



**UNIVERSITA' DELLA CALABRIA**

Dipartimento di Fisica

**Scuola di Dottorato " Archimede" in Scienze, Comunicazione e Tecnologie**

**CICLO XXVIII**

**Un laboratorio didattico-scientifico nella scuola secondaria per  
l'osservazione dei raggi cosmici attraverso il progetto EEE**

**Settore Scientifico Disciplinare: FIS/08 Didattica e Storia della Fisica**

**Direttore:** Ch.mo Prof. Pietro Pantano

**Supervisore:** Ch.mo Prof. Marco Schioppa

**Dottoranda:** Lucia Garritano

# Indice

<i>Introduzione</i> .....	1
<b>Capitolo 1 Raggi cosmici</b>	
1.1. Cenni storici	3
1.2. Caratteristiche della radiazione cosmica	4
1.3. Composizione della radiazione cosmica	6
1.4. Cenni su sorgenti e meccanismi di accelerazione dei raggi cosmici	9
1.5. Produzione dei raggi cosmici secondari	15
1.5.1. Componente elettromagnetica	20
1.5.2. Componente adronica	22
1.5.3. Componente muonica	23
1.6. Propagazione della radiazione nel cosmo	25
1.6.1. Effetti del campo magnetico terrestre	26
1.6.2. Effetti dell'attività solare	28
<b>Capitolo 2 Le tecniche di rivelazione e il progetto EEE</b>	
2.1. Tecniche di rivelazione della radiazione cosmica	30
2.1.1. Rivelatori di superficie	31
2.1.2. Rivelatori di fluorescenza	32
2.1.3. Rivelatori Cherenkov	32
2.1.4. Principali esperimenti	33
2.2. La rete di "Neutron Monitors"	37
2.3. Il rivelatore MRPC	39
2.3.1. Principio di funzionamento del rivelatore MRPC	40
2.3.2. La struttura tipo di una camera MRPC	41
2.3.3. Scelta della miscela gassosa	43
2.3.4. L'elettronica di front-end e di read-out	45
2.4. Array di rivelatori scientifico-didattici	46
2.5. Il progetto EEE	47
2.5.1. Descrizione del progetto	47
2.5.2. Obiettivi didattico-scientifici del progetto	49
2.5.3. Il rivelatore	50
2.5.4. La struttura di una camera MRPC per il progetto EEE	52

2.5.5. Risoluzione spaziale e temporale	54
2.5.6. Geometria e accettazione	56

### **Capitolo 3 Il laboratorio didattico-scientifico del liceo di Catanzaro Lido**

3.1. Messa a punto del rivelatore	60
3.1.1. Il sistema gas	62
3.1.2. Il sistema di alimentazione HV	68
3.1.3. Elettronica di Front End	71
3.1.4. Il sistema di trigger e l'elettronica di acquisizione dei segnali	74
3.1.5. Il sistema GPS	80
3.1.6. Installazione software EEE Project e messa in tempo dei segnali	85
3.1.7. La stazione metereologica	91
3.2. Il sistema di acquisizione e controllo dati	93
3.3. Accesso da remoto e trasferimento dati al CNAF	102
3.4. Organizzazione e DQM quotidiano	103
3.4.1. Stato della rete di acquisizione	106
3.4.2. Distribuzioni di controllo	107
3.4.3. Direzione di provenienza dei raggi cosmici e distribuzioni angolari	111
3.4.4. Distribuzioni dei tempi di volo, lunghezza della traccia e velocità	113
3.5. Misura dell'efficienza delle camere	115

### **Capitolo 4 Analisi dati e discussione**

4.1. Correlazione tra pressione atmosferica e flusso dei muoni	122
4.2. Studio delle variazioni giornaliere e coefficiente barometrico	127
4.3. Correzione dei dati per effetto barometrico	129
4.4. Determinazione del coefficiente barometrico a differenti altitudini	132
4.5. Misura del Forbush decrease	134
4.6. Riflessioni metodologiche sulla didattica laboratoriale	144

<b>Conclusioni</b>	149
--------------------	-----

<b>Riferimenti bibliografici</b>	153
----------------------------------	-----

<b>Appendice A</b>	159
--------------------	-----

<b>Appendice B</b>	174
--------------------	-----

## Introduzione

Nonostante sia passato più di un secolo dalla loro scoperta, i raggi cosmici sono, ancora oggi, oggetto di ricerca avanzata. Essi, infatti, provenendo dallo spazio interstellare o addirittura da altre galassie, costituiscono un mezzo per indagare i fenomeni celesti che li producono, li accelerano e li diffondono e per avere informazioni sulle più lontane regioni dello spazio. I raggi cosmici costituiscono una straordinaria opportunità per progredire nella comprensione della fisica delle particelle, in particolare nella comprensione dei processi di interazione ad altissima energia. Essi, prima dello sviluppo degli acceleratori, hanno costituito l'unica sorgente di particelle di alta energia che ha permesso la comprensione dell'interazione nucleare e la scoperta di nuove particelle quali il muone, il positrone, il pione. Lo studio dei raggi cosmici procede oggi in diverse direzioni. La problematica dell'origine e delle proprietà dei raggi cosmici di altissima energia è attualmente affrontata sia da un punto di vista teorico che sperimentale, con la realizzazione di esperimenti appositi. Lo studio del flusso dei cosmici secondari, oggetto d'indagine da parte di molti esperimenti, anche sotterranei, fornisce anch'esso un valido strumento di comprensione dei processi di interazione ad alta energia. Infine, il monitoraggio e l'interpretazione dei dati relativi alle variazioni del flusso dei cosmici, legate a cause di natura terrestre e solare, riveste ancora un notevole interesse, anche di tipo interdisciplinare. Ecco perché diverse stazioni, sparse in tutto il mondo, acquisiscono tuttora in modo continuo dati sul flusso dei raggi cosmici, allo scopo di apprezzare meglio le variazioni del flusso di queste particelle, studiarne le eventuali periodicità e metterle in relazione con le cause che danno origine a tali variazioni. Diversi sono gli esperimenti che studiano i raggi cosmici di energia estrema ( $E > 10^{18}$  eV) al fine di dare risposte a quesiti ancora aperti quali l'origine, la composizione e la propagazione di tali eventi. La principale difficoltà nell'affrontare questo tipo di ricerca risiede nell'impossibilità di una rivelazione diretta. Le uniche informazioni derivano dall'osservazione degli sciami di particelle che i raggi cosmici primari producono quando penetrano nell'atmosfera. La tecnica di rivelazione seguita consiste nell'utilizzo di *array* di rivelatori che coprono superfici estese (dal centinaio alle migliaia di Km<sup>2</sup>). In questo modo si ha la possibilità non solo di studiare il singolo sciame, ma di cercare correlazioni fra sciami a grandi distanze per ricostruire la direzione dei cosmici primari. Alla fine degli anni '90 si sono realizzati, sia in America che in Europa, diversi *array* di rivelatori per lo studio dei raggi cosmici che hanno visto il coinvolgimento degli studenti. In questo contesto si inserisce il Progetto EEE (Extreme Energy Events) che nasce in Italia nel 2004, ma con una propria peculiarità: i

suoi telescopi sono installati all'interno degli edifici scolastici per "*portare la scienza nel cuore dei giovani*", come dice l'ideatore del progetto, professore Antonino Zichichi. Studenti e docenti partecipano a tutte le fasi del progetto: dall'assemblaggio e installazione dei rivelatori, al monitoraggio, alla presa dati e relativa analisi. Il lavoro che ho svolto nei tre anni riguarda la messa a punto e caratterizzazione del rivelatore installato presso il Liceo Scientifico di Catanzaro Lido, nonché una serie di attività didattiche realizzate con gli studenti per il monitoraggio del rivelatore, il controllo e l'analisi dei dati.

Il lavoro di tesi si articola in quattro capitoli:

- Nel primo capitolo sono riportate le conoscenze attuali sulla fisica dei raggi cosmici con i quesiti ancora aperti.
- Nel secondo capitolo sono descritte le tecniche di rivelazione, nonché i principali esperimenti con riferimento al Progetto EEE, agli obiettivi scientifico-didattici dello stesso ed allo sviluppo e alla fisica del rivelatore MRPC.
- Nel terzo capitolo sono illustrate tutte le fasi relative alla costruzione, installazione e messa a punto del rivelatore di Catanzaro Lido. In particolare sono descritti il sistema di miscelazione e distribuzione del gas, l'elettronica di front-end, il GPS, la stazione meteorologica, il sistema ausiliario per i tests di efficienza. Tutte le attività hanno visto la partecipazione attiva e consapevole degli studenti con la realizzazione di un laboratorio didattico-scientifico. Il laboratorio di Fisica, l'aula destinata al telescopio ed i relativi servizi, sono trasformati in area sperimentale che consente ai gruppi di studenti di esplorare la realtà attraverso l'osservazione, la discussione, la conduzione di indagini, la raccolta e l'elaborazione dei dati.
- Nel quarto capitolo, dopo aver descritto il sistema di acquisizione ed il trasferimento dei dati, si passa all'analisi dei dati con le relative distribuzioni di controllo. Viene analizzata la correlazione tra pressione e flusso dei muoni, nonché la correzione dei dati grezzi per effetto barometrico e le variazioni del coefficiente barometrico. Sono analizzate le variazioni di flusso legate a fenomeni solari, ovvero la diminuzione di raggi cosmici identificata come "Forbush decrease". Sono riportate le riflessioni relative alla metodologia adottata per una didattica di tipo laboratoriale.

# Capitolo 1

## Raggi cosmici

### 1.1 . Cenni storici

Con il termine “radiazione cosmica” si intende quella miriade di particelle la cui origine va ricercata nei fenomeni che avvengono al di fuori dell’atmosfera. Gli scienziati, intorno al 1890, compresero che un gas, quindi anche l’aria, potesse essere ionizzata da agenti esterni. Si ritenne che l’origine del fenomeno fosse dovuta ai minerali radioattivi presenti sulla superficie terrestre. Da qui l’avvio di esperimenti finalizzati a scoprire l’origine di tale ionizzazione. L’ipotesi che questa radiazione fosse dovuta esclusivamente alla radiazione naturale fu messa in dubbio dal fisico Domenico Pacini. Questi, tra il 1907 e il 1911, allora giovane ricercatore presso l’Ufficio centrale di Meteorologia e Geodinamica di Roma, fece una serie di esperimenti sul lago di Bracciano e nel mar ligure rilevando una notevole diminuzione della radiazione in profondità rispetto alla superficie. Questi esperimenti lo portarono alla conclusione che parte della radiazione provenisse dall’alto, come ebbe a scrivere sul Nuovo Cimento [1]. Questa nota, pubblicata nel 1912, ha rappresentato l’inizio della tecnica sottomarina per lo studio dei raggi cosmici.

La conferma che tale radiazione provenisse dall’alto si ebbe il 7 Agosto del 1912, quando il fisico Victor Hess, a bordo di un pallone aerostatico, trovò che tale radiazione estremamente energetica colpisce continuamente l’atmosfera terrestre giungendo da tutte le direzioni dello spazio [2]. Nasce così un grande interesse al fine di scoprire la natura, l’origine e le proprietà di questa radiazione. Nel 1929, i fisici Bothe e Kolhörster, utilizzando un contatore Geiger-Müller, hanno osservato che la radiazione produceva la scarica in corrispondenza di due contatori vicini [3]. Nell’ articolo "*Das Wesen der Höhenstrahlung*" («Zeitschrift für Physik», 1929, 11-12, pp. 751-77), i due fisici illustrarono una nuova tecnica, ossia quella di porre due contatori Geiger-Müller, in coincidenza, in modo da consentire l’osservazione, tramite impulsi simultanei (coincidenze per l’appunto), del passaggio di singole particelle o radiazioni ionizzanti attraverso ambedue i contatori. Interponendo tra i due contatori vari materiali dimostrarono che i raggi cosmici non erano raggi gamma, come comunemente ipotizzato, ma particelle cariche, in grado di passare attraverso spessori d’oro addirittura di 4,1 cm. Bruno Rossi, negli anni ’30, ha continuato gli esperimenti di Bothe e Kolhörster, rilevando che la radiazione potesse attraversare spessi strati di piombo, a differenza degli elettroni che attraversavano solo pochi millimetri. Questo dimostrava

che si trattasse di radiazione con elevata energia ed iniziarono così gli studi della possibile produzione di particelle secondarie nell'interazione con la materia. In questo modo si iniziarono ad osservare quelli che Rossi definì "sciami". Lo stesso Bruno Rossi costruì array di rivelatori e, nei suoi esperimenti in Eritrea, ha rilevato un certo numero di coincidenze tra i diversi rivelatori [4]. Iniziarono così gli studi sulle coincidenze di tali particelle e nel 1938 Pierre Auger e Roland Maze osservarono coincidenze su rivelatori posti a oltre 20 m di distanza [5]. Esperimenti successivi compiuti sulle Alpi trovarono coincidenze a oltre 200 m di distanza. Gli scienziati, oltre a scoprire nuove particelle (come il positrone, il pione, il muone, ecc), hanno potuto e possono utilizzare la radiazione cosmica come sorgente naturale di particelle veloci. Con l'avvento degli acceleratori di particelle l'interesse verso i raggi cosmici è diminuito notevolmente, in quanto, potendo controllare l'energia e la natura del fascio, l'uso dei raggi cosmici si limitava solo alle particelle di elevatissima energia. Tuttavia l'interesse nei raggi cosmici si è manifestato negli anni successivi, con un'attenzione prevalentemente rivolta all'origine e alle variazioni della radiazione cosmica. L'Anno Internazionale della Geofisica ( *International Geophysical Year* "IGY", 1957-1958) ha segnato una vera e propria svolta in quanto ha visto la nascita di un'attiva collaborazione fra diversi Paesi al fine di realizzare una fitta rete di rivelatori, con più di cento stazioni, per il monitoraggio continuo del flusso dei raggi cosmici. Inoltre, sempre in quegli anni, sono state utilizzate sonde spaziali e satelliti per compiere misure dirette della radiazione cosmica nello spazio. La scoperta dei raggi cosmici, dovuta a scienziati di differenti nazioni, ha rappresentato una pietra miliare nella scienza. Essa è avvenuta in un periodo caratterizzato da nazionalismi e mancanza di comunicazione [6]. Walt Disney nel 1957 ha prodotto un documentario divulgativo, *The strange case of cosmic rays*, dove la storia viene raccontata come un giallo con pupazzi e cartoni animati e con la consulenza scientifica del Nobel Anderson e dell'italiano Bruno Rossi. Con l'avvento della fisica astroparticellare l'attenzione si è rivolta soprattutto alle proprietà dei cosmici di altissima energia e alla ricerca per scoprire quali fenomeni e meccanismi siano in grado di produrre e accelerare particelle di energie superiori a  $10^{15}$  eV.

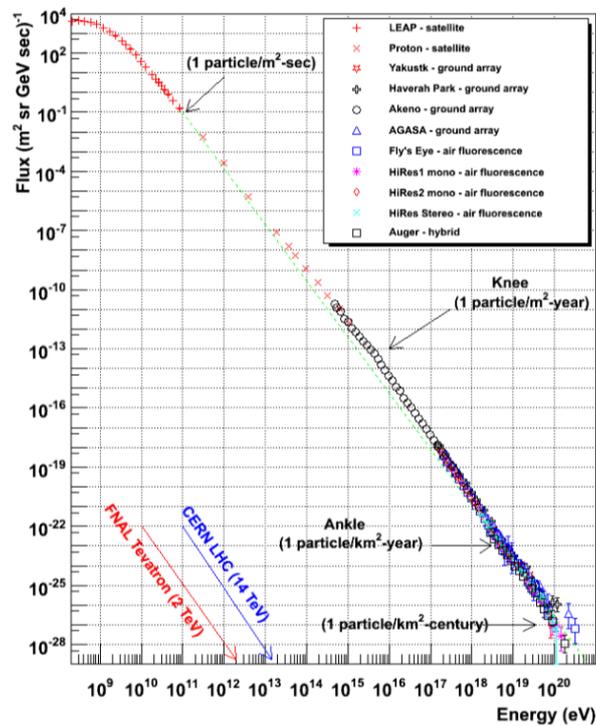
## 1.2 . Caratteristiche della radiazione cosmica

La radiazione cosmica che dallo spazio arriva nell'atmosfera prende il nome di componente primaria che risulta essere costituita prevalentemente da particelle cariche. I raggi cosmici primari interagiscono con gli strati alti dell'atmosfera e generano una moltitudine di particelle, i cosiddetti **sciami secondari**. Lo studio di questi "secondari" consente di risalire e ricostruire le caratteristiche dei raggi "primari". La maggior parte dei primari è costituita prevalentemente da protoni (~ 86%), nuclei di He (~ 11%),

tracce di elementi più pesanti (~ 1%), e il resto di elettroni (~ 2%) [7]. L'energia dei raggi primari si determina dalla misura dell'energia, dalla tipologia di particelle e dall'estensione dello sciame dei secondari.

Una prima caratteristica da osservare nei raggi cosmici è l'andamento del flusso in funzione dell'energia, ovvero lo spettro di energia. Tale spettro è descritto abbastanza bene da una legge di potenza, ossia una legge del tipo  $E^{-\gamma}$ , dove  $\gamma$ , che rappresenta l'indice spettrale, è un numero positivo. Il flusso, in funzione dell'energia (E), dell'angolo solido ( $\Omega$ ), dell'area (A) e del tempo (t), è espresso secondo la (1)

$$\frac{dN}{dEd\Omega dAdt} = kE^{-\gamma} \quad (1)$$



**Figura 1.1** Spettro energetico dei raggi cosmici. Sono indicate anche le energie raggiungibili negli acceleratori Tevatron e LHC

La Figura 1.1 mostra lo spettro di energia dei raggi cosmici al di sopra di  $10^8$  eV. Tale spettro copre circa 12 ordini di grandezza in energia e 32 ordini di grandezza nel flusso di tali particelle.

Per energie che sono comprese tra  $10^9$  e  $10^{15}$  eV, l'indice spettrale è  $\gamma = 2.7$ .

In corrispondenza di questo valore di energia si ha il cosiddetto “*ginocchio*”.

Lo spettro aumenta la sua pendenza e  $\gamma$  passa dal valore 2.7 al valore 3.1.

Ad energie superiori a  $10^{19}$  eV lo spettro si appiattisce nuovamente e  $\gamma$  ritorna al valore originario di 2.7, dove si ha la cosiddetta “caviglia”.

Possiamo così individuare differenti intervalli:

- Un intervallo con energie sino a  $5 \cdot 10^{15}$  eV con pendenza  $\gamma \approx 2.7$
- Un intervallo con energie comprese tra  $5 \cdot 10^{15}$  eV e  $3 \cdot 10^{18}$  eV e  $\gamma \approx 3.1$
- Un intervallo con energie superiori a  $3 \cdot 10^{18}$  eV e  $\gamma \approx 2.7$

Il cambio di pendenza indica una variazione del contributo nella radiazione cosmica. Lo spettro di energia e la composizione dei raggi cosmici primari non sono costanti nello spazio e nel tempo. La radiazione non è isotropa sia per l'origine dei raggi cosmici che per l'attività solare. Nella regione compresa tra  $10^9$  e  $10^{15}$  eV si evidenzia una diminuzione del flusso determinata dal fatto che il campo magnetico galattico confina i raggi cosmici che in questa regione sono supposti essere di origine galattica. Ad energie superiori il campo magnetico galattico non è più in grado di contenere i raggi cosmici e non si conoscono meccanismi in grado di produrre particelle così energetiche nella nostra galassia. Si ritiene, pertanto, che il “ginocchio” possa rappresentare il confine tra la zona dove predomina la componente galattica dei raggi cosmici e quella dove predomina la componente extragalattica.

A seconda della loro energia i raggi cosmici primari sono così classificati in [8]:

- $E \geq 10^9$  eV , ma  $E < 10^{12}$  eV: raggi cosmici di alta energia (HECR, High Energy Cosmic Ray)
- $E \geq 10^{12}$  eV , ma  $E < 10^{15}$  eV : raggi cosmici di energia molto alta (VHECR, Very High Energy Cosmic Ray)
- $E \geq 10^{15}$  eV , ma  $E < 10^{18}$  eV: raggi cosmici di energia ultraelevata (UHECR, Ultra High Energy Cosmic Ray)
- $E \geq 10^{18}$  eV: raggi cosmici di energia estremamente elevata (EHECR, Extremely High Energy Cosmic Ray).

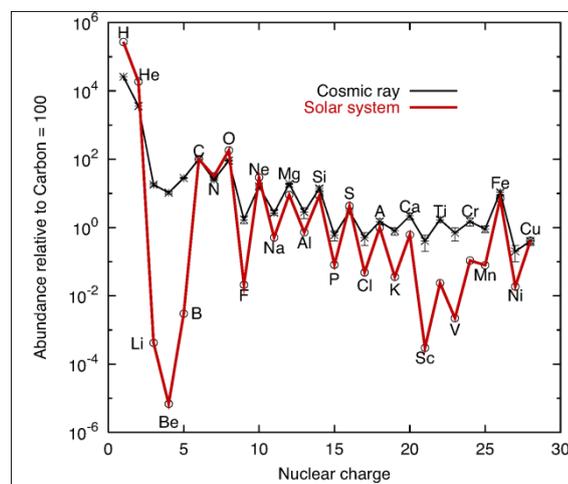
Per effetto della rotazione della Terra intorno al proprio asse si osservano leggere variazioni giornaliere nel flusso dei raggi cosmici. Tutte queste variazioni sono però pressoché trascurabili per energie superiori a  $10^{10}$  eV, mentre la parte a bassa energia ( $\leq 10^9$  eV) è fortemente influenzata dall'attività solare.

### **1.3. Composizione della radiazione cosmica**

La composizione dei raggi cosmici varia durante il percorso dalla sorgente alla Terra a causa delle interazioni con il mezzo interstellare. Lo studio della composizione chimica dei raggi cosmici è importante sia al fine della determinazione della loro stessa origine

che dei processi della loro propagazione. Storicamente, il materiale del sistema solare, ha fornito le informazioni più accessibili sulle abbondanze degli elementi. Tali abbondanze costituiscono il riferimento rispetto al quale confrontare la composizione della materia al di fuori del sistema solare. I raggi cosmici galattici costituiscono un canale di informazione molto importante dal momento che si tratta dell'unico campione di materia accessibile all'osservazione al di fuori del sistema solare [9]. I dati ottenuti da spettrometri di massa, installati su satelliti, mostrano talune nette differenze rispetto alle abbondanze presenti nella materia del sistema solare. Queste ultime sono ottenute dalle caratteristiche spettrali della fotosfera solare nonché dallo studio delle meteoriti supposte avere la stessa composizione.

La situazione sperimentale, relativamente a misure di abbondanze di elementi osservate nei raggi cosmici, è riportata in Figura 1.2, dove tali abbondanze risultano comparate con quelle degli elementi del sistema solare. La scala verticale è normalizzata ad un'abbondanza del carbonio pari a 100. Si possono evincere le differenze, ma si nota anche un andamento irregolare comune ad entrambi i campioni, che evidenzia un effetto pari-dispari: nuclei con  $Z$  pari sono più legati, quindi più abbondanti in natura, riducendo l'effetto di repulsione tra cariche dello stesso segno presenti nel nucleo.



**Figura 1.2** Abbondanze relative degli elementi presenti nei raggi cosmici comparate con le abbondanze degli elementi del sistema solare

L'osservazione della Figura 1.2 ci porta a fare alcune considerazioni:

- I nuclei più leggeri, come H ed He, sono meno abbondanti nei cosmici. Non è ancora chiaro se questa differenza sia da attribuire alle stesse sorgenti oppure alle interazioni che si hanno durante la loro propagazione, ma potrebbe essere dovuto al fatto che i meccanismi di fissione, che portano alla produzione di atomi leggeri, sono molto meno frequenti nei raggi cosmici.

- I picchi che denotano le maggiori abbondanze per C, O e per Fe, sono presenti sia nei cosmici che nella materia del sistema solare.
- L'abbondanza degli elementi, dal calcio al ferro, che si presenta maggiore nei cosmici, può essere ricondotta a processi di spallazione sugli atomi di ferro del mezzo interstellare.
- Gli elementi: Li, Be, B, Sc, V, Cr, Mn sono molto più abbondanti nei cosmici che nella materia del sistema solare. Questa differenza è importante per comprendere la propagazione ed il confinamento dei cosmici nella nostra galassia.  ${}^6\text{Li}$ , Be, B sono catalizzatori delle reazioni di nucleosintesi: ciò significa che non sono rilasciati al termine della vita stellare [10]. Li, Be, B sono prodotti temporaneamente durante la catena di fusione, ma vengono "consumati" durante le reazioni: le stelle consumano questi elementi durante la loro vita. Reeves, Fowler e Hoyle ipotizzarono la loro origine come dovuta all'interazione dei raggi cosmici con il mezzo interstellare [11]. Questi elementi sarebbero quasi totalmente assenti nella fase finale del processo di nucleosintesi stellare, mentre sono presenti nella radiazione cosmica come prodotti di spallazione sia dei nuclei di carbonio ed ossigeno, che danno origine a Li, Be e B, sia di nuclei di ferro (Sc, V, Cr, Mn). Il meccanismo di spallazione, che consiste nell'interazione di un nucleo primario di alto Z con il mezzo interstellare, applicato alle specie più abbondanti, potrebbe essere responsabile degli andamenti osservati in Figura 1.2

L'abbondanza di questi elementi comporta un'ipotesi sul tempo di permanenza dei raggi cosmici nella Galassia. Nel trattare della composizione dei cosmici, più che ai dettagli delle particelle, si è interessati ai cambiamenti in composizione ed energia cui essi sono soggetti durante la propagazione interstellare. Tale propagazione può essere descritta in termini dell'ammontare di materia  $X$  attraversata dalla particella e relativa variazione del flusso  $J(X)$  di tale tipo di particella. Nota la sezione d'urto per spallazione si può stimare la quantità di materia attraversata dai raggi cosmici dal loro punto di origine a quello di osservazione. Il valore medio di materia attraversata dai cosmici è pari a  $X = 5 \div 10 \text{ g}\cdot\text{cm}^{-2}$ .

Sapendo che la densità  $\rho_N$  del disco galattico è  $\sim 1 \text{ protone}/\text{cm}^3 \sim 1.67 \cdot 10^{-24} \text{ g}\cdot\text{cm}^{-3}$ , supponendo che sia essenzialmente composto da protoni, si ottiene che lo spessore di materia attraversato dai raggi cosmici corrisponde ad un cammino medio [12]:

$$l = \frac{X}{m_p \rho_N} = 1000 \text{ kpc} \quad (1.2)$$

dove  $m_p$  rappresenta la massa del protone. Lo spessore del disco galattico  $d \sim 0.2$  kpc  $\ll l$ , ciò implica che il processo di confinamento dei raggi cosmici all'interno della Galassia sia un processo diffusivo durante il quale le particelle collidono per un lungo periodo prima di uscirne. Noto lo spessore  $l$  si può ottenere il tempo  $\tau$  di confinamento nella Galassia stessa, ossia  $\tau = l/c = 3 \cdot 10^6$  anni.

#### **1.4. Cenni su sorgenti e meccanismi di accelerazione dei raggi cosmici**

I raggi cosmici hanno una composizione chimica che riflette la natura dei processi che hanno luogo dentro e fuori la Galassia. Essi sono quindi portatori di informazioni relative a:

- le sorgenti da cui si originano;
- i meccanismi di accelerazione;
- la fisica degli oggetti compatti che si ritiene li producano;
- la nucleosintesi dei materiali che diventano raggi cosmici;
- i processi che regolano l'interazione delle particelle con il mezzo interstellare

Tuttavia, malgrado la loro enorme valenza astrofisica, rimangono aperti numerosi problemi connessi con l'origine, accelerazione e propagazione attraverso lo spazio interstellare. Inoltre, i diversi modelli teorici che tentano di dare una risposta a tali problemi risultano o incompleti o ancora privi di un adeguato riscontro sperimentale. L'individuazione delle sorgenti è, quindi, uno dei problemi aperti della fisica dei raggi cosmici. Poiché si tratta di particelle cariche, esse sono deviate dalla presenza di campi magnetici galattici e da quello terrestre, per cui risulta difficile risalire all'origine. Si presentano talune difficoltà in questo tipo di studio come la scarsa conoscenza della parte dello spettro di alta energia. Una maggiore conoscenza in questo sarebbe utile per poter discernere fra le teorie esistenti. Un'altra difficoltà consiste nell'identificare con precisione la posizione delle sorgenti. Tale determinazione risulta difficile in quanto, come detto prima, le particelle cariche che compongono la radiazione cosmica, interagiscono con i campi magnetici e perdono l'informazione sulla direzione della sorgente. Le recenti misure dell'esperimento AMS (Alpha Magnetic Spectrometer) dovrebbero fornire informazioni importanti nella comprensione della produzione e propagazione dei raggi cosmici. L'accuratezza e le caratteristiche dei dati, contemporaneamente per diverse specie dei raggi cosmici, richiedono un modello consistente e coerente per capire se la loro origine è da materia oscura, sorgenti astrofisiche, meccanismi di accelerazione o una combinazione delle precedenti [13]. L'interpretazione dello spettro consente di avere indizi sulle possibili sorgenti alle

diverse energie. Nella regione di bassa energia ( $E < 10^{10}$  eV), il flusso di raggi cosmici ha una dipendenza determinata dalla "modulazione solare" ossia varia con l'intensità del vento solare. Per  $E < 10^{15}$  eV, dove troviamo il primo cambio di pendenza "knee", la maggior parte dei raggi cosmici è di origine galattica. Il cambio di pendenza, a livello del ginocchio, corrisponde all'energia per cui i raggi cosmici, costituiti da protoni, non sono più confinati nella galassia e quindi il loro flusso decresce.

Per quanto riguarda i meccanismi di accelerazione, per i raggi cosmici di energia altamente elevata, questi possono essere distinti, in linea di massima, in due tipologie:

- **Bottom-up:** i raggi cosmici sono prodotti e accelerati da oggetti di natura astrofisica. L'accelerazione, ad energie estreme, può avvenire in onde d'urto che si formano in particolari oggetti astrofisici extragalattici, quali i nuclei galattici attivi (AGN), sebbene i processi fisici per l'accelerazione in tali oggetti non siano ancora del tutto noti.
- **Top-down:** le particelle, che costituiscono la radiazione cosmica, sono il risultato del decadimento di particelle di grande massa che si sono formate nell'universo primordiale. Tali modelli ipotizzano quindi che la produzione avvenga con processi esotici come il decadimento di particelle supermassive [14]

Tra le prime ipotesi avanzate, per i raggi cosmici con energie fino a  $\sim 10^{15}$  eV, abbiamo quella di Ginzburg-Syrovatzkii [15], per cui i raggi cosmici possono essere ricondotti a sorgenti galattiche e accelerati nelle esplosioni di supernovae. Ginzburg e Syrovatzkii hanno calcolato la luminosità totale dovuta ai raggi cosmici  $l_{CR}$  nella nostra Galassia, mediante la formula:

$$l_{CR} = \frac{\rho_E V_g}{\tau_{fuga}} = 10^{41} \text{ erg/s} \quad (1.3)$$

dove  $\rho_E$  è la densità di energia dei raggi cosmici,  $V_g$  il volume della Galassia e  $\tau_{fuga}$  il tempo medio di permanenza della radiazione nella Galassia. Hanno poi confrontato la luminosità dovuta ai raggi cosmici con quella dovuta alle esplosioni di supernovae, ipotizzando una frequenza di esplosioni di circa una ogni trenta anni e hanno riscontrato una certa corrispondenza fra le due luminosità. Già nel 1949, Enrico Fermi aveva suggerito l'ipotesi secondo cui l'onda d'urto, prodotta dall'esplosione di una supernovae, sia in grado di spiegare l'accelerazione di raggi cosmici fino ad energie di  $\sim 10^{14} - 10^{15}$  eV. Secondo tale meccanismo le particelle che compongono i raggi cosmici acquistano energia attraversando i campi magnetici delle nubi di gas ionizzato che vagano nello

spazio interstellare [16]. L'energia massima raggiungibile è legata alla durata della vita della sorgente acceleratrice. Per quanto concerne le sorgenti di raggi cosmici di energia altamente elevata, un'interessante rappresentazione di possibili sorgenti, è quella proposta da Hillas [17]. Il diagramma di Hillas è mostrato in Fig. 1.3 e comprende sia siti di natura galattica che extragalattica.

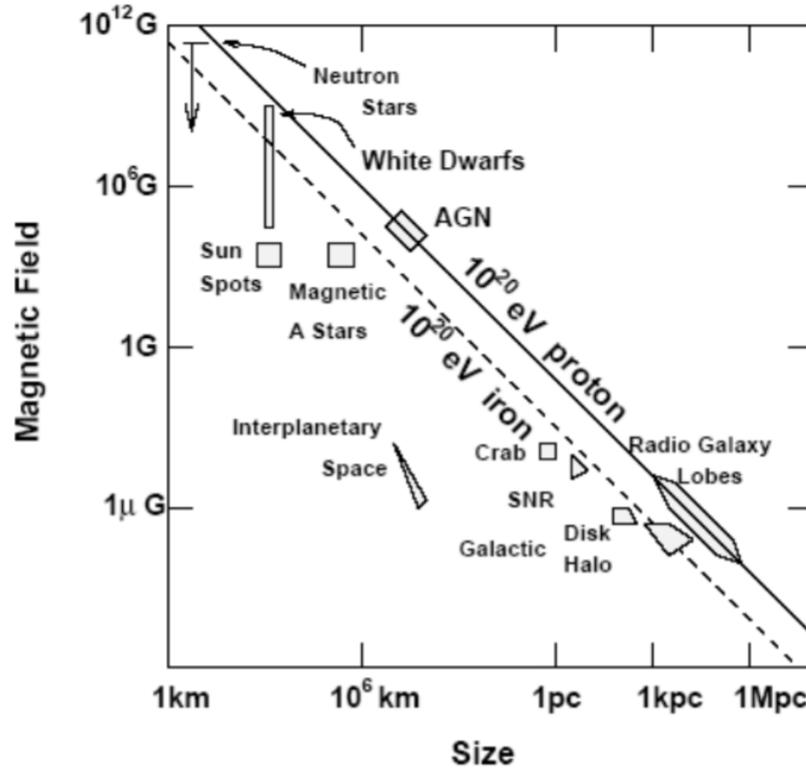


Figura 1.3 Diagramma di Hillas

Il diagramma di Hillas mostra le dimensioni e l'intensità del campo di possibili siti di accelerazione delle particelle. Gli oggetti che si trovano sotto le corrispondenti linee diagonali non possono accelerare protoni (nuclei di ferro) ad energie di  $10^{20}$  eV. L'energia massima  $E_{max}$  che una particella, con numero atomico  $Z$ , può raggiungere allorquando è prodotta in una sorgente di dimensioni lineari  $L$  ed è accelerata da un campo magnetico di intensità  $B$ , è data da [18]:

$$E_{max} \sim Ze\beta cBL \quad (1.4)$$

dove  $\beta c$  è la velocità dello shock. Questa relazione, associata al grafico di Hillas, fornisce informazioni relative alle possibili sorgenti. La relazione (1.4) ci indica come l'energia, legata alla carica  $Z$ , dipenda dal campo magnetico, dalle dimensioni spaziali

della zona di accelerazione oltre che dalla velocità dell'onda d'urto. Il diagramma di Hillas, dove le possibili sorgenti sono disposte in base alla loro dimensione (ascisse) e al campo magnetico al loro interno (ordinate), ci indica che solo poche sorgenti siano candidate a poter accelerare protoni al di sopra di  $10^{20}$  eV. I nuclei galattici attivi (AGN, Active Galactic Nuclei) sono tra i migliori candidati non solo come sorgenti di raggi cosmici, ma anche come meccanismo di accelerazione. Con gli AGN si indica una classe molto ampia di oggetti astrofisici, costituiti da un buco nero supermassivo ( $10^6$ - $10^{10}$  masse solari), collocato al centro di una galassia e alimentato da un flusso di accrescimento di gas dall'ambiente circostante, dovuto alla gravità del buco nero centrale. Quando il combustibile di accrescimento si è ridotto a sufficienza, il nucleo galattico termina la sua fase attiva, lasciandosi dietro quello che è denominato poi un quasar spento [19]. Raggi cosmici di altissima energia potrebbero essere accelerati nelle regioni centrali degli AGN, nei getti e nei dischi di accrescimento di quasar spenti.

Tra i candidati abbiamo anche stelle a neutroni e lobi di radio galassie. Le parti terminali di getti di alcune radio galassie appaiono essere siti candidati all'accelerazione di raggi cosmici, grazie al basso livello di perdita di energia e ai valori ridotti del campo magnetico [20].

Quali sorgenti galattiche di raggi cosmici, con energie al di sotto del ginocchio, sono indicati i resti di supernovae (SNR, Super Nova Remnants). I risultati sono ottenuti dai satelliti AGILA (INAF-INFN, 2007) e dal più grande FERMI (NASA, 2008) con osservazioni dettagliate su diverse SNR, a partire dalla Crab Nebula (nebulosa del Granchio). L'involucro gassoso che si genera in seguito all'esplosione di una supernovae prende appunto il nome di resto di una supernovae. Esso è formato dagli strati più esterni della stella esplosa. Tali strati, dilatandosi, formano un guscio al cui interno può rimanere un nucleo rotante di neutroni, ossia una pulsar. L'energia liberata durante l'esplosione è di circa  $10^{47}$  J, essenzialmente sotto forma di neutrini. L'energia rimanente si trasforma in energia cinetica in grado di accelerare il materiale stellare causando un'onda d'urto che si allontana dalla stella portando con sé parte del materiale stellare esplosa. Esistono altri modelli di meccanismi di accelerazione ma nessuno ha dato ancora una convincente spiegazione delle enormi energie osservate nei raggi cosmici, per cui non è chiaro ad esempio se esista un limite superiore nello spettro energetico, quello che oggi è chiamato Greisen-Zatsepin-Kuzmin cut-off, o semplicemente GZK cut-off. La presenza di campi magnetici influenza la direzione di arrivo sulla terra dei raggi cosmici, durante la loro propagazione. I processi di interazione con il mezzo interstellare determinano una variazione della composizione e dello spettro energetico osservato. E' ragionevole supporre che i raggi cosmici con energie superiori a  $10^{18}$ eV abbiano origine extragalattica e che i raggi cosmici di queste energie non vengano

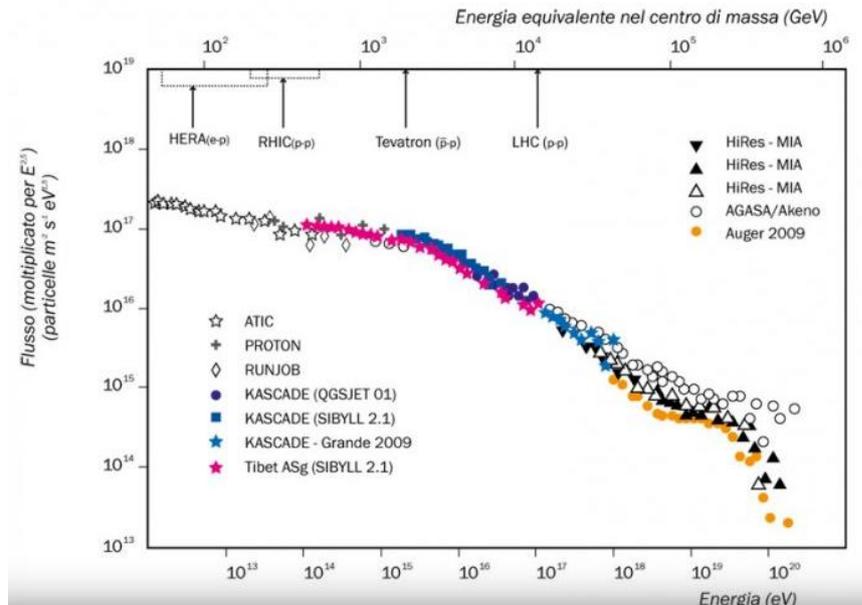
deflessi significativamente, dato che il campo magnetico della nostra galassia è di pochi  $\mu\text{G}$  e lo spessore di questa è di circa  $100\text{pc}$ . Le particelle di origine extragalattica, viaggiando per lungo tempo, probabilmente saranno coinvolte in processi che degradano la loro energia. Penzias e Wilson nel 1965 rivelarono la presenza della radiazione cosmica di fondo (Cosmic Microwave Background Radiation: CMBR) [21], costituita da fotoni di bassa energia nella regione delle microonde. L'anno seguente, Greisen, Zatsepin e Kuzmin ipotizzarono che questa radiazione rendesse opaco l'universo agli UHECR per il fenomeno ora conosciuto come cut-off GZK [22], ovvero il processo di fotoproduzione di pioni a causa dell'interazione tra UHECR e CMBR. In particolare, ad alte energie ( $E > 5 \cdot 10^{19}\text{eV}$ ), i raggi cosmici possono interagire con la radiazione cosmica di fondo determinando fotoproduzione di pioni e quindi una conseguente riduzione del flusso atteso di raggi cosmici:

$$p + \gamma_{CMB} \rightarrow \Delta^+ \rightarrow p + \pi^0 \quad (1.5)$$

oppure

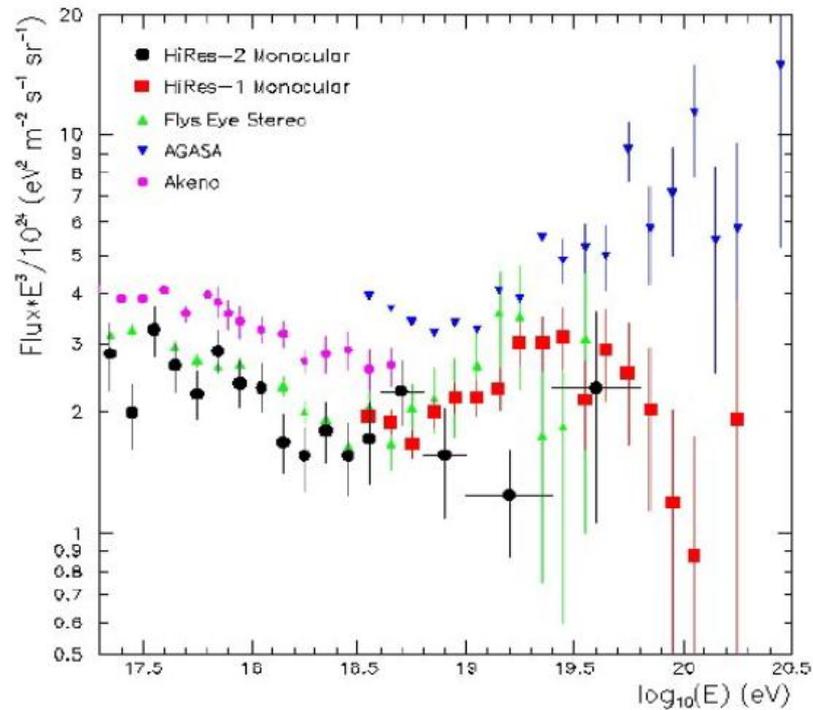
$$p + \gamma_{CMB} \rightarrow \Delta^+ \rightarrow n + \pi^+ \quad (1.6)$$

A seguito di queste interazioni dei raggi cosmici con la radiazione cosmica di fondo, si ha che l'energia dei cosmici molto energetici degrada velocemente con l'aumentare del cammino percorso. L'energia dei protoni diminuisce per la fotoproduzione di pioni, il limite di  $10^{20}\text{eV}$  rappresenta proprio il cut-off GZK. Lo possiamo evidenziare in eventi rivelati in particolare dall'esperimento AUGER ( Fig. 1.4).



**Figura 1.4** Flusso di eventi rivelati da Auger, moltiplicati per  $E^{2.6}$ , in funzione dell'energia. Nella regione ad alta energia sono riportati i dati degli esperimenti HiRes ed Auger. Si rileva la presenza del cut-off GZK in corrispondenza di energie superiori a circa  $4 \cdot 10^{19}\text{eV}$ .

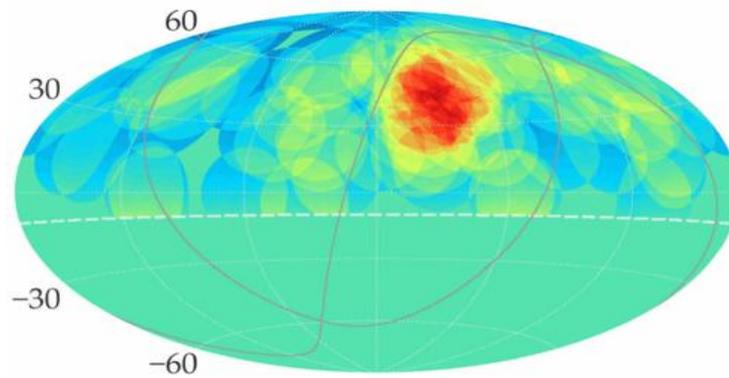
Va ricordato che nel 1962, con l'esperimento Volcano Ranch nel New Mexico, si è registrato, per la prima volta, un evento di  $10^{20}$  eV. Allora non era ancora noto l'effetto GZK e non sembrava esserci alcuna diminuzione (cut-off) intorno a questo valore limite. In seguito, l'esperimento AGASA (Akeno Giant Air Shower Array) in Giappone, ha registrato alcuni eventi ad energie superiori a quella prevista per il taglio GZK, e, in figura 1.5, è mostrata la differenza tra questi risultati e quelli ottenuti dall'esperimento HiRes (High Resolution Fly's Eye), in funzione dal 1997 al 2006.



**Figura 1.5** Dati sperimentali dello spettro energetico dei raggi cosmici. I risultati di HiRes sembrerebbero essere in accordo con le previsioni del cut-off GZK, mentre AGASA registra, anche se in numero limitato, eventi ad energie superiori a  $10^{19}$  eV.

I risultati di HiRes sono confermati dall'esperimento Auger, come si evidenzia in Figura 1.4. Dobbiamo comunque dire che, per energia nell'ordine di  $10^{20}$  eV, si registra un flusso pari a una particella su  $Km^2$  per secolo! L'esperimento Telescope Array ha identificato, in 5 anni di presa dati, 72 raggi cosmici con energia superiore a  $6 \cdot 10^{19}$  eV, ossia energia superiore al limite GZK.

Questi eventi provengono prevalentemente da una zona dell'emisfero nord della volta celeste [23], zona che viene indicata in rosso nella Figura 1.6.



**Figura 1.6** Mappa in coordinate equatoriali, dove la zona in rosso indica la provenienza dei raggi cosmici con energia a  $6 \cdot 10^{19}$  eV.

