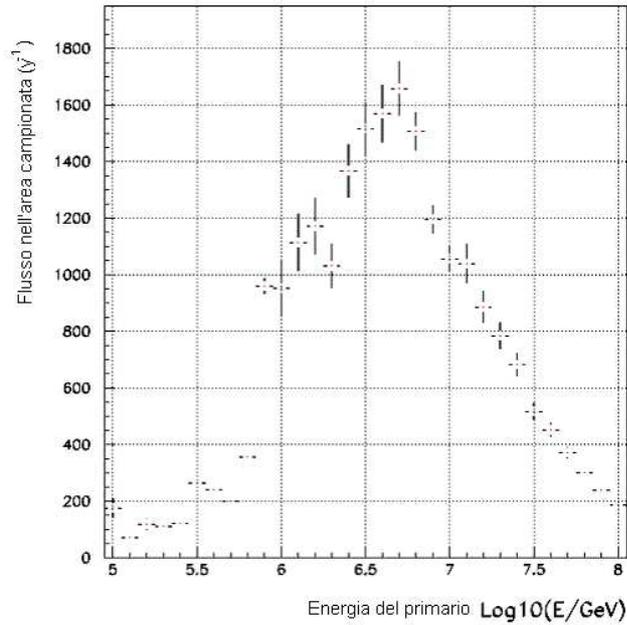


**Figura IV.14:** area effettiva del sito al variare dell'energia del primario

Se si considerano ricostruiti quegli eventi che investono i tre telescopi con almeno un muone per ognuno, si può calcolare il tasso di eventi in un sito. Detti  $F$  il flusso,  $\epsilon$  l'efficienza del rivelatore,  $A$  la superficie del disco dove il centro dello sciame è stato campionato,  $d\Omega$  l'angolo solido ( $=0.84$  sr) dato dal cono con angolo di zenith  $\theta = 30^\circ$  e  $t$  il numero di secondi in un anno, possiamo trovare il numero di eventi attesi in un anno per ogni sito (figura IV.15):

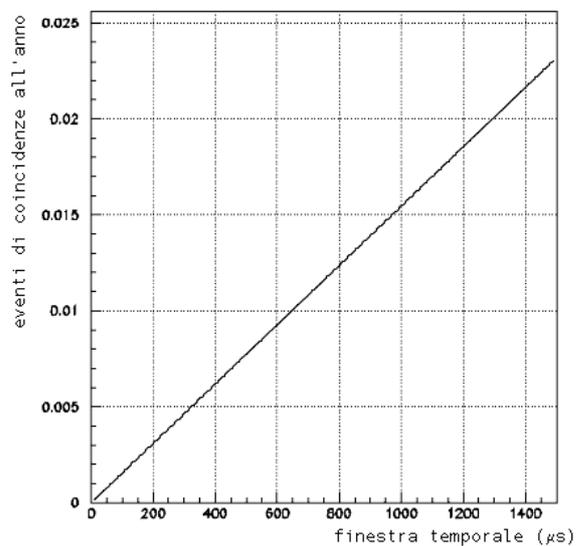
$$N = F \epsilon A d\Omega t = 22223 \quad (\text{IV.3})$$

Questo numero è quindi il numero di eventi ricostruiti e corrisponde ad una frequenza degli stessi pari a  $\approx 7 \cdot 10^{-4}$  Hz.



**Figura IV.15:** numero di eventi attesi in un anno per ogni sito in funzione dell'energia del primario

Da alcuni studi effettuati su eventi di questo tipo si ha che in ogni sito le coincidenze casuali in funzione della finestra temporale richiesta per le coincidenze tra le particelle giunte nei diversi siti sono rappresentate dal grafico in figura.



**Figura IV.16:** coincidenze casuali in un anno nella configurazione con tre telescopi per sito

Il numero di coincidenze casuali in questa configurazione è piccolo e permette la ricerca di coincidenze indotte da primari correlati.

### IV.3b Configurazione con due telescopi

La configurazione con due telescopi invece, richiede la che i telescopi stessi siano posti a distanza di 10 m l'uno dall'altro.

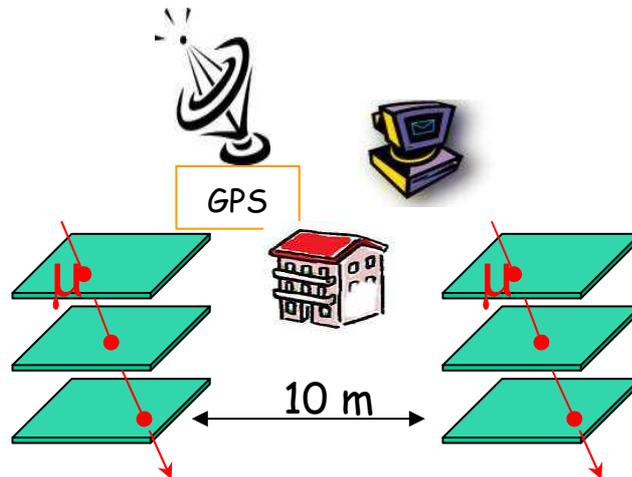


Figura IV.17: schema della configurazione a due telescopi.

Anche per lo studio di questa configurazione è stato utilizzato il generatore COSMOS; il numero di eventi ricostruiti per anno, con la richiesta che in ogni telescopio passi almeno un muone, sarà ovviamente maggiore rispetto alla configurazione con tre telescopi e, utilizzando la (IV.3) si stima che sia  $N = 39350$ , a cui corrisponde una frequenza di  $1.25 \cdot 10^{-3}$  Hz.