L'osservatorio Pierre Auger, così denominato in onore del fisico francese che per primo osservò gli sciami estesi prodotti da UHECR nel 1938, è stato realizzato con l'obiettivo di studiare i raggi cosmici con energie al di sopra di  $10^{18}$  eV e poter dare una risposta a molti degli interrogativi ancora aperti.

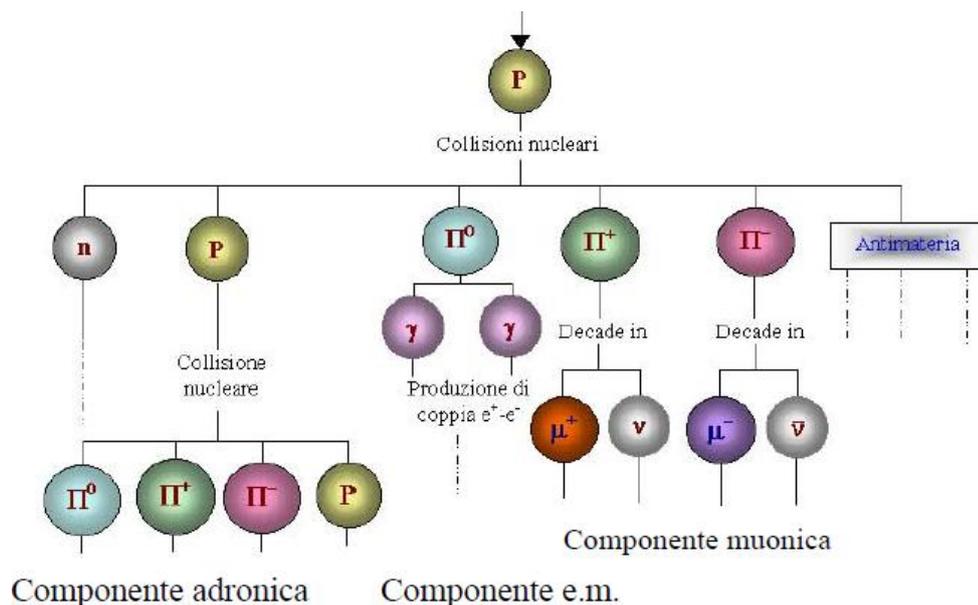
### 1.5. Produzione dei raggi cosmici secondari

I raggi cosmici primari possono essere misurati direttamente con rivelatori posti su palloni aerostatici o satelliti nella zona più alta dell'atmosfera terrestre o addirittura al di fuori di essa. Per realizzare tali misure è però necessario che il flusso dei raggi cosmici sia sufficientemente elevato, in modo da poter raccogliere un significativo numero di dati sperimentali. Questo non si verifica già per energie al di sopra di  $10^{14}$  eV. I raggi cosmici con energie superiori a  $10^{14}$  eV non possono essere rivelati direttamente, ma devono essere analizzati tramite rivelatori al suolo che devono estendersi su aree molto vaste. Quando i raggi cosmici primari interagiscono con l'atmosfera producono uno sciame di particelle detto EAS (Extensive Air Shower), ovvero raggi cosmici secondari. Lo strato di atmosfera che un raggio cosmico primario attraversa, prima di interagire con un nucleo presente nell'atmosfera, dipende essenzialmente dalla natura della particella incidente. In media, i protoni attraversano circa  $70 \text{ g/cm}^2$ , le particelle  $\alpha$  solo  $25 \text{ g/cm}^2$  e i nuclei più pesanti collidono dopo aver attraversato spessori ancora più sottili. Considerato che l'altezza totale dell'atmosfera si aggira intorno ai  $1050 \text{ g/cm}^2$ , la probabilità che un raggio cosmico primario giunga fino a terra senza collidere con un nucleo dell'atmosfera è praticamente nulla.

Gli Extensive Air Shower sono stati osservati per la prima volta da Pierre Auger nel 1939 [24], utilizzando semplici contatori Geiger-Müller posti in coincidenza. Auger

notò come, allontanando orizzontalmente i contatori, il rate delle coincidenze andasse gradualmente a diminuire anche se era possibile ottenere ancora delle coincidenze con i contatori separati di centinaia di metri. Questo indica che gli sciami atmosferici estesi possono coprire aree molto grandi, anche dell'ordine del  $\text{km}^2$ . Il tipo di particella secondaria, prodotta durante l'interazione con l'atmosfera, dipende dalla natura e dall'energia della particella primaria. In uno sciame atmosferico generato da un protone ( $\sim 90\%$ ) o da un nucleo ( $\sim 10\%$ ) nell'interazione con l'atmosfera terrestre si susseguono continue interazioni adroniche ed elettromagnetiche che generano tutte le possibili particelle originabili con quella energia. Ad esempio, un protone di energia  $10^{15}\text{eV}$ , produce a terra uno sciame di circa  $10^6$  particelle secondarie, di cui circa l'80% sono fotoni, il 18% elettroni, l'1.7% muoni e lo 0.3% adroni.

In figura 1.7 è mostrato uno schema delle reazioni che possono avvenire quando un protone collide con un nucleo presente nell'atmosfera. Il nucleone che più conserva la direzione del cosmico primario, generalmente la particella più energetica (*particella leading*), prosegue il suo cammino finché non subisce una seconda interazione in cui il processo si ripete, ovviamente con una energia totale minore.



**Figura 1.7** Schema dei principali processi fisici che contribuiscono alla formazione degli sciami atmosferici. Sono indicati decadimenti e interazioni più importanti.

Se la particella prodotta è un mesone  $\pi^0$ , questa dà luogo a quella che prende il nome di cascata elettromagnetica: il mesone  $\pi^0$  decade in un tempo di  $10^{-15}$  secondi in 2 raggi  $\gamma$  che scompaiono immediatamente in un processo di materializzazione che produce una coppia elettrone-positrone. Questi elettroni emettono fotoni per “*bremstrahlung*” e di

nuovo il ciclo si ripete con la produzione di una coppia  $e^\pm$ . Oltre ai mesoni  $\pi^0$ , possono essere prodotti anche pioni carichi  $\pi^\pm$ , i quali decadono in muoni  $\mu^\pm$  e neutrini. I  $\mu$  hanno una massa di  $105 \text{ MeV}/c^2$  e una vita media di  $2.197 \mu\text{s}$ , ma per effetto della loro velocità relativistica e della dilatazione temporale raggiungono il suolo anche se sono generati nelle prime interazioni del primario con i nuclei di atmosfera. Interagiscono debolmente (bassa sezione d'urto) e possono essere rivelati anche a grandi profondità (LNGS, NEMO, etc.).

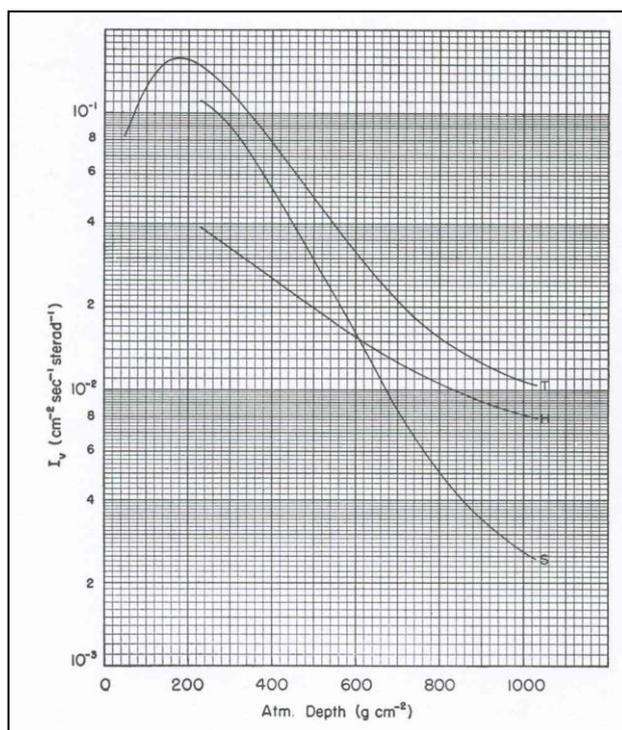
Una notevole frazione di  $\mu^\pm$ , così prodotti, giunge a Terra e la rimanente parte decade producendo  $e^\pm$  e neutrini.

Se l'energia del protone incidente è sufficientemente elevata, nell'interazione con l'atmosfera, possono anche essere prodotte coppie protone e antiprotone, neutrini e antineutrini, e mesoni pesanti. Con buona approssimazione, possiamo affermare che, dal decadimento dei pioni neutri, si sviluppano sciame elettromagnetici mentre dai pioni carichi si producono muoni e neutrini (dai decadimenti) o altri adroni. Va comunque detto che durante lo sviluppo dello sciame esiste una competizione tra decadimento e interazione di pioni carichi, che dipende dall'energia dei pioni e dalla densità locale dell'aria [25].

Le principali componenti di uno sciame sono:

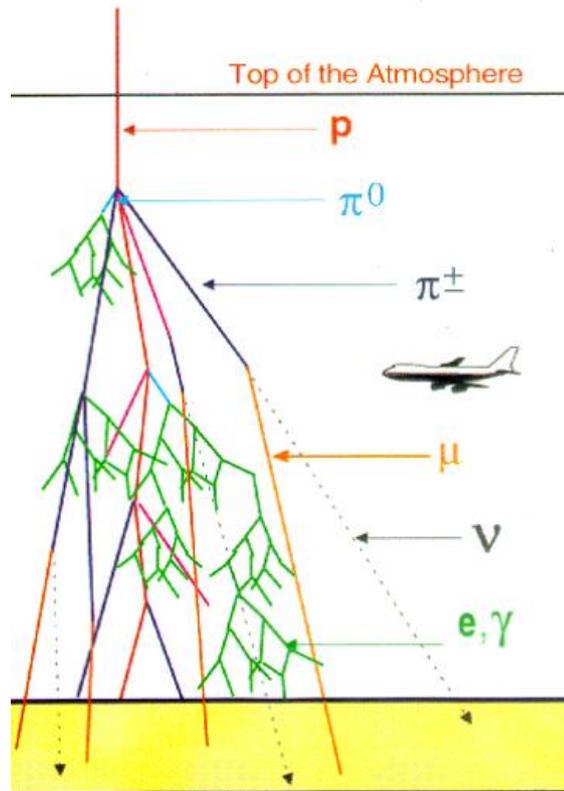
- Elettromagnetica ( $e^\pm, \gamma$ )
- Adronica
- Muonica ( $\mu^\pm$ )

Si è soliti, comunque, fare una distinzione fra componente *hard* e *soft* della radiazione cosmica, con particolare riferimento agli apparati di rivelazione di sciame a terra. La componente *hard* comprende tutte le particelle secondarie capaci di attraversare un dato strato di piombo, mentre la componente *soft* è costituita da particelle meno penetranti che vengono invece bloccate dal piombo (spessore intorno a 10 cm). Le particelle più penetranti, come i mesoni  $\mu$  e i protoni di alta energia, costituiscono la componente *hard*, mentre i mesoni e i protoni di bassa energia, gli elettroni, i positroni e i fotoni formano la componente *soft*. La Figura 1.8 mostra l'andamento dell'intensità delle componenti *hard* (H), *soft* (S) e totale (T) in funzione della profondità atmosferica misurata in  $\text{g}/\text{cm}^2$ . La curva S ha una pendenza maggiore rispetto alla curva H e ciò mostra che la componente *soft* viene notevolmente assorbita dall'atmosfera, per cui quando si realizza una misura della radiazione cosmica al livello del mare, le particelle rivelate sono essenzialmente muoni. I protoni, che insieme ai muoni costituiscono la componente *hard*, sono invece poco abbondanti al livello del mare. È possibile dunque isolare, entro certi limiti, la componente muonica.



**Figura 1.8** Andamento delle componenti hard, soft e totale in funzione della profondità atmosferica

Sebbene una cascata che abbia inizio da un nucleo si comporti in maniera diversa da quella originata da un fotone, a terra non è molto facile riuscire a distinguere gli sciame prodotti da tipi diversi di primari. Durante la propagazione nell'atmosfera, le particelle dello sciame si sono allontanano sempre di più dall'asse (Figura 1.9) e arrivano al suolo sparpagliate in aree la cui estensione dipende ovviamente dall'energia del primario.



**Figura 1.9** Rappresentazione schematica di uno sciame con la formazione delle particelle caratteristiche alla quota di osservazione.

Il nucleone che più conserva la direzione del cosmico primario, generalmente la particella più energetica (*particella leading*), prosegue il suo cammino finché non subisce una seconda interazione in cui il processo si ripete, ovviamente con una energia totale minore. La direzione della particella *leading* corrisponde alla direzione con cui il primario è entrato nell'atmosfera e definisce l'asse dello sciame. Il punto del suo impatto alla quota di osservazione è detto centro o *core* dello sciame. Esso corrisponde al punto di massima densità di particelle a terra. Considerata la varietà e la quantità delle interazioni che hanno luogo all'interno di uno sciame, prima dell'arrivo a terra, molte informazioni sul primario sono estrapolate attraverso un approccio fenomenologico. Talune informazioni, quali la natura ed energia del primario, possono essere ricostruite valutando i principali parametri che caratterizzano lo sciame:

- $X_{max}$ , ossia la profondità atmosferica in corrispondenza della quale lo sciame presenta il massimo sviluppo longitudinale (numero massimo di particelle secondarie).
- il profilo longitudinale.
- lo sviluppo trasversale.

Dobbiamo comunque fare la distinzione per le 3 componenti principali di uno sciame.

### 1.5.1. Componente elettromagnetica

Si parla di sciame elettromagnetico quando esso è innescato da una particella cosmica primaria quale elettrone, positrone, fotone di alta energia, per la quale tutti i processi attivati siano di natura elettromagnetica. I principali fenomeni che si verificano durante la produzione dello sciame sono:

- perdita di energia per eccitazione/ionizzazione;
- emissione di radiazione di Bremsstrahlung;
- produzione di coppie.

Nel 1954 Heitler ha elaborato un modello semplice, ma efficace per spiegare le caratteristiche e lo sviluppo delle *cascade* elettromagnetiche [26]. Egli descrive uno sciame consistente di particelle dello stesso tipo, ciascuna delle quali è caratterizzata da una lunghezza di interazione. Ad ogni interazione, due nuove particelle vengono create, ciascuna di energia pari alla metà dell'energia della particella primaria che le ha generate. Partiamo da questo modello e lo applichiamo allo sciame elettromagnetico iniziato da un fotone  $\gamma$  (generato da un pione neutro), che si propaga lungo  $x$  (Figura 1.10). Dopo una lunghezza di interazione  $L_0$ ,  $\gamma$  interagisce producendo la coppia  $e^+ e^-$ . A loro volta, dopo circa una lunghezza di interazione,  $e^+ e^-$  emettono un  $\gamma$  per Bremsstrahlung e così via...

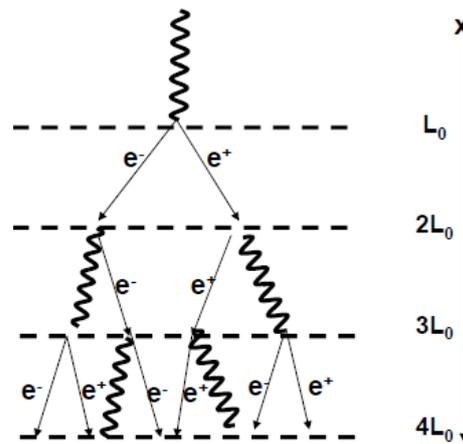


Figura 1.10 Rappresentazione schematica per una cascata elettromagnetica

Il numero di particelle presenti a ogni stadio è:

$$N(x) = 2^{\frac{x}{L_0}} \quad (1.7)$$

Lo sciame si esaurisce quando gli elettroni raggiungono l'energia critica  $E_c$  alla quale la sezione d'urto per produzione di coppie diventa minore di quella di ionizzazione. Al massimo dello sviluppo, cioè quando tutte le particelle hanno raggiunto l'energia critica  $E_c$ , il numero totale di particelle è :

$$N_{max} = \frac{E}{E_c} \quad (1.8)$$

La posizione del massimo è data da :

$$X_{max} = \frac{L_0}{\ln 2} \ln \frac{E}{E_c} \quad (1.9)$$

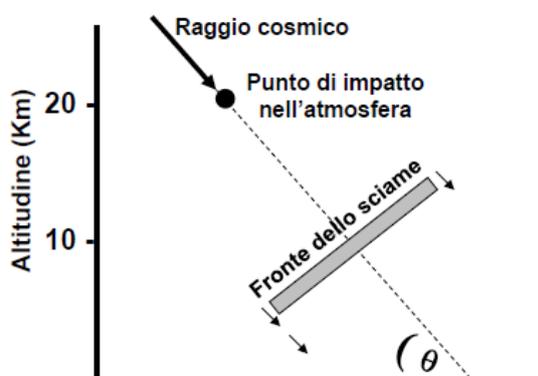
dove  $E$  è l'energia del raggio cosmico incidente.

Nell'approssimazione del modello appena descritto, si ottiene quindi che:

- $N_{max}$  è proporzionale all'energia del primario
- $X_{max}$  è proporzionale al logaritmo dell'energia del primario.

Il valore della sezione d'urto di interazione tra il raggio cosmico primario ed un nucleo dell'atmosfera determina, di conseguenza, anche il valore di  $X_{max}$ . Quindi, misurando  $X_{max}$ , si hanno informazioni sul tipo di primario che ha innescato lo sciame, visto che la sezione d'urto è diversa per i vari tipi di nuclei incidenti. L'osservazione di  $X_{max}$  o di quantità ad esso correlate, fornisce informazioni sul tipo di particella primaria, mentre la conoscenza di  $N_{max}$  fornisce informazioni sull'energia del primario.

Se si studiano i tempi di arrivo delle particelle del fronte dello sciame (Fig. 1.11 ), si può determinare la direzione del primario.



**Figura 1.11** Rappresentazione schematica della geometria di uno sciame

Il profilo longitudinale di uno sciame elettromagnetico è descritto dalla parametrizzazione di *Gaisser - Hillas* [27]:

$$N(X) = N_{X_{max}} \left( \frac{X - X_0}{X_{max} - X_0} \right)^{\frac{X_{max} - X_0}{\lambda}} \cdot \exp \left( - \frac{X_{max} - X_0}{\lambda} \right) \quad (1.10)$$

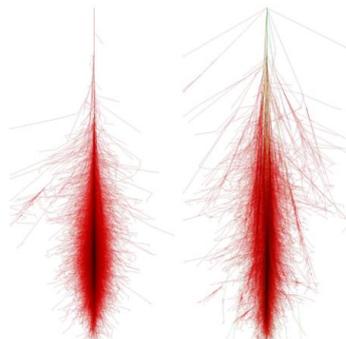
che stima il numero di particelle cariche  $N$  in funzione dello spessore  $X$  di atmosfera attraversata, dove  $X_0$  indica la profondità atmosferica del punto di prima interazione e  $\lambda$  rappresenta la lunghezza di interazione in aria per il primario (circa  $70 \text{ g/cm}^2$  per i protoni e  $10 \text{ g/cm}^2$  per il ferro).

### 1.5.2. Componente adronica

Il nucleo, o nucleone, che costituisce il primario incidente, interagisce con i nuclei presenti nell'atmosfera, con conseguente produzione di adroni altamente energetici. Ciascuna particella adronica poi interagirà nuovamente in atmosfera o decadrà in altre particelle. I principali processi fisici (mostrati in Figura 1.7) che entrano in gioco nella ripartizione dell'energia del primario sono:

- Formazione di pioni e kaoni carichi.
- Produzione di particelle elettromagnetiche.
- Produzione di protoni e neutroni.

Il modello di Heitler é adattabile anche alla descrizione degli sciame adronici, anche se nella realtà i fenomeni sono più complessi ed è necessario fare simulazioni Montecarlo per descriverli. Per quanto concerne le differenze fenomenologiche tra gli sciame elettromagnetici e quelli adronici possiamo prendere in considerazione la figura 1.12 che mostra una simulazione (Corsica- KASCADE).

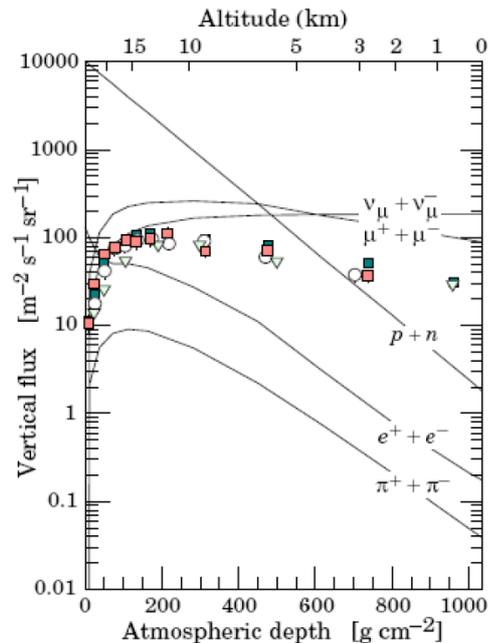


**Figura 1.12** Simulazione di uno sciame elettromagnetico (a sinistra) e di uno sciame adronico (a destra) di energia pari a 1TeV

Lo sciame adronico, rispetto a quello elettromagnetico, è più esteso spazialmente. Questo è dovuto principalmente allo sviluppo contemporaneo di rami adronici ed elettromagnetici. Inoltre gli EAS generati da fotoni UHE raggiungono il massimo ad una profondità maggiore rispetto a sciame adronici di pari energia [28].

### 1.5.3. Componente muonica

Dal decadimento dei kaoni e dei pioni carichi deriva invece la componente muonica che insieme ai neutrini costituisce la componente *hard* degli EAS. Questa componente cresce fino ad una certa profondità per poi raggiungere la condizione di plateau (la perdita di energia è dovuta in prima approssimazione solo ai processi di eccitazione/ionizzazione). Lo stesso non si può dire per le componenti adroniche ed elettromagnetiche che si riducono al diminuire dell'altitudine (Figura 1.13).



**Figura 1.13** Stima del flusso di cosmici secondari, con energia maggiore di 1 GeV, in funzione dello spessore attraversato

La maggior parte dei muoni è prodotta nella parte alta dell'atmosfera (intorno ai 15 km). I muoni, prodotti da decadimenti, dominano rispetto a muoni prodotti attraverso altri canali come le interazioni dei neutrini e il decadimento semi-leptonico di quark pesanti (prompt muons) [29]. La competizione tra interazione e decadimento dei mesoni  $\pi$  o  $K$  dipende non solo dalla loro energia, ma anche dalla direzione di propagazione dello sciame. Una direzione più orizzontale dello sciame permette un cammino in atmosfera più lungo per cui aumenta la probabilità di decadere anche per i muoni. I principali modi di decadimento di pioni e kaoni con le rispettive probabilità, sono così espressi:

$$\pi^\pm \rightarrow \mu^\pm + \nu_\mu(\bar{\nu}_\mu) \sim 100\% \quad (1.10)$$

$$K^\pm \rightarrow \mu^\pm + \nu_\mu(\bar{\nu}_\mu) \sim 63,5\%$$

Il rapporto tra le rispettive probabilità di decadimento e di interazione dei mesoni  $\pi$  e  $K$  dipende dall'energia. A basse energie lo spettro energetico dei muoni segue un andamento simile a quello dei mesoni che li hanno generati. Ad alte energie la maggior parte dei mesoni  $\pi$  e  $k$  interagiscono prima di decadere con conseguente diminuzione del flusso di muoni di alta energia.

Lo spettro energetico dei muoni, espresso in  $\text{cm}^{-2}\text{s}^{-1}\text{sr}^{-1}$ , risulta essere:

$$\frac{dN_\mu}{E_\mu}(E_\mu, \theta) \sim 0.14 E_\mu^{-2.7} \left\{ \frac{1}{1 + \frac{1.1 E_\mu \cos\theta}{115 \text{ GeV}}} + \frac{0.054}{1 + \frac{1.1 E_\mu \cos\theta}{850 \text{ GeV}}} \right\} \quad (1.11)$$

dove  $\theta$  è l'angolo zenitale ed  $E_\mu$  è l'energia dei muoni espressa in GeV. La (1.11) risulta essere valida sino ad angoli zenitali inferiori a  $70^\circ$  [30]. Qualora l'energia sia compresa tra 100 GeV e 800 GeV, la somma dei termini indicati nella parentesi graffa della (1.11) vale circa 1, per cui l'andamento del flusso è circa  $E_\mu^{-\gamma}$  con  $\gamma = 2.7$ . La pendenza del flusso, determinata dall'esponente  $\gamma$ , si accentua sino a raggiungere un andamento del tipo:

$$\frac{dN_\mu}{E_\mu} \sim E_\mu^{-1+\gamma} \quad (1.12)$$

La (1.11) e (1.12) sono determinate trascurando gli effetti legati alla perdita di energia dei muoni in atmosfera. Tali effetti non sono trascurabili a bassa energia, per cui la (1.11) tende a sovrastimare il flusso nelle zone a bassa energia. Le perdite per ionizzazione possono ritenersi indipendenti dall'energia del muone, e valgono circa  $2\text{MeV}\cdot\text{g}\cdot\text{cm}^{-2}$ . Gli effetti radiativi diventano significativi ad alte energie, quando il muone supera la soglia di quella che è detta l'energia critica pari a circa 500 GeV. Mentre le perdite di energia per ionizzazione sono continue lungo la traiettoria del muone, quelle radiative avvengono in modo puntuale e con una certa probabilità legata al tipo di fenomeno. Questo comporta una variazione della lunghezza massima del percorso di un muone a seconda di quante volte esso perde energia in questo modo, e sono legate sostanzialmente alla densità del mezzo attraversato. Si stima che in aria un muone perde circa 20 MeV/km, mentre in acqua 200 GeV/km. Misure sperimentali del flusso di muoni effettuate con rivelatori posti sulla superficie terrestre (al livello del mare o a quote più elevate) mostrano tuttavia risultati che differiscono anche del 20-

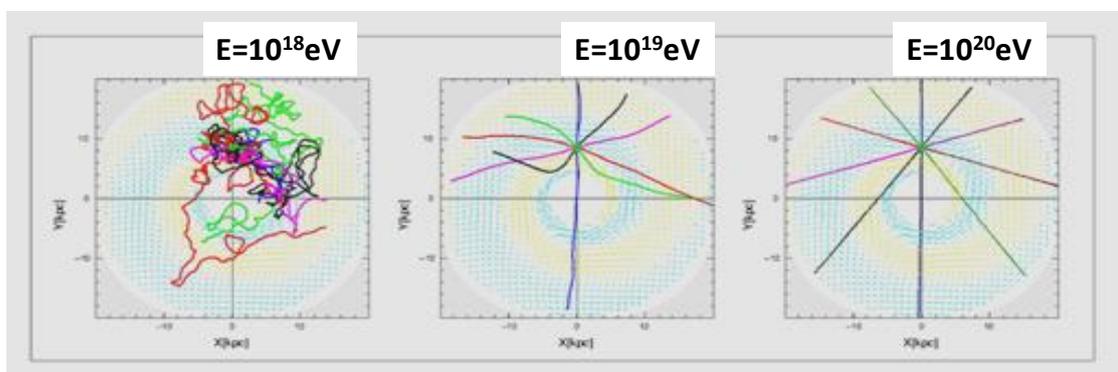
25%. Tali differenze permettono più ipotesi riguardo alla descrizione dei fenomeni in cui i muoni atmosferici sono originati, e più genericamente pongono interrogativi sui processi di interazione adronica responsabili della formazione degli sciame atmosferici. Il flusso di muoni in uno sciame è legato direttamente alla composizione del flusso di cosmici primari: un nucleo più pesante induce sciame con un maggior numero di muoni.

### 1.6. Propagazione della radiazione nel cosmo

Già nel 1948, Enrico Fermi, era giunto all'idea della provenienza galattica della radiazione cosmica. Egli ha compreso anche il ruolo dei campi magnetici e dei raggi cosmici per l'equilibrio energetico della galassia. La sostanza interstellare turbolenta e i campi magnetici sono visti come regolatori che mantengono costante l'intensità dei cosmici [31]. Il campo magnetico galattico regolare ha un'intensità di 1-3  $\mu\text{G}$ . I campi magnetici caotici, prodotti da nubi magnetiche generate dal moto dei gas ionizzati, hanno intensità dello stesso ordine di grandezza. Le traiettorie dei raggi cosmici sono irregolari e diffuse dai campi magnetici. La lunghezza caratteristica che misura la deflessione magnetica è il raggio di Larmor, che può essere espresso dalla relazione:

$$r_L \cong \frac{E}{BZe} \approx 0.1 \text{ Mpc} (Ze)^{-1} \left( \frac{E}{10^{20} \text{ eV}} \right) \left( \frac{B}{10^{-6} \text{ G}} \right)^{-1} \quad (1.13)$$

dove  $E$  e  $Ze$  indicano rispettivamente l'energia e la carica della particella, mentre  $B$  è l'intensità del campo magnetico. L'entità della deflessione subita da una particella che attraversa una nube magnetica di lunghezza  $l$ , dipende quindi dalla sua energia ed è dell'ordine  $l/r_L$ . Per energie superiori a  $10^{18}$  eV il campo magnetico galattico perde la sua capacità di confinamento. Nel caso della nostra Galassia ( $B \sim 3\mu\text{G}$ ) una particella con energia  $E \sim 10^{18}$  eV avrà un raggio di Larmor dello spessore del disco galattico ( $r_L \sim 500\text{pc}$ ) e non sarà confinata dal campo magnetico. La Figura 1.14 mostra una simulazione dell'influenza del campo magnetico galattico sulle traiettorie di raggi cosmici a differenti energie.

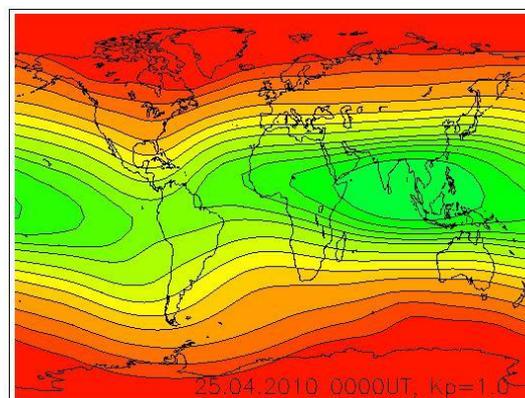


**Figura 1.14** Simulazioni che mostrano l'azione del campo magnetico della nostra Galassia su particelle a differenti energie

### 1.6.1. Effetti del campo magnetico terrestre

La Terra possiede un campo magnetico che si può immaginare come quello prodotto da un dipolo con un'inclinazione di  $\sim 11,5^\circ$  rispetto all'asse di rotazione terrestre e il cui centro è disposto a 342 km dal centro della Terra. Questi valori si riferiscono ad una analisi del campo magnetico condotta intorno agli anni '40. Tali valori subiscono lente variazioni nel corso dei decenni. L'intensità del campo magnetico terrestre è soggetta a variazioni periodiche, da quelle di tipo secolare a quelle giornaliere, e a variazioni improvvise, quali disturbi o tempeste magnetiche di diversa ampiezza e durata. I disturbi magnetici di piccola ampiezza sono in genere confinati su scala locale, mentre le tempeste magnetiche, di intensità più elevata, interessano generalmente tutta la Terra. Le traiettorie dei raggi cosmici, essendo particelle elettricamente cariche, vengono deflesse dall'azione del campo magnetico terrestre e ciò comporta diversi effetti. Ogni zona della Terra è caratterizzata da un valore di "rigidità geomagnetica"  $R$ , espressa in GV. Particelle primarie con rigidità magnetica  $pc/Ze$  (dove  $p$  è l'impulso della particella e  $Ze$  la carica) inferiore ad  $R$ , seguono delle traiettorie nel campo magnetico terrestre che non raggiungono l'atmosfera. Questo fa sì che l'intensità della radiazione cosmica primaria dipenda strettamente dalla latitudine geomagnetica: il cosiddetto "*latitude effect*". Tale effetto comporta che l'intensità dei raggi cosmici aumenti dall'equatore verso i poli con una variazione del 15-30%. Il centro del dipolo magnetico terrestre, come detto in precedenza, non coincide con il centro terrestre e ciò crea una dipendenza dell'intensità dei raggi cosmici dalla longitudine geomagnetica: "*longitude effect*". Un ultimo effetto causato dal campo magnetico terrestre è quello che prende il nome di "*East-West effect*". Già agli inizi degli anni '30, Bruno Rossi ha l'idea di utilizzare il campo magnetico terrestre per misurare se le particelle cosmiche siano prevalentemente positive o negative. Egli ha, altresì, ipotizzato che se le particelle fossero state dotate di una specifica carica elettrica, si doveva trovare un'asimmetria tra il flusso di quelle provenienti da Est rispetto a quelle provenienti da Ovest e oltretutto sarebbe stato possibile determinare il tipo di carica elettrica. Esegue la misura proprio ad Arcetri, dalla quale ottiene un risultato ambiguo, per via dell'effetto latitudine. La prima conferma viene da Thomas H. Johnson, Luis Alvarez e Compton da Città del Messico. In seguito Rossi durante una spedizione in Eritrea trova un'asimmetria del 26% con prevalenza di particelle cariche provenienti da Ovest [32]. Questo conferma la sua tesi ed è una ulteriore dimostrazione del fatto che i raggi cosmici dovessero essere particelle cariche e con carica elettrica positiva per cui vengono deviate in modo tale che una percentuale maggiore di esse penetri l'atmosfera da Ovest piuttosto che da Est. Gli effetti sinora descritti si ripresentano, anche se in maniera molto attenuata, sulla radiazione cosmica secondaria. Dal momento che il numero di particelle secondarie

dovrebbe aumentare o diminuire a seconda se il numero di raggi primari che incide sull'atmosfera aumenta o diminuisce, ci si aspetta una dipendenza dalla latitudine anche per i raggi cosmici secondari. La presenza di questo effetto è stata verificata con misure sperimentali, sebbene si tratti di variazioni più piccole rispetto a quelle che subiscono i raggi cosmici primari. Bisogna ricordare anche che attorno ai poli c'è una piccola regione in cui le linee del campo magnetico sono più o meno radiali. Se la particella cosmica giunge radialmente verso il suolo, avrà libero accesso nell'atmosfera, anche con minor energia. Se la radiazione cosmica incontra la magnetosfera nel piano equatoriale, essa interagirà maggiormente con il campo magnetico terrestre proprio dove la sua schermatura è più efficace, e avrà maggior difficoltà a giungere nell'atmosfera se non dispone di una certa quantità di energia. Particelle con energie appena al di sopra del valore soglia potrebbero avere un'orbita molto complessa prima di raggiungere l'atmosfera. Devono in definitiva superare la cosiddetta soglia geomagnetica (geomagnetic cut-off). La Figura 1.15 illustra la mappa delle energie di cut-off. Le fasce rosse ai bordi della mappa riguardano le regioni in cui i protoni con energia al di sotto di 125 MeV possono penetrare l'atmosfera (a 20 km dal suolo), mentre energie superiori a 15 GeV (colore verde all'interno del contorno chiuso) sono richieste nelle regioni equatoriali sopra l'Asia meridionale. Si evidenzia che più ci si avvicina all'equatore, maggiore è l'energia minima richiesta ai raggi cosmici per raggiungere l'atmosfera.



**Figura 1.15** Mappa delle energie di cutoff, determinata presso l'Università di Berna (<http://cosray.unibe.ch/>).

Se la particella ha una energia troppo debole, la sua traiettoria sarà curvata dal campo magnetico in un semicerchio con raggio ridotto, tale che non raggiungerà mai l'atmosfera e sarà riflessa nello spazio interplanetario. In conclusione, a livello dei poli giunge un maggior numero di raggi cosmici rispetto all'equatore e ciò va assolutamente considerato anche in relazione alla loro misurazione nelle diverse stazioni di rilevamento. Gli esperimenti con telescopi per raggi cosmici hanno verificato che anche l'effetto est-ovest si ripercuote sulla radiazione secondaria, sebbene anche questo effetto

sia molto piccolo e il più delle volte sia trascurato. Si può comunque ritenere che il flusso dei raggi cosmici secondari rimanga pressoché lo stesso al variare dell'angolo azimutale. Una situazione differente si ha quando si considera la dipendenza dell'intensità della componente secondaria dall'angolo zenitale. In questo caso, bisogna considerare il fatto che l'atmosfera agisce come un assorbitore: le particelle che si muovono nella direzione verticale attraversano uno strato di atmosfera più sottile rispetto a quello attraversato dalle particelle che provengono da tutte le altre direzioni. Quindi lungo la verticale le particelle subiscono un minor numero di interazioni e di conseguenza la perdita di energia è la più piccola possibile. Le particelle che invece si muovono lungo direzioni che formano un certo angolo con la verticale, attraversando uno strato di atmosfera più spesso, interagiscono maggiormente e devono avere energie più grandi per poter giungere fino a Terra. In questo caso il numero di particelle che arrivano a terra diminuisce drasticamente. Gli esperimenti con rivelatori di particelle provano che l'intensità dei raggi cosmici secondari assume un massimo in corrispondenza della direzione verticale e diminuisce all'aumentare dell'angolo zenitale, approssimativamente secondo una dipendenza del tipo  $\cos^2\theta$  [33].

### **1.6.2. Effetti dell'attività solare**

L'attività solare è una delle principali fonti di variazioni nel flusso della radiazione cosmica primaria. Dobbiamo ricordare che una consistente frazione delle particelle che incidono sull'atmosfera terrestre ha origine nel Sole, pertanto, il verificarsi di fenomeni solari di particolare potenza può modificare la normale produzione di particelle (dovuta al vento solare) e provocare variazioni nel flusso dei raggi cosmici. Le macchie solari costituiscono uno tra gli aspetti più evidenti dell'attività del Sole. Esse si presentano come delle aree scure sulla fotosfera e sono dovute a rafforzamenti locali del campo magnetico solare. Il loro numero non è costante, ma passa da valori minimi a valori massimi, con una periodicità che ha permesso di individuare un ciclo di 11 anni. È proprio in prossimità di grandi gruppi di macchie che si verificano fenomeni molto spettacolari, come i brillamenti (o *flares*): questi sono delle violentissime esplosioni che si propagano nel giro di pochi minuti (raramente di qualche ora) su aree anche molto estese, per poi estinguersi completamente. I brillamenti sono dei fenomeni di particolare interesse non solo per la fisica solare, ma anche per lo studio della radiazione cosmica: sono stati registrati infatti considerevoli aumenti nel flusso dei raggi cosmici in corrispondenza del verificarsi di queste violente esplosioni. Il fatto che durante un brillamento gli aumenti maggiori siano rivelati dagli strumenti posizionati alle latitudini più grandi, suggerisce che la radiazione prodotta durante un *flare* contiene in

proporzione più particelle di bassa energia rispetto alla normale radiazione cosmica. Trattandosi di fenomeni strettamente legati alle macchie solari, i brillamenti seguono anch'essi un ciclo di 11 anni: si presentano con una frequenza maggiore nei periodi di intensa attività solare, quando la superficie del Sole è ricoperta da un grande numero di macchie. Anche il flusso dei raggi cosmici cambia sistematicamente con una periodicità di 11 anni: l'intensità della radiazione cosmica raggiunge un minimo proprio in corrispondenza della massima attività solare. Ciò è dovuto al fatto che il campo magnetico interplanetario si intensifica durante i massimi di attività del Sole e ciò impedisce a molte particelle provenienti da zone esterne al nostro Sistema Solare di raggiungere la Terra. Un'altra rapida variazione nel flusso dei raggi cosmici legata sempre a fenomeni solari è la cosiddetta "diminuzione Forbush". Essa sembra essere una conseguenza delle grandi eruzioni che avvengono sulla superficie del Sole. Infatti ogni qual volta si verifica un'eruzione solare, nel giro di un giorno la Terra viene investita da una tempesta magnetica: il campo magnetico terrestre subisce un iniziale aumento (dell'ordine di una parte su 1000), seguito da una diminuzione (di diverse parti su 1000) che continua per un paio di ore (fase principale). Successivamente nel giro di pochi giorni il campo magnetico ritorna lentamente alla sua intensità originaria. La maggior parte delle tempeste magnetiche è accompagnata da una diminuzione Forbush: quando il campo magnetico aumenta a causa dell'eruzione solare, l'intensità della radiazione cosmica diminuisce. Nei giorni successivi alla diminuzione Forbush l'intensità aumenta fino a tornare al valore originario. Un aspetto interessante di questo fenomeno è che tale diminuzione risulta sempre la stessa indipendentemente dalla latitudine geomagnetica alla quale si osserva. Si tratta quindi di un effetto che agisce tanto sulle particelle meno energetiche quanto su quelle più energetiche. Il flusso dei raggi cosmici, oltre alle forti variazioni legate al ciclo di 11 anni dell'attività solare, può presentare variazioni di periodo più breve (27 giorni) dovute alla rotazione del Sole intorno a se stesso.

## Capitolo 2

### Le tecniche di rivelazione e il progetto EEE

#### 2.1. Tecniche di rivelazione della radiazione cosmica

Le tecniche impiegate per la rivelazione e lo studio della radiazione cosmica si differenziano al variare della regione di energia dello spettro. Considerato il valore abbastanza alto del flusso, sino ad energie dell'ordine  $10^{14}$  eV, la rivelazione si effettua in *modo diretto* sulla radiazione primaria, quindi ad alta quota, mediante l'utilizzo di rivelatori posti su palloni aerostatici, satelliti e stazioni spaziali attrezzate con calorimetri o camere ad emulsione. Ad energie superiori a  $10^{14}$  eV la rivelazione diretta dei raggi cosmici diventa impossibile a causa del loro basso flusso. Si ricorre pertanto al *modo indiretto*, con sistemi di rivelatori posti su vaste superfici, ossia rivelare gli EAS prodotti nell'atmosfera ed analizzare le caratteristiche dello *shower* al fine di ricavare informazioni sulla natura del primario che lo ha generato. Il sistema di rivelatori deve consentire di determinare la grandezza e la struttura dello sciame e, dal confronto dei tempi di arrivo dello sciame ai vari rivelatori, di risalire alla direzione di provenienza del primario. Per lo studio di raggi cosmici di alta energia occorrono quindi:

- Una grande superficie (S)
- Una grande accettazione in angolo solido ( $\Omega$ )
- Un grande tempo di esposizione (T)

La grandezza  $S \cdot \Omega \cdot T$  ( $\text{m}^2$ -steradian-days) determina il numero di eventi rilevabili.

Possono esistere diversi tipi di rivelatori anche in uno stesso apparato:

- Array di rivelatori
- Calorimetri adronici a serbatoio
- Contatori schermati per la componente muonica (sotto il suolo)
- Rivelatori ottici per osservare lo sviluppo dello sciame, tramite l'emissione di luce durante lo sviluppo (luce Cherenkov)

Di seguito sono trattate le tecniche di rivelazione maggiormente utilizzate nei diversi esperimenti.

Per rivelare eventi di energia estrema, occorre coprire superfici di migliaia di  $km^2$ . Per lo studio di sciame atmosferici estesi (EAS) esistono due classi di rivelatori: i rivelatori di superficie (SD: Surface Detectors), che misurano il flusso delle particelle secondarie a terra, e i rivelatori di fluorescenza (FD: Fluorescence Detectors), che invece registrano l'intensità della radiazione emessa dalla cascata durante il tragitto nell'atmosfera.

Lo scopo primario di tali rivelatori è la ricostruzione di un EAS, che può essere descritto in tre fasi:

- Determinazione del *core* dello sciame tramite l'analisi della posizione e dei segnali registrati dai rivelatori investiti dallo sciame.
- Determinazione dell'*angolo zenitale* in base alle differenze di tempi tra i contatori.
- Determinazione della *distribuzione laterale* dell'EAS, ossia la densità delle particelle in funzione della distanza dall'asse dello sciame.

I rivelatori costruiti per rivelare raggi cosmici di elevata energia sono situati in luoghi con altitudini che vanno dal livello del mare fino a densità atmosferiche di  $800 \text{ g/cm}^2$ . Questo deriva dal fatto che mediamente la profondità massima media degli sciame di queste particelle è circa  $750 \text{ g/cm}^2$ , per cui è efficace studiare gli sciame vicino al loro massimo. Con un array di rivelatori come, ad esempio, quelli dell'esperimento Volcano Ranch, la direzione dell'asse dello sciame può essere dedotta dai relativi tempi di arrivo di segnali appartenenti ad almeno tre rivelatori non collineari. Quindi è importante l'accuratezza nelle misure temporali, che è solo uno dei fattori che limitano la precisione nel determinare la direzione; un altro 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 che arrivano prima nel fronte d'onda dello sciame e quindi di aumentare l'accuratezza nella ricostruzione della direzione. La misura della direzione dell'asse dello sciame è solo il primo passo verso la ricerca del *core*. Se si individua la posizione del *core*, è possibile ricavare le dimensioni dello sciame semplicemente studiando la distribuzione laterale, rilevata anche dal confronto tra i valori sperimentali e quelli teorici.

### **2.1.1. Rivelatori di superficie**

Un sistema di rivelazione di superficie è costituito da una griglia o array di rivelatori di particelle cariche (in prevalenza muoni ed elettroni), quali scintillatori (utilizzati negli esperimenti Volcano Ranch, Yakutsk, AGASA), rivelatori Cherenkov ad acqua (utilizzati negli esperimenti Haverah Park, Auger), calorimetri per la misura di muoni e

adroni (utilizzati negli esperimenti KASCADE e Yakutsk) o rivelatori della componente muonica dello sciame (quali sono i telescopi del progetto EEE: Extreme Energy Events [34]). Uno sciame di raggi cosmici, come evidenziato nel paragrafo 1.5, può essere considerato come un esteso disco sottile di particelle che si propaga alla velocità della luce attraverso l'atmosfera lungo quello che è l'asse dello sciame. Durante la propagazione in atmosfera si manifestano un gran numero di particelle i cui impulsi sono determinati, in direzione e verso, dalle leggi di conservazione nei decadimenti e nelle interazioni che si verificano. Gli adroni secondari e i prodotti del decadimento dei pioni, i quali hanno un impulso trasverso molto piccolo rispetto a quello longitudinale, si propagano nelle vicinanze dell'asse dello sciame, essenzialmente in direzione parallela ad esso. Le particelle provenienti dalla cascata elettromagnetica presentano, invece, uno sciame che si allarga lateralmente rispetto all'asse a causa dello scattering coulombiano di elettroni e positroni. Queste dispersioni della componente trasversale possono portare ad una distribuzione delle particelle su superfici notevoli, dove poi sono rivelate da un array di rivelatori posti ad una determinata distanza l'uno dall'altro. L'estensione della superficie su cui sono disposti i rivelatori dipende dall'intervallo di energia in cui si vuole operare. Ogni rivelatore di superficie si caratterizza, pertanto, per la sua area efficace, che coincide con l'area ricoperta dalla matrice di rivelatori, e per la sua soglia in energia, che rappresenta l'energia minima affinché uno sciame possa essere rivelato e dipende oltre che dall'area efficace, dalla quota di osservazione e dalla distanza tra i rivelatori. I rivelatori possono fornire sia un segnale proporzionale al numero di particelle da cui sono stati colpiti sia il loro tempo di arrivo. Da queste quantità si può ricostruire la distribuzione laterale e temporale dello sciame, corretta per gli effetti dell'angolo di zenit, ed in linea di massima l'energia e la direzione di arrivo del raggio cosmico primario.

### **2.1.2. Rivelatori di fluorescenza**

La classe di rivelatori di fluorescenza comprende essenzialmente rivelatori sensibili alla fluorescenza delle molecole di azoto presenti nell'atmosfera (ad esempio l'esperimento Fly's Eye, HiRes e l'Osservatorio Pierre Auger), ma anche telescopi per la misura della luce Cherenkov (esperimento Yakutsk) [35]. L'idea della tecnica di osservazione basata sulla rivelazione della luce di fluorescenza è stata proposta da Kenneth Greisen [36]. Le molecole di azoto presenti nell'atmosfera, eccitate dalle particelle dello sciame, si diseccitano emettendo luce di fluorescenza con lunghezza d'onda nell'intervallo tra 300-400 nm. Tale luce è emessa isotropicamente e, per raggi cosmici primari con energia  $E \geq 10^{17}$  eV, il numero di fotoni prodotto è sufficientemente alto da consentire l'osservazione di sciami anche molto distanti. I rivelatori di fluorescenza sono quindi in

grado di osservare lo sviluppo longitudinale dello sciame e di risalire all'energia della particella primaria in modo calorimetrico. Le misure di luce di fluorescenza devono essere effettuate in condizioni atmosferiche buone e con un fondo luminoso molto basso. In generale, un rivelatore di fluorescenza è costituito da un raccoglitore di luce (lenti, specchi), da un array di fotomoltiplicatori e da filtri ottici. La luce di fluorescenza viene convogliata sui fotomoltiplicatori mediante gli specchi. I fotomoltiplicatori registrano la sequenza del tempo di arrivo della luce e la sua intensità. Da qui si sviluppa la tecnica di ricostruzione della direzione di arrivo e dell'energia dei raggi cosmici di energia estrema.

### 2.1.3. Rivelatori Cherenkov

Una particella carica, che si muove in un mezzo trasparente con velocità superiore a quella delle onde elettromagnetiche nello stesso mezzo, emette luce Cherenkov: radiazione direzionale il cui angolo di emissione  $\vartheta$  dipende dalla velocità della particella e dall'indice di rifrazione del mezzo espresso dalla relazione:

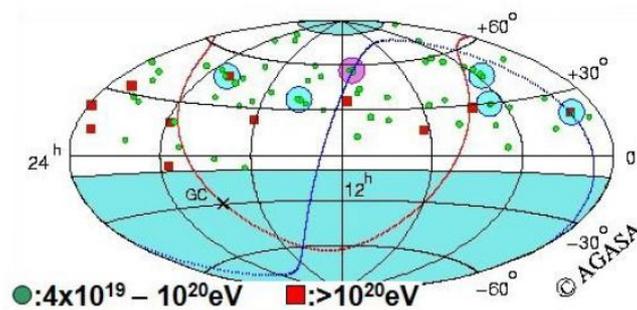
$$\cos\vartheta = \frac{c}{nv} \quad (2.1)$$

per cui, maggiore è il rapporto tra la velocità delle onde elettromagnetiche e la velocità della particella nel mezzo, maggiormente risulta stretto il cono prodotto dal fronte d'onda della radiazione Cherenkov. I rivelatori sono costituiti da riflettori ottici che focalizzano e raccolgono la luce verso i fotomoltiplicatori. L'energia dello sciame è proporzionale alla quantità di luce Cherenkov raccolta. Anche questa tecnica richiede di operare in buone condizioni atmosferiche, di notte e in assenza di luce lunare, per cui si riducono i tempi di presa dati.

### 2.1.4. Principali esperimenti

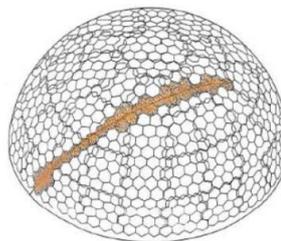
- Il primo tra i più grandi sistemi di rivelatori è quello realizzato a Volcano Ranch (**Volcano Ranch array**) in New Mexico, da John Linsley e Livio Scarsi ed operativo tra il 1959 e il 1963. Esso era costituito da 19 scintillatori plastici ognuno con fotomoltiplicatore, posti entro una superficie 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.
- L'unico grande rivelatore operante nell'emisfero meridionale è stato realizzato dall'Università di Sidney (**SUGAR**, Sydney University Giant Air-Shower Recorder) tra il 1968 e il 1979. Questa matrice, costituita da 54 stazioni con ciascuna stazione costituita da coppie di grandi rivelatori a scintillazione, per una superficie totale di 100 km<sup>2</sup>, è stata operativa per più di un decennio tra il 1968 e il 1979.

- Un notevole esperimento è **AGASA** (*Akeno Giant AirShower Array*) presso Akeno (100 km ad ovest di Tokyo) che è stato operativo per 24 anni, dal 1990 al 2004. Su una superficie di circa  $100 \text{ km}^2$ , sono stati posti 111 rivelatori di superficie e 27 rivelatori muonici schermati, a distanza di circa 1 km l'uno dall'altro e connessi sequenzialmente con fibre ottiche. Tale esperimento ha registrato 11 eventi sopra i  $10^{20} \text{ eV}$  contro le previsioni del modello GZK, di cui si è detto nel paragrafo 1.4. L'evento più energetico, registrato nel Dicembre del 1993, è di circa  $2 \cdot 10^{20} \text{ eV}$ . AGASA ha quindi rivelato eventi ad energie superiori a quella prevista per il taglio GZK. Ha inoltre confermato, su larga scala, l'isotropia dei raggi cosmici, ma su piccola scala ha evidenziato l'anisotropia (Figura 2.1.).



**Figura 2.1.** Direzioni di arrivo di 67 eventi osservati da AGASA sopra i  $4 \cdot 10^{19} \text{ eV}$ . Su una scala angolare di  $2.5^\circ$ , ad energie superiori a  $4 \cdot 10^{19} \text{ eV}$ , si hanno 5 doppietti (due eventi coincidenti cerchiati in azzurro) e 1 tripletto (cerchiato in viola) contro i 2.0 doppietti attesi.

- Il primo esperimento che ha utilizzato apparati di fluorescenza è stato **Fly's Eye**. Questo sistema di rivelazione, ubicato nello Utah (USA), operativo dal 1981 al 1992, era composto da due array di specchi parabolici (Fly's Eye I e II), distanziati di 3.4 km, ognuno con fototubi nel piano focale. Il nome, Fly's Eye, deriva dalla sua struttura e dalla sua forma: 67 specchi equipaggiati con 880 fotomoltiplicatori posti su una calotta emisferica (Figura 2.2.), che consentiva di osservare l'intera volta celeste sopra l'orizzonte [37].

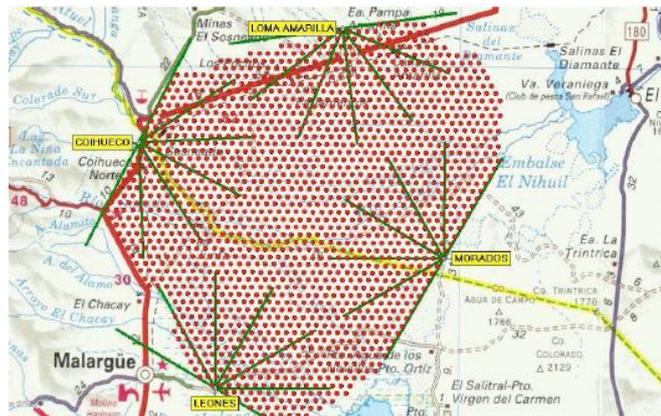


**Figura 2.2.** Disposizione geometrica dei pixel dove gli esagoni luminosi corrispondono ai fototubi con segnale relativo alla luce emessa da un EAS.

L'esperimento, nel 1991, ha rivelato la particella cosmica con energia mai registrata sino ad allora. La particella aveva un'energia di  $3,2 \cdot 10^{20} \text{ eV}$  e viene ricordata con

l'appellativo “**Oh-My-God particle**” (OMG) dalla sorpresa che ebbero gli astrofisici dell'università dello Utah che la osservarono. In seguito si sono registrati circa 15 eventi simili confermando le osservazioni del Volcano Ranch.

- Lo stadio successivo dell'esperimento Fly's Eye è l'osservatorio **HiRes** (*High Resolution Fly's Eye*) operativo dal 1997 al 2006, ubicato sempre nel deserto occidentale dello Utah, su due siti distinti, posti a distanza di 12.6 km. L'osservatorio era costituito da due unità telescopiche, **HiRes-1** e **HiRes-2**. A differenza di AGASA, l'esperimento HiRes ha confermato il cutoff GZK a  $10^{19.8}$  eV con la caviglia a  $10^{18.5}$  eV [38].
- L'osservatorio per raggi cosmici più esteso al mondo è quello di **AUGER**, nell'Argentina occidentale, presso Malargue. Deve il suo nome al fisico francese Pierre Auger che, per primo, nel 1938 ha scoperto sciame di cosmici. L'osservatorio, proposto nel 1992, ha iniziato ad essere operativo nel 2003 per essere completato nel 2006. Situato in piena Pampa argentina, l'Osservatorio Auger è un sistema ibrido che comprende rivelatori di superficie (SD) e telescopi di fluorescenza (FD), collocati a ridosso della cordigliera delle Ande a 1400 metri di altezza. I rivelatori di superficie, 1660 taniche d'acqua, distanziati tra loro di 1,5 km, coprono un'area di  $3000 \text{ km}^2$ . Questi, potendo operare in qualsiasi condizione esterna, hanno un *duty cycle* del 100%. Il cielo sovrastante l'intera area coperta dai rivelatori di superficie (SD) è osservato da 27 telescopi a fluorescenza, suddivisi in 4 stazioni, secondo lo schema riportato in Figura 2.3.



**Figura 2.3.** Schema dell'Osservatorio Auger: i punti in rosso rappresentano i rivelatori di superficie (SD), le linee in verde rappresentano il campo di vista dei rivelatori di fluorescenza (FD).

Questi telescopi osservano la debole luce ultravioletta che viene emessa dagli atomi dell'atmosfera che vengono eccitati dalle particelle dello sciame. Essendo l'intensità

della luce proporzionale al numero di particelle nello sciame è possibile studiarne il progredire nella discesa verso il suolo, ossia il *profilo longitudinale*. Questa misura permette di determinare due parametri fondamentali dello sciame: l'energia e il punto in cui viene raggiunto il massimo numero di particelle [39]. Lo svantaggio del rivelatore di fluorescenza è il suo poter operare solo in chiare notti senza luna, per cui il suo rendimento è del 10%. Operando con le due tecniche si può ricavare l'energia e la direzione di provenienza dei raggi cosmici cercando quindi di individuarne le sorgenti. Attraverso l'utilizzo della tecnica ibrida, gli svantaggi che comporta l'utilizzo individuale di uno dei metodi sono compensati dai vantaggi dell'altro. La natura ibrida dell'esperimento permette di determinare lo spettro energetico del raggio cosmico primario senza una forte dipendenza dalle ipotesi sulla massa e sulle interazioni adroniche, in contrasto con ciò che è necessario fare in tutti i sistemi di rivelatori di superficie come AGASA. L'approccio di tale esperimento, prevede l'uso di un campione di eventi ibridi altamente selezionati per i quali l'energia possa essere accuratamente stimata, usando i rivelatori di fluorescenza. Il sito è stato scelto in base a studi effettuati sulla lunghezza di attenuazione della luce di fluorescenza, relativamente alta nella zona della Pampa Amarilla, sulla trasparenza dell'atmosfera e anche sull'inquinamento luminoso. L'altitudine di 1400 m sul livello del mare pone il sito vicino al massimo dello sviluppo per uno sciame verticale di energia  $10^{18}$  eV, mentre la latitudine di  $35^\circ$  permetterà una copertura completa quando sarà combinato con il sito la cui realizzazione è prevista nell'emisfero nord in Colorado. L'osservatorio è in continuo sviluppo e sono in fase di realizzazione anche detector per rivelare l'emissione radio e microonde degli sciami. Ulteriori studi mirano alla realizzazione di upgrade dedicati all'identificazione del raggio cosmico primario, quali scintillatori interrati per rivelare muoni, RPC (*Resistive Plate Chamber*) o segmentazione delle taniche per distinguere la componente muonica da quella elettronica dello sciame. Quanto ai risultati, nel 2007 gli scienziati dell'osservatorio AUGER hanno riscontrato una correlazione tra le direzioni di arrivo dei raggi cosmici con energia superiore a  $6 \cdot 10^{19}$  eV e le posizioni dei nuclei galattici attivi (AGN) [40]. Questa correlazione è stata confermata nel 2010, con nuovi dati e con la presenza del cutoff GZK. Tale risultato è da considerarsi importante soprattutto in quanto indicazione di anisotropia di raggi cosmici, tuttavia persistono numerose controversie, per cui non è possibile allo stato attuale affermare con certezza che gli AGN siano effettivamente le sorgenti dei medesimi, per quanto restino ottimi candidati. I risultati di Auger sembrano preferire una composizione di protoni per  $E < 10^{19}$  eV e, a più alte energie, una transizione a elementi più pesanti, ma non c'è

abbastanza statistica al di sopra di  $5 \cdot 10^{19}$  eV per avere informazioni sulla composizione degli eventi ad altissime energie.

- Un altro rivelatore ibrido è **Telescope Array (TA)**. I gruppi precedentemente impegnati in AGASA e in Hi-Res si sono uniti per collaborare a questo esperimento. Situato nello Utah (USA) è la controparte di Auger, nell'emisfero Nord, ma in dimensioni inferiori rispetto ad Auger: copre una superficie di  $\sim 800$  Km<sup>2</sup>, contro i 3000 Km<sup>2</sup> di Auger. I rivelatori di superficie sono 500 scintillatori, ciascuno di 3 m<sup>2</sup>, distanziati di 1.2 Km, mentre i rivelatori di fluorescenza costituiscono 3 stazioni disposte su un triangolo, dove ognuna delle stazioni è formata da 12-14 telescopi. Telescope Array prende dati dal 2007 e vede sciame di energia  $E > 10^{18}$  eV. La statistica è più limitata rispetto a quella di Auger. Confermano il cutoff ad altissime energie nello spettro. Per quanto riguarda la composizione, escludono che ad altissime energie siano 100% protoni, o 100% Fe: preferiscono una composizione mista [41]. Di recente hanno pubblicato la presenza di un cluster di eventi (per  $E > 57$  EeV) nell'emisfero Nord. Si è costituito un gruppo di lavoro composto da fisici appartenenti alle collaborazioni Auger e TA perché lavorino insieme all'analisi dati.

## 2.2. La rete di "Neutron Monitors"

Il flusso dei raggi cosmici, come evidenziato nel paragrafo 1.6.2. del capitolo 1, è influenzato anche dall'attività solare. Il campo magnetico nell'eliosfera è molto variabile durante i periodi di alta attività, ossia quando il numero di macchie solari, ma anche di brillamenti ed emissioni di massa, sono molto elevati. Il campo magnetico interplanetario turbolento devia i raggi cosmici in modo più rilevante rispetto ai periodi di bassa attività, ossia quando il campo magnetico è regolare. Le forti fluttuazioni non solo riducono il numero di cosmici che raggiungono la Terra, ma variano anche lo spettro e la loro direzione di propagazione (anisotropia). A partire da Luglio 1957, con l'inizio dell'Anno Internazionale della Geofisica (IGY), nasce la rete dei "Neutron Monitors", per il monitoraggio continuo delle variazioni dei raggi cosmici. Il 15 settembre 1957 è stato creato a Mosca (Izmiran) il World Data Center. In questo luogo sono raccolte tutte le osservazioni provenienti da tutto il mondo. Allo stesso tempo, i dati ottenuti dalla stazione sovietica e la Comunità europea venivano trasmesse ai centri di dati presenti negli Stati Uniti e Giappone. Al momento la rete mondiale, composta da circa 50 neutron monitors opera con diverse specifiche caratteristiche energetiche e risposte ai raggi cosmici. La Figura 2.4 mostra la distribuzione globale dei neutron monitors e dei rivelatori per muoni [42].

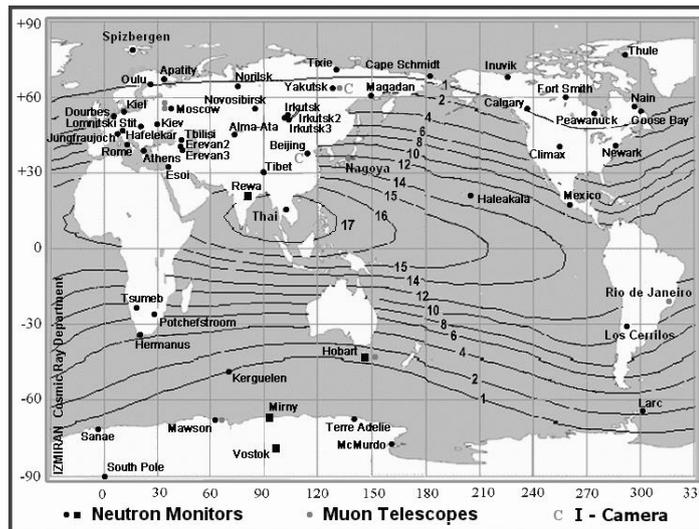


Figura 2.4. Distribuzione globale dei Neutron Monitors e dei telescopi per muoni. La soglia (cutoff) di rigidità geomagnetica è indicata dalle isolinee.

Gli studi sui dati registrati a lungo termine hanno mostrato che il flusso dei raggi cosmici varia con l'attività solare. Ogni neutron monitor è sensibile a raggi cosmici primari sopra una certa soglia di bassa rigidità (o bassa energia), che dipende dalla sua posizione sulla Terra, in particolare dalla sua latitudine, per cui è possibile combinare le misurazioni delle stazioni a diverse latitudini, da regioni polari a equatoriali. Questo consente di ricavare la storia temporale, a lungo termine, delle variazioni dei raggi cosmici come mostra la Figura 2.5, dove è tracciata l'intensità dei raggi cosmici a rigidità 10 GV ed è messa a confronto con l'evoluzione del numero delle macchie solari.

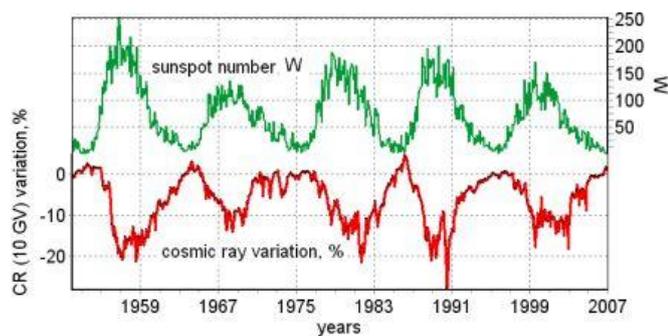


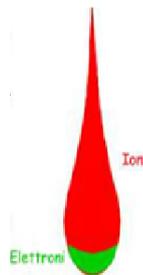
Figura 2.5. Variazioni, a lungo termine, del flusso dei raggi cosmici a confronto con l'evoluzione del numero delle macchie solari

Da gennaio 2008 è iniziato il programma *Neutron Monitor Database (NMDB)*, ossia lo sviluppo di un vero e proprio database per la registrazione in tempo reale dei dati che sono resi disponibili agli utenti tramite la rete Internet. Un neutron monitor, Osservatorio S.V.I.R.C.O. (Studio delle variazioni d'Intensità nella radiazione cosmica),

è presente a Roma ed è l'unico in Italia che fa parte di questa rete mondiale e raccoglie dati in modo ininterrotto dal 1957.

### 2.3. Il rivelatore MRPC

I rivelatori MRPC (*Multigap Resistive Plate Chamber*) rappresentano uno sviluppo delle camere RPC (*Resistive Plate Chamber*), ideate negli anni '80 da Santonico e Cardarelli [43]. Le camere RPC sono costituite da due piani resistivi paralleli di bachelite o vetro ai quali viene applicata una tensione estremamente elevata (10-12 kV). La regione compresa tra i due elettrodi, di spessore pari a qualche mm, è riempita con una miscela di gas a pressione atmosferica. La particella carica, nell'attraversare questo spessore dà luogo a fenomeni di ionizzazione con la produzione di coppie di elettroni e ioni positivi. Il processo di ionizzazione, da solo, non basterebbe per accumulare segnale sugli elettrodi. Il campo elettrico, presente tra i due piani resistivi, è così intenso che gli elettroni prodotti possono essere accelerati e acquistare energia sufficiente per dar luogo ad ulteriori processi di ionizzazione con la formazione della cosiddetta *valanga*. Il movimento di queste cariche verso gli elettrodi dà origine al segnale elettrico indotto sulle armature. Il vantaggio di lavorare in un regime di produzione a valanga consiste nell'avere un segnale più intenso rispetto al solo processo di ionizzazione. La valanga ha la tipica forma a goccia (Figura 2.5) a causa della velocità di deriva degli elettroni che è maggiore (fattore  $10^3$ ) rispetto a quella degli ioni positivi.



**Figura 2.5.** Schema della forma a goccia di una valanga.

Il numero  $N$  di elettroni prodotti è:

$$N = N_0 e^{\alpha \cdot x} \quad (2.2)$$

dove  $\alpha$  è il coefficiente di Townsend,  $x$  è la distanza percorsa dalla valanga rispetto al punto di formazione ed  $N_0$  è il numero di elettroni prodotti nella ionizzazione primaria. Considerato che il guadagno di un rivelatore è espresso da:

$$G = \frac{N}{N_0} = e^{\alpha \cdot x} \quad (2.3)$$

si osserva che esso non solo dipende dal tipo di gas utilizzati, ma anche dallo spazio che si ha per la formazione della valanga. Se tale valanga ha origine in prossimità dell'anodo, non ha lo spazio adeguato per potersi sviluppare e generare segnale rilevabile, se invece si sviluppa in prossimità del catodo, il segnale sarà abbastanza intenso da essere rivelato, ma possono svilupparsi anche delle scariche all'interno del rivelatore. Pertanto, per avere un buon segnale, è necessario che la valanga abbia origine in prossimità del catodo ed avere a disposizione abbastanza gas per potersi sviluppare. I rivelatori RPC lavorano in regime proporzionale e raggiungono efficienze prossime al 100% con una risoluzione temporale dell'ordine dei nanosecondi [44].

### 2.3.1. Principio di funzionamento del rivelatore MRPC

La necessità di avere una maggiore risoluzione temporale ed un maggior guadagno, limitando le scariche, ha portato allo sviluppo dei rivelatori MRPC. Il principio di funzionamento di un MRPC è quello dei rivelatori RPC, con la differenza che il volume di gas è suddiviso in gap ottenuti con pannelli disposti in piani paralleli ed equidistanti. I piani intermedi non sono connessi direttamente all'alta tensione, ma per effetto del campo elettrico dovuto agli elettrodi esterni, assumono un valore di tensione che viene ripartita per ogni gas-gap. I vantaggi di una struttura di questo tipo possono così essere espressi:

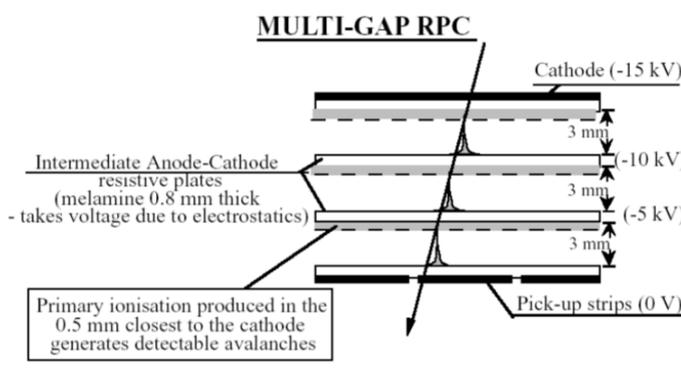
- La zona sensibile, di un dato spessore  $L$ , in cui può avvenire la prima ionizzazione, è suddivisa in  $n$  zone di lunghezza  $L/n$ , per cui i processi di formazione delle valanghe sono indipendenti in ogni singolo gap. In un RPC si ha contributo predominante della prima valanga che cresce in modo esponenziale con la distanza. In un MRPC la suddivisione in gas-gap diminuisce la possibilità di scariche.
- Il tempo di deriva degli elettroni dipende dalla distanza percorsa prima di arrivare all'anodo. Il segnale viene ad essere generato dalla migrazione degli elettroni attraverso il gas, su una determinata distanza, a partire dalla posizione in cui si è formata la valanga. Il segnale dipende quindi dalla posizione in cui avviene la ionizzazione primaria. La variazione di questa posizione provoca un *time jitter*, ossia una dispersione nel tempo di formazione del segnale. Il tempo che intercorre tra il passaggio della particella nel gas e la rivelazione del segnale dipende dal punto in cui è prodotta la valanga, per cui considerata la lunghezza utile del gas-gap e lo sviluppo della valanga, nel caso di un RPC si può provocare un notevole *time jitter*, quindi, una limitata risoluzione temporale, mentre nel caso di un MRPC il *time jitter* è notevolmente ridotto, in quanto le valanghe rivelate sono quelle prodotte nei primi 30  $\mu\text{m}$  di distanza dal catodo di

ciascuna gas-gap. Si ha quindi un miglioramento nella risoluzione spaziale (qualche cm) e temporale (ordine dei ps) [45].

- Il guadagno, in ogni singola gas-gap, viene ad essere inferiore rispetto a quanto si ha con un RPC, ma è notevolmente più stabile ed il segnale che si ottiene è la somma di  $n$  segnali indipendenti. Le fluttuazioni statistiche, quali le variazioni del numero di elettroni prodotti a seguito dei processi di moltiplicazione e alle variazioni di campo elettrico, sono dominanti in un RPC rispetto ad un MRPC dove il segnale è dato dalla media sulle singole valanghe che si sviluppano nei gas-gap.
- L'efficienza di un MRPC rimane prossima al 100%, infatti la suddivisione in gas-gap non diminuisce il volume sensibile del rivelatore, ma permette di dare freno alla valanga e, nello stesso tempo, lo spessore inferiore dei singoli gas-gap consente di mantenere il rivelatore in un regime proporzionale e non raggiungere il regime di scarica.

### 2.3.2. La struttura tipo di una camera MRPC

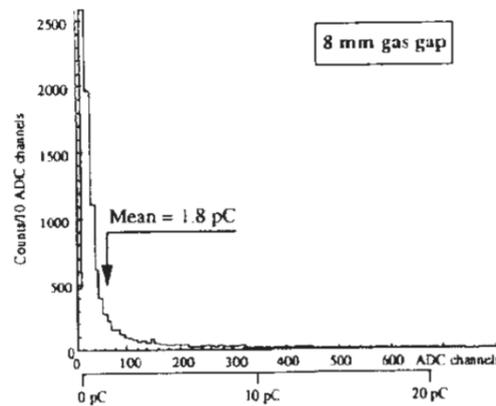
Il primo prototipo di MRPC è stato realizzato nel 1996 per il progetto Lepton Asymmetry Analyzer al CERN [46]. La struttura interna è schematizzata in Figura 2.6.



**Figura 2.6.** Schema MRPC con 3 gas-gap. Le zone in grigio sono quelle dove è probabile che inizi la ionizzazione primaria che causa il *time jitter*

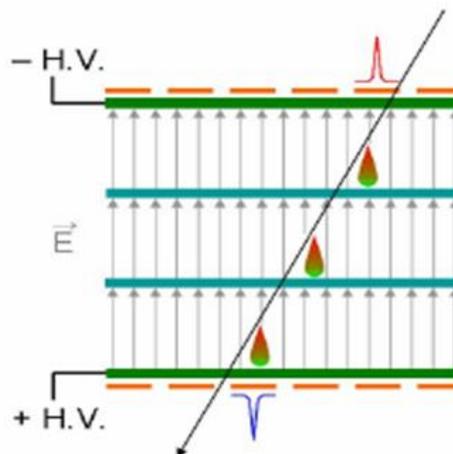
Le parti esterne sono formate da un circuito stampato PCB (Printed Circuit Board) sul quale si trovano i sensori anodici per la raccolta del segnale (Pick-up strips) e da un catodo sul quale è distribuita una vernice conduttiva. Sulle facce interne di anodo e catodo sono incollati due piani resistivi che racchiudono altri due piani intermedi liberi, i quali si caricano per effetto elettrostatico e mantengono un certo valore di tensione per il flusso di elettroni e ioni positivi creati dalle valanghe. Avere gas-gap di minore

spessore comporta che la ionizzazioni inizi a distanze dal catodo minori di 1-1.5 mm, tipici per un RPC, per avere segnale rivelabile. La variazione della posizione iniziale di formazione delle cariche, che è la causa del *time jitter*, è limitata ad uno spessore più piccolo, per cui, come detto nel paragrafo precedente, si riduce anche il *time jitter*. Inserendo 3 gas-gap, rispetto ad un RPC dello stesso spessore, il *time jitter*, si riduce di 1/3. Questo comporta anche una diversa forma dello spettro di carica. Un RPC ha una distribuzione con andamento esponenziale, piccato sullo zero (Fig 2.7) [47].



**Figura 2.7.** Spettro di carica per un RPC con gas-gap di 8 mm

In un MRPC il segnale, come detto precedentemente, è dato dalla media sulle singole valanghe che si sviluppano nei gas-gap (Figura 2.8), per cui si ha una distribuzione simile ad una distribuzione di Landau, con il picco distante dallo zero (Figura 2.9).



**Figura 2.8.** Rappresentazione schematica di una valanga nei gas-gap di un MRPC

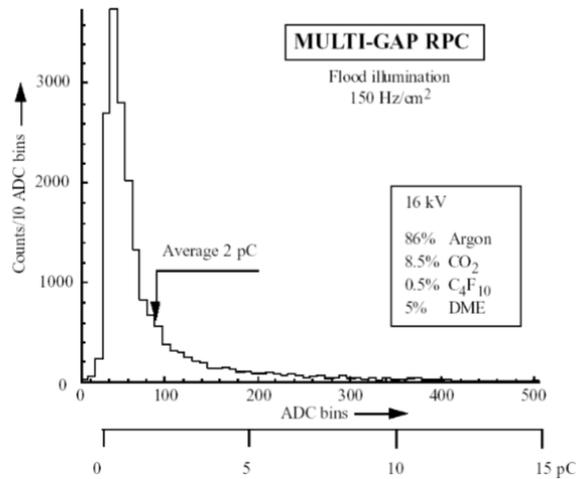


Figura 2.9. Spettro di carica di un MRPC con 3 gas-gap di 3mm ciascuno

Successivamente, nel 2000, si realizza un prototipo di MRPC a 6 gas-gap per il sistema TOF (Time Of Flight) dell'esperimento ALICE (A Large Ion Collider Experiment) di LHC [48]. Il prototipo è costituito da due PCB, formati da piani di vetro ad alta resistività, sui quali sono disposti sensori (pad) in rame. Uno strato di mylar isola il piano dei pad dall'elettrodo in grafite. I piani interni che formano i gas-gap sono 5 vetri e la spaziatura è realizzata con filo da pesca per dare omogeneità alla stessa. La rigidità alla struttura viene data da due pannelli di honeycomb, materiale composito a nido d'ape. Sul PCB sono saldati dei connettori, i quali tramite piattine di cavi (flat-cable) trasmettono i segnali alle opportune schede di elettronica. Nel corso della lunga attività di ricerca sono stati realizzati e testati numerosi prototipi di MRPC ottenendo buoni risultati. Ma per realizzare un rivelatore con efficienza prossima al 100% e risoluzione temporale dell'ordine dei 100 ps, era necessario aumentare il numero dei gas-gap e, di conseguenza, il volume del gas con aumento della regione di formazione della valanga. In questo modo, però, si dovrebbe aumentare la tensione di lavoro e si andrebbe ad aumentare l'impronta lasciata dalla carica sui pad di lettura con la probabilità di avere un doppio hit su due pad adiacenti. Si realizzano quindi MRPC a doppio *stack* ossia con due camere simmetriche rispetto al circuito prestampato PCB. I tests su questa tipologia di rivelatori hanno fornito valori medi di efficienza intorno a 99% e risoluzione temporale intorno a 60 ps [49].

### 2.3.3. Scelta della miscela gassosa

Una particella carica che attraversa un mezzo gassoso interagisce con le molecole del gas. In seguito alle collisioni si creano nel mezzo un certo numero di coppie primarie elettrone-ione positivo. In presenza di un campo elevato molti elettroni, accelerati dal campo stesso nel gas-gap, danno origine a nuove coppie secondarie dando inizio alla

formazione della cosiddetta valanga. La velocità di deriva degli ioni verso il catodo è di almeno di due ordini di grandezza minore rispetto a quella degli elettroni in movimento verso l'anodo. In questo modo si ottengono due distribuzioni di carica, quella negativa degli elettroni in testa alla valanga e quella positiva degli ioni in coda alla valanga. Tale valanga continua il suo sviluppo fino a quando il campo elettrico, generato dalle cariche prodotte, eguaglia quello esterno. Quindi avvengono processi di ricombinazione ione-elettrone che possono produrre fotoni. Questi, a loro volta, possono produrre nuove coppie e formazione di valanghe secondarie con un fattore di moltiplicazione  $M$  espresso da:

$$M = \frac{n}{n_0} = e^{\alpha d} \quad (2.4)$$

dove  $n$  è il numero di elettroni alla distanza  $d$  ed  $n_0$  il numero di elettroni primari,  $\alpha$  il coefficiente di Townsend che rappresenta il numero di coppie elettrone-ione, prodotte da un elettrone per unità di lunghezza di deriva. Se, durante il processo di formazione della valanga,  $M$  raggiunge un valore  $M \geq 10^6$ , la valanga raggiunge una dimensione tale per cui il campo è perturbato e non è più omogeneo. Per valori di  $M \sim 10^8$  si crea una scarica. Se tale processo detto di *streamer* non è arrestato, il catodo libera altri elettroni capaci di irradiare energia sufficiente a generare nuove valanghe o di ionizzare ancora il gas. La densità di ioni potrebbe essere così alta da formare un plasma conduttore di ioni, elettroni e fotoni e produrre una corrente attraverso il gas. Questa fase è quella detta scintilla.

La moltiplicazione incontrollata dei portatori di carica può, come detto prima, provocare una scarica attraverso tre processi: lo streamer, la scintilla, la foto-ionizzazione. Per tali motivi la scelta della miscela dei gas da utilizzare è molto importante. Inizialmente si è utilizzato il regime a scintilla perché il segnale fornito dalla carica indotta era più ampio rispetto al regime a valanga. La modalità a scintilla, tuttavia, poneva altri problemi come un basso tasso di frequenza degli eventi osservabili, intorno a  $10 \text{ Hz/cm}^2$  rispetto ai  $150 \text{ Hz/cm}^2$  della modalità a valanga, assieme ad un non trascurabile *time walk*, ovvero una variazione sistematica del tempo assoluto di risposta del rivelatore [50]. Anche l'efficienza si riduce notevolmente con il rate di frequenza in quanto la carica che si accumula sui piani resistivi riduce il campo elettrico attraverso i gas-gap. Il campo si riporta al suo valore originario attraverso la corrente che passa attraverso i piani resistivi. Tale comportamento provoca anche una maggiore dissipazione di potenza rispetto al regime a valanga [51]. Queste problematiche hanno portato a preferire la modalità a valanga. La miscela utilizzata inizialmente per i rivelatori RPC, che funzionavano in regime di streamer, era formata per 2/3 di Argon, 1/3 di Butano unito ad una piccola frazione di Freon. Il Butano assorbe i fotoni UV che potrebbero formare una ulteriore valanga, per ionizzazione secondaria. Il Freon ha una grande affinità

elettronica per cui cattura gli elettroni esterni alla valanga principale e ne riduce le dimensioni. Tuttavia, con il regime a valanga, si manifestava una certa instabilità relativa all'efficienza. Si scelgono miscele con valori della densità di ionizzazione primaria molto alta, in quanto bassi valori darebbero luogo ad una inefficienza a causa della riduzione del numero di coppie primarie. Miscele contenenti il Freon, caratterizzate da elevati valori di densità di ionizzazione primaria, sono preferibili rispetto a quelle ricche di Argon. Le misure fatte con miscele contenenti 85% di Freon hanno dato una elevata efficienza per alti valori di tensione. La miscela utilizzata per i rivelatori del TOF di ALICE è composta per il 90% di freon ( $C_2F_4H_2$ ), il 5% di isobutano ( $C_4H_{10}$ ), il 5% di esafluoruro di zolfo ( $SF_6$ ). Le principali caratteristiche della miscela sono l'elevata densità e la non infiammabilità, infatti la quantità di isobutano è vicina ma inferiore al limite di infiammabilità. L'esafluoruro di zolfo è un gas elettronegativo che inibisce la transizione da valanga a streamer.

#### **2.3.4. L'elettronica di front-end e di read-out**

Il sistema di lettura dei segnali è basato essenzialmente su due componenti:

- l'elettronica di Front-End
- la scheda di read-out

La scheda di Front-End (FEA: Front End Amplifier) contiene un chip NINO-ASIC (Application Specific Integrated Circuit), sviluppato da un gruppo di ricercatori INFN di Bologna e del CERN. Il chip, ultraveloce ed a basso potere dissipativo, ha otto canali ognuno disegnato con amplificatore e discriminatore. La scheda invia, in uscita, un segnale di larghezza relativa alla durata dello stesso TOT (Time Over Threshold), proporzionale alla carica rilasciata [52]. La misura della carica è fondamentale per correggere l'effetto di *time slewing*, ossia, allorquando due segnali analogici contemporanei con ampiezze diverse sono convertiti in digitale dal discriminatore, *leading edge discriminator*, essi sono letti dal TDC (Time Digital Converter) come asincroni.

Un TDC converte un intervallo di tempo in numero. Il segnale viene letto da un TDC integrato in una scheda elettronica TRM (TDC Read-out Module). Il TRM è basato su un ASIC HPTDC (High Performance Time Digital Converter), ossia un TDC con caratteristiche a multi hit e multi eventi sviluppato dal gruppo di microelettronica del CERN [53] e capace di misurare contemporaneamente il tempo del fronte di salita (*leading edge*) e del fronte di discesa (*trailing edge*) dei segnali. La differenza in tempo tra il *trailing edge* e il *leading edge*, detta *Time Over Threshold* (TOT), misura l'ampiezza del segnale ovvero la carica indotta sull'elettrodo. Come detto in precedenza, due segnali analogici contemporanei con ampiezza diversa sono letti sfalsati quando

sono convertiti in digitale (effetto di *time slewing*). Il *leading edge*, infatti, è diverso per i due segnali perché recepito non appena supera la soglia del TDC. La misura del tempo di volo della particella, ottenuta in base al segnale *leading edge* del TDC, pertanto, deve essere corretta per effetto di *time slewing*.

#### **2.4. Array di rivelatori scientifico-didattici**

Alla fine degli anni '90 si sono realizzati diversi array di rivelatori per lo studio dei raggi cosmici che hanno visto il coinvolgimento degli istituti scolastici. Tra i primi progetti abbiamo **ALTA** (*Alberta Large-scale Time-coincidence Array*) che, nato in Canada nel 1995, vede attualmente la collaborazione tra l'Università di Alberta (Canada), L'Istituto di Fisica Applicata della Technical University di Praga e la Facoltà di Scienze e Filosofia della Silesian University di Opava nella stessa Repubblica Ceca. Il progetto comune **ALTA/CZELTA** (*CZELTA: CZEch Large-area Time coincidence Array*) ha l'obiettivo di trovare correlazioni nei tempi d'arrivo e coincidenze degli sciame estesi grazie all'utilizzo del GPS. Lo scopo comunque non solo è scientifico, ma anche pedagogico per l'innovativo coinvolgimento degli studenti [54].

Un'altra rete didattica di rivelatori è **CHICOS** (*California High school Cosmic ray Observatory*). L'array CHICOS è in funzione dal 2003 ed è composto da 77 coppie di scintillatori con fotomoltiplicatori situati sui tetti degli edifici scolastici nei dintorni di Los Angeles [55].

**WALTA** (*WAshington Large Area Time coincidence Array*) è una rete che coinvolge istituti scolastici distribuiti nei dintorni di Seattle. Anche in questo caso si utilizzano scintillatori plastici.

**SCROD** (*School Cosmic Ray Outreach Detector*), situato in Massachusetts (USA), è sempre una rete didattica di rivelatori per lo studio dei raggi cosmici, ma si differenzia dagli altri esperimenti in quanto utilizza delle piastrelle di 20 scintillatori con incorporate fibre e fotodiodi a valanga invece dei fotomoltiplicatori. Questa scelta permette di diminuire i costi permettendo di coinvolgere più scuole [56].

Il primo progetto che nasce in Europa nel 2001 è **SkyView**. Si tratta di una rete di rivelatori con una estensione di circa 5000 km<sup>2</sup> nel territorio del Nord Reno-Vestfalia (Germania). Ogni stazione è costituita da quattro rivelatori a scintillazione e relativi fotomoltiplicatori installati su edifici pubblici e istituti scolastici [57].

Nel 2002, a Stoccolma, nasce il progetto **SEASA** (*The Stockholm Educational Air Shower Array*), mentre in Olanda si realizza il progetto **HiSPARC**, costituito da un centinaio di stazioni distribuite su tutto il territorio olandese, in particolare intorno alle città di Amsterdam, Groningen, Leiden, Nijmegen e Utrecht. Questa distribuzione permette oltre allo studio delle correlazioni di sciame estesi anche lo studio dei singoli sciame in ognuna delle stesse città [58].

## **2.5. Il Progetto EEE**

Il Progetto EEE (*Extreme Energy Events*) si inserisce in questo contesto mondiale ed europeo di esperimenti su larga scala per la rivelazione di raggi cosmici di energia estrema. Il progetto, ideato dal Professore Antonino Zichichi, nasce ufficialmente il 3 Maggio 2004 con la presentazione al ministro dell'Istruzione, Università e Ricerca. Sono coinvolti, oltre al MIUR (Ministero dell'Istruzione, Università e Ricerca) che finanzia il progetto, diversi Enti: il Centro Studi e Ricerche "Enrico Fermi" con il compito di coordinare tutte le attività, il Centro Europeo di ricerche in Fisica Nucleare e Subnucleare (CERN), la Fondazione e Centro di Cultura Scientifica "Ettore Majorana", l'Istituto Nazionale di Fisica Nucleare (INFN) [59].

### **2.5.1. Descrizione del progetto**

Il progetto EEE, pur inserendosi in un contesto internazionale finalizzato allo studio dei raggi cosmici di energia estrema, ha delle proprie peculiarità tecniche che saranno illustrate di seguito, ma si differenzia dagli altri soprattutto per una sua caratteristica che lo rende speciale: i suoi telescopi sono installati all'interno degli edifici scolastici. Studenti e docenti partecipano a tutte le fasi del progetto: assemblaggio e installazione dei rivelatori, alla presa dati e relativa analisi per "*portare la scienza nel cuore dei giovani*", come dice l'ideatore del progetto, professore Antonino Zichichi. Studenti e docenti sono così coinvolti in un'impresa scientifica alla frontiera delle conoscenze attuali e sono sempre seguiti dal personale tecnico e dal gruppo di ricercatori afferenti agli enti di ricerca coinvolti nel progetto, i quali, oltre alla ricerca specifica, hanno il ruolo fondamentale di diffusori e promotori della cultura scientifica. Il progetto, strutturato su base modulare, prevede l'installazione dei rivelatori in almeno un centinaio di istituti scolastici. Esso si è sviluppato in diverse fasi. Nella fase iniziale sono stati coinvolti 7 Istituti Scolastici, dislocati da Nord a Sud d'Italia, e precisamente: Torino, Bologna, Frascati, L'Aquila, Cagliari, Lecce, Catania. L'avventura scientifica di studenti e docenti referenti delle scuole pilota inizia con lo stage di training tecnico-scientifico, della durata di una settimana, al CERN di Ginevra dove costruiscono i rivelatori MRPC (*Multigap Resistive Plate Chamber*). Successivamente i rivelatori sono trasferiti nelle varie sedi per procedere, con l'ausilio del personale tecnico e dei ricercatori, all'assemblaggio e messa in funzione con appositi test. In breve tempo, negli anni 2005-2006, il progetto è stato esteso ad altre 14 scuole e, visti i risultati soddisfacenti, il progetto dal 2009 in poi è stato esteso ad altri istituti scolastici in differenti località in modo da incrementare la copertura degli array di rivelatori e migliorarne le prestazioni.

Allo stato attuale sono presenti circa 50 telescopi, di cui 2 di essi sono installati al CERN di Ginevra mentre altri 3 sono installati presso le sedi INFN. I telescopi, distribuiti su tutto il territorio italiano, coprono un'area di circa  $3 \cdot 10^5 \text{ km}^2$ . La mappa riportata in Figura 2.10 mostra la distribuzione degli stessi nelle diverse località.



**Figura 2.10.** Mappa della distribuzione dei telescopi EEE. La stellina individua le località dove sono presenti uno o più telescopi, indicati dal numero scritto all'interno della stessa.

### 2.5.2. Obiettivi didattico-scientifici del progetto

La partecipazione diretta degli studenti alla costruzione dei rivelatori presso il CERN, alla installazione e gestione nelle loro scuole, al monitoraggio, alla presa dati e relativa analisi, è parte integrante del progetto EEE che li rende protagonisti di un vero, grande esperimento scientifico e far scoprire loro la passione per la scienza, sperimentandola a diretto contatto con il mondo della ricerca. Tutto questo consente di:

- Comprendere attraverso il fare.
- Favorire un apprendimento cooperativo.
- Mettere in azione docenti e studenti come un unico team.
- Favorire un'ampia collaborazione di ricercatori professionisti con docenti e studenti delle scuole secondarie superiori in un ricco programma scientifico.
- Far conoscere i meccanismi dell'acquisizione dati tipici di una ricerca professionale.