Per una finestra temporale ancora pari a 1.5 ms, il numero di coincidenze casuali resta basso e ciò rende la configurazione a due telescopi utilizzabile con buoni risultati.

### IV.3c Ricostruzione della direzione dell'asse dello sciame

Esistono sostanzialmente due metodi per tale studio:

- 1) l'utilizzo di informazioni come la posizione ed il tempo di arrivo del fronte dello sciame sui rivelatori al suolo, per cui sono necessari almeno tre rivelatori non allineati;
- 2) la ricostruzione delle direzioni dei muoni dello sciame.

Con i telescopi di rivelatori MRPC è possibile utilizzare entrambe i metodi, poiché possiedono un'alta risoluzione temporale e un'ottima capacità di tracciamento.

Cerchiamo di dare qualche dettaglio a riguardo. Consideriamo prima le informazioni temporali: calcoliamo la differenza  $\Delta t_i$  tra il tempo misurato  $t_i$  di arrivo su una camera di un muone e il tempo di arrivo previsto per una data geometria dello sciame:

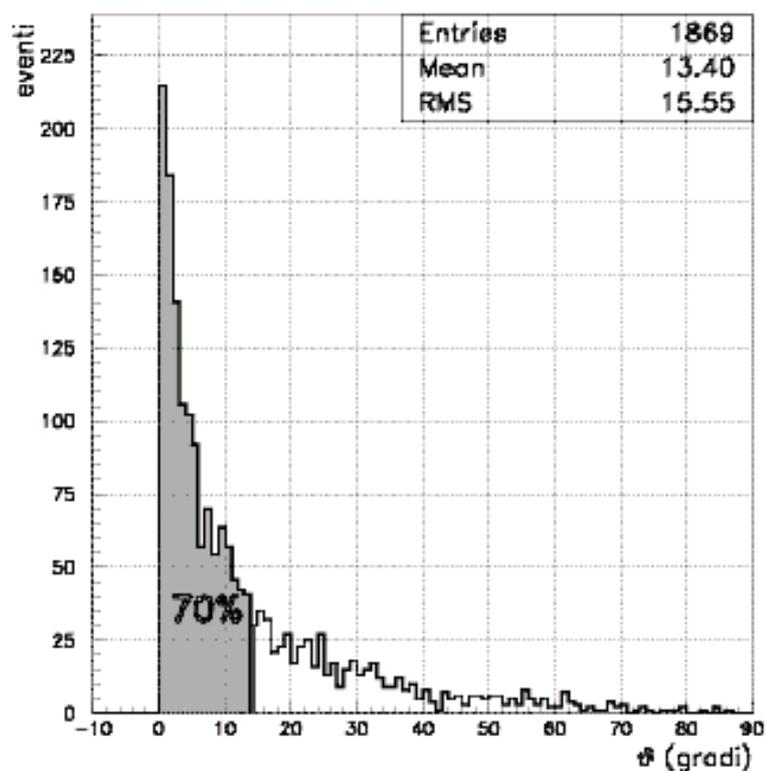
$$\Delta t_i = t_i - (T_o - (u x_i + v y_i)/c) \quad (\text{IV.4})$$

dove  $T_o$  è il tempo di arrivo dello sciame al suolo ed  $u = \text{sen}\theta\text{cos}\phi$  e  $v = \text{sen}\theta\text{sen}\phi$  sono i coseni direttori dello sciame. Il termine in parentesi rappresenta la differenza tra il tempo di arrivo dell'asse e quello del resto dello sciame sulle singole camere.

Il tempo di arrivo previsto è calcolato ipotizzando che il fronte dello sciame si muova con velocità  $c$  e sia su un piano ortogonale alla direzione dello sciame.

Una volta misurati tempo e posizione di tre telescopi, i parametri  $T_o$ ,  $u$  e  $v$  sono ottenuti dalla minimizzazione del  $\chi^2 = \sum_i \Delta t_i^2 / \sigma_i^2$ . Sono stati fatti degli studi con

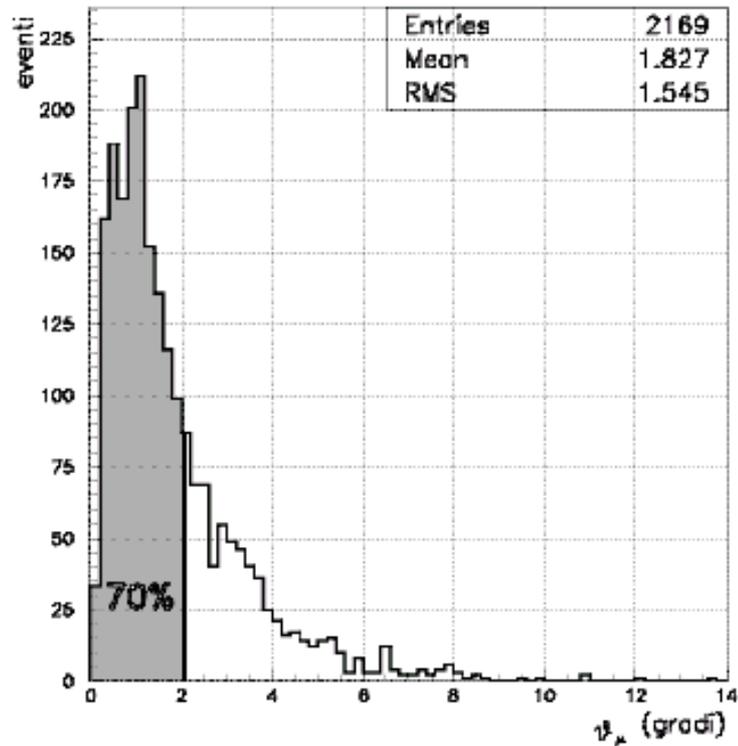
una simulazione di  $10^5$  sciami indotti da protoni verticali con energia campionata tra  $10^{15}$  e  $10^{16}$  eV e il punto d'impatto del centro dello sciame campionato uniformemente in un disco di 200 m di raggio. Il tempo di arrivo del muone sul telescopio è un valore dato dalla simulazione. Il risultato di questi studi è che il 70% degli eventi è ricostruito con un'incertezza angolare inferiore ai  $14^\circ$ ; ciò vuol dire che nel 70% dei casi il vero asse dello sciame è all'interno di un cono con asse coincidente a quello ricostruito e con un'apertura di  $14^\circ$  (fig IV.18);