Questa collaborazione, oltre ad evidenziare il ruolo della scienza e della tecnologia, consente agli studenti di acquisire conoscenze in differenti discipline:

- **Fisica:** la fisica del rivelatore, campi elettrici e magnetici, fisica delle particelle, relatività e astrofisica.
- **Elettronica:** assemblaggio e gestione delle schede di elettronica.
- **Informatica:** implementazione e gestione del software di acquisizione e analisi dati, implementazione e gestione dei sistemi di controllo in remoto, software di trasferimento dati.
- **Biologia:** effetti della radiazione nei processi biochimici.
- **Scienza e tecnica dei materiali:** studio dei dispositivi meccanici e dei materiali utilizzati nel progetto.

Il progetto, a differenza degli altri network didattici che studiano la componente elettromagnetica degli sciami mediante l'uso di rivelatori a scintillazione, è finalizzato alla rivelazione ed allo studio della componente muonica ed utilizza telescopi traccianti costituiti da tre piani di rivelatori MRPC. Si tratta di rivelatori gassosi a ionizzazione, basati sullo stesso principio di quelli utilizzati per il TOF (*Time of Flight*) dell'esperimento ALICE, anche se di dimensioni maggiori. Gli MRPC, ideati nell'ambito dell'esperimento ALICE al CERN per ottenere la massima precisione possibile nella misura del tempo di volo delle particelle, presentano un'ottima risoluzione temporale e spaziale [60]. Le caratteristiche di questo tipo di rivelatori e la loro disposizione all'interno dell'array consentono di poter determinare correlazioni tra

dati provenienti da più telescopi installati a distanze relative dell'ordine di qualche chilometro, come quelli che si trovano nella stessa città (es. Savona, L'Aquila, Cagliari..) che consente lo studio di sciame estesi. I telescopi posizionati in scuole distanti al massimo qualche chilometro consentono di rivelare i muoni che appartengono allo stesso sciame e avere così informazioni sul raggio cosmico primario che lo ha generato. La superficie totale ricoperta dalla rete e le distanze fra i telescopi posti a centinaia di chilometri l'uno dall'altro consentono anche lo studio degli eventi di correlazione a grandi distanze, ossia quegli eventi in cui sciame distinti sono rivelati contemporaneamente da rivelatori posti a queste distanze, identificando così gli sciame di particelle generati nell'atmosfera dai raggi cosmici di energia più elevata. Il telescopio EEE permette quindi di determinare con buona precisione il punto di impatto delle particelle su ciascuna camera con le finalità che possono così essere sintetizzate:

- ✓ Ricostruire la direzione di arrivo dei raggi cosmici che attraversano il singolo telescopio.
- ✓ Rivelare e caratterizzare i singoli sciame che investono in ciascuna città i telescopi installati in scuole distanti al massimo qualche chilometro.
- ✓ Effettuare uno studio della correlazione fra sciame a grandi distanze, attraverso la sincronizzazione dei diversi telescopi, grazie alla tecnologia GPS della quale ogni telescopio è dotato.

Nelle singole scuole, tramite il monitoraggio continuo del flusso dei muoni, si possono anche esaminare le piccole fluttuazioni dovute ai fenomeni meteorologici locali, come le variazioni della pressione atmosferica, ma anche le variazioni legate ai fenomeni di origine solare.

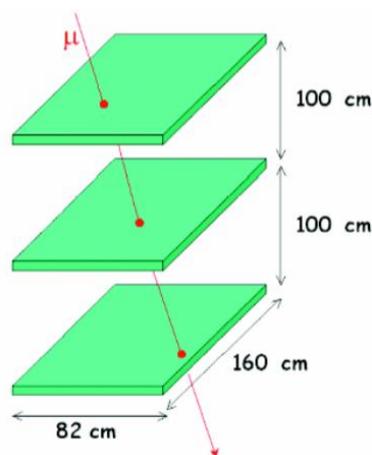
### **2.5.3. Il rivelatore**

Le camere del rivelatore per muoni del progetto EEE sono delle MRPC che presentano una struttura molto simile a quelle utilizzate per l'esperimento ALICE, ma con differenze relative alle dimensioni, la segmentazione degli elettrodi e l'utilizzo di alcuni materiali. Lo scopo principale del progetto è la rivelazione e lo studio dei raggi cosmici di elevatissima energia con il coinvolgimento diretto degli studenti. Per rivelare simili eventi occorre anzitutto una vasta area di rivelatori in modo da rilevare correlazioni tra particelle appartenenti a sciame estesi. La correlazione tra eventi che coincidono in piccole "finestre" attorno al tempo e alla direzione di arrivo, grazie all'utilizzo del sistema di posizionamento GPS (Global System Position) per la sincronizzazione dei diversi apparati, consente di ricavare informazioni sullo sciame (apertura angolare, energia, punto di produzione, direzione dell'asse) e quindi sul raggio cosmico primario che lo ha generato. Nella progettazione si è tenuto conto di talune caratteristiche che tale

apparato dovesse avere non solo per ricostruire la traccia del muone, ma anche per poter essere installato negli edifici scolastici:

- poter coprire una vasta area per lo studio della correlazione spazio-temporale tra sciame
- avere un costo relativamente limitato e, allo stesso tempo, essere resistente, ossia essere capace di poter operare per diversi anni con il minor numero di interventi di manutenzione
- poter ricostruire la traiettoria del muone e localizzare il punto di incidenza con una risoluzione spaziale di qualche centimetro in entrambe le coordinate
- avere una risoluzione temporale dell'ordine dei ps per correlare eventi rivelati da telescopi distanti tra loro, ma riconducibili allo stesso sciame
- soddisfare le norme di legge per poter essere installato in edifici pubblici

La capacità di ricostruire la traccia del muone e determinarne il punto di incidenza è garantita dalla risoluzione spaziale dell'apparato. Una ottima risoluzione spaziale si ottiene con una maggiore segmentazione, quindi tramite rivelatori a scintillazione, ma il numero elevato di fotomoltiplicatori avrebbe inciso notevolmente sui costi di realizzazione. La camera multigap a piani resistivi, sperimentata per il TOF di ALICE, soddisfa le caratteristiche sopraesposte con una notevole efficienza. Essa ha anche una buona risoluzione temporale ed, utilizzando la coincidenza su tre piani di MRPC e il tempo di volo del muone, permette non solo di ricostruire la traiettoria con un'incertezza di qualche centimetro, ma anche di discriminare il segnale dal rumore di fondo [61]. Le tre camere sono disposte su piani paralleli a distanza di 1m l'una dall'altra (Figura 2.11). La distanza può essere variata tramite una apposita struttura meccanica di supporto. La determinazione dei tre punti di impatto sui tre piani permette di ricostruire la traiettoria della particella che ha attraversato il rivelatore.



**Figura 2.11.** Schema di 3 MRPC poste su piani paralleli per la ricostruzione del muone.

### 2.5.4. La struttura di una camera MRPC per il progetto EEE

Le camere MRPC che formano il rivelatore del progetto EEE hanno la struttura mostrata in Figura 2.12.

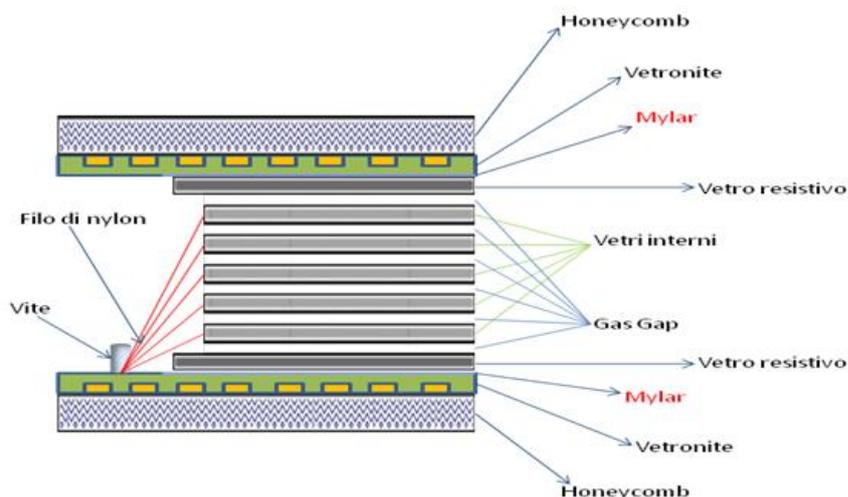
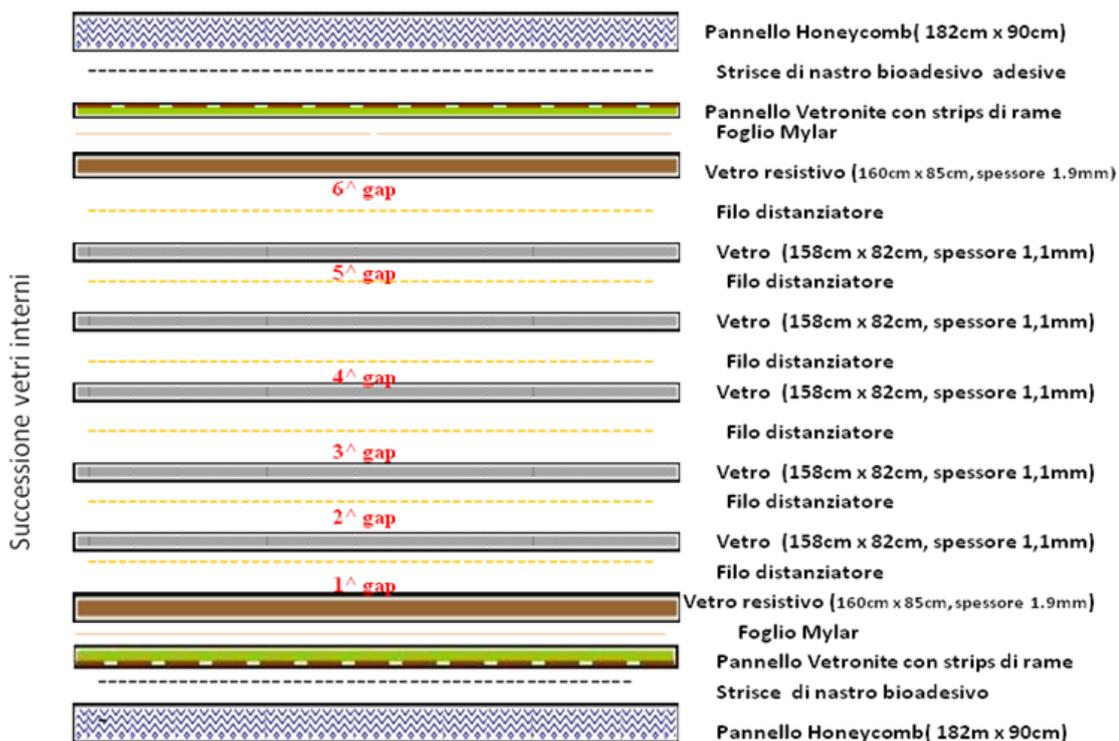


Figura 2.12. Schema in sezione della struttura interna di un MRPC per il progetto EEE

La costruzione di una MRPC è relativamente semplice ed il materiale che si utilizza è di facile reperibilità. In Tabella 2.2 sono riportati gli elementi costitutivi ed in Figura 2.13 la successione degli strati e relative dimensioni.

Elementi Camera MRPC				
Materiale	Numero piani	Lunghezza (cm)	Larghezza (cm)	Spessore (mm)
Pannello Vetronite	2	182	90	1.5
Foglio Mylar	2	182	90	0.16
Vetro esterno	2	160	85	1.9
Vetro interno	5	158	82	1.1
Intercapedine gas	6			0.3
Area attiva del rivelatore				14.42
Pannello honeycomb	2	182	90	15
Spessore totale del rivelatore				44.42

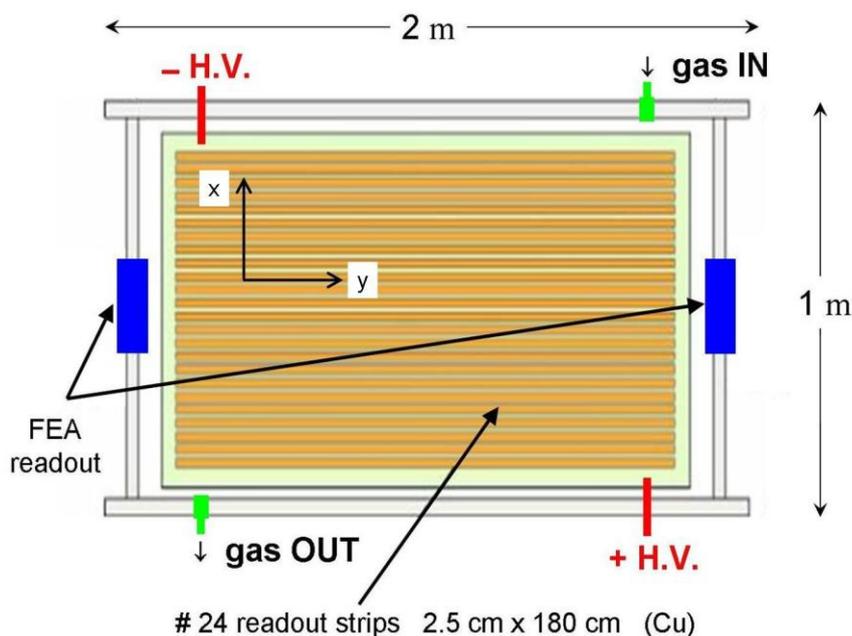
Tabella 2.2. Elementi che costituiscono un MRPC e relative dimensioni



**Figura 2.13.** Successione strati struttura interna MRPC

La struttura consiste in una parte interna (182cm x 90cm) entro la quale è racchiuso il volume sensibile della miscela gassosa. Il catodo e anodo sono due vetri (160cm x 85cm, spessore 1.9mm) trattati con vernice resistiva. Lo spazio tra questi vetri esterni è suddiviso in 6 gap di piccolo spessore (300 $\mu$ m) da 5 vetri intermedi (158cm x 82cm, spessore 1.1mm). Lo spessore tra i gas-gap è ottenuto con filo da pesca (300  $\mu$ m). Anodo e catodo sono inoltre a contatto con un foglio di mylar steso sul piano di vetronite di pari area (182cm x 90cm). Sul pannello di vetronite sono poste 24 strisce di rame di larghezza 2.5cm e separate da uno spazio di 7mm tra loro, mentre la distanza dai lati più lunghi è pari a 7cm. Queste strips rappresentano gli elettrodi di lettura dei segnali. Al passaggio di una particella carica gli elettroni della valanga inducono un segnale che si propaga sino alle estremità della strip. Ognuna di queste strips è connessa da entrambe le estremità, tramite cavi twisted-pair, ad un sistema di elettronica per l'acquisizione e trasmissione del segnale. Sui bordi esterni più lunghi dello stesso pannello sono fatti i fori dove sono inserite le viti di plastica che servono per avvolgere il filo da pesca che funge da distanziatore tra i vetri interni. Per dare stabilità alla struttura i pannelli di vetronite sono fissati a due pannelli di honeycomb (182cm x 90cm). Ai quattro angoli della vetronite sono posti dei distanziatori per fissare la struttura interna. Il tutto è chiuso in un box di alluminio a tenuta stagna (200cm x 100cm esterno, 192cm x 92cm interno). Alle estremità dei lati lunghi sono posti gli

innesti dei tubi di ingresso-uscita gas e i connettori HV, mentre sui lati corti sono poste le schede di elettronica ( Figura 2.14).



**Figura 2.14.** Schema con la disposizione delle strip sul piano di vetronite e della struttura esterna con disposizione dei connettori HV, gas e schede di Front-End.

### 2.5.5. Risoluzione spaziale e temporale

Per determinare la posizione  $P(x,y)$  di un muone che colpisce un piano del rivelatore, è necessario fissare un riferimento cartesiano  $Oxy$ . La coordinata  $y$ , perpendicolare alla direzione delle strips, è fornita dalla posizione della strip su cui si è propagato il segnale. Considerato che i centri di due strip adiacenti distano 3,2 cm, l'incertezza su questa coordinata è data dalla semidistanza e fornisce la risoluzione spaziale con la quale si ricostruisce il punto d'impatto lungo questa direzione, ossia  $\Delta y = 1,6$  cm, ma è minore qualora due strip vicine diano entrambe segnale. La coordinata  $x$  è data dalla differenza tra i tempi di arrivo del segnale ai due capi della camera. Posto lo zero al centro della striscia, lunga 180 cm, il segnale impiega circa 11 ns per percorrere metà della sua lunghezza. La risoluzione temporale è stata determinata ed è intorno ai 100 ps [62]. Non si conosce l'istante iniziale  $t_0$  in cui la particella colpisce la strip ma, indicata con  $l$  la lunghezza della strip, con  $t_1$  e  $t_2$  i tempi di arrivo del segnale ai due estremi della strip registrati dall'elettronica, possiamo indicare la differenza temporale nei due casi:

$$\Delta t_1 = t_1 - t_0 \quad (2.5)$$

$$\Delta t_2 = t_2 - t_0 \quad (2.6)$$

Nota la velocità  $v_s$  di propagazione del segnale, si determina la coordinata  $x$  dalle equazioni del moto:

$$\begin{cases} x = v_s(t_1 - t_0) \\ l - x = v_s(t_2 - t_0) \end{cases} \quad (2.7)$$

da cui si ricava la coordinata  $x$ :

$$x = \frac{l}{2} + \frac{v_s}{2}(t_1 - t_2) \quad (2.8)$$

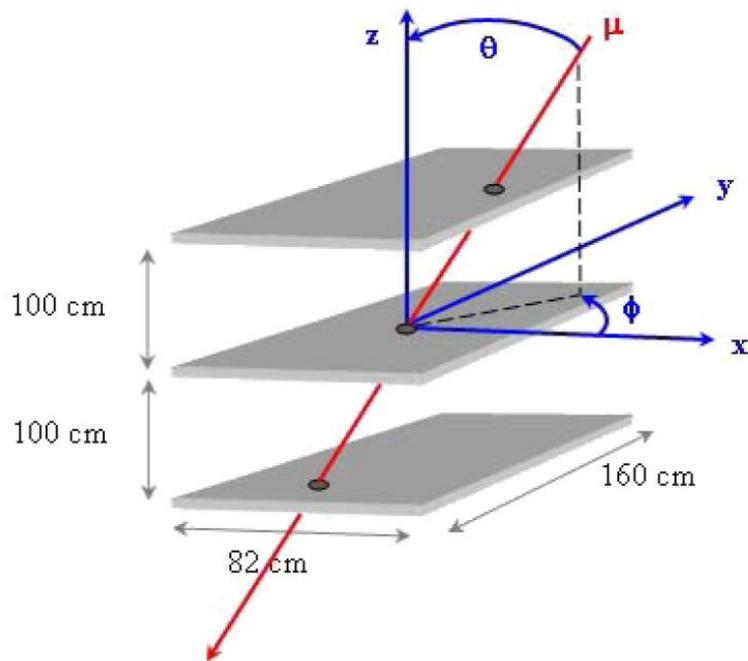
L'incertezza  $\Delta x$  sulla coordinata  $x$  la determiniamo come:

$$\Delta x = \frac{1}{2} \Delta l + \frac{1}{2} v_s \Delta t \quad (2.9)$$

dove  $\Delta l$  è l'incertezza sulla lunghezza,  $\Delta t$  è l'incertezza sull'intervallo  $(t_1 - t_2)$ ,  $v_s$  è la velocità di propagazione del segnale che è dell'ordine  $10^8$  m/s per cui, l'incertezza della quantità  $v_s \Delta t$  è prevalente. Nota la risoluzione temporale del rivelatore che è dell'ordine dei 100 ps, si ha che l'incertezza su  $v_s \Delta t$  è dell'ordine di  $10^{-2}$  m. Questo indica che anche l'incertezza sulla coordinata  $x$  è dell'ordine del centimetro.

La (2.7) consente anche di ricavare  $t_0$  ossia il tempo (tempo di volo) che la particella impiega ad attraversare l'apparato.

La coordinata  $z$  è data dalla distanza tra le camere, dove lo zero è individuato sulla camera centrale (Figura 2.15).



**Figura 2.15.** Schema delle tre camere MRPC dove in azzurro è indicato il sistema di riferimento.

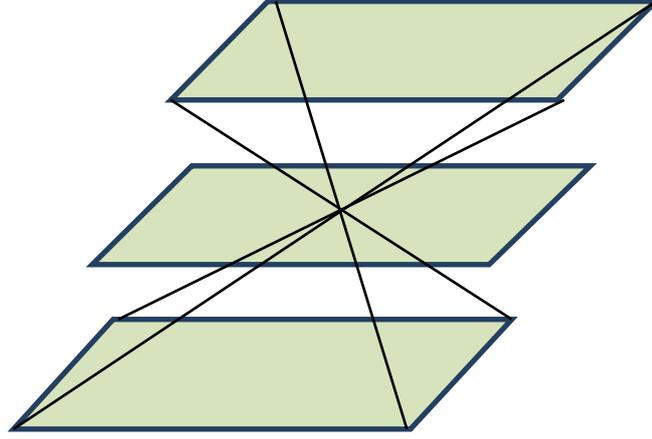
L'incertezza sulla coordinata  $z$  è data dallo spessore dell'area attiva del rivelatore, costituita dalla distanza tra gli elettrodi, ossia 1,44 cm (Tabella 2.2).

### 2.5.6. Geometria e accettazione

Il rivelatore, come detto in precedenza, è costituito da 3 piani di MRPC, di area  $(1,60 \times 0,82) \text{ m}^2$ , posti alla distanza di 1 m. Il sistema di riferimento utilizzato per la ricostruzione delle tracce è così individuato:

- L'origine è al centro della camera posta nel mezzo
- L'asse  $z$  è individuato dalla posizione
- Gli assi  $x$  ed  $y$  sono sul piano  $xy$
- L'angolo zenitale  $\vartheta$  delle tracce è misurato rispetto all'asse  $z$
- L'angolo azimutale  $\Phi$  è misurato sul piano  $xy$  rispetto all'asse  $x$

Considerata la simmetria del rivelatore, rispetto alla camera centrale, l'angolo solido, coperto dal rivelatore, è visto con il vertice della doppia piramide a base rettangolare schematizzata in Figura 2.16.



**Figura 2.16.** Schema che individua la doppia piramide con il vertice centrato sulla camera mediana

Per stimare l'accettanza (efficienza geometrica) del rivelatore e quindi la possibilità di ricostruzione delle tracce, è stata fatta una simulazione Montecarlo generando  $10^7$  muoni [63], con una distribuzione angolare uniforme su tutto l'angolo solido, attorno all'apparato, definito da  $0 < \Phi < 360^0$  e  $0 < \cos(\vartheta) < 1$ . La generazione è stata effettuata a partire da distribuzioni uniformi in quanto in  $\Phi$  e  $\cos(\vartheta)$  in quanto ogni elemento di angolo solido è definito da:

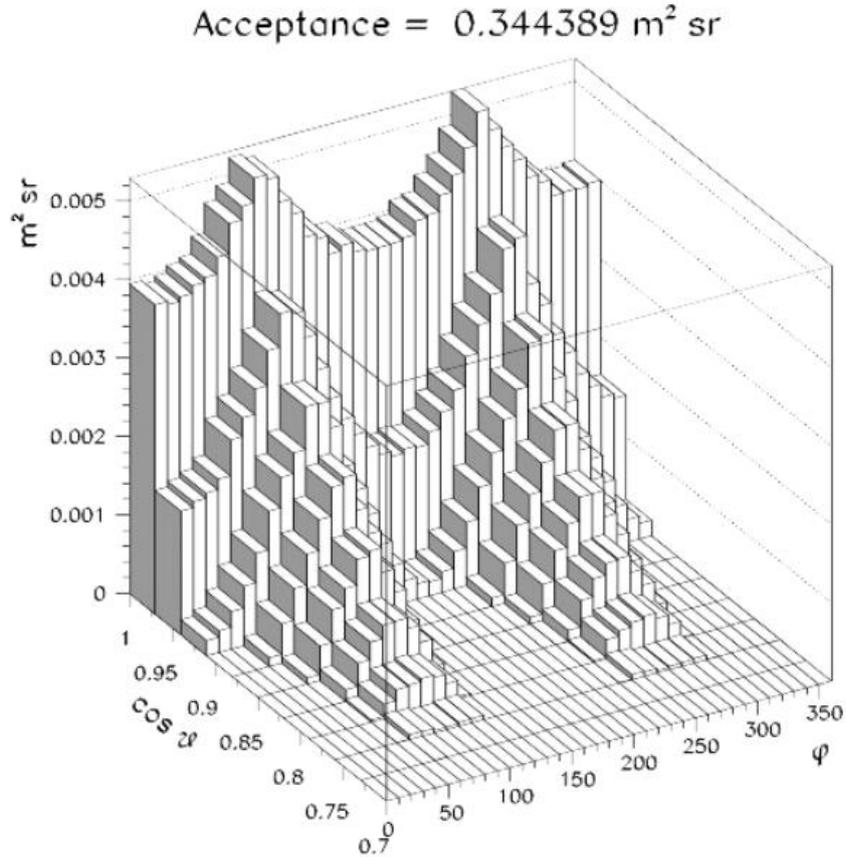
$$d\Omega = \sin(\theta) d\theta d\Phi = d(\cos(\vartheta)) d\Phi \quad (2.10)$$

Il punto d'impatto della particella è scelto in modo uniforme all'interno del disco ortogonale alla direzione della traccia, centrato nel baricentro del rivelatore, con raggio  $R$  pari a 135 cm, ossia la massima dimensione trasversale che, con riferimento alla figura 2.16, corrisponde alla distanza tra il vertice della piramide, centrato sul rettangolo mediano, e uno qualsiasi dei vertici del rettangolo superiore o inferiore. Per ognuna delle tracce delle particelle, definita dalla coppia di angoli  $\vartheta$  e  $\Phi$ , e dal punto d'impatto sul rivelatore, si possono individuare i punti di intersezione con ognuna delle 3 camere MRPC. La traccia del muone, infatti, si considera ricostruita quando esso colpisce tutti i 3 piani del rivelatore. L'accettanza è definita in ogni intervallo angolare (*bin*) da:

$$A = \frac{N_{Rec}}{N_{Gen}} (S \cdot d\Omega) \quad (2.11)$$

dove  $N_{Rec}$  indica il numero di muoni ricostruiti,  $N_{Gen}$  quello dei muoni generati,  $S$  è la superficie del disco ortogonale entro cui si trovano i punti d'impatto, e  $d\Omega$  rappresenta la porzione di angolo solido. Con le camere poste alla distanza di 1 m,  $R = 1,35$  m, si trova che la misura di  $S$  è pari a  $5,68 \text{ m}^2$  e, per ogni *bin*,  $d\Omega = 5,24 \cdot 10^{-3} \text{ sr}$ , per cui il valore

dell'accettanza, determinata su tutti i bin angolari è stata trovata essere di  $0,34 \text{ m}^2 \text{ sr}$ , come mostrato in Figura 2.17, [64].

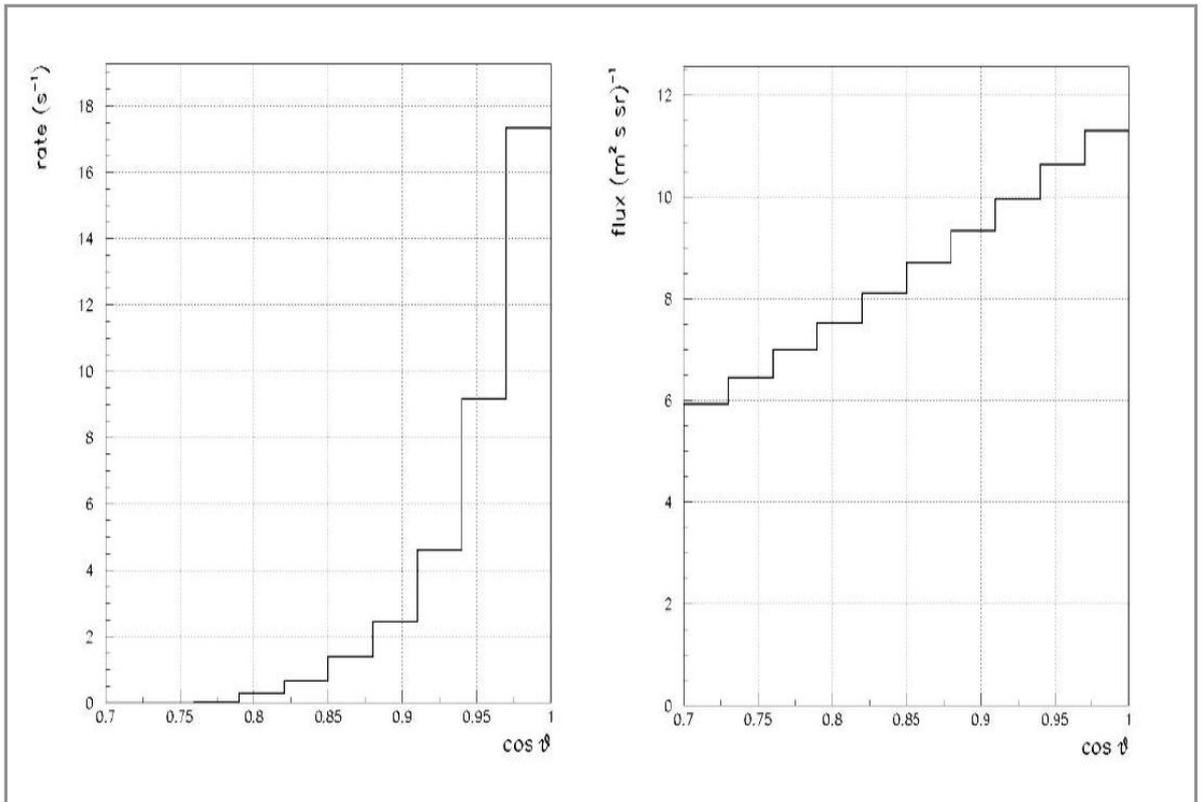


**Figura 2.17.** Accettanza del rivelatore in funzione della direzione di arrivo delle tracce.

La distribuzione angolare dei muoni a livello del mare è uniforme nell'angolo azimutale  $\vartheta$ , ma è proporzionale a  $\cos^2(\vartheta)$ , dove  $\vartheta$  è l'angolo zenitale, pertanto, per valutare il *rate* di muoni atteso, sono state generate  $10^7$  tracce di muoni con tali distribuzioni angolari. Il campione generato corrisponde ad una esposizione  $T$  del rivelatore data da :

$$T = \frac{N_{Gen}}{\Phi \cdot S \cdot \Omega} \cong 920s \quad (2.12)$$

Dalla simulazione si è ottenuto un rate di circa 36 Hz. Le distribuzioni in coseno dell'angolo zenitale delle tracce generate e ricostruite sono mostrate in Figura 2.18, [64].



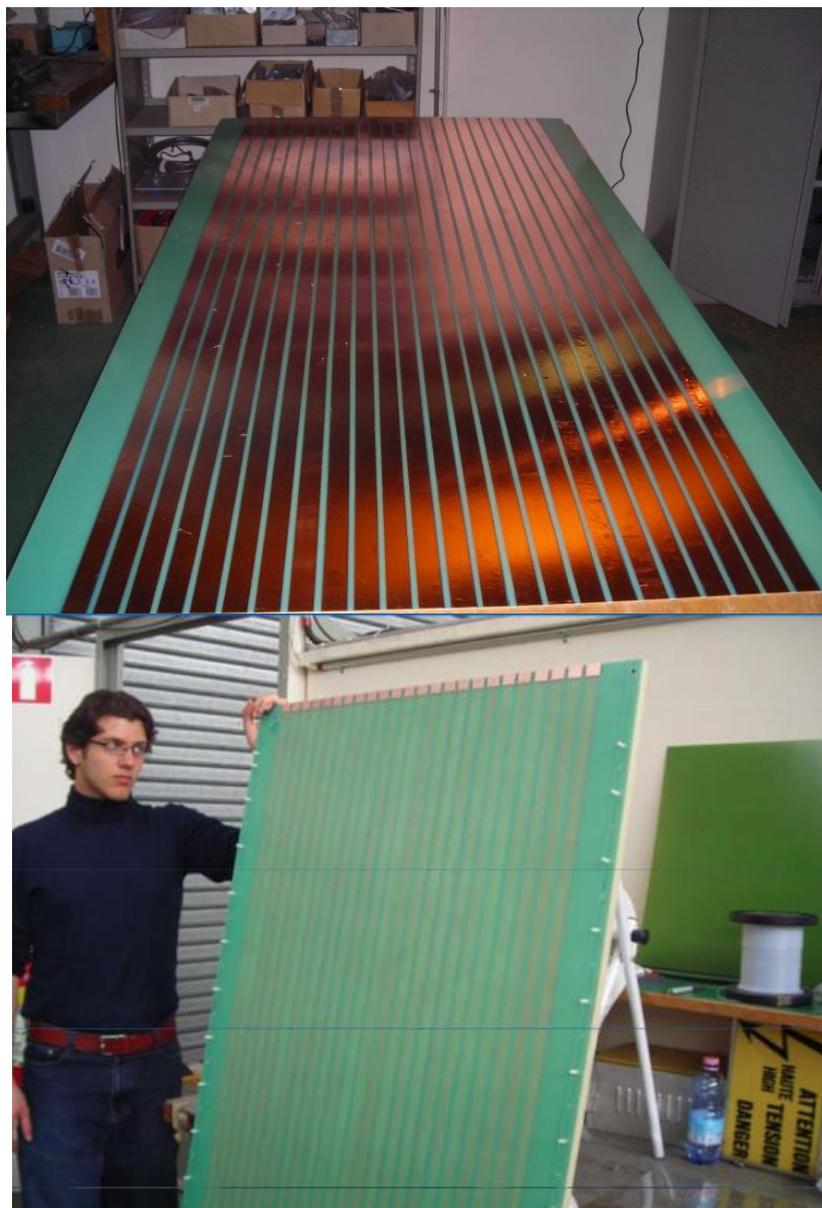
**Figura 2.18.** Rate di muoni generati con distribuzione proporzionale a  $\cos^2(\theta)$ , (a sinistra) e rate di muoni ricostruiti in funzione di  $\cos(\theta)$ , (a destra).

## Capitolo 3

### Il laboratorio didattico-scientifico del Liceo di Catanzaro Lido

#### 3.1. Messa a punto del rivelatore presso il Liceo Scientifico di Catanzaro Lido

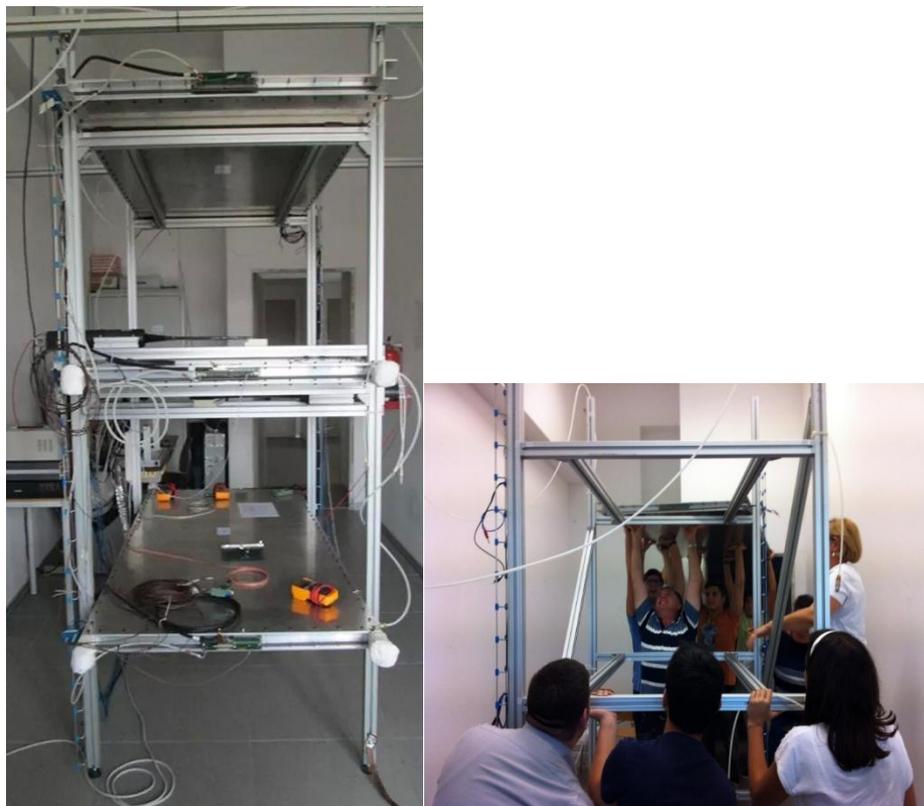
Nel 2009 il Liceo scientifico "E. Fermi" di Catanzaro Lido aderisce al progetto EEE ed entra a far parte del gruppo di scuole partecipanti al progetto. Inizia così la fase di costruzione delle camere al CERN (Figura 3.1).



**Figura 3.1.** Costruzione delle camere al CERN. In alto si distinguono le 24 strips di rame posizionate sul piano di vetronite.

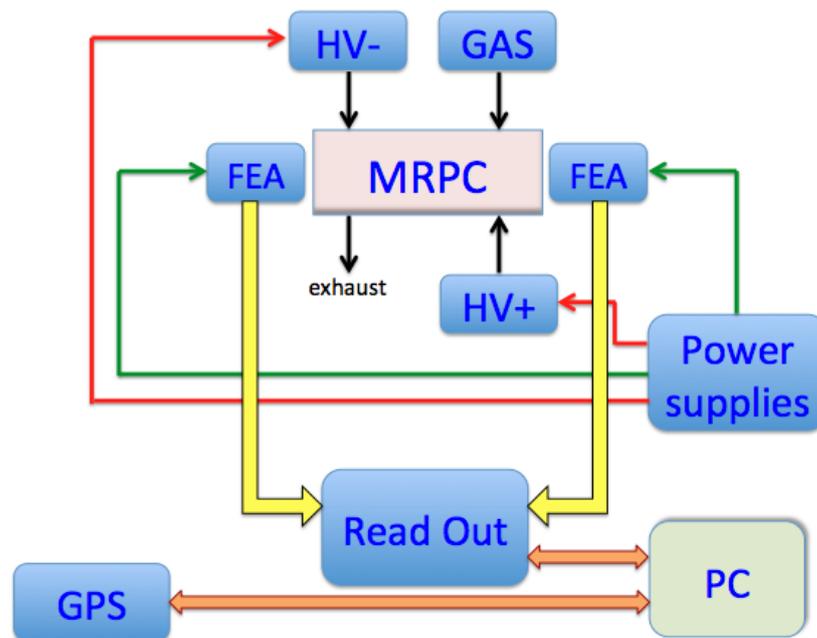
L'installazione delle camere e la messa a punto dell'apparato nei locali della scuola inizia nel Novembre 2013. Il laboratorio di Fisica e l'aula destinata al telescopio ed i relativi servizi, sono trasformati in area sperimentale, dove i gruppi di studenti possono operare con il coordinamento del professore Marco Schioppa dell'Università della Calabria. Un gruppo di studenti viene impegnato anche nella realizzazione di un modello di camera MRPC per una migliore comprensione del suo funzionamento e dei principi fisici associati (Appendice A), [65] .

La struttura che sorregge le tre camere MRPC è mostrata in Figura 3.2.



**Figura 3.2.** Struttura con le tre camere (a sinistra). Una delle fasi del montaggio (a destra)

Lo schema dei servizi necessari per il funzionamento del rivelatore è mostrato in Figura 3.3.



**Figura 3.3.** Schema generale dei servizi a corredo del rivelatore

Un apposito sistema di gas provvede a rifornire alle camere un flusso costante di una miscela di gas. Un alimentatore fornisce alle tre camere la differenza di potenziale necessaria per amplificare il debole segnale di ionizzazione prodotto dalle particelle cariche quando attraversano la regione sensibile. Il debole segnale è raccolto dall'elettronica di Front-End (FEA) che lo amplifica. Forma anche un segnale digitale chiamato OR24, ossia l'OR dei segnali delle 24 strip di una camera. I segnali amplificati e discriminati dalle FEA sono raccolti dall'elettronica di readout. I segnali OR24 delle 6 FEA sono inviati ad una scheda di trigger che provvede a selezionare coincidenze tra i tre piani e dare il via all'acquisizione dei dati tramite PC. La sincronizzazione è fornita dal GPS.

Le parti principali dell'apparato sperimentale costituito dalle tre camere MRPC sono:

- Il sistema del gas
- Il sistema di alimentazione alta tensione
- L'elettronica di Front-End (FEA)
- Il sistema di acquisizione dati (ReadOut)
- Il GPS
- Il PC con appositi software di acquisizione, di analisi e trasferimento dati

### **3.1.1. Il sistema gas**

Il sistema del gas è composto da un gas-cabinet (armadio di sicurezza) a due posti con rampe di riduzione (Figura 3.4), da un miscelatore elettronico e da un exhaust con bubolatore.

Gli elementi del cabinet sono:

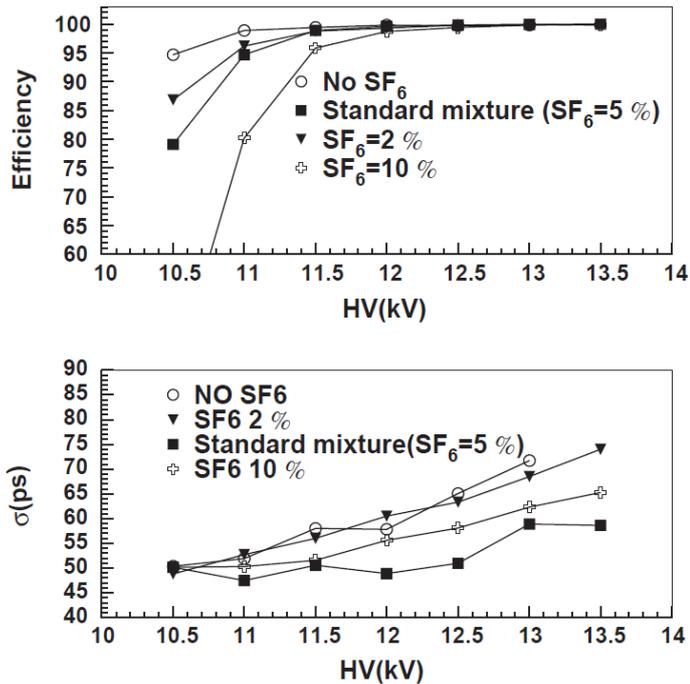
- bombola di Freon ecologico ( $C_2H_2F_4$ ) anche detto R134
- bombola di Esafluoruro di zolfo ( $SF_6$ )
- rampa Freon con riduttori di pressione, manometri e valvole di intercettazione
- rampa Esafluoruro con riduttori di pressione, manometri e valvole di intercettazione



**Figura 3.4.** Armadio di sicurezza completo di bombole e rampe di riduzione

La scelta della miscela di gas utilizzata come mezzo ionizzante per le MRPC del progetto EEE ha tenuto conto non solo delle proprietà fisiche e dei vantaggi che una miscela offre rispetto ad altre, di cui si è detto nel paragrafo 3.3, ma anche dei rischi che un determinato tipo di gas comporterebbe in quanto i rivelatori sono posti all'interno degli edifici scolastici.

La miscela deve presentare alti valori di densità di ionizzazione primaria, ma non deve generare scariche che oltre a danneggiare il rivelatore potrebbero non garantire un segnale stabile al passaggio della particella. Si sono esclusi gli idrocarburi, perché tossici ed infiammabili, optando per una miscela costituita da Freon ( $C_2H_2F_4$ ), che presenta una densità di ionizzazione primaria pari a  $9,2 \text{ mm}^{-1}$ , e da esafluoruro ( $SF_6$ ), quale gas elettronegativo con lo scopo di diminuire la dimensione della valanga e quindi smorzare le scariche (*quenching*). Si sono studiate per il TOF di ALICE le prestazioni di MRPC con differenti frazioni di  $SF_6$  [66]. La Figura 3.5 mostra l'efficienza ed il tempo di risoluzioni per percentuali di  $SF_6$  variabili da 0 a 10%.

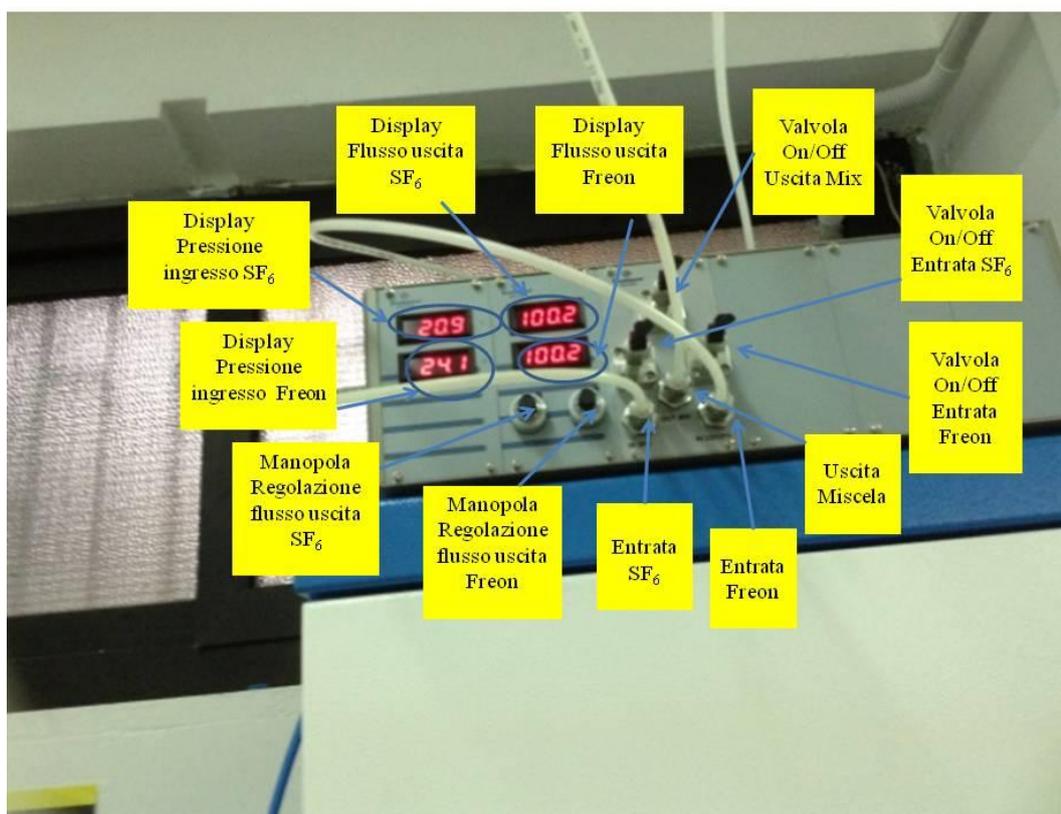


**Figura 3.5.** Efficienza(in alto) e tempo di risoluzione (in basso) per differenti percentuali di SF<sub>6</sub> utilizzate nella miscela gassosa.

Se si aumenta la percentuale di SF<sub>6</sub> si riduce la crescita della valanga, ma si ha un peggioramento della risoluzione temporale, per cui è necessaria una ottimizzazione nella composizione della miscela per equilibrare questi due effetti opposti. Una riduzione della frazione di SF<sub>6</sub> consente di raggiungere il *plateau* di efficienza con valori di tensione più bassi. Alla luce dei risultati e degli studi effettuati, il gas utilizzato per il riempimento delle camere del progetto EEE è una miscela così composta:

- Freon ecologico (C<sub>2</sub>H<sub>2</sub>F<sub>4</sub>) al 98%
- Esafluoruro di zolfo (SF<sub>6</sub>) al 2%

La realizzazione della miscela ed il relativo flussaggio sono ottenuti tramite apposita stazione elettronica ( miscelatore) mostrata in Figura 3.6.



**Figura 3.6.** Miscelatore con indicazione delle componenti relative.

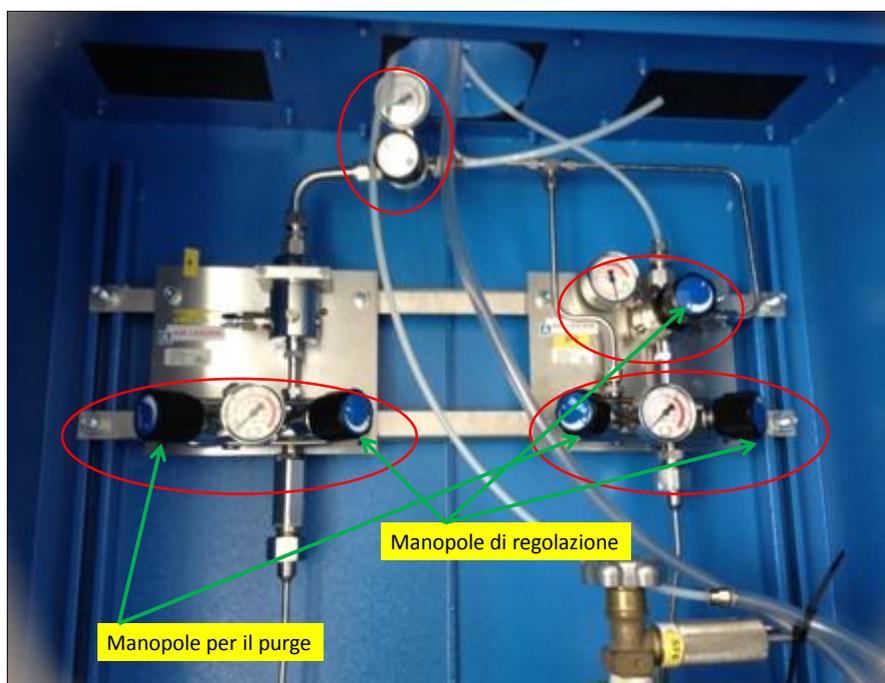
La stazione è dotata di due display che mostrano il flusso di ciascuno dei due gas e di due display per le corrispondenti pressioni. I due display a sinistra del miscelatore, in figura 4.9, mostrano la pressione del gas, rispetto alla pressione atmosferica, in ingresso al miscelatore<sup>1</sup>. La pressione in ingresso al miscelatore dovrà essere compresa tra 14.6 e 30.0psi. I due display a destra indicano il flusso in uscita dal miscelatore. I valori sono espressi in termini della percentuale del fondo scala di ciascun canale. In particolare quando si regolano i potenziometri in modo che i due display segnino entrambi il valore 100 si fornisce una quantità di Freon e di SF<sub>6</sub> rispettivamente pari a 98 ml/min e 2 ml/min. Ne risulta la corretta miscela con un flusso totale pari a circa 100ml/min=6l/h. Tale valore del flusso è utilizzato nella cosiddetta fase di *cleaning* della camera, ove è necessario sostituire l'aria contenuta nella camera con la miscela corretta. Dopo almeno 10 cambi completi di volume si riduce il flusso a 3.0 l/h. Nella Tabella 3.1 è riportata la corrispondenza tra il valore visualizzato sul display e il flusso totale della miscela.

<sup>1</sup> Questi sistemi richiedono per funzionare una pressione minima in ingresso di 1bar (14,6psi) oltre la pressione atmosferica.

Gas	Display	Quantità in ml/min	Quantità in kg/h	Flusso totale
C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> F <sub>4</sub>	100	98	0.025	6 l/h
SF <sub>6</sub>	100	2	0.0006	
C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> F <sub>4</sub>	50	49	0.0125	3 l/h
SF <sub>6</sub>	50	1	0.0003	
C <sub>2</sub> H <sub>2</sub> F <sub>4</sub>	25	24.5	0.006	1.5 l/h
SF <sub>6</sub>	25	0.5	0.00015	

**Tabella 3.1.** Corrispondenza tra il valore impostato sul miscelatore e il flusso totale erogato.

Le rampe di riduzione delle due bombole (Figura 3.7) sono collegate, tramite tubo rilsan, al miscelatore.



**Figura 3.7.** Rampe di riduzione: Freon a sx ed Esafluoruro di zolfo a dx. La manopola “purge” non è attiva. Il manometro in basso misura la pressione del vapore nella bombola, mentre quello in alto la pressione del gas in uscita dalla rampa. La regolazione della pressione in uscita si effettua attraverso le manopole poste a fianco del manometro.

Tutte le connessioni tra le rampe del gas-cabinet, il miscelatore e le camere MRPC, sono fatte utilizzando tubo rilsan da 6mm di diametro esterno. Le camere sono collegate in serie secondo lo schema mostrato in Figura 3.8.

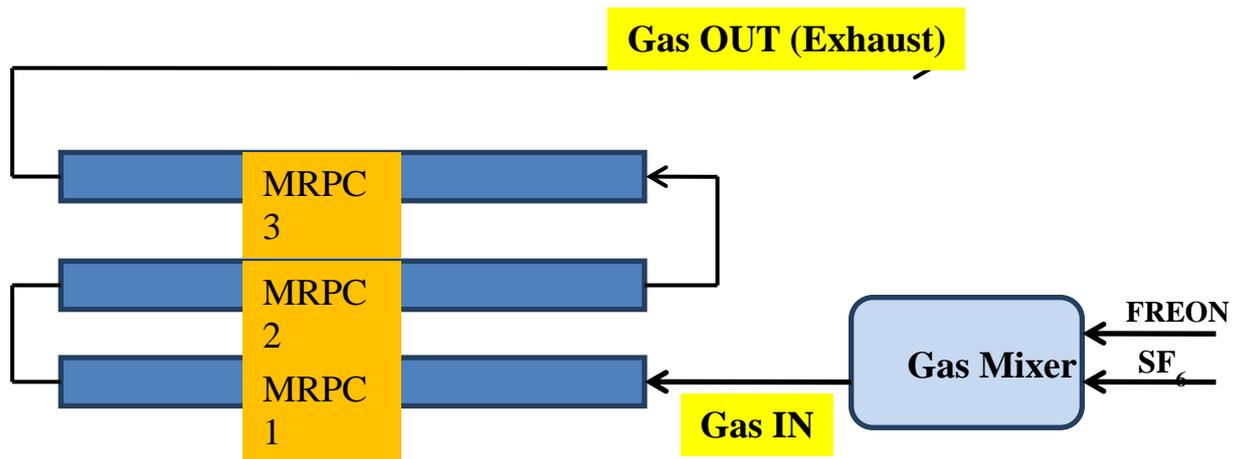


Figura 3.8. Schema del flussaggio in serie del gas nelle tre MRPC

L'uscita è inviata ad un gorgogliatore o bubolatore (*bubbler*) (Figura 3.9) riempito di olio di paraffina.



Figura 3.9. Gorgogliatore

Il gorgogliatore ha due funzioni: indicare che il gas sta uscendo dalle camere ed evitare che l'aria entri nelle camere quando il flusso del gas viene interrotto. A seconda della quantità di gas che è immessa nelle camere si vedono le bolle formarsi con maggiore o minore frequenza. Le bolle potrebbero non apparire. Questo succede quando la

pressione atmosferica è in aumento. Le bolle si formano se la pressione interna alla camera è superiore a quella atmosferica. Se la pressione atmosferica aumenta oltre la pressione interna della camera le bolle non si formano. Si dovrà attendere che il sistema di gas fornisca alle camere una quantità sufficiente di gas in modo che la pressione nella camera superi quella atmosferica.

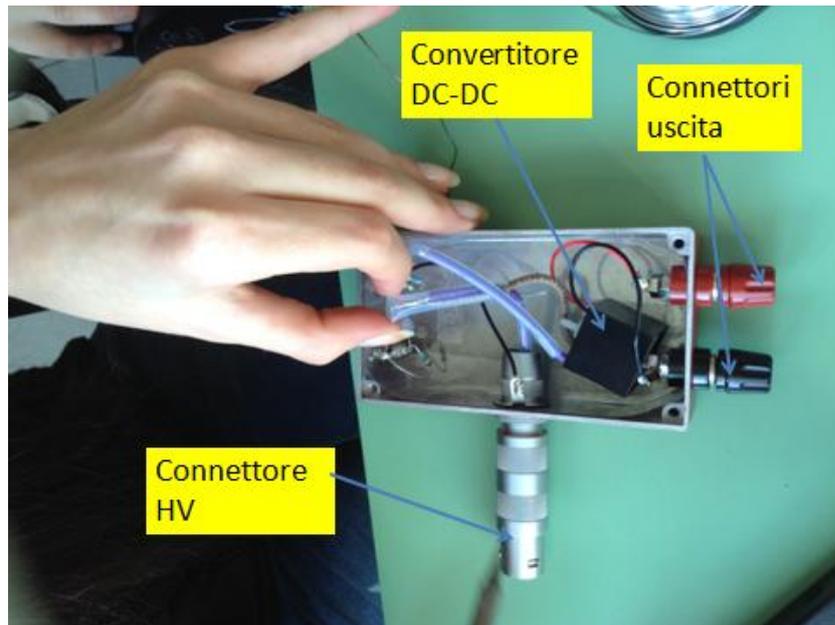
La Figura 3.10 mostra il gruppo di studenti del Liceo "E. Fermi" di Catanzaro Lido preposto al montaggio delle componenti del sistema gas.



**Figura 3.10.** Studenti del liceo impegnati nel montaggio delle componenti del sistema gas.

### **3.1.2. Il sistema di alimentazione HV**

Le camere MRPC per operare in regime di proporzionalità diretta richiedono elevate tensioni (  $\sim 10\text{KV}$  per ciascun elettrodo). Al fine di evitare alimentatori e cavi di alta tensione sia per i costi elevati, sia per ragioni di sicurezza, dovendo operare negli istituti scolastici, si utilizzano convertitori DC-DC Emco serie Q101-5 per il positivo, serie Q101N-5 per quello negativo [67]. (Figura 3.11).



**Figura 3.11.** Box HV con convertitore DC-DC

Questi dispositivi ricevono in ingresso una bassa tensione, compresa tra 0 e 5 V, e forniscono in uscita linearmente una tensione compresa tra 0 e 10 KV. I convertitori sono alloggiati in scatoline metalliche (box HV), appositamente realizzate (Appendice B),[68] e dotate del connettore HV per la connessione diretta alle camere (Figura 3.12).



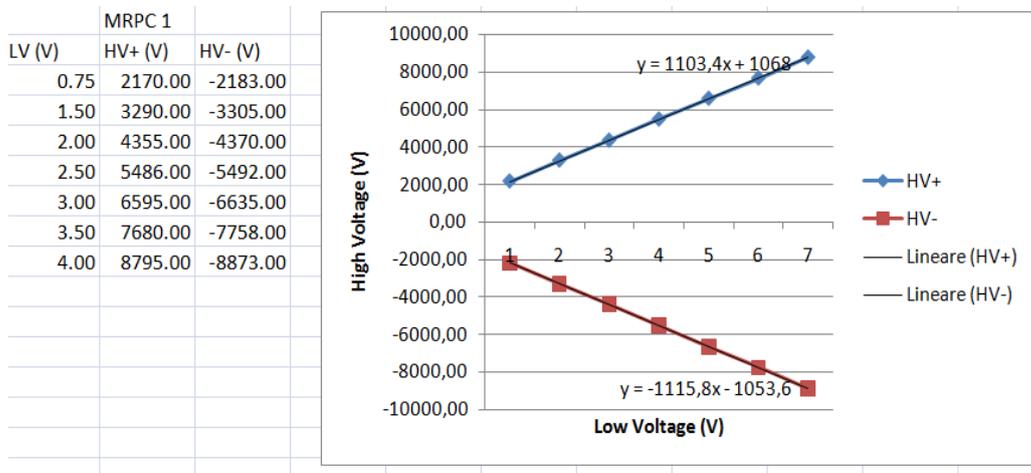
**Figura 3.12.** Box HV connesse alle camere MRPC

I convertitori danno anche la possibilità di misurare l'alta tensione fornita alla camera e la *dark current*. Ogni box è provvista di due connettori LEMO in uscita che consentono di misurare tensione e corrente. Le basse tensioni sono fornite, sia ai convertitori che alle schede di Front End da un apposito dispositivo, realizzato dai ricercatori INFN di Lecce. Il dispositivo è interfacciato con il DAQ del PC e controllato da apposito software. In Figura 3.13 è mostrata l'immagine del pannello di controllo da cui intervenire per il controllo del sistema LV-HV.



**Figura 3.13.** Pannello di controllo per il sistema LV-HV: in alto, a destra, è riportata la lettura delle basse tensioni impostate in basso a sinistra. Al centro sono riportati i valori delle alte tensioni e delle correnti riportate per ogni MRPC.

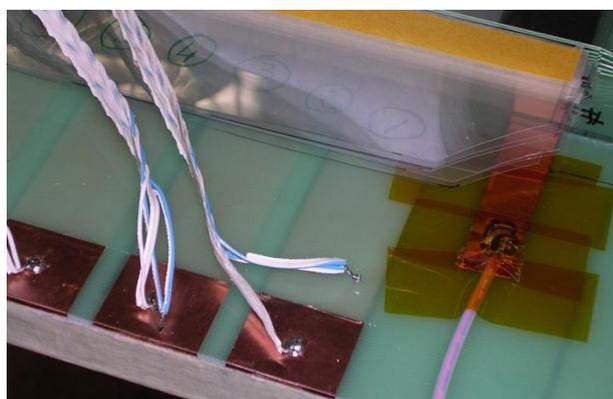
La lettura delle tensioni e delle correnti è fondamentale per il controllo del funzionamento dell'apparato, ma è servita anche per la verifica sperimentale della linearità dei convertitori DC-DC. In Figura 3.14 è mostrata la verifica per la MRPC 1 al variare delle basse tensioni a partire dal valore 0.75 V con lettura di HV+ e HV- .



**Figura 3.14.** Verifica linearità alta tensione in uscita rispetto alla bassa tensione in entrata per i convertitori DC-DC della MRPC 1.

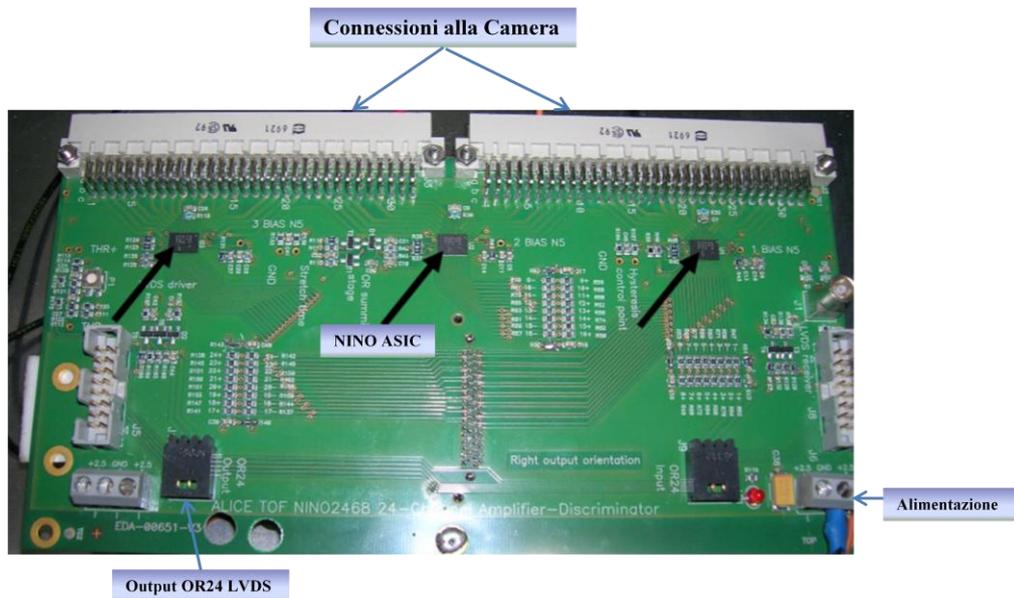
### 3.1.3 Elettronica di Front End

Le camere MRPC del progetto EEE presentano degli elettrodi segmentati per la lettura dei segnali, realizzati, come evidenziato nella precedente Figura 3.1, con delle strisce di rame che ricoprono longitudinalmente l'intera lunghezza dell'apposito pannello. Si tratta, in totale, di 24 strisce anodiche e 24 strisce catodiche per ciascuna camera. Per poter acquisire i segnali indotti su di esse è necessario dotare ciascuna camera di un'elettronica di Front-End. In primo luogo è necessario prelevare questi segnali dalle strisce. Questo è realizzato tramite dei cavi twisted pair (doppietti di cavi intrecciati) che vengono saldati ad entrambe le estremità di ciascuna striscia (Figura 3.15), per assicurare la lettura da ambo i lati della camera, necessaria per ricostruire la posizione longitudinale delle particelle che attraversano il rivelatore.



**Figura 3.15.** Cavi twisted pair saldati sulle strisce di rame per la raccolta del segnale

Questi cavi trasmettono i segnali ad una scheda di Front End (Figura 3.16) che ha il compito di amplificarli e discriminarli.

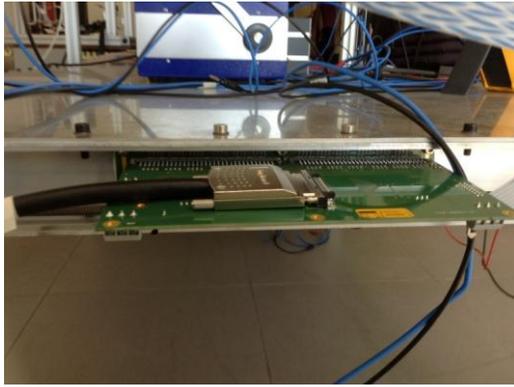


**Figura 3.16.** Scheda Front End con tre NINO ASIC a 8 canali per un totale di 24

Ogni scheda analizza 24 segnali ed è basata sul chip NINO ASIC che comprende discriminatori e amplificatori differenziali estremamente veloci [52]. La connessione, dall'ingresso all'uscita, è quindi differenziale al fine di ridurre il rumore di fondo e di alimentazione. La scheda, per inviare i segnali in uscita alla catena di acquisizione, è opportunamente allestita (Figura 3.17) con cavi di alimentazione e connettore VHDCI per cavi SKewclear della Amphenol, che forniscono una maggiore schermatura dal rumore rispetto ai cavi flat standard, ed è inserita alla camera (Figura 3.18).

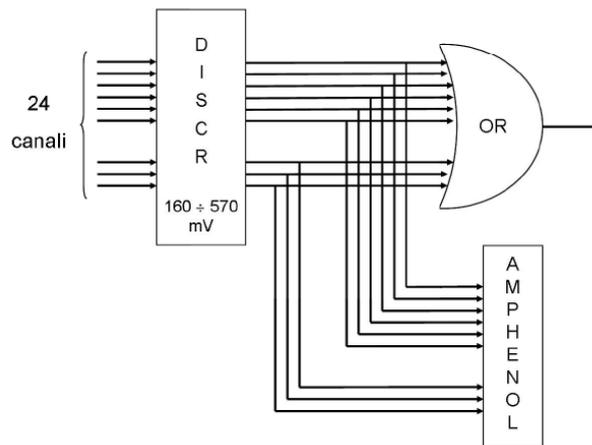


**Figura 3.17.** Allestimento scheda con connettore e cavi per prelevare i segnali.



**Figura 3.18.** Scheda front End inserita alla camera

Per ogni camera sono inserite due schede alle estremità opposte. Ciascuna scheda, dotata di una soglia regolabile tra 160 mV e 570 mV che permette di discriminare il segnale, fornisce in uscita 24 segnali in formato LVDS (Low Voltage Differential Signaling), da inviare alla catena di acquisizione attraverso il cavo Amphenol. La scheda realizza anche l'OR dei 24 segnali, secondo lo schema mostrato in Figura 3.19, che è utilizzato per la generazione del segnale di *trigger*, di cui si parlerà nel prossimo paragrafo.



**Figura 3.19.** Schema del circuito della scheda di lettura dei 24 canali che sono discriminati prima di realizzare l'OR ed essere inviati alla catena di acquisizione.

### 3.1.4. Il sistema di trigger e l'elettronica di acquisizione dei segnali

Le schede di Front End a 24 canali sono in numero di sei per cui i segnali in uscita sono 144, mentre i segnali OR provenienti dalle stesse sono in numero pari al totale delle schede, come mostrato dallo schema in figura 3.20.

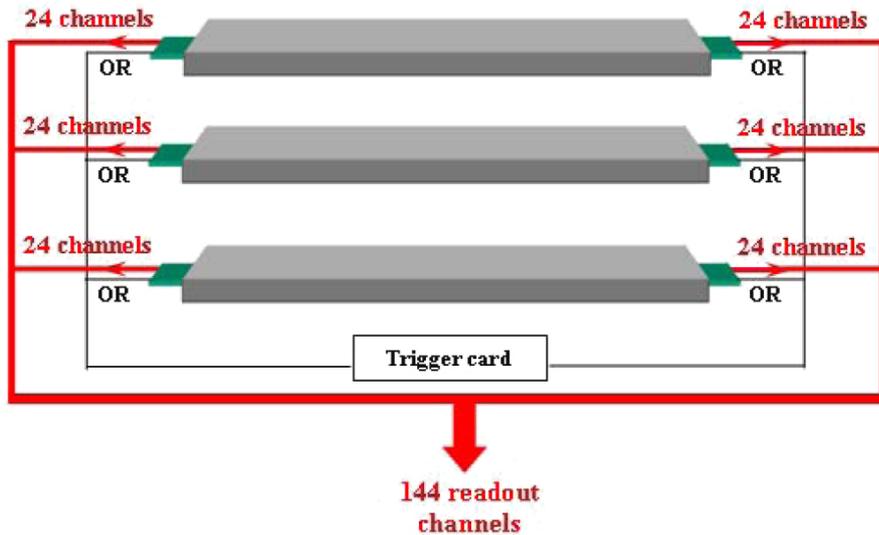
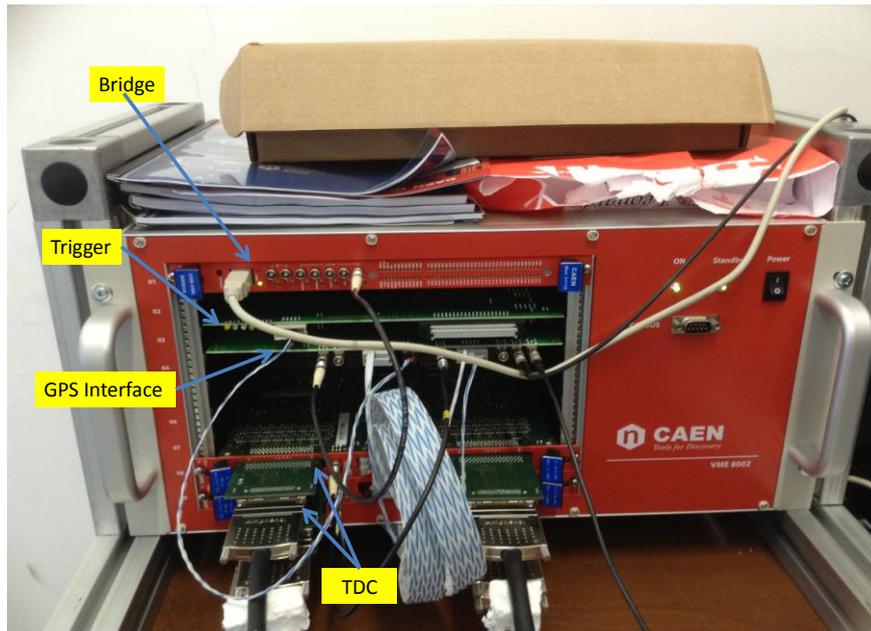


Figura 3.20. Schema dei segnali in uscita dalle 6 schede di Front End

L'elettronica di lettura, per i rivelatori del progetto EEE, è basata sullo standard VME (Versa Module Europe), dove le periferiche sono viste come indirizzi di memoria o come blocchi di indirizzi. Si predispone un *crate* VME 8002 della CAEN per l'inserimento dei moduli necessari per l'acquisizione. La Figura 3.21 mostra il *crate* con l'inserimento dei moduli nelle apposite *slots*.



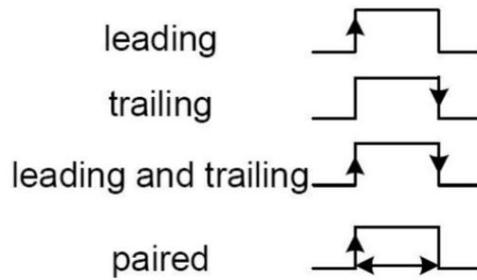
**Figura 3.21.** Crate VME 8002 con relativi moduli.

Nella tabella 3.2 sono indicati i moduli alloggiati nel *crate*.

<b>Crate VME 8002</b>	
Modulo	Modello
Bridge	V1718
Trigger (LTM)	Custom
Scheda Gps	Interface
TDC 128 ch	V1190A
TDC 64 ch	V1190B

**Tabella 3.2.** Moduli inseriti nel crate

Sono inseriti due TDC (Time to Digital Converter), uno a 128 canali e l'altro a 64 canali, in quanto i segnali provenienti dalle schede di Front end sono 144. Il TDC è indispensabile per la misura della differenza dei tempi di arrivo del segnale alle due estremità. Le modalità di misurazione del segnale, riferito al passaggio di una particella, sono 4, come evidenziato nello schema mostrato in Figura 3.22.



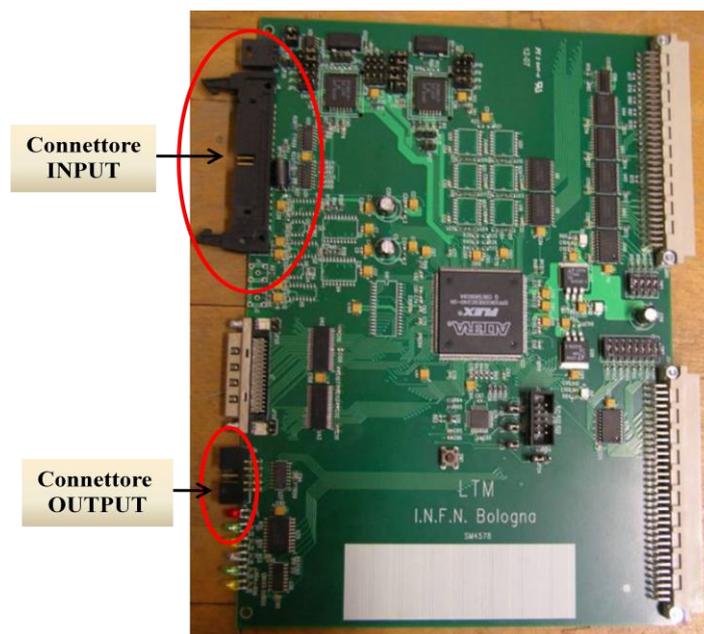
**Figura 3.22.** Metodi di rivelazione del segnale al passaggio di una particella.

Per il progetto EEE si utilizza la modalità *leading and trailing*, ossia da entrambi i fronti. Le FEA, infatti, forniscono in uscita informazioni sul fronte di salita (*leading-edge*) e sul fronte di discesa (*trailing-edge*). Il TDC ha due uscite in corrispondenza del leading edge e del trailing edge del segnale (ossia del tempo di salita e del tempo di discesa del segnale). Il TDC fornisce un segnale alto quando il segnale in ingresso supera una certa soglia, ovvero il TDC taglia i valori al di sotto della soglia in due punti chiamati, come già detto, *leading edge* il primo e *trailing edge* il secondo. La differenza in tempo tra il *trailing edge* e il *leading edge*, detta Time Over Threshold (TOT), misura l'ampiezza del segnale, ovvero la carica indotta sull'elettrodo. All'interno del crate è alloggiata anche la scheda GPS Interface, progettata dai ricercatori INFN di Bologna (Figura 3.23). Il modulo GPS serve ad associare ad ogni evento le coordinate temporali e spaziali e, grazie alla sincronizzazione dei rivelatori, consente la ricerca di coincidenze tra eventi in telescopi distanti tra loro.



**Figura 3.23.** Scheda GPS Interface

Infine l'unità di *trigger* ha il compito di stabilire quando si può procedere all'acquisizione dei segnali. Anche questa scheda è stata progettata dai ricercatori INFN di Bologna, a partire dalla scheda LTM (Local Trigger Module), utilizzata nell'esperimento TOF di ALICE. La scheda di trigger LTM (Local Trigger Module) ha in ingresso tutti gli OR in uscita dalle sei FEA delle tre camere. La scheda realizza prima l'AND tra gli OR provenienti dalla stessa camera e, successivamente, realizza un AND complessivo delle tre camere e produce in uscita un segnale, detto di tripla, che autorizza l'acquisizione nel caso vi siano coincidenze tra segnali sulle tre camere. Il ruolo della scheda di trigger è quindi quello di generare tutti i segnali necessari per far funzionare la catena di acquisizione. La scheda accetta come INPUT sei segnali LVDS: sono i sei segnali di OR generati dalle schede di Front-End. Come OUTPUT si ha un segnale LVDS (prelevabile dal relativo connettore di output), il cosiddetto segnale di *trigger*. Il tempo del *trigger*, in coordinate UTC fornite dal sistema GPS, si ottiene tramite la scheda GPS Interface che annulla i tempi morti che si avrebbero qualora il tempo UTC fosse letto per ogni singolo evento. In Figura 3.24 è mostrata la scheda di trigger LTM dove sono evidenziati il connettore per i segnali di INPUT ed il connettore per il segnale di OUTPUT, mentre lo schema in Figura 3.25 mostra come sono realizzate le connessioni OR LVDS di input e le connessioni di OUTPUT sempre di tipo LVDS. Il segnale di *trigger* ai TDC è un OR tra il segnale di tripla degli eventi rivelati dalle camere ed il segnale PPS (Pulse Per Second) proveniente dal GPS. Dobbiamo però aggiungere che, prima di eseguire l'OR, il segnale PPS è sdoppiato in due impulsi con lo scopo di leggere i dati dai due TDC ed eseguire il reset dei contatori interni degli stessi. Questo impedisce di leggere ogni singolo evento ed evita tempi morti.



**Figura 3.24.** Scheda di trigger LTM

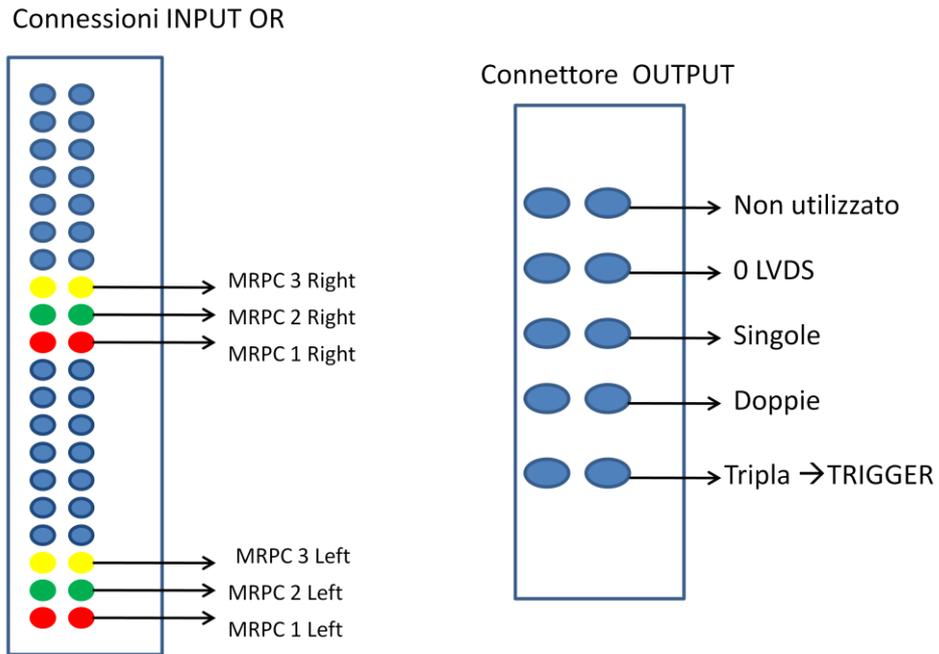


Figura 3.25. Schema realizzazione connessioni OR di INPUT e di OUTPUT

In Figura 3.26 sono evidenziate le schede LTM e GPS Interface inserite nel crate con le indicazioni per le connessioni.

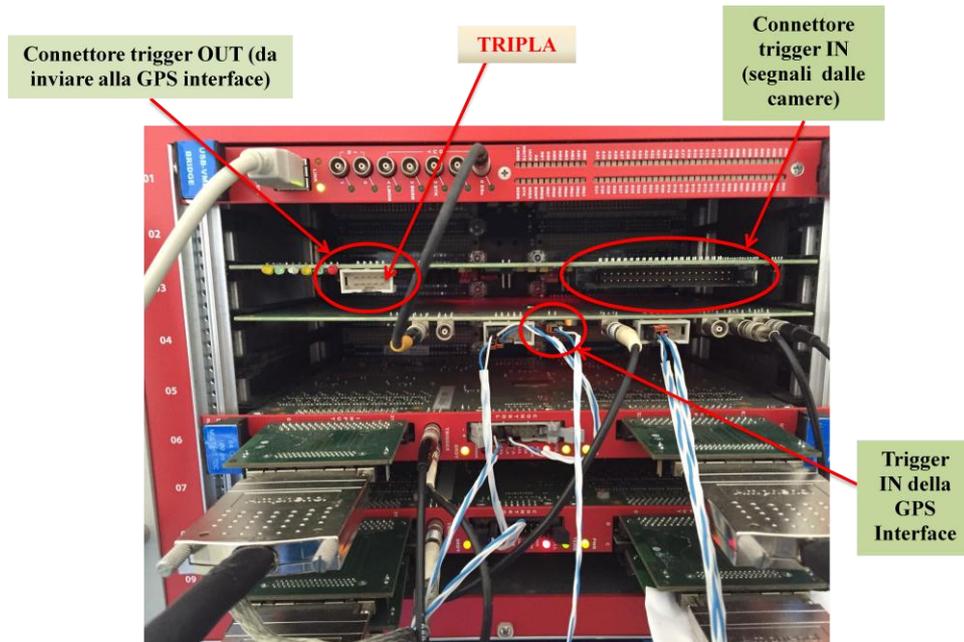


Figura 3.26. Schede inserite nel crate con indicazione delle connessioni.

La Figura 3.27 mostra lo schema logico circuitale per il segnale di *trigger*.

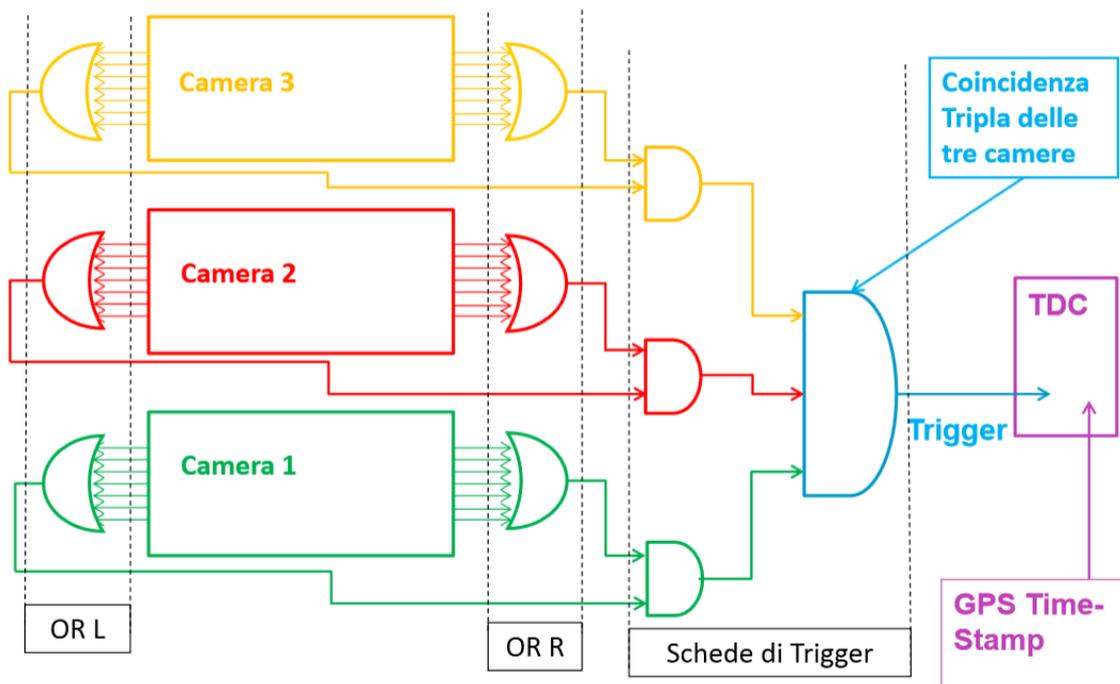


Figura 3.27. Schema circuito logico per il segnale di trigger.

La connessione del *crate* al PC avviene tramite il modulo VME Bridge che gestisce tutte le operazioni che avvengono nel *crate*. Esso è interfacciato al computer tramite lo standard USB (Figura 3.28).

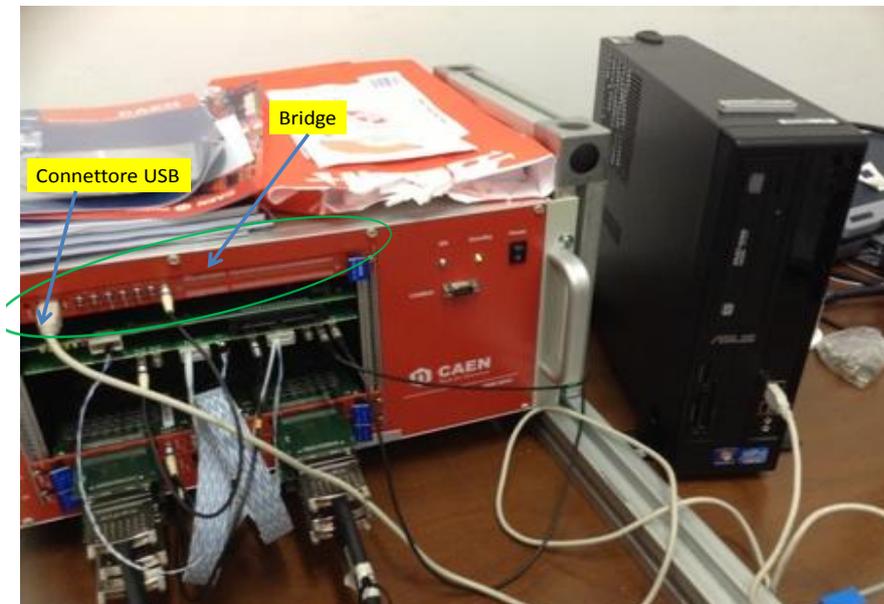


Figura 3.28. Bridge con cavo USB per la connessione al PC

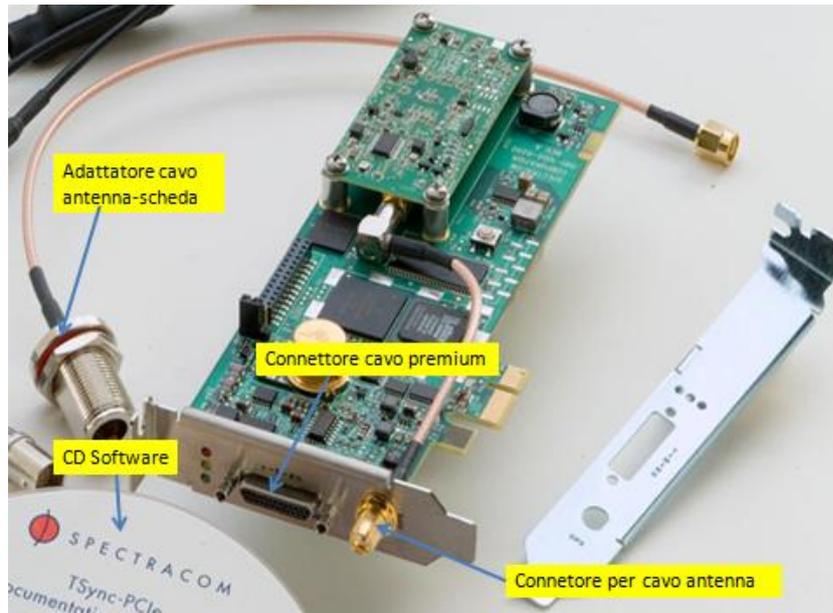
### 3.1.5. Il sistema GPS

Uno degli obiettivi del progetto EEE è la ricerca di correlazioni di eventi tra i vari telescopi, sia che essi si trovino a breve distanza tra loro, per lo studio di singoli sciami estesi, sia nel caso si trovino a distanze di qualche centinaio di chilometri, per lo studio di sciami correlati a grandi distanze. Si rende necessaria una accurata sincronizzazione in modo da riferire gli eventi ad una scala temporale assoluta, che è data da una stazione GPS per ogni rivelatore. Il GPS consente non solo la sincronizzazione della scala temporale locale con il Tempo Coordinato Locale (Coordinated Universal Time :UTC), ma fornisce anche una precisa localizzazione geografica (latitudine, longitudine e altitudine). Senza entrare nei dettagli tecnici, diamo alcune indicazioni sul principio di funzionamento. Il sistema è costituito da una costellazione di un minimo di 24 satelliti disposti su 6 piani orbitali con una inclinazione di  $55^0$  sul piano equatoriale [69]. Le orbite dei satelliti sono state studiate in modo che in ogni momento ogni punto della terra venga visto da almeno 4 satelliti contemporaneamente. Ogni utente può localizzare la sua posizione geografica. Infatti, il sistema GPS *receiver*, dopo aver localizzato 4 o più satelliti, calcola la distanza da ognuno ed utilizza i dati ricevuti per determinare la propria posizione. Il calcolo si basa sul metodo di posizionamento sferico (trilaterazione) che parte dalla misura del tempo impiegato dal segnale radio a percorrere la distanza satellite-ricevitore. Tale ricevitore (antenna) non conosce quando è stato inviato il segnale dal satellite ma, per poter determinare la differenza dei tempi, il segnale trasmesso dal satellite è di tipo orario. Sul satellite, infatti, è presente l'orologio atomico cosicché il ricevitore determina la distanza di propagazione a partire dalla differenza dei tempi tra l'orario pervenuto e quello del proprio orologio sincronizzato con quello a bordo del satellite, tenendo conto della velocità di propagazione del segnale. In sintesi, il ricevitore a terra misura il ritardo di tempo tra l'istante  $t_0$  in cui il segnale è trasmesso dal satellite e l'istante  $t_1$  in cui lo rileva. La distanza  $d$  tra il satellite ed il ricevitore è data da:

$$d = v(t_1 - t_0) \quad (3.1)$$

dove  $v$  è la velocità di propagazione delle onde radio nell'atmosfera (circa la velocità della luce). La misura dei ritardi da almeno tre satelliti consente di avere l'informazione tridimensionale della posizione, che è possibile solo se l'orologio del ricevitore è esattamente sincronizzato con quello a bordo dei satelliti. Perché questo sia possibile non è necessario che anche il ricevitore sia fornito di un orologio atomico, ma è sufficiente la misura della distanza di un quarto satellite per sincronizzare l'orologio del ricevitore con il tempo universale. Questo spiega perché sia necessario che il ricevitore possa individuare almeno 4 satelliti. Un ricevitore GPS non si limita ad individuare le coordinate geografiche, ma permette di ricevere anche un particolare segnale alla

frequenza di 1 Hz, indicato come 1PPS (one Pulse per Second). Mantenendo il ricevitore in una posizione fissa, questo segnale può essere utilizzato come sistema di riferimento per il tempo in quanto è sincronizzato con il tempo UTC, nell'ordine dei 100 ns. Grazie a questo impulso ed un oscillatore locale, gli eventi che vengono rivelati dai telescopi del progetto EEE, sono riferiti al tempo UTC. Il modello GPS da noi utilizzato è **Spectracom TSync-PCIe GPS**. Esso utilizza una scheda PCI-Express (Figura 3.29), inserita nell'apposito slot PCI Express x1, presente nel case del PC.



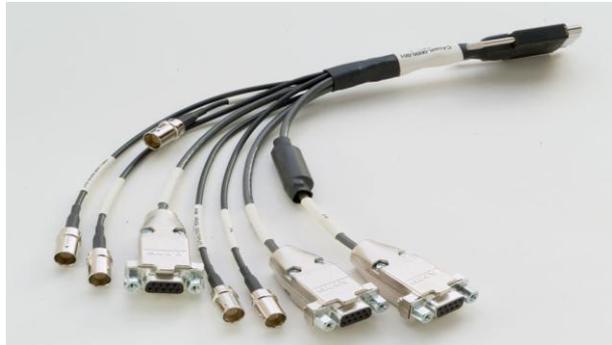
**Figura 3.29.** Scheda PCI-Express

La scheda riceve il segnale dei satelliti attraverso un'antenna installata sul tetto dell'edificio scolastico (Figura 3.30).