**Figura IV.18:** angolo di zenith dello sciame ricostruito col metodo del tempo di arrivo, richiedendo che tutti e tre i telescopi vengano colpiti

Usando invece la direzione del muone, si ha una ricostruzione della direzione dello sciame migliore rispetto al caso precedente. Questo metodo permette di stimare la direzione dello sciame anche se vengono colpiti meno di tre telescopi. Tuttavia i risultati presentati sono relativi al caso in cui si richiedeva fossero colpiti tre telescopi; si ricostruisce la direzione di ogni muone nell'evento e si riportano i risultati in un istogramma.

Questa volta nel 70% dei casi, l'asse dello sciame si trova in un cono con apertura angolare di  $2^\circ$  (fig IV.19).



**Figura IV.19:** angolo di zenith dello sciame ricostruito col metodo della ricostruzione delle tracce, richiedendo che tutti e tre i telescopi vengano colpiti

Occorre a questo punto stimare la regione di produzione del primario. Consideriamo due siti a 1000 km di distanza, ognuno con tre telescopi posizionati ai vertici di un triangolo con lato 10 m. Considerando i due sciame è possibile trovare il punto dell'interazione del primario tramite la ricostruzione delle tracce dei muoni. Gli assi dei due sciame saranno ognuno all'interno di un cono con una determinata apertura angolare.

Esisterà una regione in cui i due coni si sovrappongono e all'interno di questa regione si troverà il punto del primario. Ovviamente migliore sarà la risoluzione angolare prima definita, minore sarà la sovrapposizione e dunque più precisa la determinazione del punto in cui è avvenuta la prima interazione (fig IV.20).

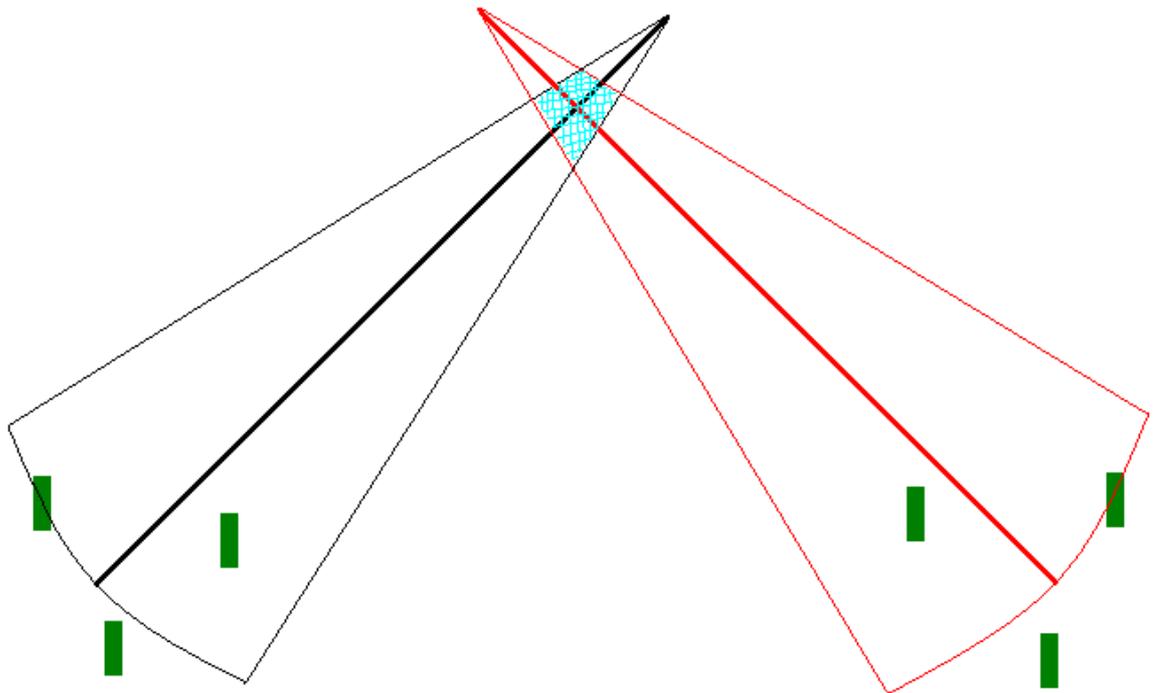


Figura IV.20: nella regione evidenziata in azzurro si trova il punto dell'interazione del primario

Nelle figure ottenute con simulazioni Monte Carlo, si nota come aumenti la sovrapposizione con una risoluzione angolare peggiore.

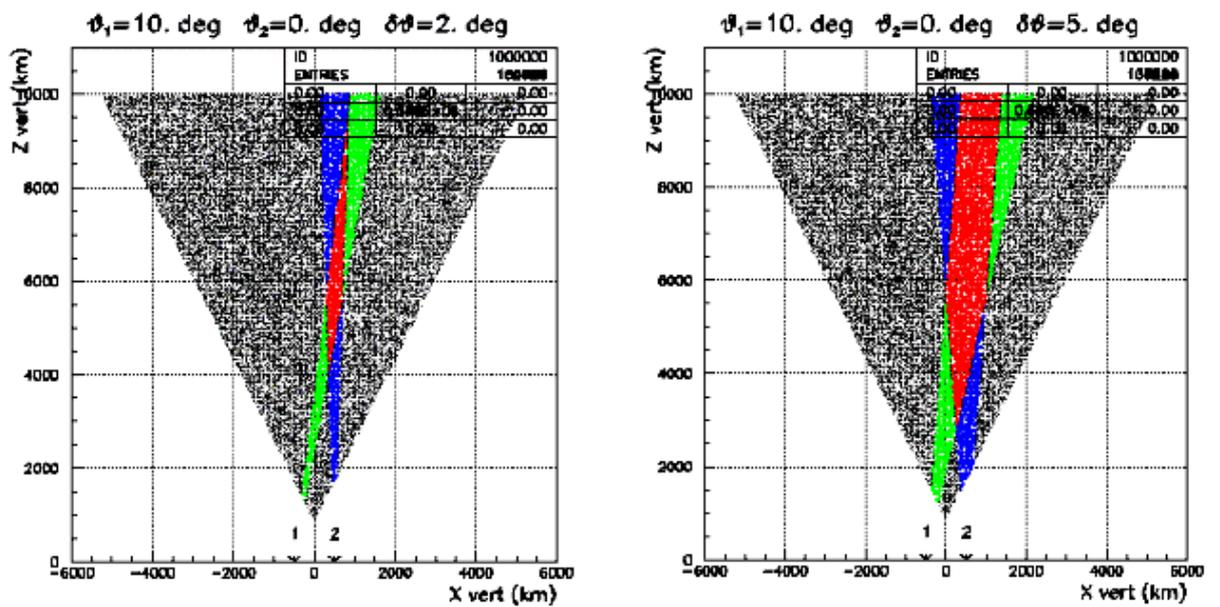
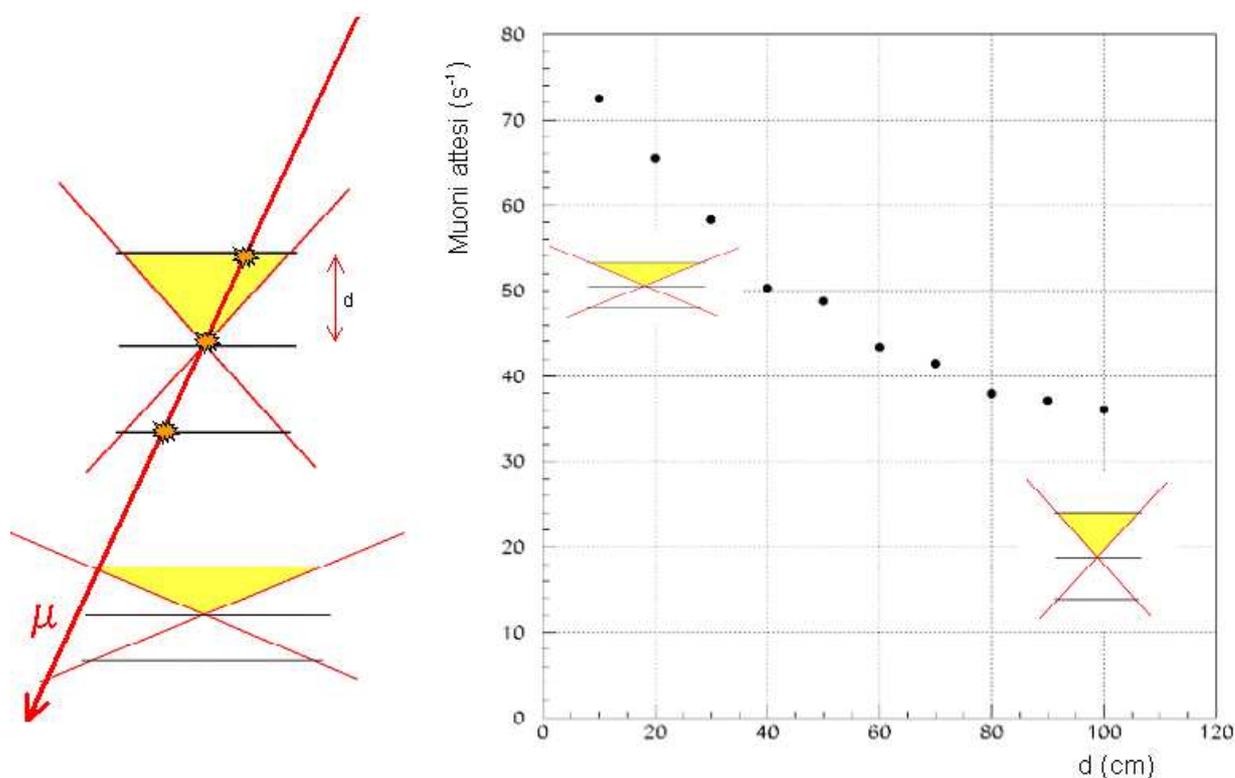


Figura IV.21: sovrapposizione degli sciami

### IV.3d Tracce dei muoni cosmici

Riguardo alla struttura del telescopio in relazione alla sua capacità di ricostruire le tracce dei muoni è possibile fare alcune interessanti considerazioni.