**Figura 3.30.** Antenna ricevitore GPS installata sul tetto dell'edificio scolastico

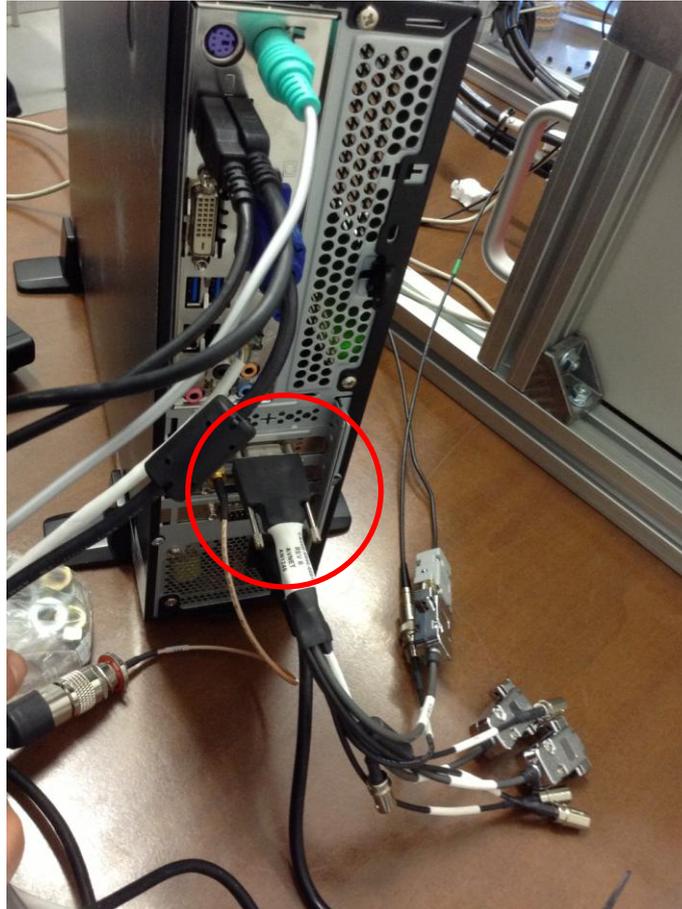
L'antenna è collegata, tramite l'apposito cavo adattatore, al connettore presente sulla mascherina esterna della scheda PCI Express. Sul secondo connettore della stessa mascherina è inserito il cavo adattatore, cavo *Premium*, per i segnali in entrata e in uscita (Figura 3.31).



**Figura 3.31.** Cavo Premium per i segnali input ed output

Sul cavo premium sono presenti più cavi. Per il nostro scopo sono utilizzati solo l'uscita **PPS Out**, che trasporta il segnale PPS (Pulse per Second) alla scheda GPS Interface che, a sua volta, rimanda all'entrata **PPS IN** un segnale TTL (Transistor to Transistor Logic), utile per la sincronizzazione. La Figura 3.32 mostra il collegamento del cavo Premium al connettore della scheda PCI Express inserita nell'apposito slot del PC.

Il GPS fornisce un segnale PPS al sistema di trigger. A questo impulso viene associato il riferimento temporale assoluto del GPS. Il tempo assoluto dei singoli eventi si ottiene sommando al tempo assoluto di questo PPS il tempo degli eventi misurato dal clock (segnale periodico) interno dei TDC. Poiché i due TDC hanno clock indipendenti e non si può garantire la sincronia, si rende necessaria una calibrazione. Questo è fatto generando un evento al secondo, definito infatti come segnale PPS dal GPS, con il quale si dà il reset ai clock interni dei TDC.



**Figura 3.32.** Collegamento del cavo Premium alla scheda PCI Express

La scheda GPS Interface viene ad avere i seguenti Input:

- Il segnale di Trigger in standard LVDS proveniente dalla scheda di trigger LTM.
- Il segnale PPS in standard TTL proveniente dal GPS.
- Il segnale generato dal programma di acquisizione sull'Output oDSn del Bridge.

I segnali di OUTPUT sono:

- Segnale TTL da inviare all'ingresso del GPS per generare il time stamp in UTC ad ogni secondo
- Segnale NIM (Nuclear Instrumentations Methods) di trigger da mandare ad un TDC e poi al secondo TDC in cascata
- Due segnali di Clear (ECL: Emitter Coupled Logic ) da mandare ai due TDC
- Due segnali di Counter Reset (ECL) da mandare all'ingresso CRST (Clear and Reset) dei due TDC

La figura 3.33 mostra la scheda GPS Interface con le indicazioni delle connessioni Input ed Output.

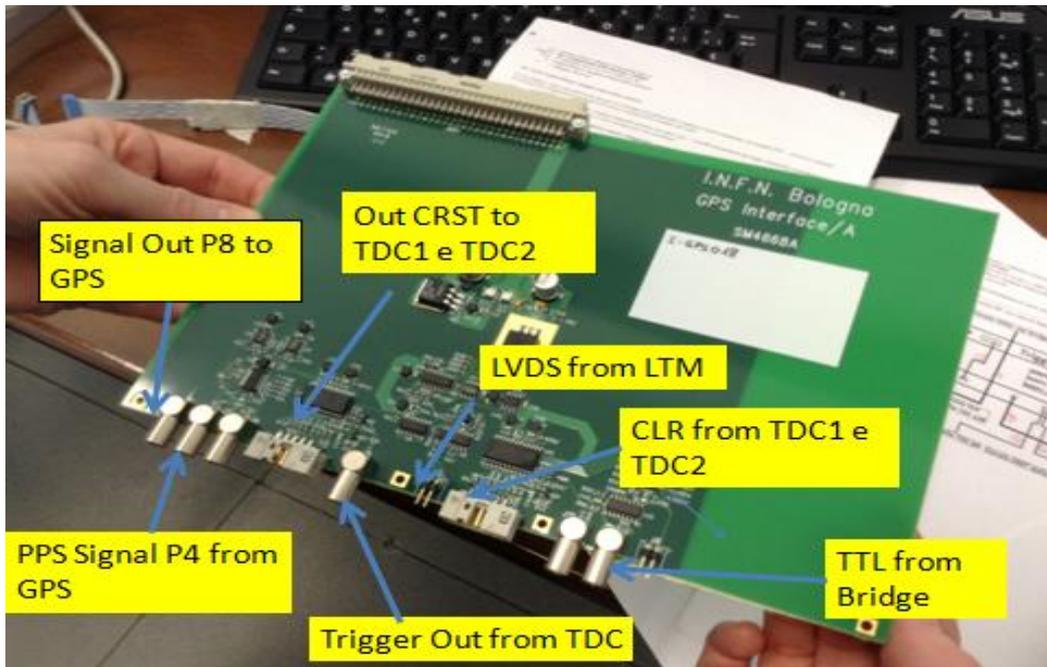


Figura 3.33. Scheda GPS Interface con indicazione delle connessioni Input ed Output

Dopo aver predisposto i collegamenti, installata l'antenna GPS, abbiamo provveduto ad installare i driver ed il software Spectracom TSync-PCle GPSI, che permette di verificare coordinate geografiche e numero di satelliti, come mostra la schermata di Figura 3.34.

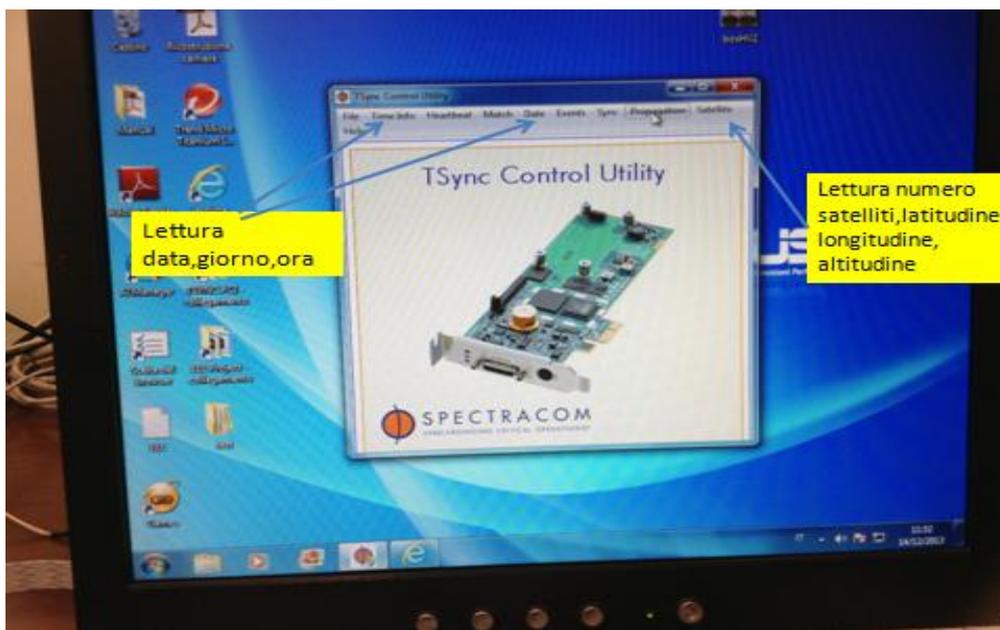
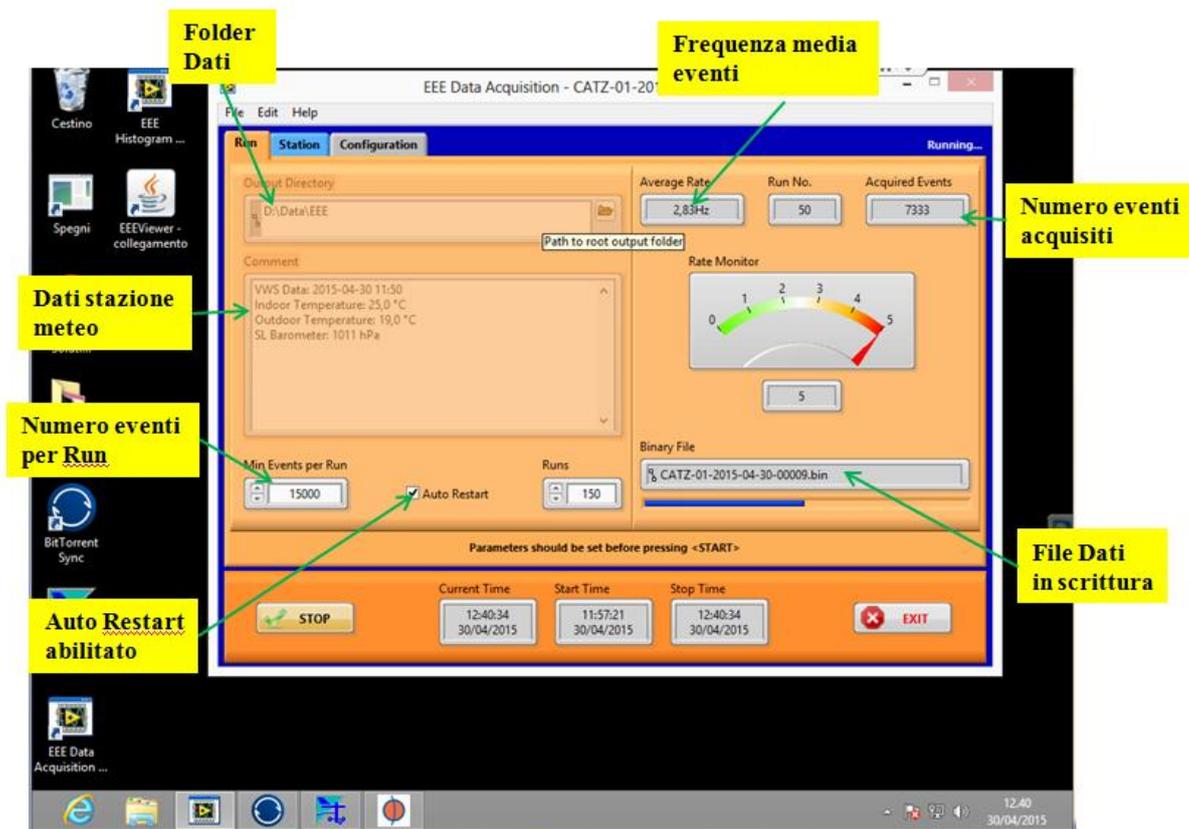


Figura 3.34. Schermata principale di Spectracom TSync-PCle GPS.

### 3.1.6. Installazione software EEE Project e messa in tempo dei segnali

Dopo aver verificato il corretto funzionamento del sistema gas, delle tensioni, dell'elettronica, del sistema GPS, si sono accese le camere e si è provveduto ad installare il software EEE Project- **Data Acquisition** [70]. Il software è sviluppato in ambiente Labview e presenta una interfaccia chiara e immediata (Figura 3.35)

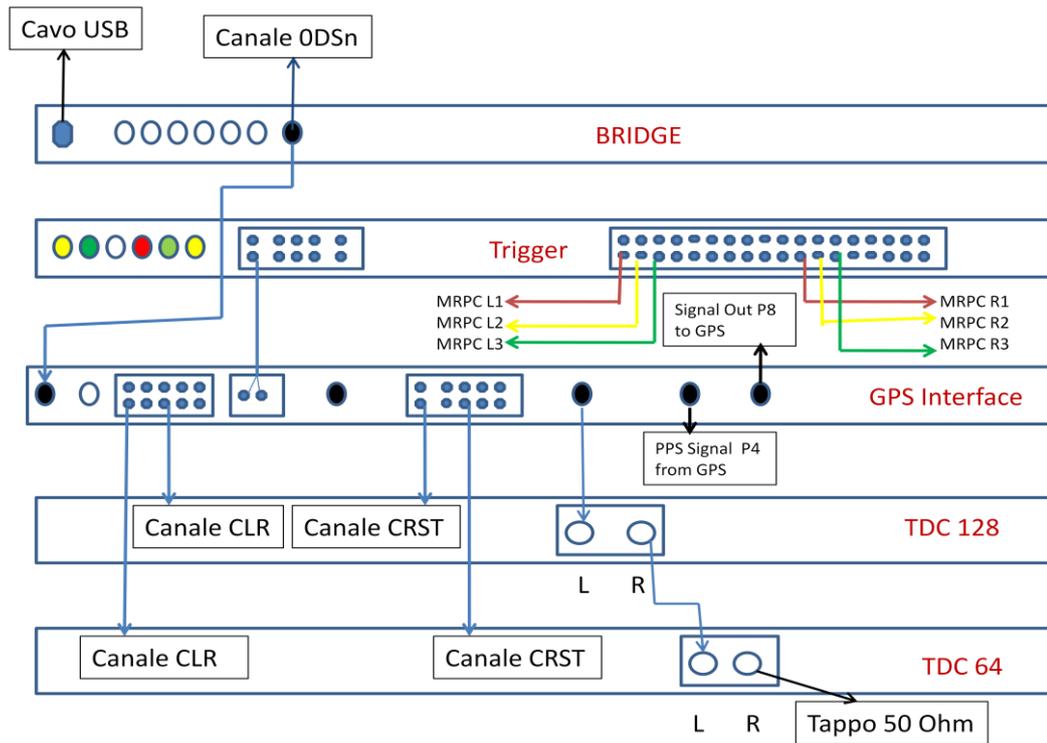


**Figura 3.35.** Schermata software EEE Data Acquisition: nella sezione in alto, a sinistra, si seleziona la cartella dove salvare i files, mentre in basso si indica il numero di eventi per ogni run e l'opzione automatica di riavvio. Nella sezione a destra sono presenti alcune indicazioni come la frequenza media degli eventi, nonché il numero totale, mentre la lancetta mostra istantaneamente la frequenza ed in basso si legge il nome del file dati che presenta le indicazioni della stazione di rilevamento, l'anno, il mese, il giorno e il numero di run.bin

Dalla stessa interfaccia, agendo sulla schermata **Configuration**, si sono inseriti i parametri del rivelatore quali la lunghezza dei cavi Amphenol, la distanza tra le camere, il tipo di *crate*, la versione delle schede FEA utilizzate, il tipo di Bridge. Tale configurazione è importante affinché il programma possa "comunicare" con i vari moduli. E' necessario indicare anche i valori di Base Address dei due TDC, nonché il ritardo tra il segnale di trigger al TDC e il segnale di CRST. I valori di Base Address identificano i TDC all'interno del *crate*. I TDC da noi utilizzati hanno i propri indirizzi che sono individuati con l'installazione del software EEE Data Acquisition a mezzo del

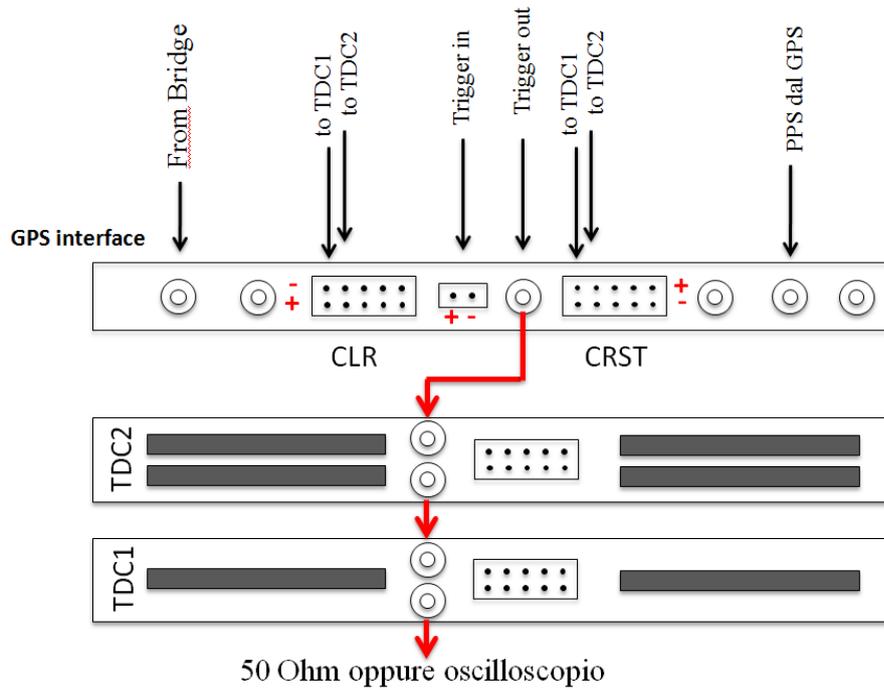
programma EEE HW Address checker. Gli indirizzi sono: EE000000 per il TDC 128 ch e CC400000 per il TDC 64 ch.

Inseriti questi parametri, predisposti tutti i collegamenti tra i moduli inseriti nel crate, come mostrato in Figura 3.36, si procede per la fase di controllo e messa in tempo dei segnali in uscita.

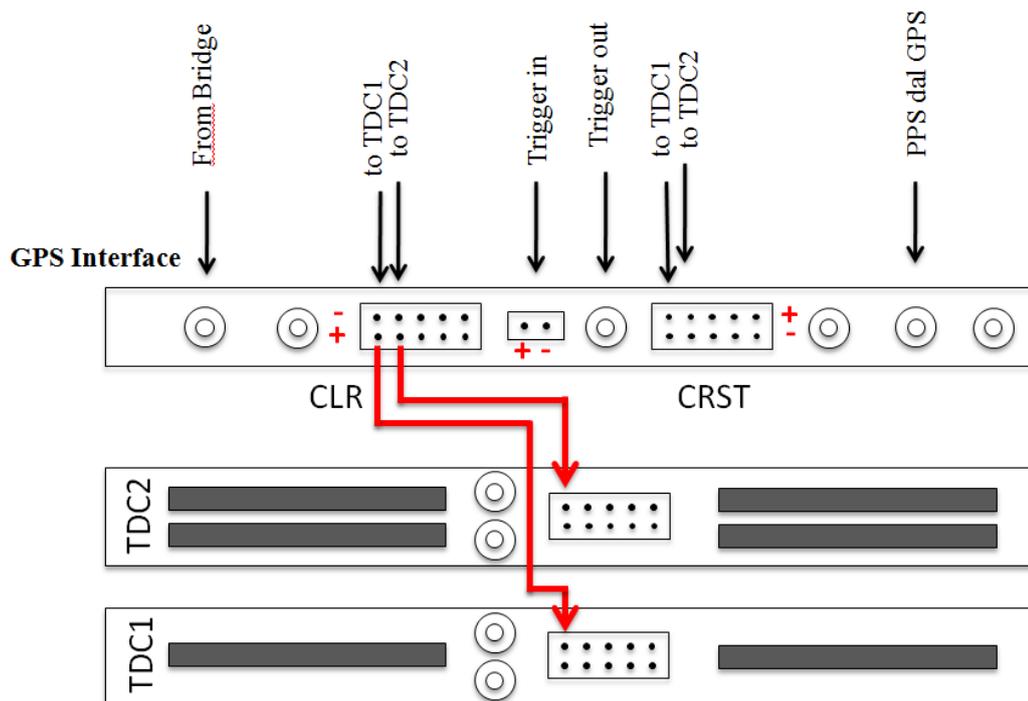


**Figura 3.36.** Schema della sequenza dei moduli inseriti nel crate con relative connessioni

Sono evidenziate in dettaglio le connessioni della scheda di trigger (Figura 3.37), le connessioni di CLR dalla GPS Interface ai TDC (Figura 3.38) e le connessioni di CRST dalla stessa GPS Interface ai TDC (Figura 3.39). Si è quindi predisposto un mini crate con modulo NIM/ECL – ECL/NIM, in quanto la scheda di trigger restituisce l'impulso di "tripla" in standard NIM, e si è predisposto l'oscilloscopio con relativi cavi per la visualizzazione dei segnali e la misura dei ritardi GPS-CRST, il cui schema è mostrato in Figura 3.40.



**Figura 3.37.** Schema con le connessioni dalla scheda di trigger ai TDC, nonché all'oscilloscopio



**Figura 3.38.** Schema con le connessioni per il segnale CLR (ETL) dalla scheda GPS Interface ai TDC

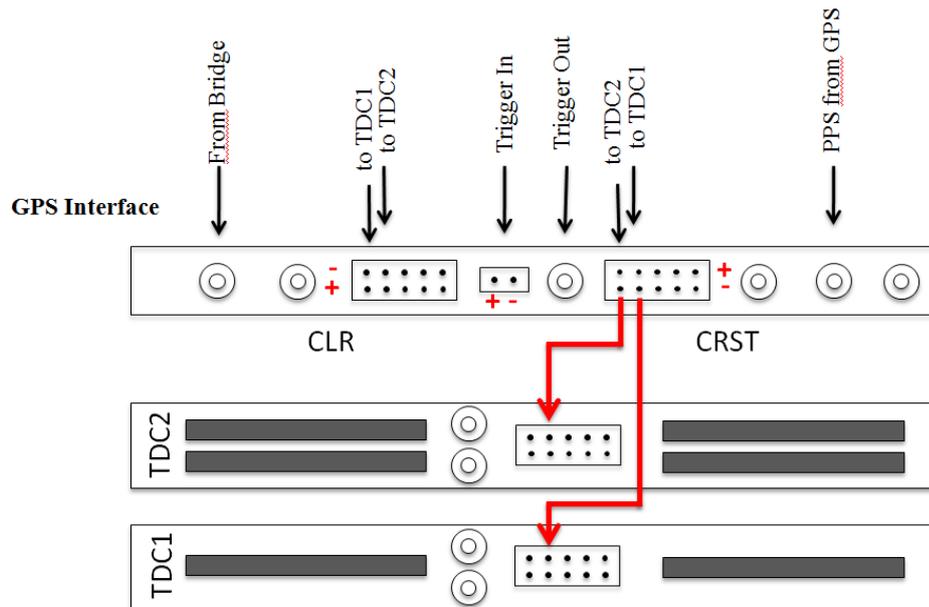


Figura 3.39. Schema con le connessioni per il segnale CRST (ETL) dalla scheda GPS Interface ai TDC

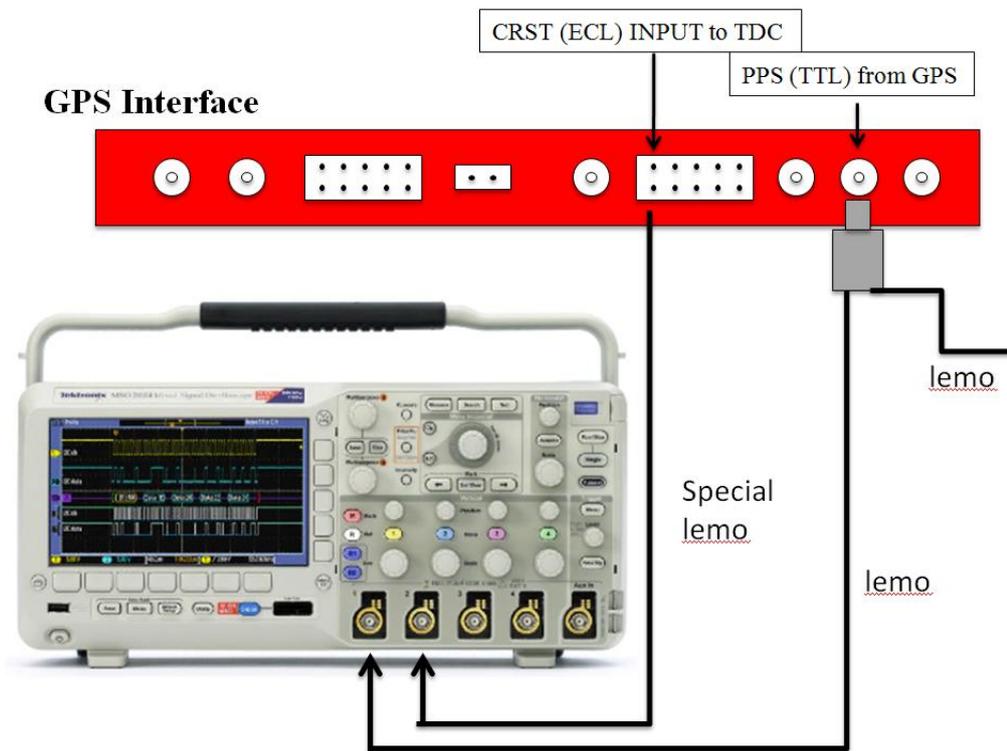
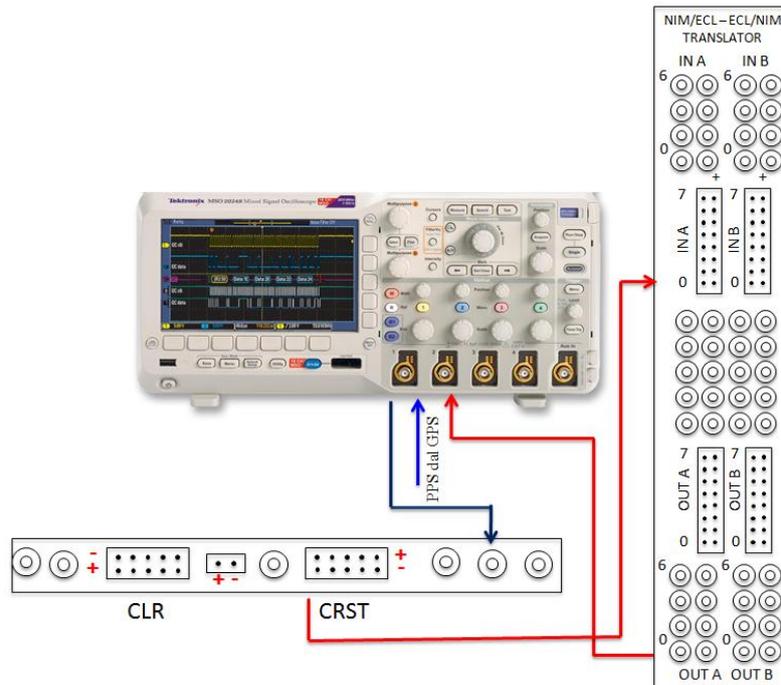


Figura 3.40. Schema dei collegamenti con l'oscilloscopio e la scheda GPS Interface

Per la misura del ritardo GPS-CRST si è collegato un doppino tra la scheda GPS Interface ed il modulo CAEN NIM come mostra lo schema in Figura 3.41. Si collega l'uscita NIM 0 di quest'ultimo modulo al canale 2 dell'oscilloscopio. Il cavo PPS viene spostato dal modulo GPS Interface al canale 1 dell'oscilloscopio. Si rimuove la terminazione da 50 Ohm in ingresso al canale 1 dell'oscilloscopio ed al suo posto si inserisce un cavo lemo per riportare il segnale PPS alla scheda GPS-interface.



**Figura 3.41.** Schema dei collegamenti con l'oscilloscopio, il modulo NIM e la scheda GPS Interface

Si imposta il trigger source dell'oscilloscopio sul canale 1 e la scala temporale a 100ns/div, quindi si sceglie la soglia del trigger per la visualizzazione dei segnali. La sovrapposizione dei segnali di trigger in uscita da GPS Interface e del segnale CRST ci consente di determinare il ritardo tra loro che, nel nostro caso, risulta essere di 1418 ns, come mostrato in Figura 3.42.

Questo dato viene riportato nel pannello di controllo del programma di acquisizione per un corretto funzionamento del sistema di acquisizione (Figura 3.43).

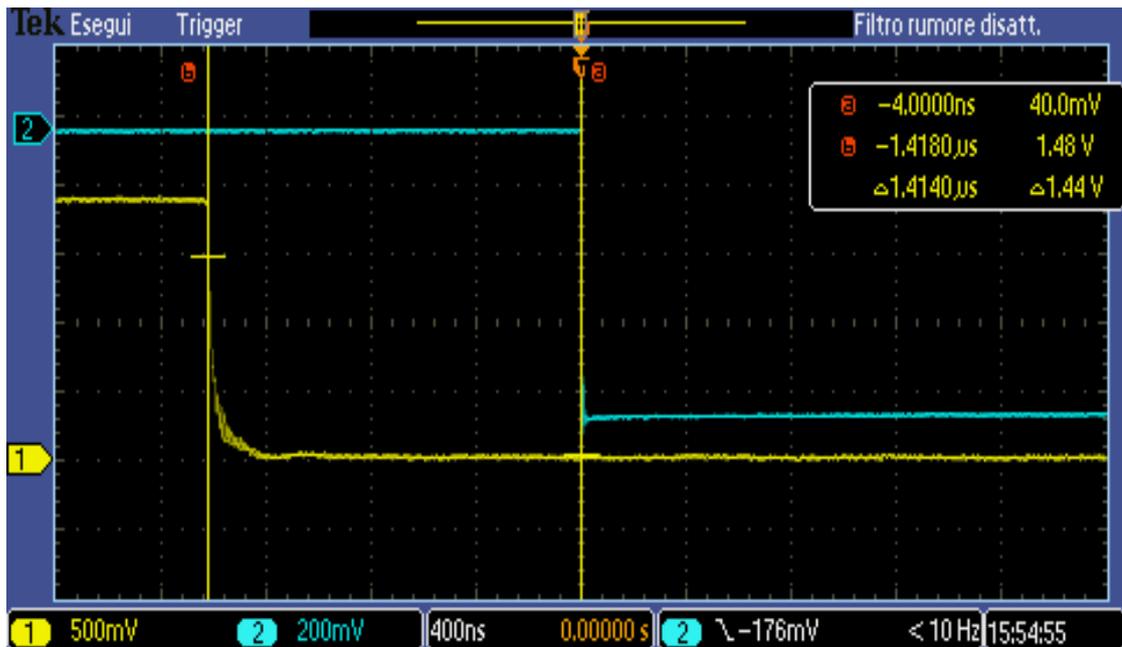


Figura 3.42. Sovrapposizione dei segnali: PPS (in giallo), CRST (in bleu) per la determinazione del ritardo

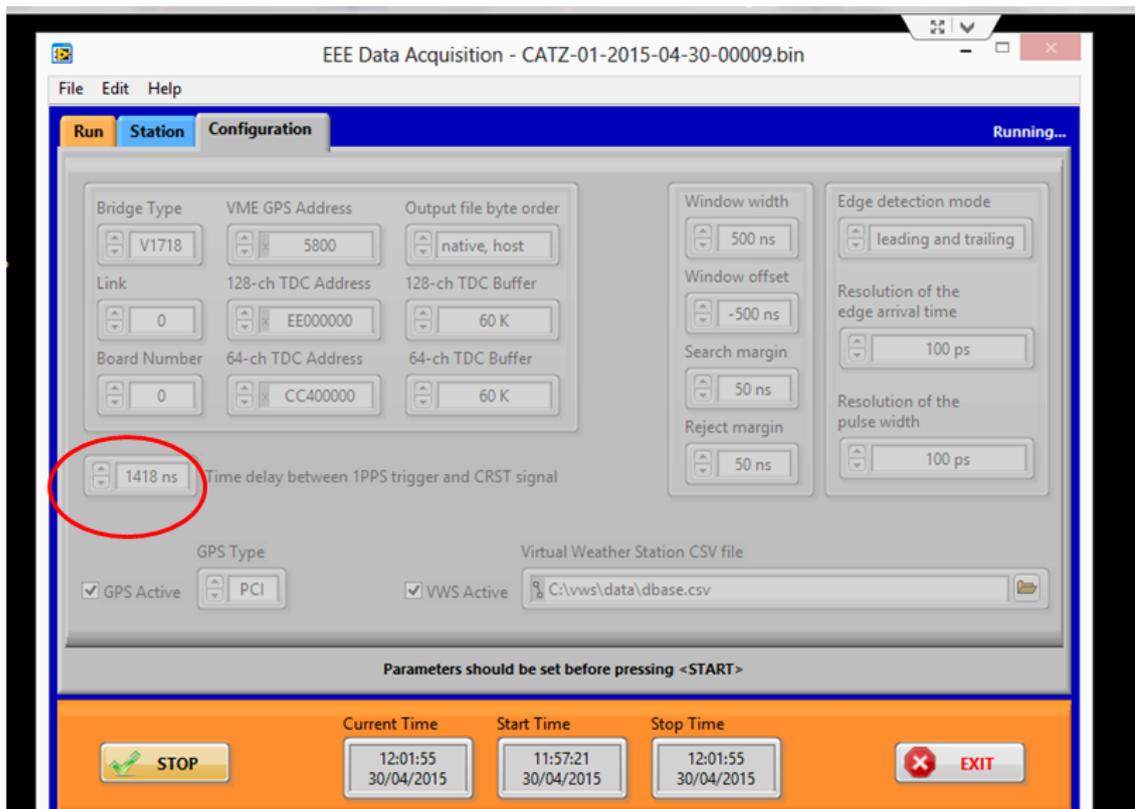


Figura 3.43. Schermata che mostra il pannello di configurazione dove sono immessi i relativi parametri. In rosso è evidenziato il valore del ritardo tra i segnali PPS e CRST.

### 3.1.7. La stazione metereologica

L'apparato viene corredato da una stazione meteorologica per il rilevamento dei dati ambientali quali la pressione atmosferica e la temperatura interna ed esterna. La pressione atmosferica è una misura diretta della quantità di aria che lo sciame deve attraversare prima di arrivare a terra. Variazioni di pressione producono variazioni sul flusso di muoni misurato dal rivelatore, di cui si dirà in modo più approfondito nel prossimo capitolo. Anche la temperatura interna è un parametro da rilevare per un buon funzionamento dell'apparato. Temperature molto alte possono non solo influire sul "rumore", ma possono con il tempo danneggiare lo stato delle camere MRPC e variarne l'efficienza. La stazione, Oregon Scientific [71], dopo la registrazione sul sito della Oregon, è corredata degli accessori e sensori opportuni (Figura 3.44), è configurata con latitudine, longitudine, altitudine e le unità del SI. Successivamente viene effettuata la verifica che tutti i sensori connessi comunicano correttamente con la stazione, che il Front Pannel (Figura 3.45) si aggiorni correttamente e che l'acquisizione inserisca i dati meteo nel pannello di Data Acquisition come indicato nella Figura 3.35 (Dati stazione meteo).

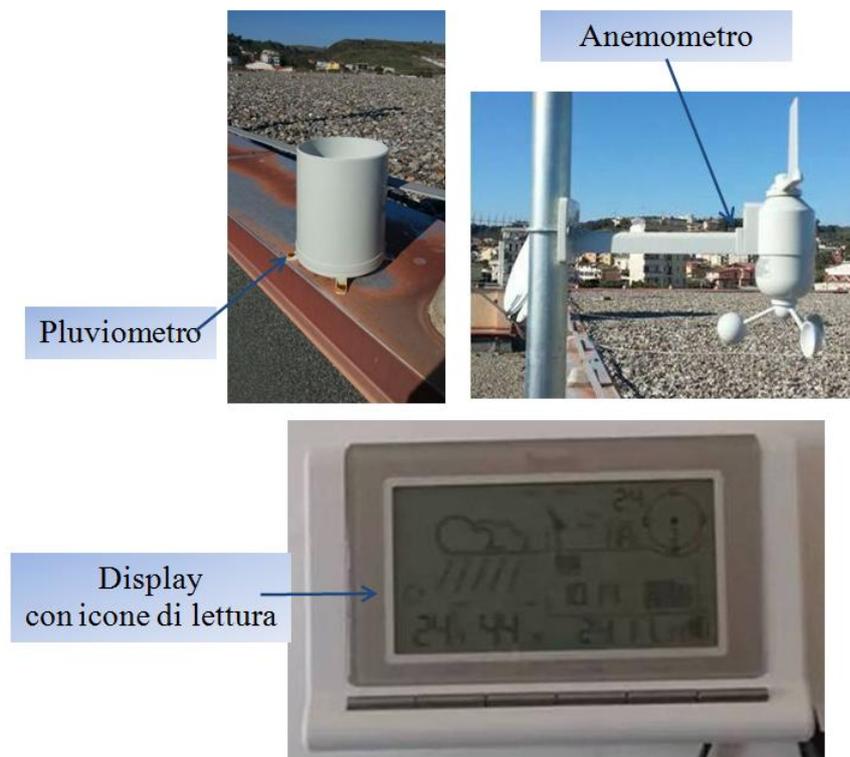


Figura 3.44. Accessori della Weather Station

## Pressione atmosferica

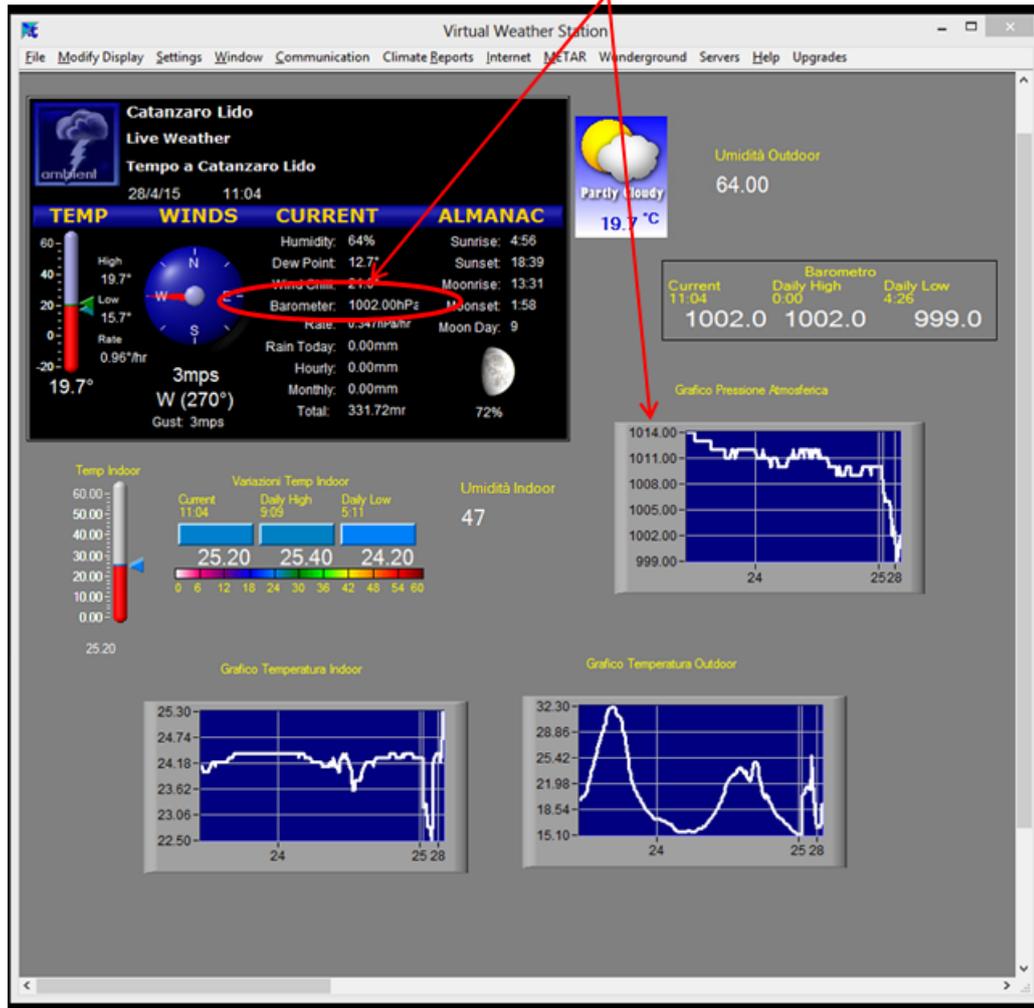
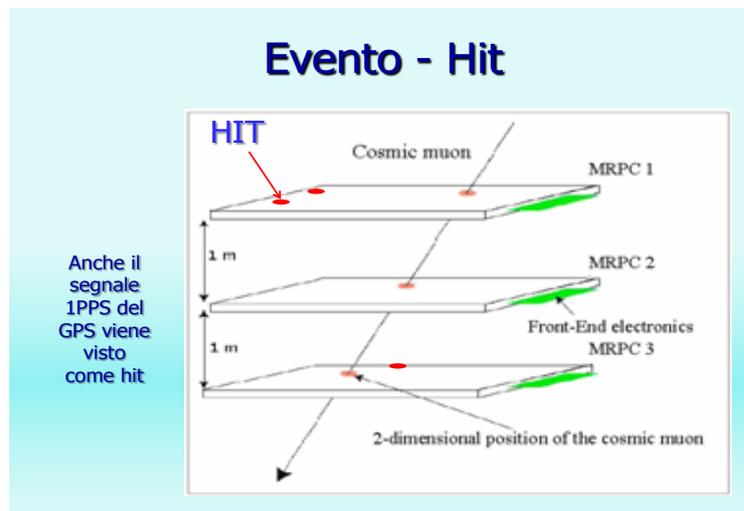


Figura 3.45. Front Pannel della Weather Station

### 3.2. Il sistema di acquisizione e controllo dati

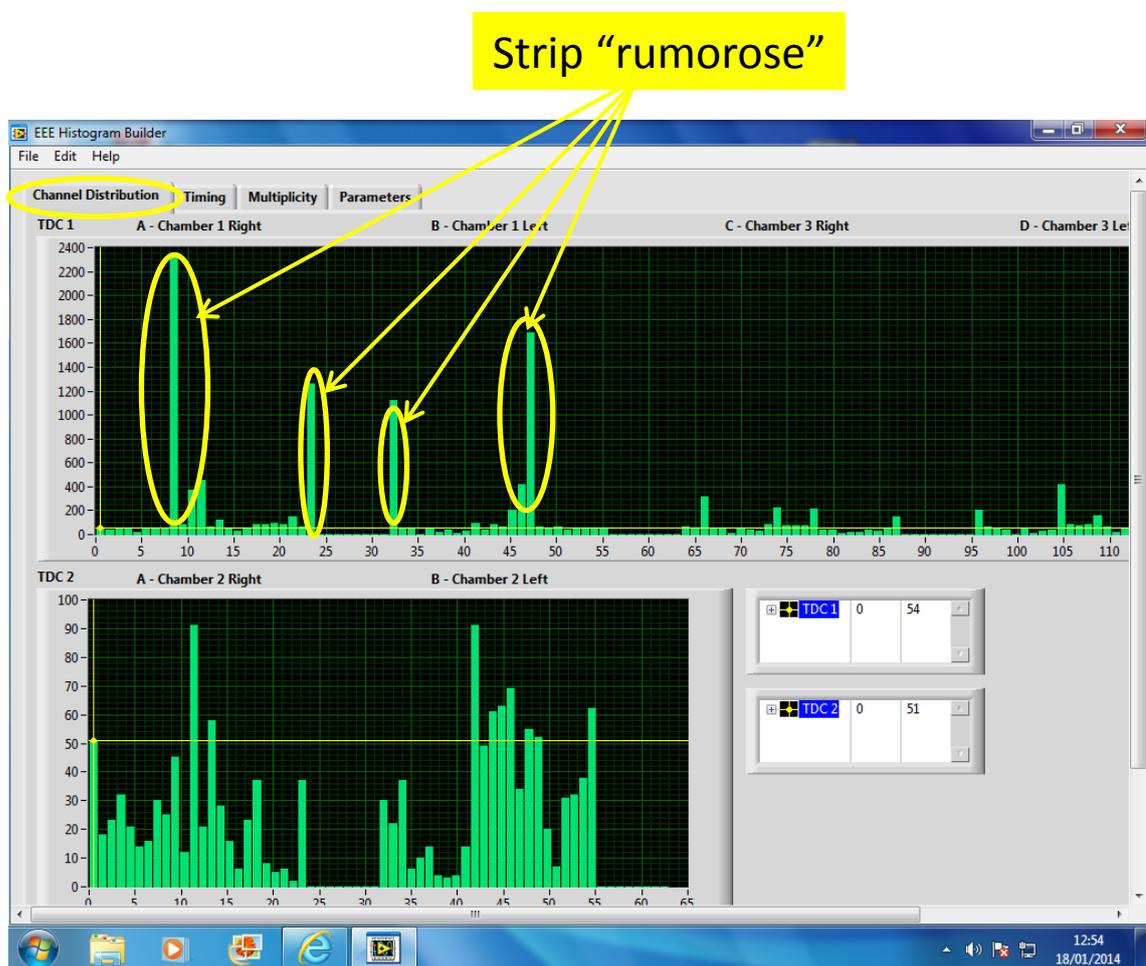
Anche il programma di controllo e analisi dati “EEE Histogram Builder” è basato su LabView per Windows. Esso permette di controllare sia gli istogrammi “hitmap” (distribuzione delle strip colpite) che la molteplicità (numero di strip colpite per evento). Tale programma permette di caricare un file dati qualunque e di graficare le hitmap e le molteplicità. L’aspetto di tali istogrammi aiuta a verificare il buon funzionamento del telescopio. In figura 19 è riportata una distribuzione tipica di hitmap per ciascuna camera dove appare la distribuzione delle strip colpite nei vari canali dei TDC. In questa distribuzione è possibile osservare se gli eventi visti dai TDC presentano delle anomalie come, per esempio, la presenza di alcuni canali con un numero di eventi significativamente più alto rispetto agli altri. Questo, soprattutto in fase iniziale, ci ha permesso di individuare la presenza di una forte componente di rumore elettromagnetico, ma anche strip malfunzionanti. Dobbiamo ricordare che un evento è dato da almeno un "hit" (segnale) per camera MRPC, ma se gli hit non sono allineati, allora è solo "**rumore**". Dobbiamo, pertanto, distinguere tra hit ed evento, come si evince nella Figura 3.46: taluni eventi possono essere degli hit di rumore.