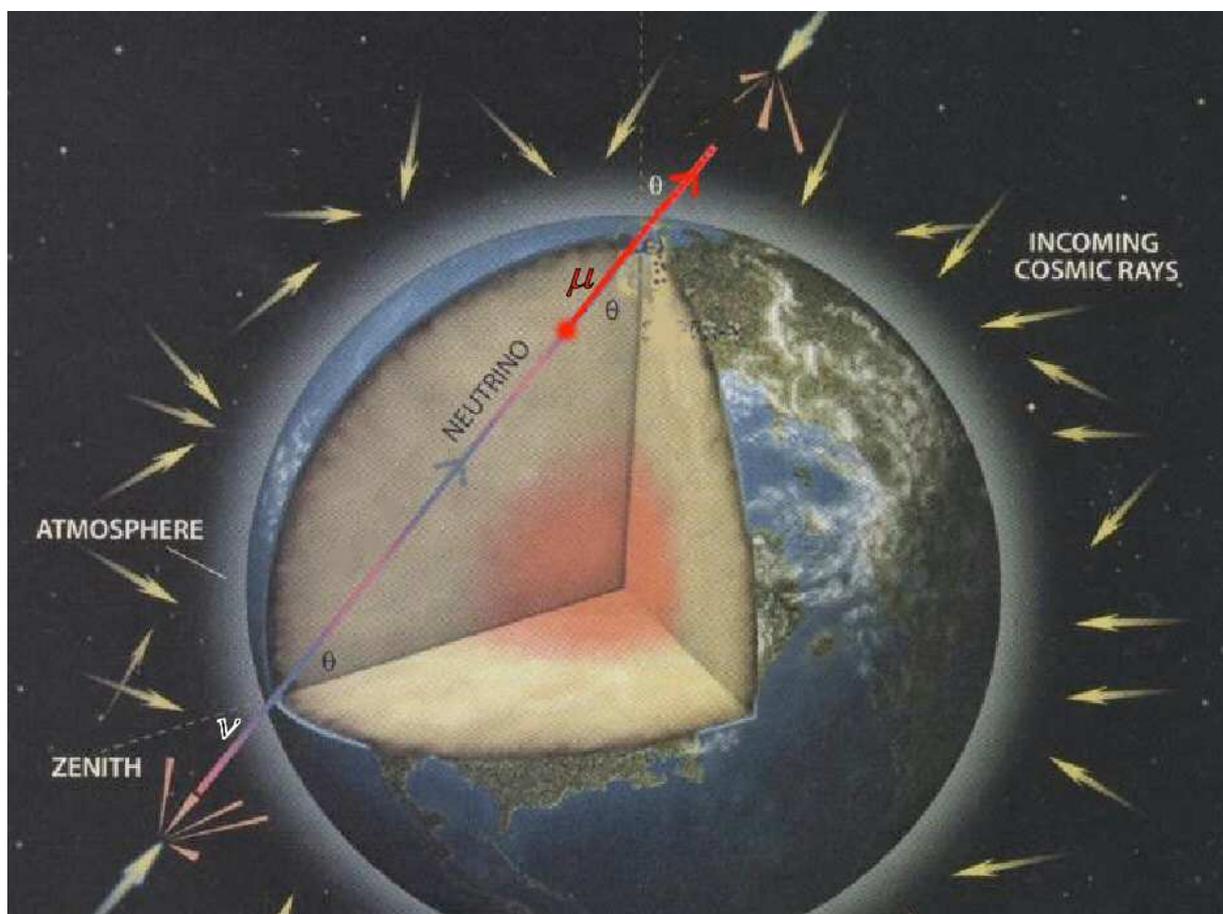
La prima riguarda la distanza tra le camere: variando questa distanza, cambia l'angolo solido entro cui possono essere ricostruite le tracce ed in particolare all'aumentare della distanza tra i piani, diminuisce l'angolo solido (fig IV.22)



**Figura IV.22:** numero di muoni attesi al variare della distanza fra i piani di MRPC, da un minimo di 10 cm fino a 100 cm.

La seconda considerazione invece riguarda il flusso di muoni provenienti dall'alto e dal basso. Infatti, anche se i muoni prodotti agli antipodi del telescopio non riescono ad essere rivelati poiché perdono tutta la loro energia nell'attraversare la terra, esiste una probabilità che i neutrini atmosferici, prodotti dall'interazione del primario con l'atmosfera terrestre, interagiscano

con la materia del suolo dando origine a dei muoni che possono attraversare i rivelatori dal basso verso l'alto.



**Figura IV.23** Schema della Terra e della atmosfera terrestre. Ogni punto della superficie terrestre è raggiunto da un flusso di muoni dovuti ai raggi cosmici provenienti dall'alto e da un flusso di neutrini provenienti da tutte le direzioni perché essi non sono schermati dalla Terra.

È tuttavia possibile discriminare il verso di volo dei neutrini (e così riconoscere quelli indotti da neutrini e quelli generati negli sciami cosmici), grazie all'ottima risoluzione temporale delle MRPC che nel nostro caso è di circa 100 ps. Infatti un muone impiega 7 ns per attraversare un telescopio, tempo che rientra abbondantemente nella sensibilità dello strumento. Quindi, nonostante il flusso di muoni provenienti dal basso sia estremamente piccolo, pari a circa  $10^{-9}/\text{m}^2 \cdot \text{s}$ , è comunque possibile discriminarli rispetto a quelli provenienti dall'alto, anche se questi ultimi sono  $10^{11}$  volte più numerosi (il flusso di muoni provenienti dall'alto è pari a  $85/\text{m}^2 \text{ s}$ ).