**Figura 3.46.** Distinzione tra "hit" ed evento per la ricostruzione della traccia della particella.

Il primo controllo della qualità dei dati lo abbiamo fatto esaminando la Channel Distribution, che analizza i dati acquisiti presentandoli come istogrammi. Gli istogrammi a destra e sinistra nella parte in alto della Figura 3.47, rappresentano le strip colpite delle camere inferiore e superiore (n.1 e n.3) ovvero i segnali rilevati dalle FEA a destra e sinistra, mentre il terzo istogramma rappresenta la camera centrale (n.2). Le distribuzioni dovrebbero presentare un andamento mediamente costante nelle due

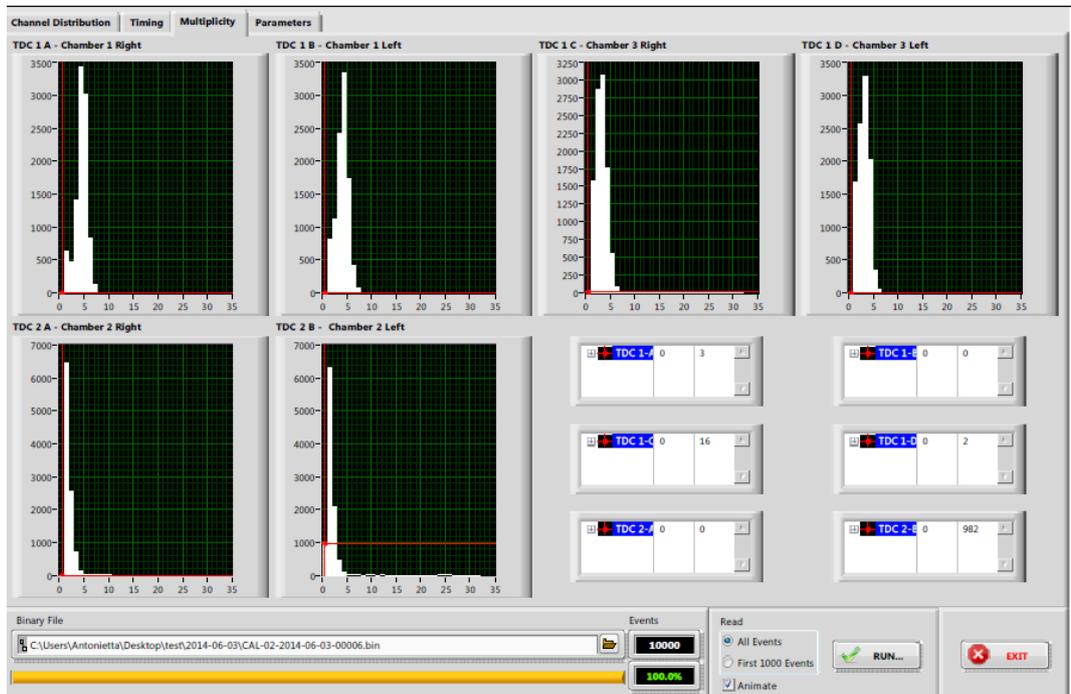
camere poste in alto e in basso, mentre per la simmetria e accettazione del telescopio a piani paralleli, la distribuzione dovrebbe presentare una predominanza di eventi nella parte centrale della camera posta in mezzo, in corrispondenza del baricentro del telescopio. Nelle camere inferiore e superiore gli eventi possono presentarsi più numerosi ai lati in quanto possono registrare gli eventi in arrivo in direzione obliqua. Nello specifico, il grafico visualizza in alto i 128 canali del TDC 1: le 24 strisce della camera n. 1 destra (Right) sui canali 0-24, le 24 strisce della camera n. 1 sinistra (Left) sui canali 32-55, le 24 strisce della camera n.3 destra sui canali 64-87, le 24 strisce della camera n.3 sinistra sui canali 96-118. Il grafico posto in basso visualizza i 64 canali del TDC 2: le 24 strisce della camera n. 2 destra sui canali 0-24 e le 24 strisce della camera n. 2 sinistra sui canali 32-55.



**Figura 3.47.** Distribuzione degli istogrammi ottenuti con Channel Distribution del software EEE Histogram Builder e indicazione dei canali con "rumore".

La schermata evidenziata in Figura 3.48 presenta invece la molteplicità, ossia il numero di strisce colpite in ogni evento, letto a destra e sinistra delle camere. Una particella che attraversa il telescopio dovrebbe indurre il segnale su una singola striscia o al massimo

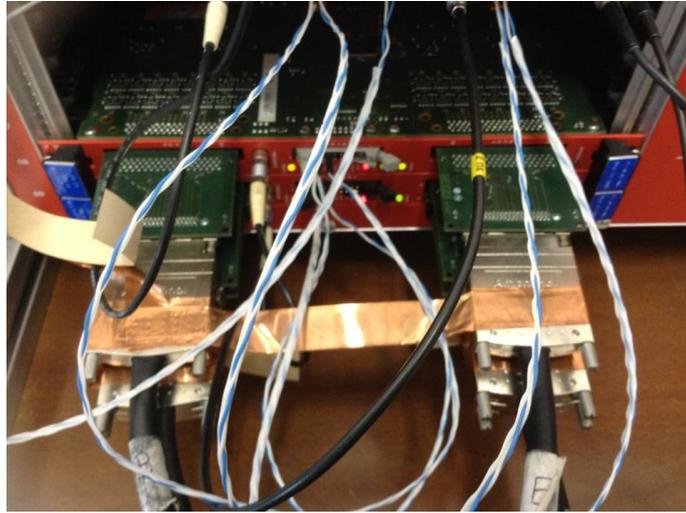
su due se arriva sulla zona compresa tra due strisce contigue. La molteplicità pertanto, in assenza di rumore, deve presentare una distribuzione con picchi sui valori 1 e 2. La molteplicità con picchi su valori elevati è spesso sintomo di presenza di rumore. Se la distribuzione dovesse presentare picchi sullo zero saremmo in presenza di problemi sulle strisce o sui TDC.



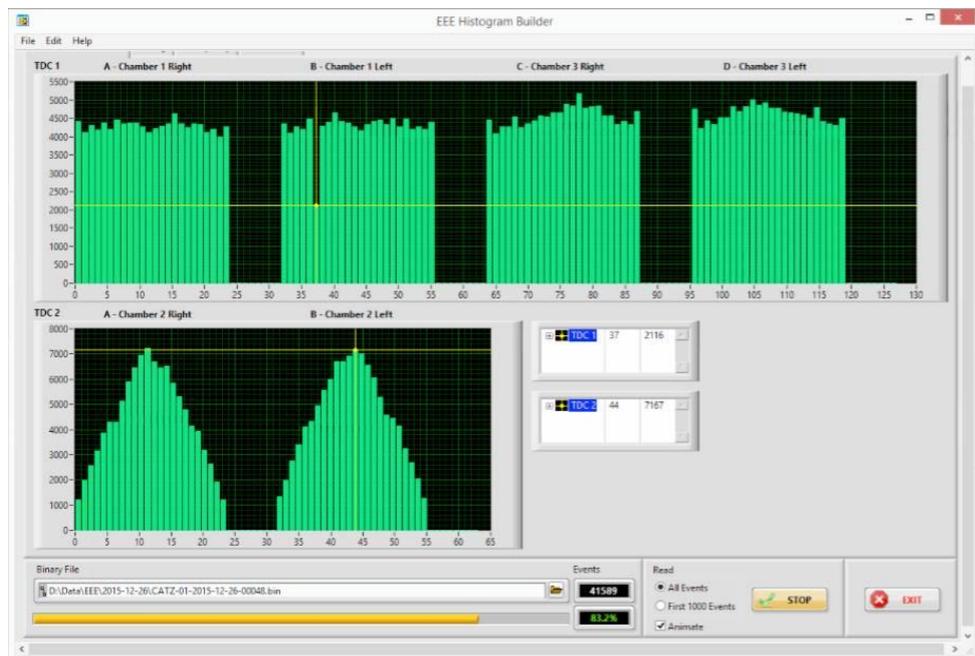
**Figura 3.48.** Schermata della molteplicità degli eventi presenti in ciascun lato (destro e sinistro) delle 3 camere.

Abbiamo acquisito un certo numero di eventi e, per un determinato periodo, si è accertata la presenza di una forte componente di "rumore", come si evince dalla distribuzione degli istogrammi in Figura 3.47 e della molteplicità in figura 3.48. La distribuzione degli eventi e l'analisi degli istogrammi ha permesso agli studenti non solo di approfondire la fisica dei raggi cosmici e dei rivelatori di particelle, ma ha stimolato la curiosità e la creatività su altre tematiche con conseguente formazione scientifica e tecnologica [72]. Abbiamo quindi provveduto a fare la messa a terra di tutte le parti del telescopio, in particolare i terminali dei cavi Amphenol, ponendo la schermatura a massa collegata all'involucro metallico delle camere, e dello stesso crate che contiene i moduli di trasmissione (Figura 3.49). Si sono disposti i cavi in modo da non intrecciare quello di trasferimento dati con gli altri cavi di comunicazione e con quelli di alimentazione e si è provveduto a fare una "robusta" connessione a terra delle tre camere. Dopo questi interventi è migliorata l'acquisizione degli eventi. Come si evince dalla Figura 3.50 le distribuzioni presentano un andamento mediamente costante nelle

due camere poste in alto e in basso, mentre la distribuzione presenta una predominanza di eventi nella parte centrale della camera posta in mezzo ed è notevolmente migliorata la molteplicità (Figura 3.51).



**Figura 3.49.** Crate e terminali con schermatura di rame.



**Figura 3.50.** Distribuzione degli eventi dopo gli interventi di messa a terra.

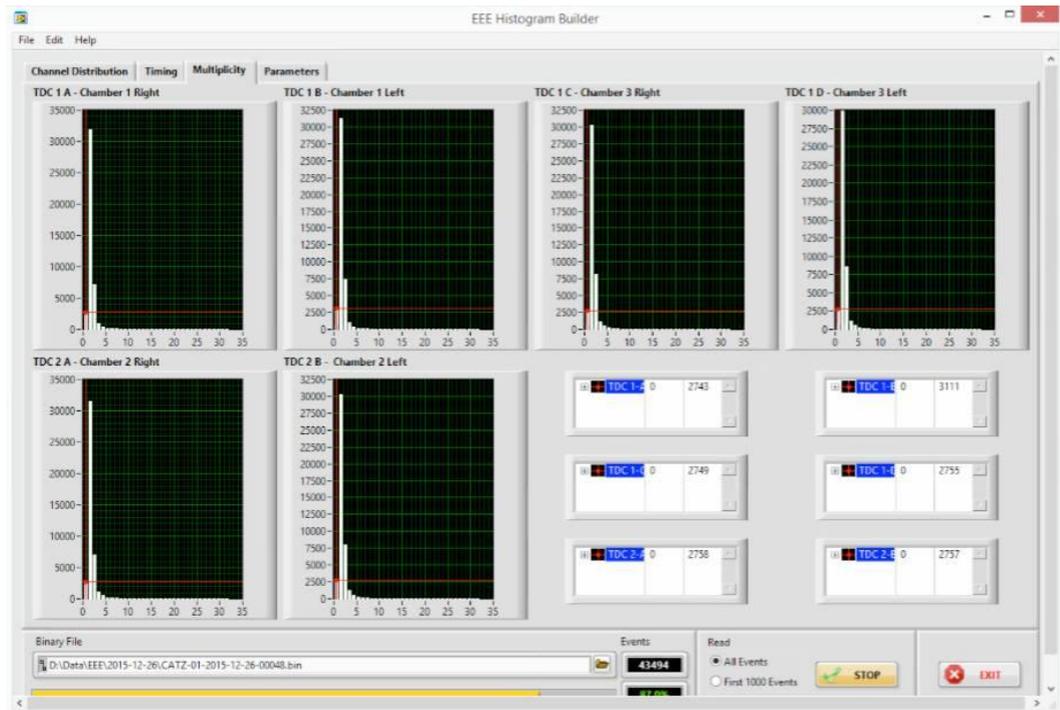


Figura 3.51. Distribuzione della molteplicità dopo gli interventi di messa a terra.

Lo stesso programma consente di verificare la distribuzione dei tempi (timing) dei segnali provenienti dalle FEA. La distribuzione deve essere centrata su un valore per un corretto funzionamento del timing ed il *leading edge* deve iniziare circa 20 ns dopo il *trailing edge* (Figura 3.52).

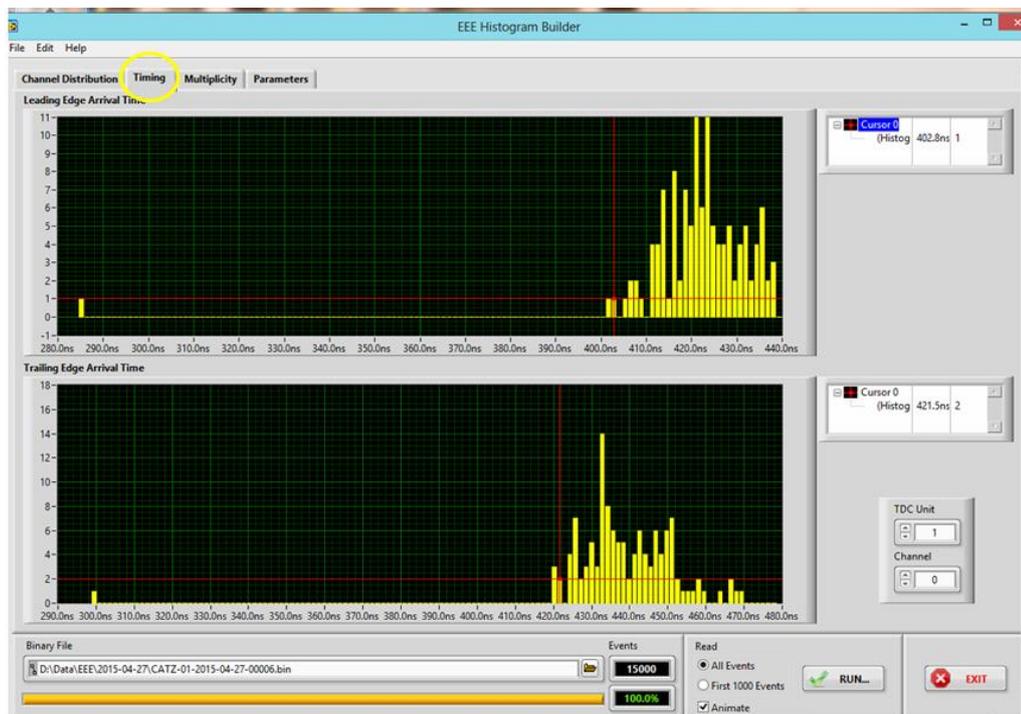
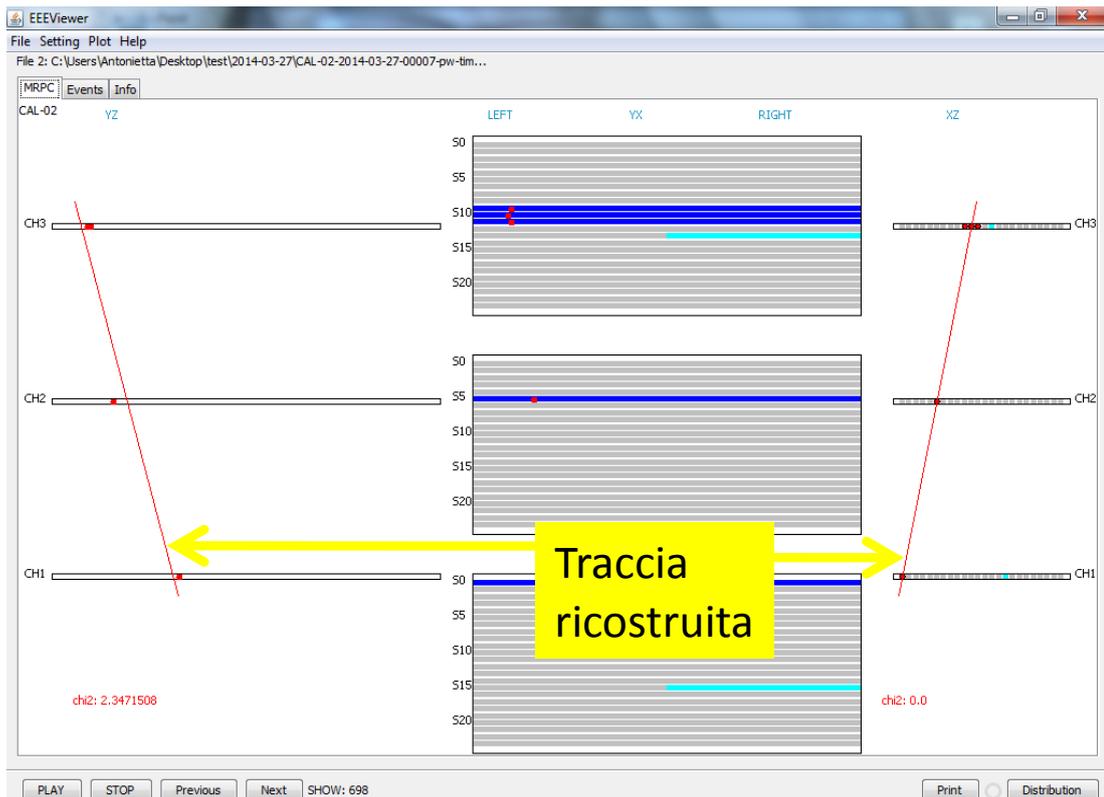


Figura 3.52. Timing dei segnali provenienti dalle FEA.

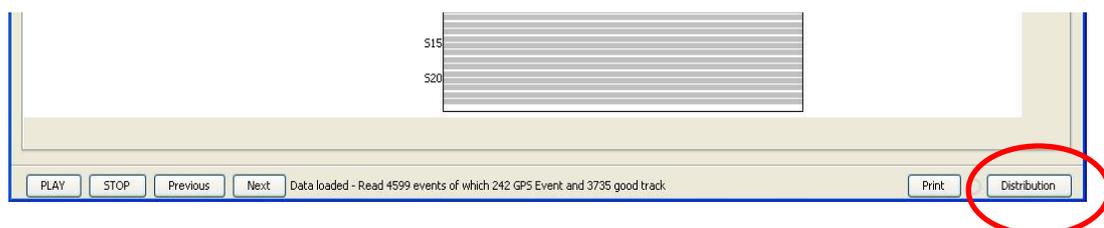
Il programma “EEE Pulse Width Converter Converter”, previa installazione del plugin Java, invece converte i dati grezzi, scritti in binario, in formato testo pw-time.txt.

Il programma “EEE Viewer” legge il file, ricostruisce le tracce, fornisce l’angolo azimutale  $\Phi$  misurato sul piano xy, rispetto all’asse x e l’angolo zenitale  $\vartheta$ , misurato a partire dalla direzione verticale di arrivo del muone, il  $\chi^2$  dell'evento e il tempo del GPS. La Figura 3.53 mostra la ricostruzione di un evento. Solo se ci si trova in presenza di hit allineati, il software disegna la traccia ricostruita con la linea rossa.



**Figura 3.53.** La linea rossa indica la traccia ricostruita in presenza di hit allineati sulle tre camere

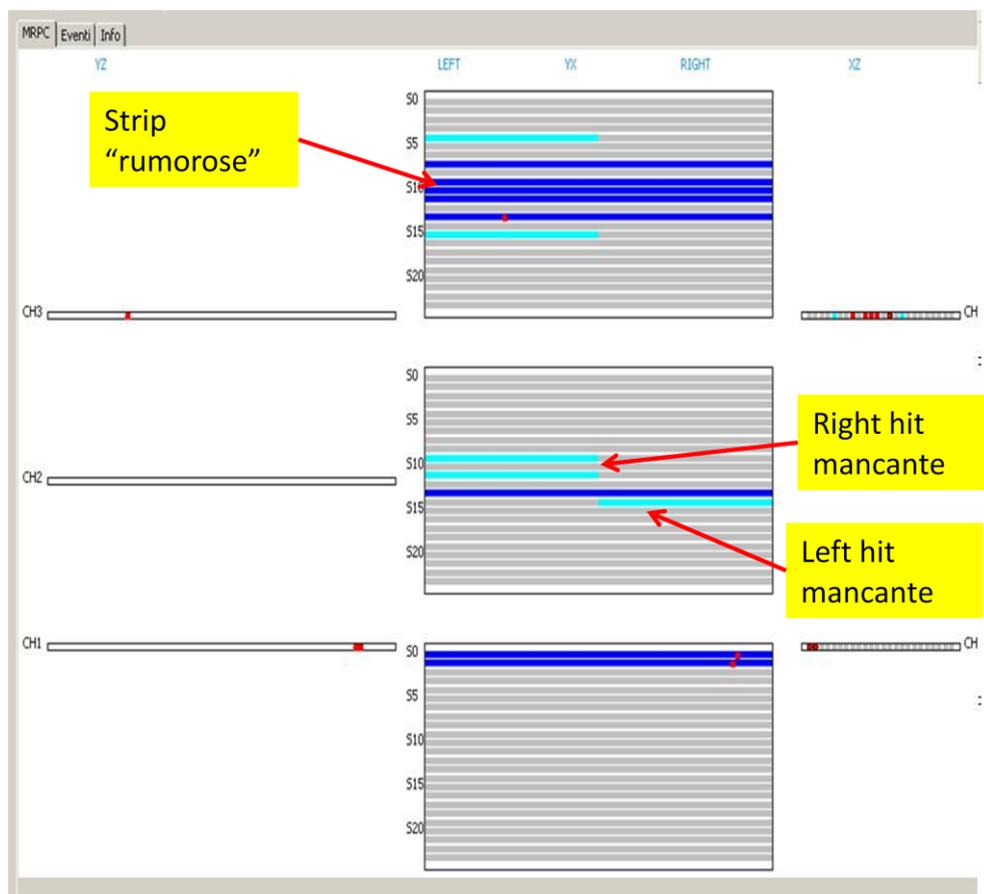
EEE Viewer consente anche di vedere la distribuzione degli hit tramite apposita funzione (Figura 3.54) per il controllo della qualità dei dati.



**Figura 3.54.** La funzione "Distribution"

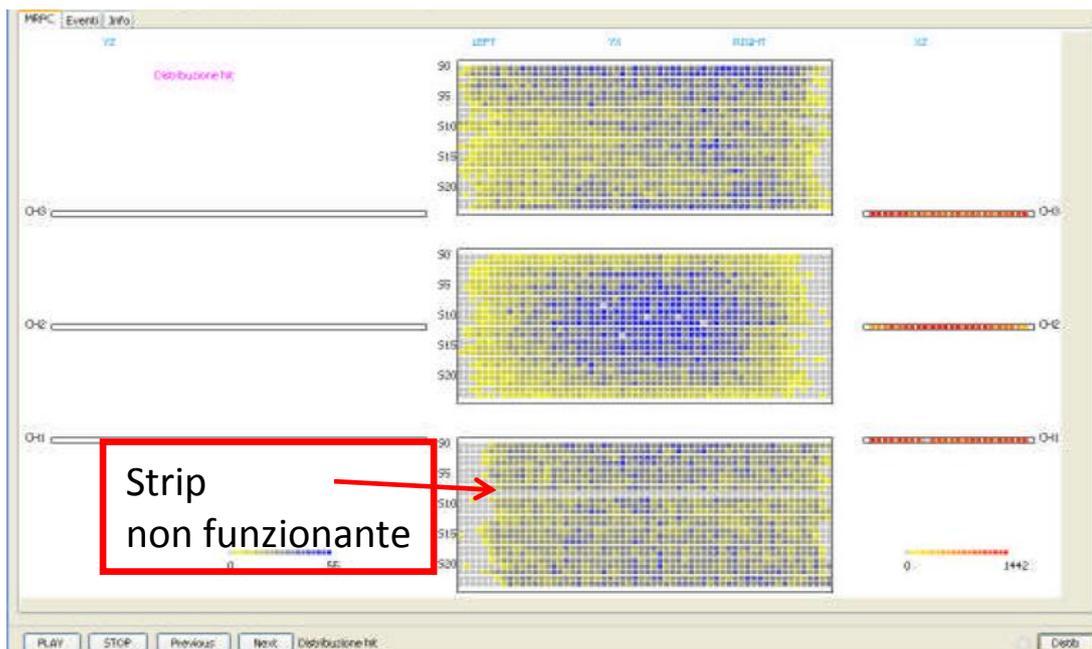
Questo consente di individuare gli eventi ad alta molteplicità o rumorosi ed analizzare le casistiche per la ricostruzione delle tracce (Figura 3.55). Possiamo notare che ci sono delle strips colorate solo per metà di azzurro. Questo ci indica che su quella strip c'è stato un segnale elettrico, ma esso è stato rivelato solo da uno dei lati e, affinché sia registrato come hit, deve essere segnalato su entrambi i lati della strip. Come lo spieghiamo? Potrebbe solo essere un segnale di rumore, o c'è un falso contatto elettrico su quel canale di ricezione della scheda di acquisizione. Sono presenti delle strips interamente colorate in blu: questo indica che il segnale elettrico left e right è arrivato. Ma perchè non compare l'hit (il puntino rosso)?

E' possibile che dall' elaborazione dati risulta un hit fuori dalla strip per cui, se il programma è ben configurato, è un segnale di "rumore".



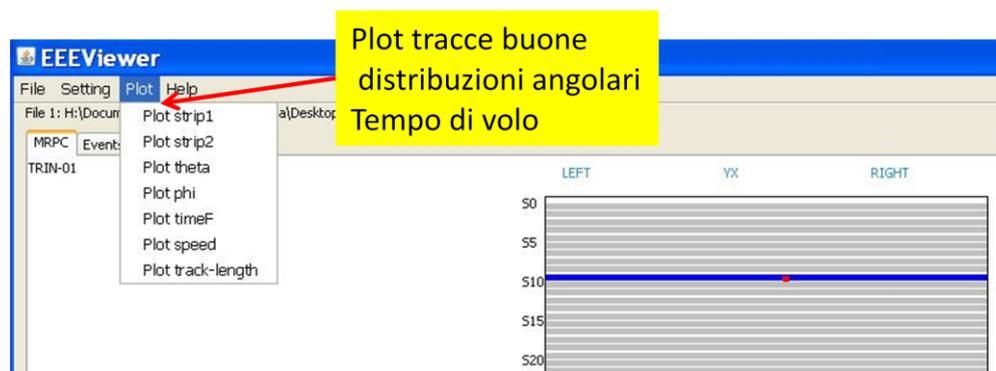
**Figura 3.55.** Casistica di eventi "non buoni" per la ricostruzione delle tracce.

E' possibile visualizzare le distribuzioni 2D per individuare eventuali strip malfunzionanti o ritardi temporali tra le varie strips (Figura 3.56).



**Figura 3.56.** Distribuzioni 2D degli hit.

Dal menù "Plot" è possibile selezionare tutti i grafici (Figura 3.56). In particolare: "Plot strip1" disegna la distribuzione delle strip delle tracce buone, "Plot strip2" disegna la distribuzione di tutte le strip accese senza considerare se fanno parte di eventi "buoni" o meno. "Plot theta" e "Plot phi" forniscono le distribuzioni angolari (Figura 3.57), nonché il tempo di volo e la lunghezza della traccia.



**Figura 3.56.** Il menù "Plot" di EEE Viewer per la selezione dei grafici: distribuzione delle tracce, distribuzioni angolari, tempo di volo, lunghezza delle tracce..

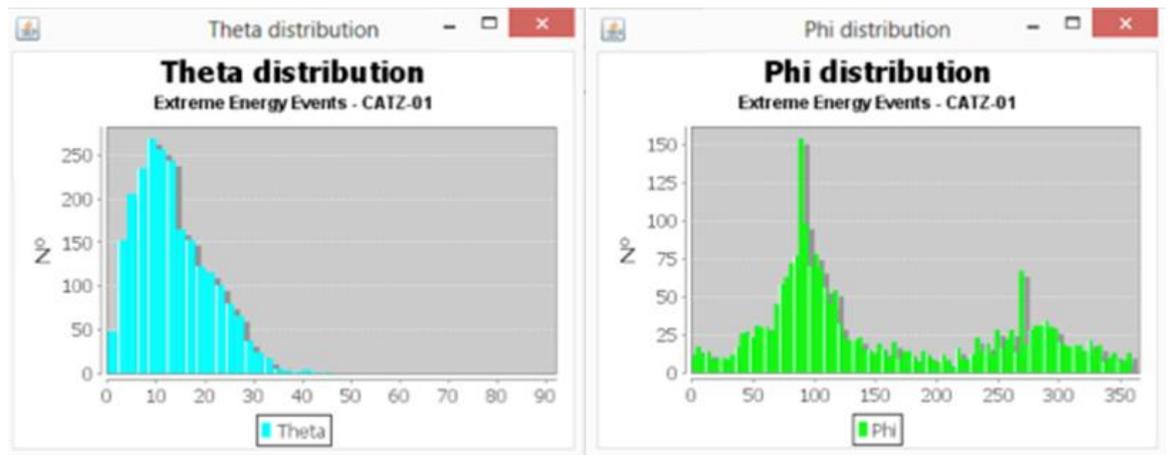


Figura 3.57. Distribuzioni angolari Theta e Phi.

Il controllo e le informazioni sulla qualità dei dati hanno permesso l'identificazione di problemi fondamentali, quali la rumorosità dell'apparato e problemi connessi al malfunzionamento di strips. Si è reso necessario installare un condizionatore nel locale dove è situato il rivelatore per mantenere la temperatura intorno ai 17 °C. Nello stesso tempo si è dovuta aprire la camera n. 3 per l'interruzione che si manifestava su una strip (Figura 3.58)

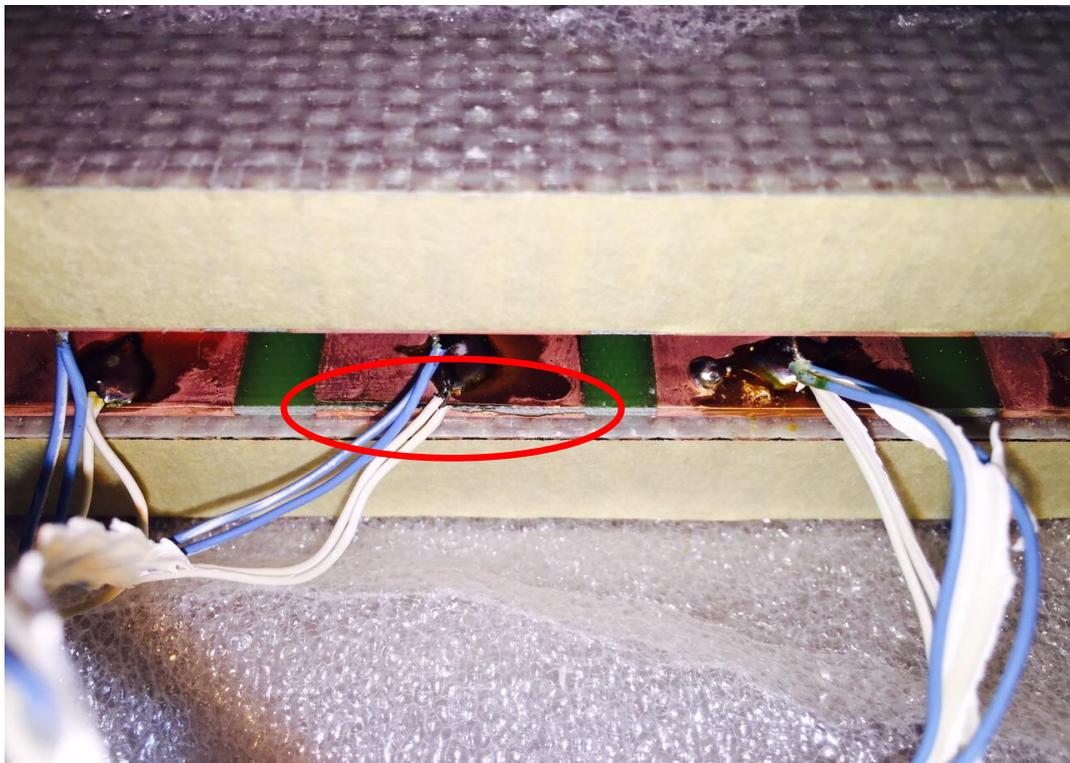


Figura 3.58. In rosso è evidenziata l'interruzione su una strip della camera n. 3.

### 3.3. Accesso da remoto e trasferimento dati al CNAF

Il monitoraggio dell'apparato ed il controllo della qualità dei dati, come già evidenziato, sono importanti per validare l'analisi dei dati ed i risultati scientifici. E' buona regola, pertanto, controllare tutto il sistema, almeno una volta al giorno, registrando tutti i valori dei parametri relativi allo stato di presa dati e deducibili da "Data Acquisition", nonché flussaggio del gas, correnti e tensioni, punto di lavoro, dati meteo. Al fine di poter effettuare azioni di monitoraggio durante la presa dati abbiamo installato anche il software Teamviewer [73] che consente il controllo remoto, eccetto per i parametri del sistema di flussaggio del gas. Dal 27 Ottobre 2014 al 14 Novembre 2014 il progetto EEE è entrato in una nuova fase con l'esecuzione del cosiddetto *Pilot Run*, ossia la prova generale di acquisizione dati coordinata, a livello nazionale, dal Centro di Calcolo dell'Istituto di Fisica Nucleare di Bologna. Al *Pilot Run* hanno partecipato le scuole con il rivelatore funzionante e con i requisiti necessari quali efficienza delle camere MRPC superiore al 90%, stazione meteo, sistema GPS, software per controllo remoto e software per la trasmissione dei dati al CNAF di Bologna (Centro Nazionale Analisi Fotogrammi). Il CNAF, gestito dall'INFN, di Bologna, è il più grande centro di archiviazione e di calcolo italiano per la ricerca e lo sviluppo nel campo delle tecnologie informatiche applicate agli esperimenti di fisica nucleare e delle alte energie. Il software installato a tale scopo è BitTorrentSync [74]. Il trasferimento dati avviene tramite **BitTorrent Sync**, dopo aver sincronizzato la cartella che contiene i dati del nostro telescopio sul PC di acquisizione con una corrispondente cartella sul server CNAF (Figura 3.59).

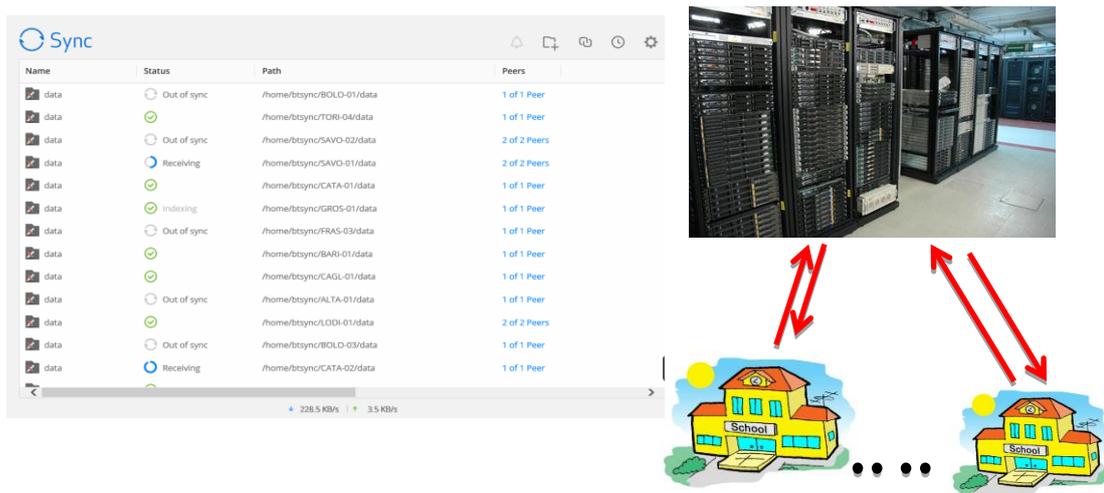


Figura 3.59. Il server del CNAF, centro per il trasferimento e raccolta dati di tutte le scuole.

La tabella mostrata in Figura 3.60, indica tutte le scuole partecipanti al progetto, mentre in giallo sono evidenziate quelle con i requisiti necessari per la fase del *Pilot Run*.

Gli Istituti Scolastici coinvolti nel Progetto sono:		Gli Istituti Scolastici coinvolti nel Progetto sono:	
CITTÀ	ISTITUTO	CITTÀ	ISTITUTO
Altamura (BA)	<a href="#">Liceo Cagnazzi</a>	Lodi	<a href="#">Liceo Scientifico G. Gandini</a>
Ancona	<a href="#">Liceo Classico C. Rinaldini*</a>	Parma	<a href="#">Liceo Scientifico G. Marconi</a>
Arezzo	<a href="#">ITIS G. Galilei*</a>	Paternò (CT)	<a href="#">Liceo Scientifico E. Fermi**</a>
Bari	<a href="#">Liceo Scientifico A. Scacchi</a>	Reggio Emilia	<a href="#">IIS L. Nobili</a>
Bologna	<a href="#">Liceo Scientifico E. Fermi</a>	Roma	<a href="#">ITIS H. Hertz*</a>
	<a href="#">Liceo Classico L. Galvani</a>		<a href="#">Liceo Classico P. Albertelli**</a>
	<a href="#">Liceo Scientifico A.B. Sabin</a>	Salerno	<a href="#">Liceo Scientifico G. Da Procida</a>
Cagliari	<a href="#">Liceo Scientifico L.B. Alberti</a>	Savona	<a href="#">Liceo Chiabrera - Martini</a>
	<a href="#">Liceo Scientifico Michelangelo</a>		<a href="#">ITIS Ferraris - Pancaldo</a>
	<a href="#">Liceo Scientifico A. Pacinotti</a>		<a href="#">Liceo Scientifico O. Grassi</a>
Catania	<a href="#">ITIS S. Cannizzaro</a>		<a href="#">IIS Alessandrini - Marino - Forti</a>
<b>Catanzaro</b>	<a href="#">IIS E. Fermi</a>	Teramo	<a href="#">Liceo Classico M. d'Azeglio</a>
Cosenza	<a href="#">Liceo Scientifico G.B. Scorza</a>	Torino	<a href="#">Liceo Scientifico G. Ferraris</a>
Frascati (RM)	<a href="#">Istituto Tecnico E. Fermi</a>		<a href="#">Liceo Classico V. Gioberti***</a>
	<a href="#">Istituto Salesiano Villa Sora</a>		<a href="#">Liceo Scientifico G. Bruno</a>
Grosseto	<a href="#">IIS A. Manetti</a>		<a href="#">Liceo Scientifico A. Volta</a>
Grottaferrata (RM)	<a href="#">Liceo Scientifico B. Touschek</a>	Trapani	<a href="#">Liceo Scientifico V. Fardella</a>
L'Aquila	<a href="#">Liceo Scientifico A. Bafile</a>	Treviso	<a href="#">Liceo Duca degli Abruzzi**</a>
	<a href="#">Liceo Scientifico A. D'Aosta</a>	Trinitapoli (BAT)	<a href="#">IIS S. Staffa</a>
Lecce	<a href="#">Liceo Scientifico G. Banzi Bazoli</a>	Viareggio (LU)	<a href="#">IIS Galilei - Artiglio</a>
	<a href="#">ITIS E. Fermi</a>		<a href="#">Liceo Scientifico Barsanti e Matteucci</a>
	<a href="#">Liceo Classico G. Palmieri</a>		

\* I rivelatori MPRC sono già stati costruiti al CERN  
 \*\* I rivelatori MPRC saranno costruiti entro il 2014  
 \*\*\* Collabora al progetto ma non ha il telescopio

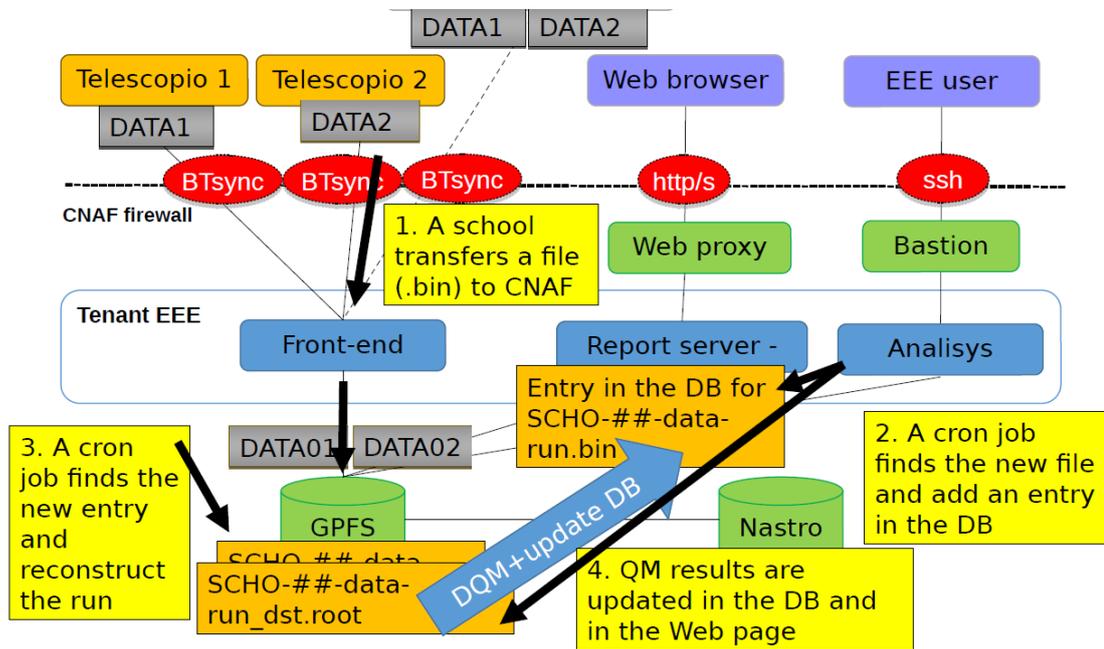
**Figura 3.60.** Scuole partecipanti al progetto EEE. Sono evidenziate (in giallo) le scuole entrate nel Pilot Run.

A questa fase di prova è seguita la fase *Run 1* (dal 2 Febbraio 2015 al 30 Aprile 2015), durante la quale sono stati acquisiti, da parte di tutte i telescopi, più di 5 miliardi di eventi, cioè tracce di muoni. In questa fase non sono mancati gli inconvenienti per il nostro telescopio, quali la rottura di un convertitore DC-DC ed il malfunzionamento di una scheda FEA per cui si è resa necessaria la sostituzione ma, nello stesso tempo, tutto questo ha permesso agli studenti di conoscere i meccanismi di acquisizione e controllo dati, tipici della ricerca professionale.

### 3.4. Organizzazione e DQM quotidiano

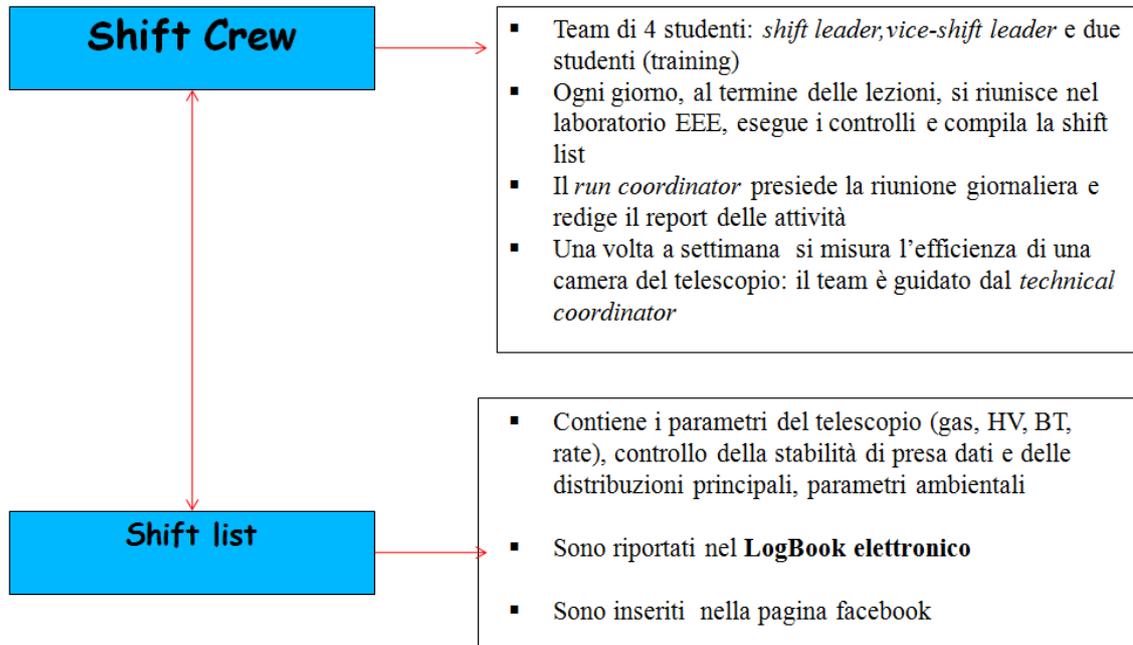
Le scuole non solo possono trasferire i dati al CNAF, ma vi possono accedere, analizzare e fare il monitoraggio quotidiano. Il CNAF ha infatti un server ed un web server completamente dedicato alle scuole. Un'interfaccia utenti consente di accedere alla *cloud computing*, ovvero a quell'insieme di alta tecnologia propria dell'architettura client-server. Questa complessa architettura, schematizzata in Figura 3.61, è stata messa

a punto per la ricostruzione dei dati online e fornire riferimenti ed istogrammi per il monitoraggio.