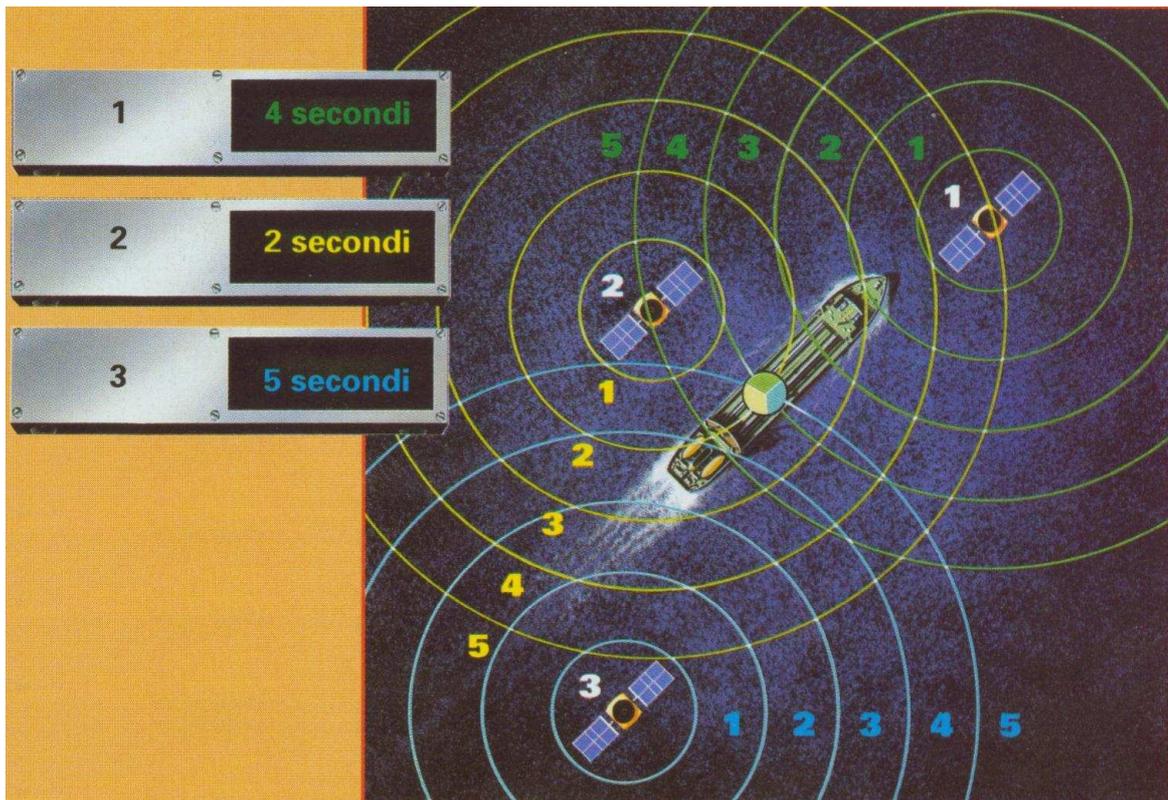
In ogni telescopio, data la limitata accettazione geometrica, il *rate* di muoni provenienti dal basso, risulta essere dell'ordine di 0.01/anno (ossia di 1 al secolo). Tuttavia, con 10 telescopi, tale *rate* diventa ovviamente dell'ordine di 0.1/anno e, con 100 telescopi, di 1/anno. Per un gran numero di telescopi EEE, operanti per diversi anni, la misura dei muoni provenienti dal basso diventerebbe dunque statisticamente significativa.

#### **IV.4 Sistema di posizionamento e sincronizzazione GPS**

Per concludere questo capitolo diciamo anche qualcosa a riguardo del GPS (Global Positioning System). Il GPS è un sistema di identificazione della posizione utile a dare in tempo reale le coordinate geografiche (latitudine, longitudine e altitudine) dell'apparato ricevente. Inoltre, se il ricevitore è fisso in una certa posizione, esso può ricavare dal GPS precise informazioni sulla sincronizzazione della sua scala di tempo rispetto al riferimento mondiale per le misure temporali (Universal Coordinated Time, UTC).

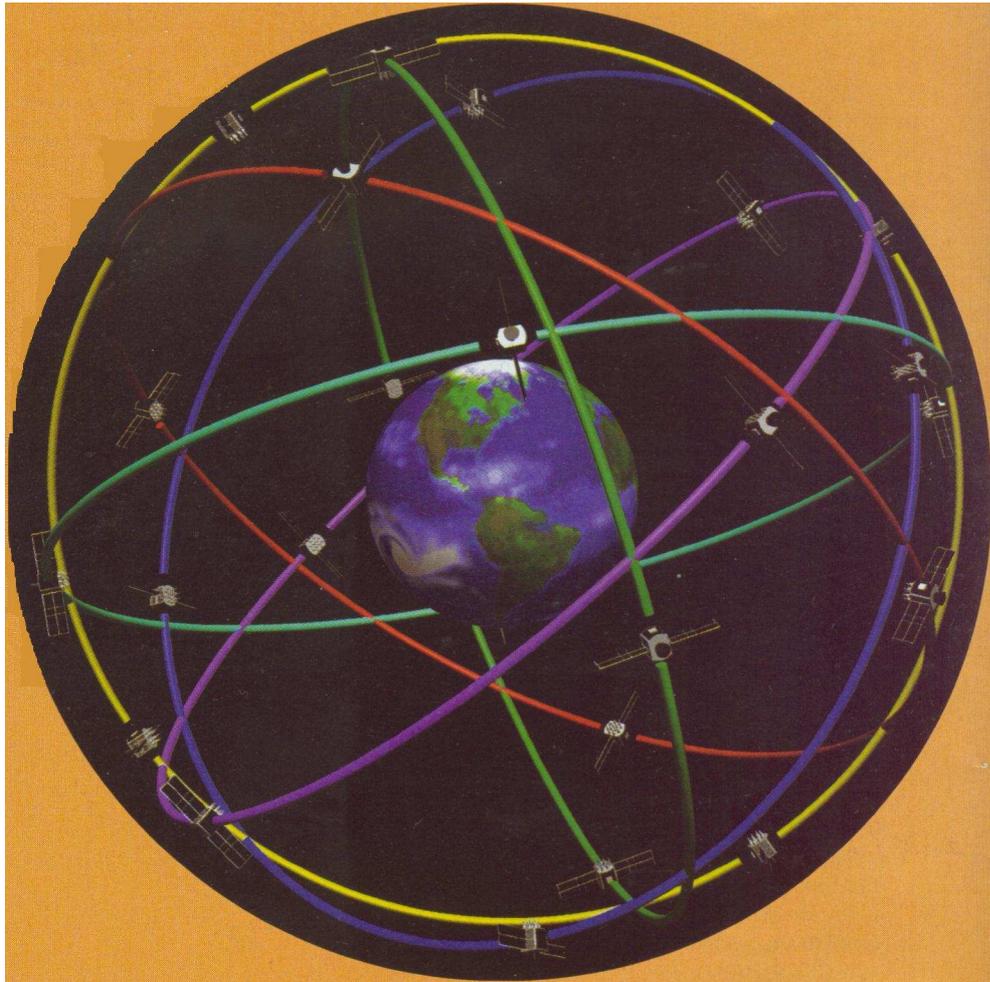
Esso, sviluppato e controllato dalle forze armate statunitensi, utilizza una rete di 24 satelliti Navstar, comprendente 21 apparati attivi e 3 di riserva, posti su sei piani orbitali, inclinati di  $55^\circ$  rispetto all'equatore, che si incrociano tra loro a una quota di 20000 Km sopra la terra (figura IV.25); ogni piano orbitale contiene 4 satelliti in modo che con tale distribuzione da ogni punto della terra sono visibili da 5 a 8 satelliti. Le orbite dei satelliti sono circolari con un periodo di 12 ore.

Il sistema GPS si basa sul principio della triangolazione. Ad esempio, se sappiamo di trovarci a 5 Km da un determinato posto, a 3 da un secondo e a 7 da un terzo, possiamo stabilire facilmente la nostra posizione: è sufficiente tracciare tre cerchi, ciascuno con il raggio uguale alla distanza dal punto considerato, e segnare il punto di intersezione dei tre cerchi.



**Figura IV.24:** schema del principio di triangolazione. I segnali provenienti dai satelliti Navstar vengono captati dai ricevitori (nel caso specifico installati sulla nave).

Per i segnali provenienti dai satelliti il principio è lo stesso con l'unica eccezione che anziché tre segnali, ne occorrono quattro poiché non è possibile conoscere la distanza dei singoli satelliti: il quarto satellite fornisce un segnale temporizzato che contiene informazioni sul tempo impiegato dai segnali a raggiungere il ricevitore. Ogni satellite Navstar è infatti equipaggiato con orologi atomici (alla frequenza del cesio o del rubidio) accurati entro il milionesimo di secondo. Il tempo impiegato dal segnale per arrivare all'apparecchio è moltiplicato per la velocità della luce. Il ricevitore calcola così la distanza tra sé e ogni satellite e ottiene la propria posizione esatta. Il GPS quindi ha operato una vera e propria rivoluzione; i segnali sono quasi immuni da qualunque disturbo, possono essere captati anche da strumenti portatili in qualunque condizione estrema, sia che ci si trovi in un veicolo che viaggia nel fitto della foresta, sia su un piccolo battello in pieno oceano.



**FiguraIV.25:** fotografia schematica dei satelliti del GPS che ruotano intorno alla terra e relative orbite

Esiste infine la parte di controllo del GPS che consta di 5 stazioni sparse sull'intero globo terrestre, che monitorizzano continuamente lo stato di salute dei satelliti, registrando tracce di eventuali anomalie delle orbite e imprecisioni degli orologi atomici.

## Conclusioni

Il progetto EEE si inserisce nella categoria di esperimenti che sono rivolti allo studio di particelle cosmiche ad altissima energia. Questo progetto ha come obiettivo lo studio dell'origine (dove e quando) e dei possibili meccanismi di produzione, dei raggi cosmici primari (per la maggior parte protoni e nuclei) che raggiungono la terra dopo aver viaggiato per miliardi di anni provenendo dalle più remote regioni dell'universo. Quando un protone cosmico incontra gli alti strati dell'atmosfera terrestre, interagisce con i nuclei in esso presenti e produce, in questa collisione ad alta energia, nuove particelle subnucleari le quali a loro volta possono decadere in altre particelle dando così luogo a degli sciame estesi in cui è presente una certa quantità di *muoni*. Al livello del mare, la maggior parte della componente elettricamente carica dello sciame è costituita da *muoni*. E' proprio la componente muonica dello sciame esteso che il progetto EEE intende rivelare, ricostruendo così attraverso di essi le caratteristiche del primario che li ha prodotti. Le caratteristiche richieste ad un rivelatore, che deve essere in grado di identificare le particelle degli sciame prodotti dai primari di alta energia, sono pienamente soddisfatte dalle camere a piani resistivi a multipla gap (MRPC). Tali rivelatori, oltre a garantire elevata efficienza e ottima risoluzione temporale, sono i candidati ideali a costituire la matrice di rivelatori che il progetto prevede di installare in un gran numero di scuole sparse su tutto il territorio italiano. Infatti, il loro relativamente basso costo di produzione, la facilità di costruzione e assemblaggio e la loro semplicità di operazione permette a insegnanti e studenti di utilizzarli, in collaborazione con gli studiosi, anche come strumento didattico, pur costituendo a tutti gli effetti un vero e proprio rivelatore di particelle di grande precisione che partecipa a pieno titolo ad un esperimento di grandi dimensioni. In questo senso il progetto ha come ulteriore obiettivo di portare la scienza direttamente nelle scuole e non solo ai fini della informazione scientifica.

Questo progetto contribuirà quindi a fornire una migliore e più approfondita conoscenza nel campo della fisica dei raggi cosmici grazie ai metodi di analisi che saranno utilizzati. La sincronizzazione dei telescopi di MRPC tramite il sistema GPS, consentirà di individuare più facilmente eventi correlati, i quali sono fondamentali per l'identificazione del punto di produzione dello sciame. Sarà possibile avere informazioni dettagliate sullo spettro energetico e sulla direzione di arrivo degli EHECR (Extreme High Energy Cosmic Rays).

## Bibliografia

Pijushpani Bhattacharjee, Gunter Sigl. “Origin e propagation of Extremely High Energy Cosmic Rays”. Physics reports, arXiv: astro-ph/9811011 v2 23 Aug 1999.

Yoshida. “The extremely high energy cosmic rays”. J. Phys. G: Nucl. Part. Phys. 24 (1998) 905-938.

Todor Stanev. “Ultra High Energy Cosmic Rays”. Physics reports, arXiv: astro-ph/0411113 v1, 4 Nov 2004.

James W. Cronin. “Cosmic rays: the most energetic particles in the universe”. Reviews of modern Physics, Vol 71, No. 2, Centenary 1999.

Peters B. “Rendiconti della scuola internazionale di Fisica Enrico Fermi”, New York [etc.] : Academic Press ;Milano, copyr. 1963

Lemoine. “Physics and astrophysics of Ultra-High-Energy Cosmic Rays”. Berlin [etc.] : Springer-Verlag, copyr. 2001

De Gruttola Daniele, Tesi di Laurea: Sviluppo di camere a piani resistivi per la rivelazione cosmica ad altissima energia.

Guarnaccia Claudio, Tesi di laurea: Sviluppo, Test e ottimizzazione di “Multigap Resistive Plate Chambers” per il rivelatore di tempo di volo dell’esperimento ALICE

M. Nagano and A. A. Watson. “Observations and implication of the ultrahigh-energy cosmic rays”. Reviews of Modern Physics, Vol. 72, No. 3, July 2000.

Leo Williams R. “Techniques for Nuclear and Particle Physics experiments” Berlin [etc.] : Springer-Verlag, copyr. 1994.

E. Cerron Zeballos, I. Crotty, D. Hatzifotiadou, J. Lamas Valverde, S. Neupane, M.C.S. Williams and A. Zichichi “A New Type Of Resistive Plate Chamber: The Multigap Rpc” Nucl. Instr. and Meth. A374, 132 (1996).

A.Akindinov et all “The Multigap Resistive Plate Chamber As A Time-Of-Flight Detector” Nucl. Instr. and Meth. 456, 16 (2000).

A. Zichichi “The Multigap Rpc Detector And The Alice Time-Of-Flight” The LAA Project, University of Bologna, INFN and CERN – Report, 15 April 2003.

A.Akindinov et al “Space charge limited avalanche growth in Multigap Resistive Plate Chamber” EPJdirect A1, 1-11 (2003)

A. Akindinov et al “Study of gas mixture and ageing of the multigap resistive plate chamber used for the Alice TOF” NIM A 533, 1 November 2004, 93-97

A. Akindinov et al “Operation of the Multigap Resistive Plate Chamber using a gas mixture free of flammable components” NIM A 532, 1 October 2004, 562-565

I. Crotty, E. Cerron Zeballos, J. Lamas Valverde, D. Hatzifotiadou, M.C.S. Williams, A. Zichichi. “The wide gap resistive plate chamber”. Nuclear instruments and methods in Physics Research A 360(1995) 512-520.

Wener Riegler, Christian Lippmann. “Detailed models for timing and efficiency in resistive plate chambers”. Nuclear instruments and methods in Physics Research A 508 (2003) 14-18

Wener Riegler, Christian Lippmann. “The physics of Resistive Plate Chambers”. Nuclear instruments and methods in Physics Research A 518 (2004) 86-90.

## Ringraziamenti

Il primo ringraziamento va al prof. Salvatore De Pasquale che mi ha seguito nel lavoro di tesi.

Ringrazio i dott.ri *Guarnaccia* e *De Gruttola* per aver ascoltato ogni mia domanda e chiarito ogni mio dubbio.

Grazie al mio correlatore prof. Pino Grella.

Grazie ai miei genitori che tra mille difficoltà mi hanno permesso di raggiungere il primo importante traguardo.

Grazie ai miei colleghi *Savo Romolo* e *Scattaretico Corrado* con i quali ho trascorso i momenti più belli e costruttivi di questo ciclo di studi.

Grazie agli amici tutti, ma un grazie particolare a Pasquale e Sebastiano che hanno saputo ascoltarmi anche non capendo *una mazza* di ciò che dicevo.

Grazie alla mia ragazza ed ai suoi genitori per la fiducia che dimostrano nelle mie capacità.

Infine, ma non per questo meno importante, grazie a mio fratello, il quale mi prende in giro predicendo per me un futuro come cameriere nel ristorante che gli auguro di costruirsi, ma al quale dico: *no grazie, sono un FISICO!!!*