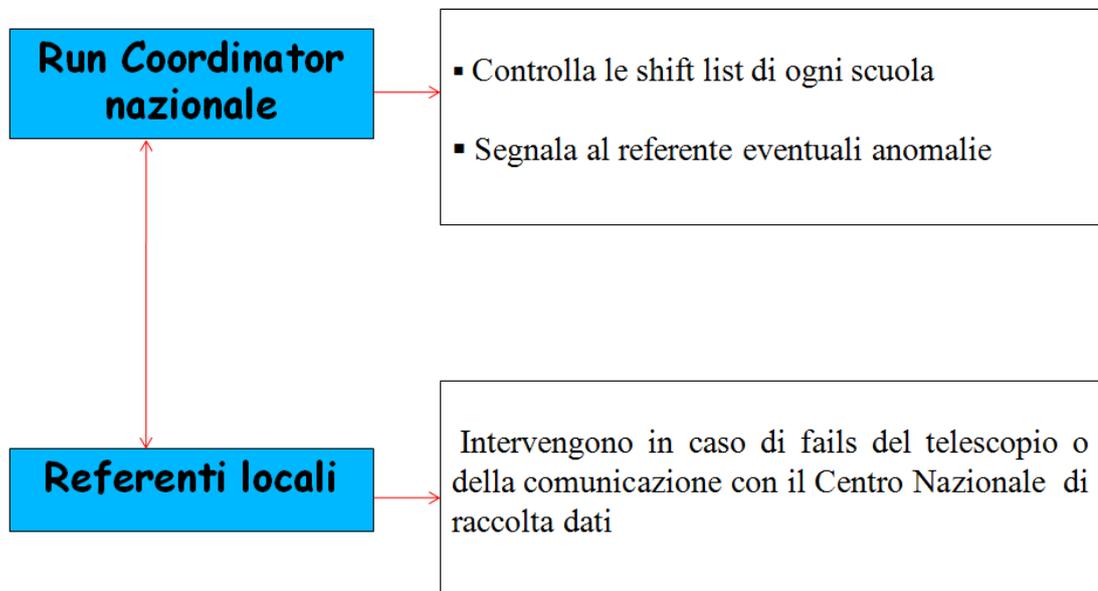
**Figura 3.61.** Schema dell'architettura client-server per trasferimento e ricostruzione dati da parte del CNAF.

Si rende indispensabile anche una buona organizzazione a livello scolastico per poter effettuare al meglio il *Data Quality Monitor*. Lo schema mostrato in Figura 3.62 evidenzia l'organizzazione dei gruppi di lavoro coordinati dal docente referente con la supervisione del professore Marco Schioppa.



**Figura 3.62.** Schema relativo all'organizzazione scolastica per il monitoraggio e qualità dei dati.

In Figura 3.63 è mostrata l'organizzazione per il monitoraggio a livello nazionale.



**Figura 3.63.** Schema relativo all'organizzazione a livello nazionale per il monitoraggio del telescopio

### 3.4.1. Stato della rete di acquisizione

La collaborazione EEE ha messo a disposizione delle scuole partecipanti la pagina web di riferimento che mostra lo stato della rete di acquisizione e raccoglie tutte le informazioni utili per il *monitoring* dei rivelatori, come mostra la Figura 3.64. [75].

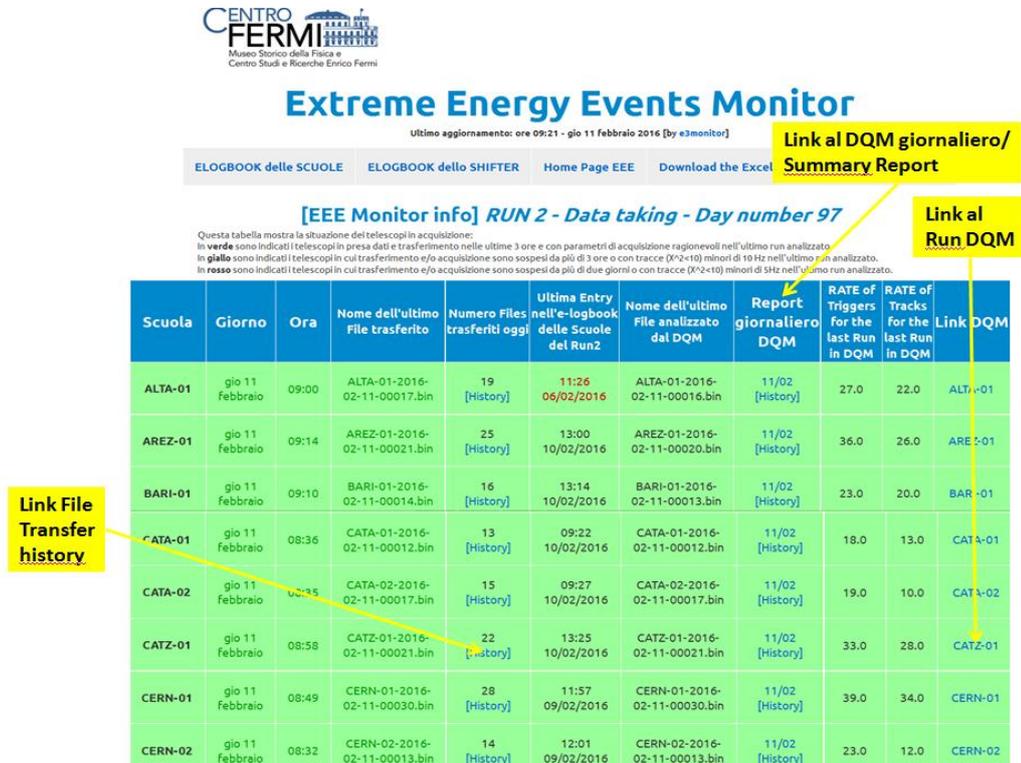
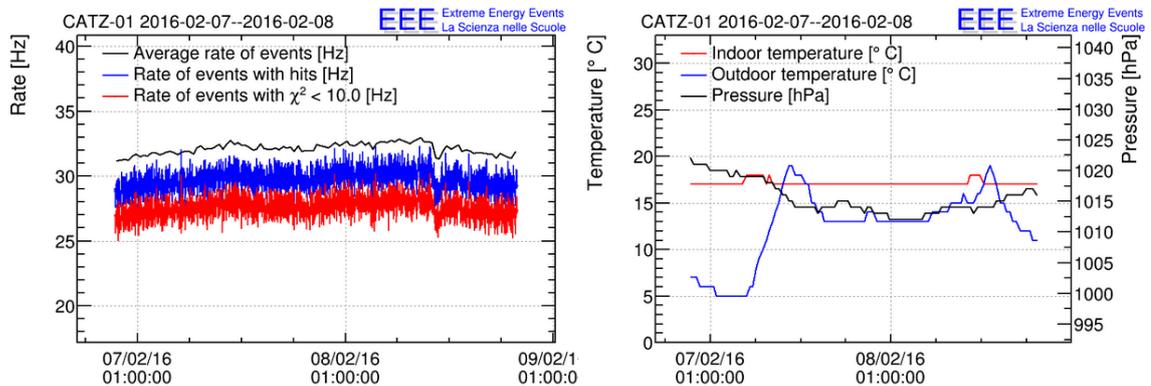


Figura 3.64. Pagina web di riferimento per il *monitoring* e lo stato delle stazioni EEE

In particolare, seguendo uno dei link nella colonna "Report giornaliero DQM", si accede al "Summary report" dell'ultimo giorno o alla lista dei giorni precedenti per avere le informazioni salienti sulla presa e qualità dei dati. Riportiamo un esempio: nel report relativo al giorno 08/02/2016, i grafici (Figura 3.65) sono relativi ai dati acquisiti a partire dalle ore 0.00 del giorno 07/02/2016. Il grafico a sinistra, mostrato in Figura 3.65, rappresenta la frequenza di acquisizione degli eventi (linea nera), degli eventi che contengono effettivamente dei dati (linea blu), e degli eventi contenenti una traccia (linea rossa). Questo ci consente di individuare immediatamente la *rate* di acquisizione, periodi di "rumore", eventuale inattività del rivelatore, efficienza di ricostruzione. Esaminiamo i dati riferiti ai due giorni presi in esame: abbiamo acquisito 5.350.020 eventi. Il numero di eventi con hits è pari a 4.951.940, mentre il numero di tracce è pari a 4.595.796. Il rapporto  $4.595.796/4.951.940$  ci fornisce, in questo caso, una efficienza di ricostruzione pari al 93%.

La stessa figura mostra a destra i grafici delle variabili ambientali che ci consentono di osservare fluttuazioni importanti di temperatura e pressione ed individuare periodi adatti ad estrarre correzioni barometriche.

### EEE DQM summary report



#### SUMMARY

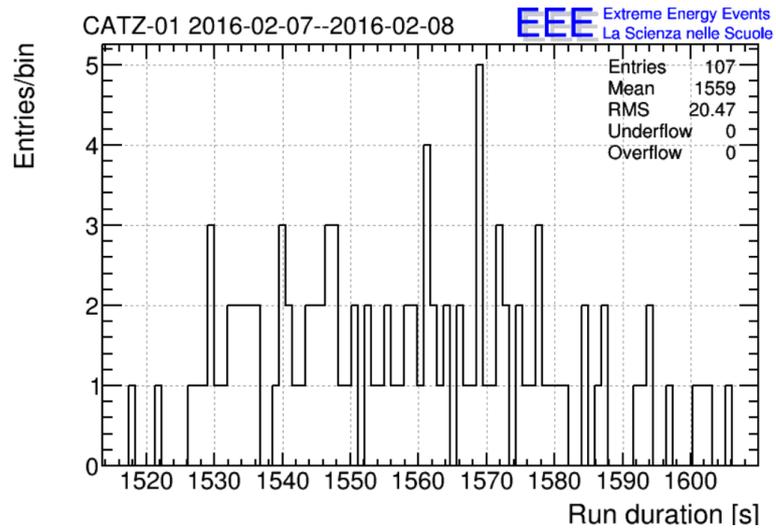
- Station: CATZ-01
- Time period: 2016-02-07--2016-02-08
- Number of runs processed: 107
- Total number of events: 5350020
- Number of events with hits: 4951940
- Number of events with a track: 4595796
- Data files: [root](#), [csv header](#), [csv trending](#), [csv weather](#)

**Figura 3.65.** Report giornaliero con rate di acquisizione (a sinistra) e parametri ambientali a destra.

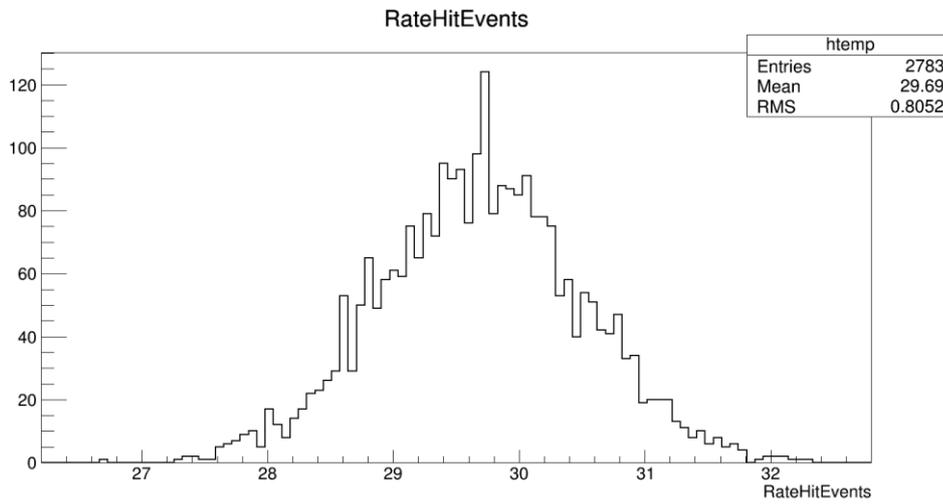
I dati sono disponibili in formato `.root`, [76], oppure in formato `.csv` (Comma Separated Value). I dati scaricati sotto questo formato possono essere elaborati con fogli di calcolo standard (excel/calc).

### 3.4.2. Distribuzioni di controllo

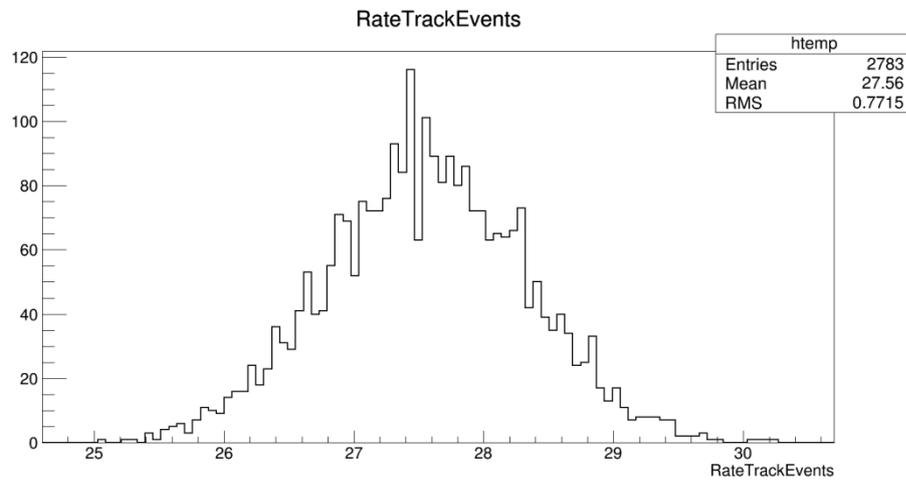
Il sistema di DQM fornisce informazioni sulla qualità del run con distribuzioni di controllo come la durata del *run* (Figura 3.66), *rate* degli eventi con hits (Figura 3.67), *rate* delle tracce ricostruite (Figura 3.68).



**Figura 3.66.** Durata del *run*.



**Figura 3.67.** Rate degli eventi con hits.



**Figura 3.68.** Rate degli eventi con tracce.

Tra le altre distribuzioni di controllo è opportuno analizzare le distribuzioni delle molteplicità degli hits (Figura 3.69), le distribuzioni delle molteplicità dei cluster (Figura 3.70).

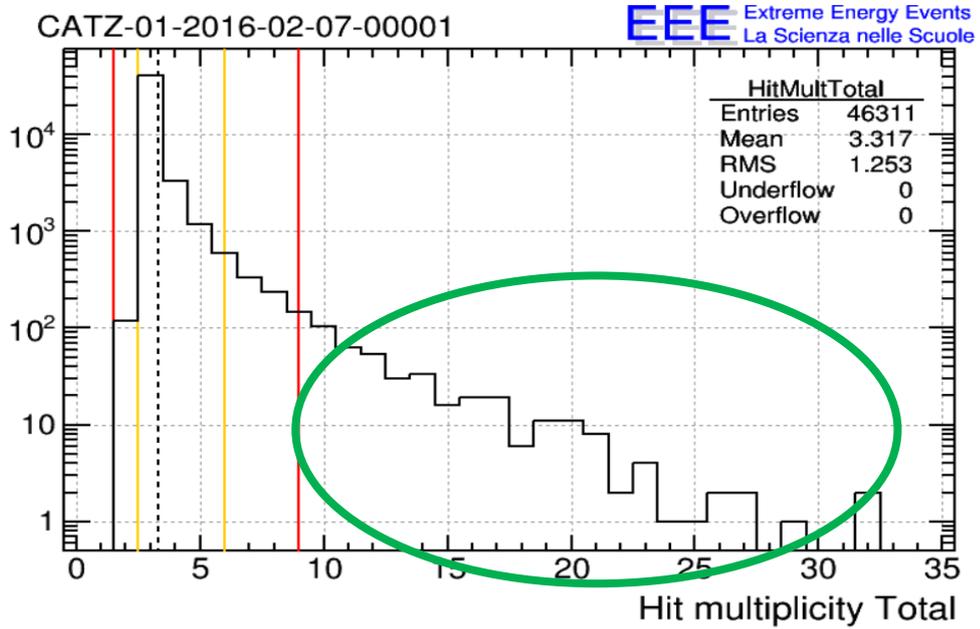


Figura 3.69. Distribuzione della molteplicità degli hits dove, in verde, abbiamo indicato eventi "di rumore".

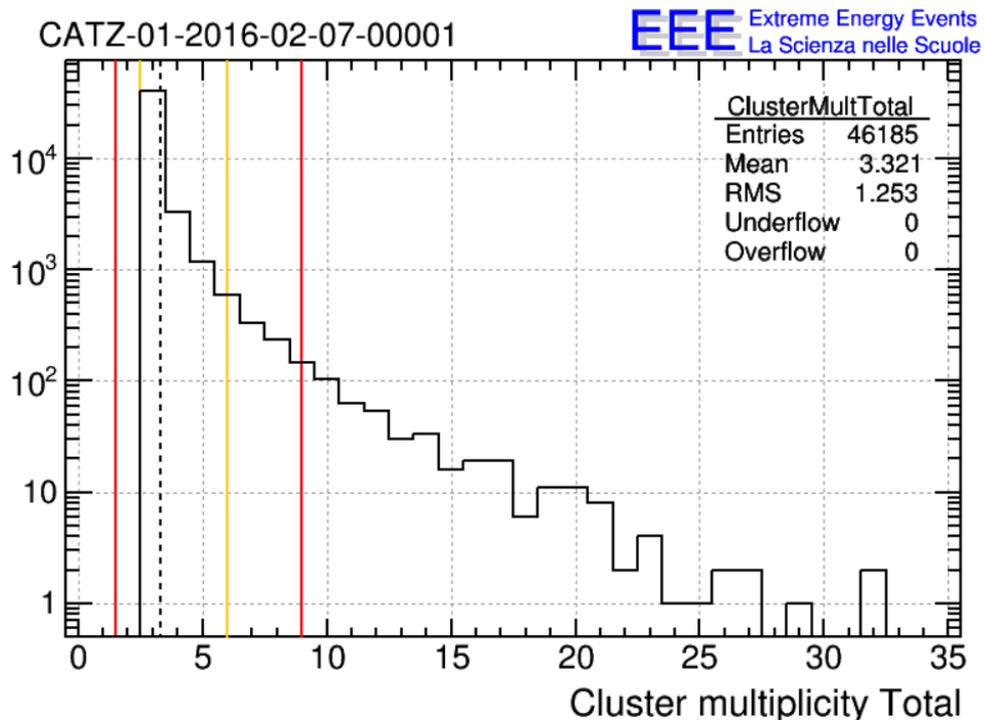


Figura 3.70. Distribuzione della molteplicità dei cluster sulle tre camere.

La Figura 3.71 mostra gli hits che appartengono allo stesso cluster o meno.

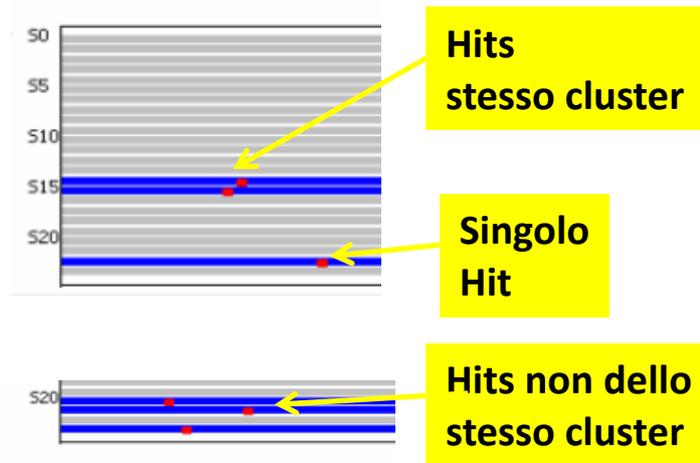


Figura 3.71. "Clusterizzazione" degli hits

La figura 3.71 mostra la frequenza delle tracce con  $\chi^2 < 10$  e la frazione di eventi in cui è presente almeno una traccia "buona".

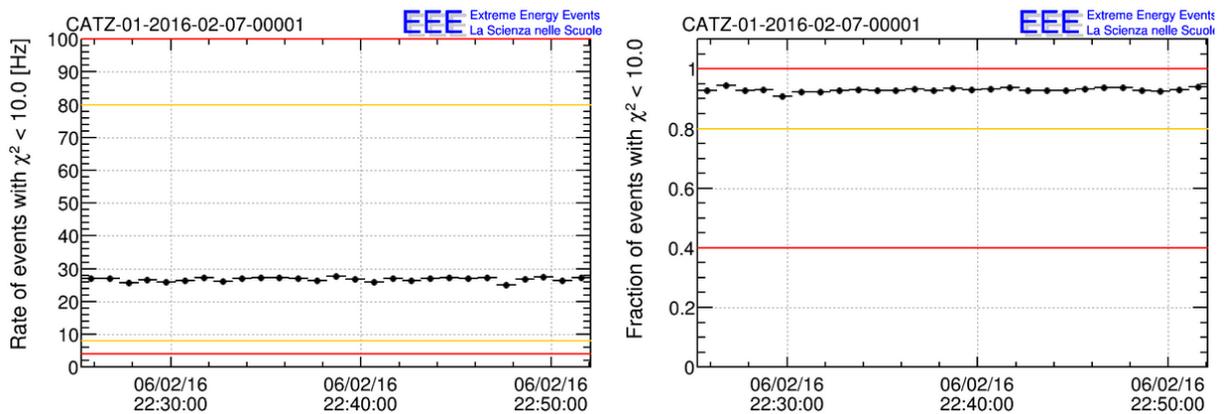


Figura 3.71. A sinistra: frequenza delle tracce con  $\chi^2 < 10$ , a destra: frazione di eventi in cui si ha almeno un evento "buono".

In Figura 3.72 è riportata la distribuzione dello stesso  $\chi^2$  delle tracce. Ricordando che  $\chi^2$  misura lo scostamento della traccia dagli hits, abbiamo la zona con  $1 < \chi^2 < 10$  che individua le particelle che rappresentano i muoni, mentre la restante zona con  $\chi^2$  elevato, individua hits allineati casualmente, non "clusterizzabili" e quindi particelle diffuse.

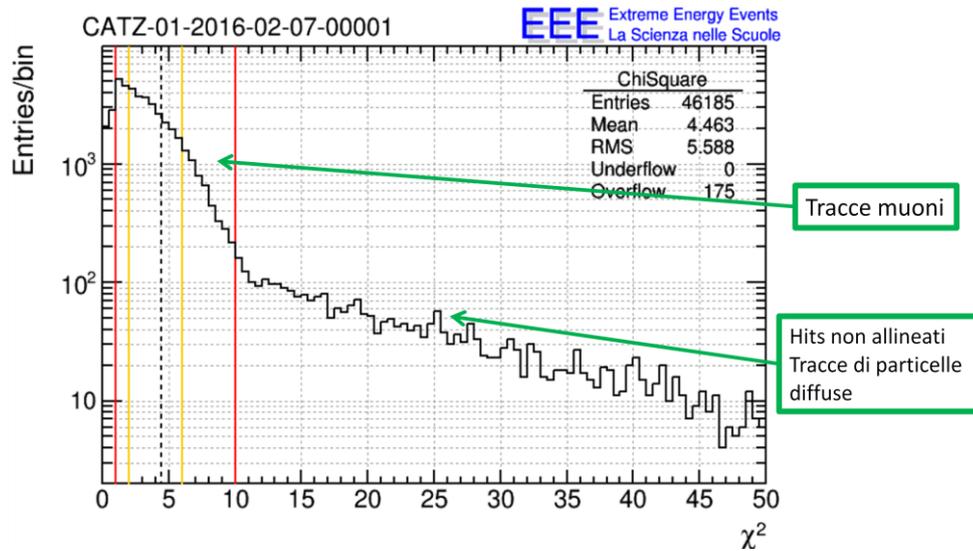


Figura 3.72. Distribuzione di  $\chi^2$

### 3.4.3. Direzione di provenienza dei raggi cosmici e distribuzioni angolari

Il campo magnetico galattico, come già evidenziato in 1.6.1, incurva la traiettoria dei raggi cosmici. Come conseguenza si ha che in ogni punto della Galassia arrivano raggi cosmici primari da tutte le direzioni (isotropia). Se a questo uniamo l'effetto calamita del pianeta Terra e l'effetto di schermo dell'atmosfera, possiamo affermare che sulla superficie terrestre la direzione di provenienza dei raggi cosmici è isotropa nell'angolo azimutale  $\Phi$ , mentre segue la distribuzione  $\cos^2\vartheta\sin\vartheta$  nell'angolo zenitale  $\vartheta$ , come si evince dalle simulazioni Montecarlo effettuate (Figura 3.73).

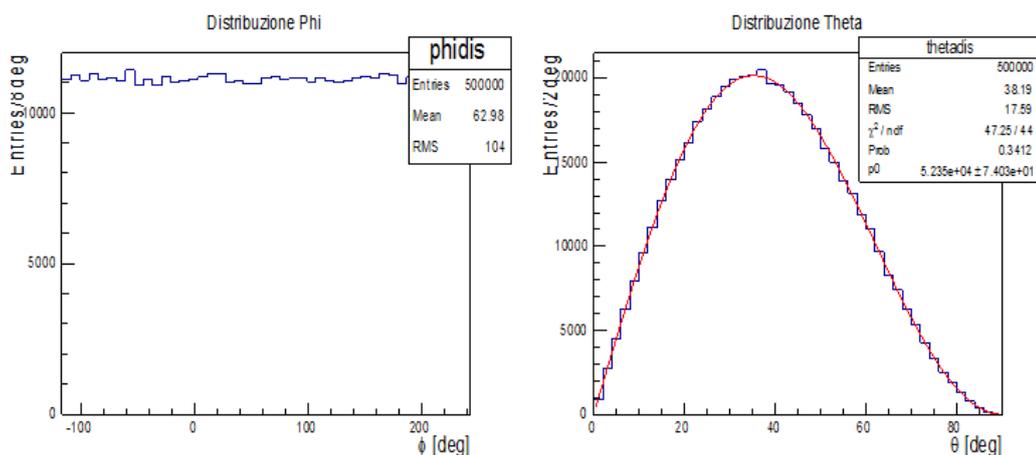
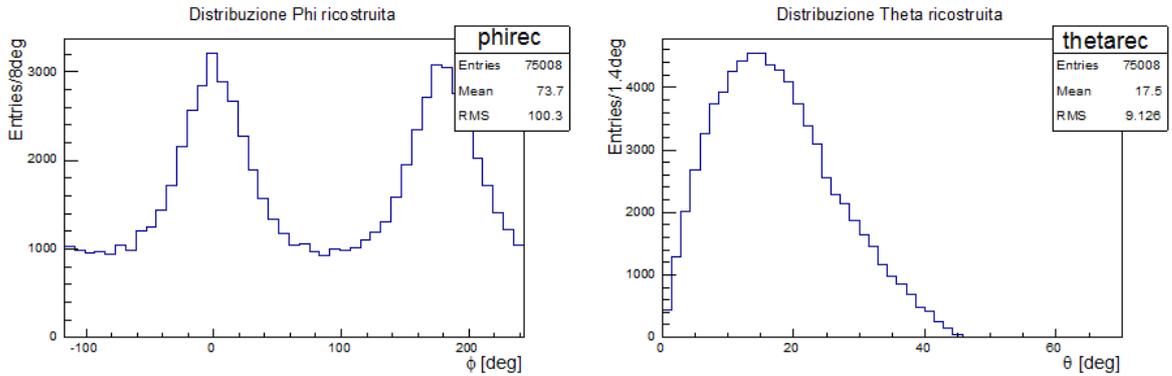


Figura 3.73. Simulazione Montecarlo per la distribuzione  $\Phi$  (a sinistra) e distribuzione  $\vartheta$  (a destra).

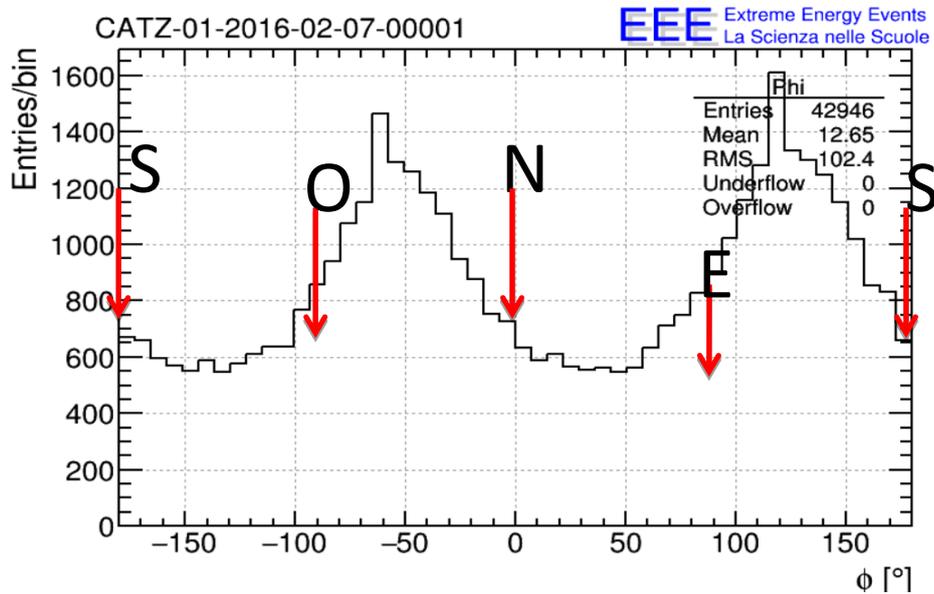
Il nostro telescopio rivela solo una parte dei raggi cosmici che incidono sulla sua sommità. Infatti, come già evidenziato in figura 3.53, la traccia è ricostruita quando la

particella attraversa tutte e tre le camere MRPC che lo compongono. L'accettanza, studiata con simulazioni Montecarlo, indica le distribuzioni mostrate in figura 3.74.



**Figura 3.74.** Simulazioni Montecarlo per il telescopio di CZ Lido relative alle distribuzioni  $\Phi$  (a sinistra) e  $\theta$  (a destra).

I dati sperimentali confermano le ipotesi alla base delle simulazioni Montecarlo, come indicano le distribuzioni nell'angolo azimutale  $\Phi$  (Figura 3.75) e nell'angolo zenitale  $\theta$  (Figura 3.76). La distribuzione in  $\Phi$  (Figura 3.75) mostra una asimmetria tra il picco a  $120^\circ$  ed il picco a  $-60^\circ$ . Il motivo è noto come effetto Est-Ovest, di cui si è detto in 1.61 [32]: i raggi cosmici hanno carica elettrica prevalentemente positiva.



**Figura 3.75.** Distribuzione nell'angolo azimutale ottenuta con i dati sperimentali

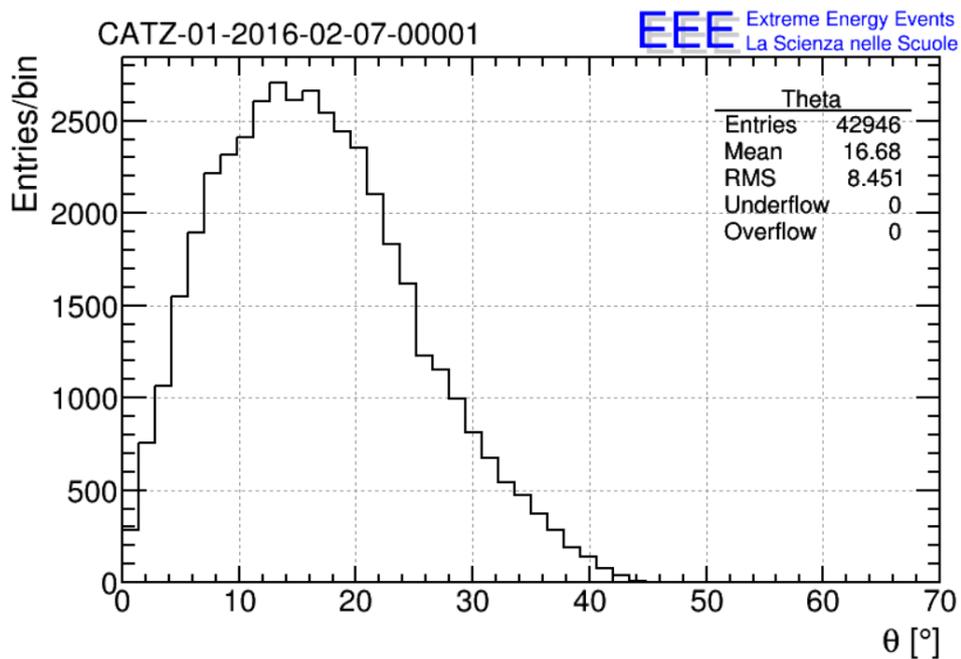


Figura 3.76. Distribuzione nell'angolo zenitale ottenuta con i dati sperimentali

#### 3.4.4. Distribuzioni dei tempi di volo, lunghezza della traccia e velocità

L'elaborazione dei dati ci consente anche di avere le distribuzioni del tempo di volo (Time of Flight: TOF), ossia il tempo che la particella impiega ad attraversare le tre camere (Figura 3.77) e la distribuzione di lunghezza delle tracce (Figura 3.78).

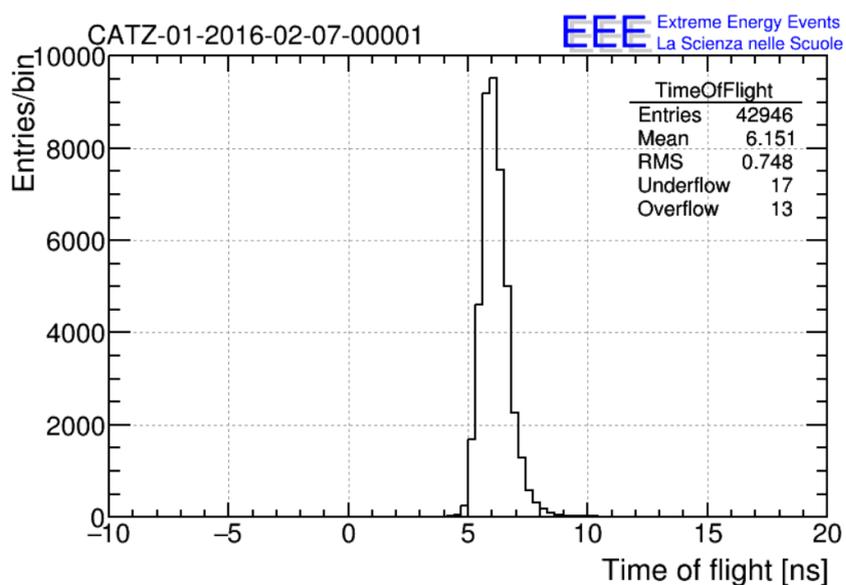


Figura 3.77. Distribuzione del tempo di volo (TOF).

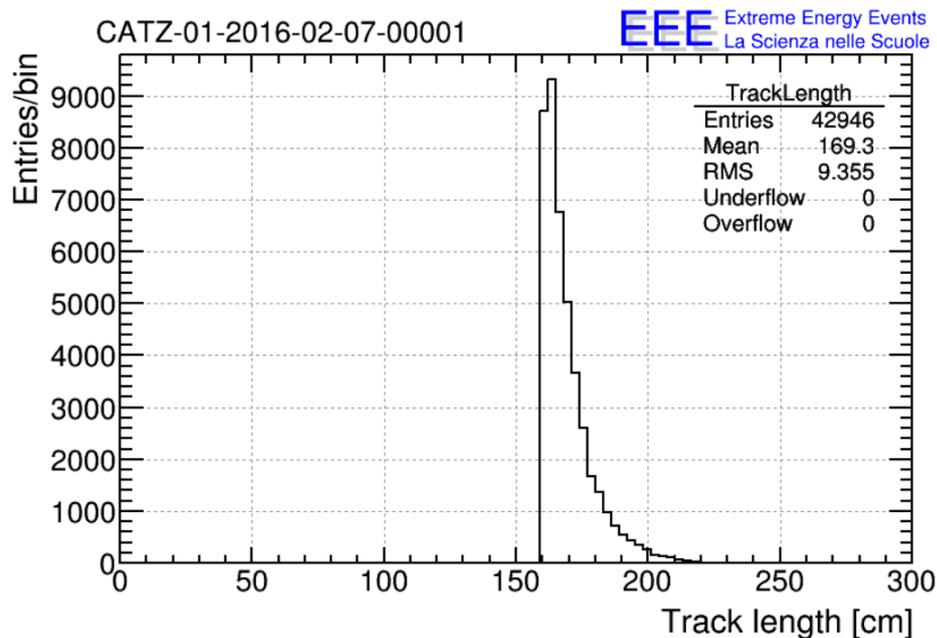


Figura 3.78. Distribuzione della lunghezza delle tracce

Noti tempo e distanza se ne determina la velocità (Figura 3.79).

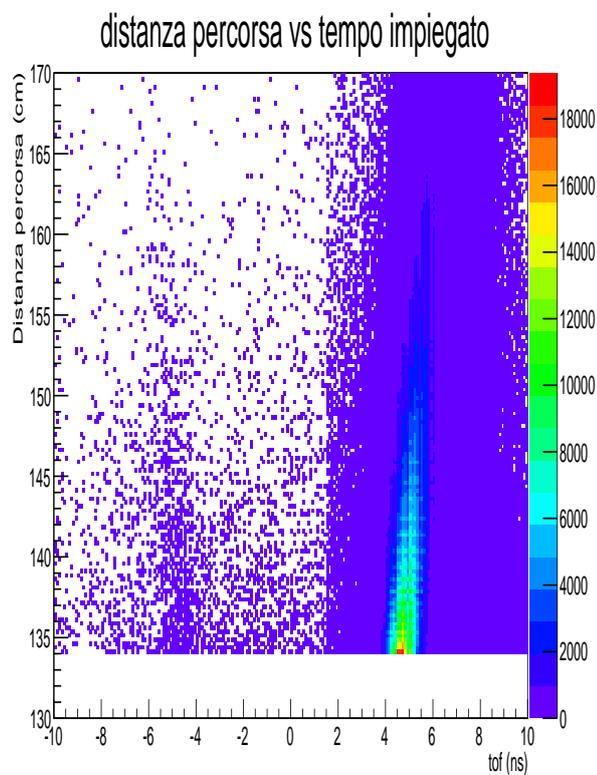
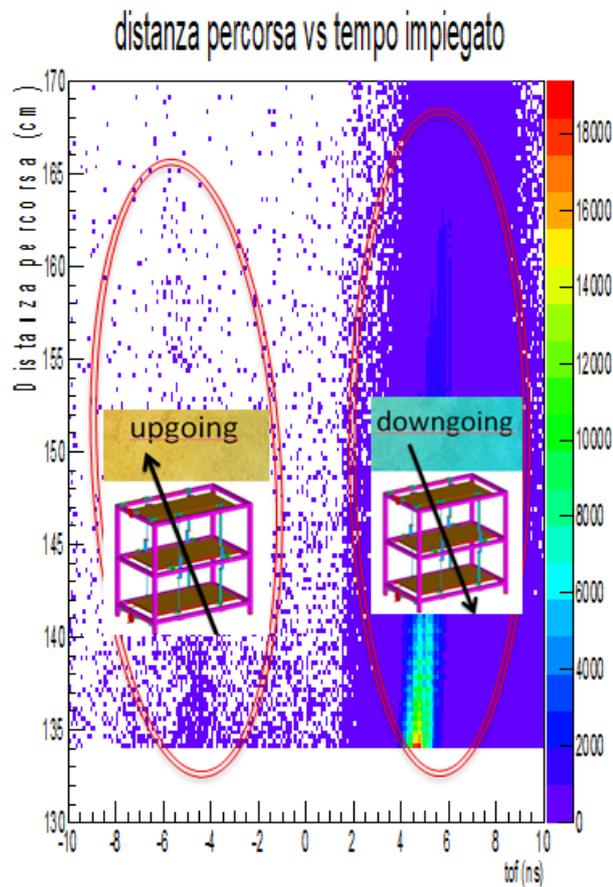


Figura 3.79. Distribuzioni di velocità dei muoni.

Dalla distribuzione delle velocità si evincono due gruppi di particelle: le *downgoing* e le *upgoing* (Figura 3.80). Queste ultime presentano un ritardo di  $\sim 2.2 \mu\text{s}$  rispetto al muone [77]. Questi eventi, che risalgono dal basso verso l'alto, potrebbero essere gli elettroni, prodotti dal decadimento del muone. Sebbene siano eventi in numero decisamente inferiore rispetto alle particelle che procedono verso il basso sono altresì interessanti da studiare.



**Figura 3.80.** Distinzione dei due gruppi di particelle: upgoing (tempi negativi), downgoing (tempi positivi).

### 3.5. Misura dell'efficienza delle camere

Uno dei requisiti fondamentali per un rivelatore é una alta efficienza di rivelazione. Per efficienza di rivelazione si intende il numero di particelle incidenti rivelato rispetto al numero complessivo di particelle incidenti sul rivelatore. Non tutte le particelle che colpiscono il rivelatore sono in grado di dare un segnale misurabile. Ogni rivelatore ha una sua efficienza di rivelazione che può essere espressa dal rapporto:

$$\epsilon = \frac{N_r}{N_i} \quad (3.2)$$

dove  $N_r$  è il numero di particelle segnalate dal rivelatore ed  $N_i$  è il numero di particelle incidenti. Per misurare l'efficienza di un rivelatore bisogna realizzare un circuito di coincidenza con altri due rivelatori dello stesso tipo o, anche, di tipo diverso. Pertanto, il numero di particelle individuate in coincidenza da più rivelatori attraversati dalla stessa radiazione, si può esprimere come il prodotto tra il numero delle particelle incidenti e i valori dell'efficienza dei singoli rivelatori. Si ha, così per due rivelatori:

$$N_{12} = \epsilon_1 \epsilon_2 N_i \quad (3.3)$$

Allo stesso modo per tre rivelatori si ha:

$$N_{123} = \epsilon_1 \epsilon_2 \epsilon_3 N_i \quad (3.4)$$

Da (3.3) e (3.4) si ottiene:

$$\epsilon_2 = \frac{N_{123}}{N_{12}} \quad (3.10)$$

dove  $\epsilon_2$  rappresenta l'efficienza del rivelatore posto al centro,  $N_{123}$  indica i conteggi in coincidenza tripla ed  $N_{12}$  i conteggi in coincidenza doppia.

Noi abbiamo utilizzato due scintillatori plastici. Il rivelatore di cui si vuole misurare l'efficienza, nel nostro caso la camera MRPC, viene posto al centro tra i due rivelatori, che permettono così di definire un segnale (trigger) di muoni cosmici. Essendo l'efficienza funzione della tensione di alimentazione dello stesso rivelatore, è necessario stabilire il punto di lavoro ottimale attraverso la determinazione della cosiddetta "**curva caratteristica**" in HV o "**curva di plateau**". Quando entrambi i due rivelatori danno un segnale, vuol dire che una particella li ha attraversati, ossia si è in presenza di un "trigger buono" e si va a verificare se, nello stesso istante, anche il rivelatore di cui si vuole misurare l'efficienza ha intercettato la particella (si dice, in tal caso, che il rivelatore è stato efficiente) per una fissata tensione di alimentazione. Si devono, quindi, determinare il numero di particelle incidenti  $N_i$ , ossia quelle identificate dai due rivelatori esterni, e il numero di particelle  $N_r$  segnalate dal rivelatore. Gli eventi segnalati dal rivelatore posto al centro, ma non segnalati da entrambi i rivelatori esterni, sono considerati eventi "non buoni" per il conteggio dell'efficienza. I materiali che abbiamo predisposto per la misura dell'efficienza sono:

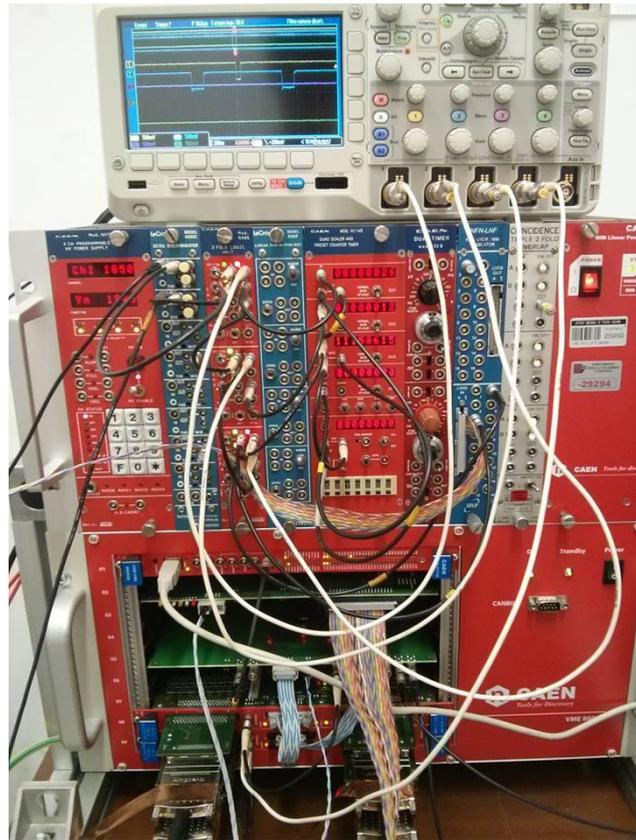
- Una coppia di scintillatori plastici SA, SB, assemblati con relativi

fotomoltiplicatori.

- Un Crate con i seguenti moduli di elettronica in standard NIM:
  - ✓ Generatore HV
  - ✓ Discriminatore
  - ✓ Coincidenza
  - ✓ Contatore o Scaler
  
- Cavi coassiali
- Oscilloscopio digitale

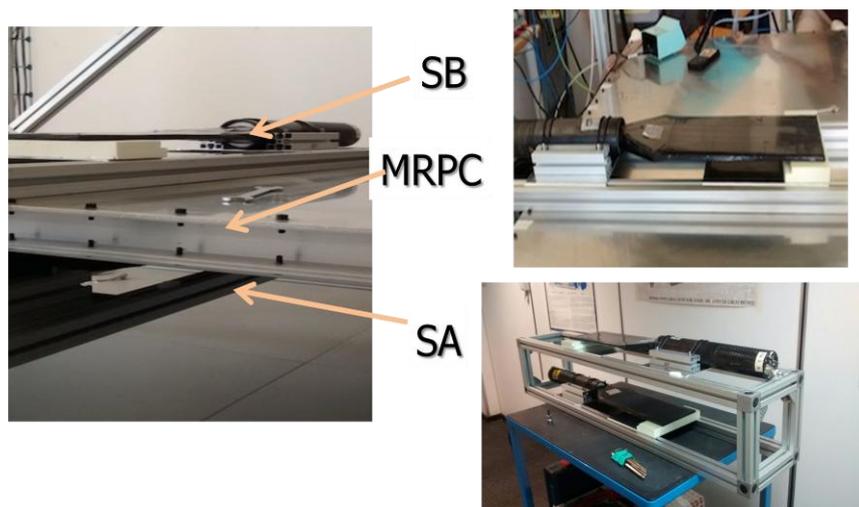
Lo scintillatore è un materiale in grado di rilevare il passaggio di una particella che lo attraversa. Il fenomeno su cui si basa è la *fluorescenza*, ed ha origine nello scambio di energia che avviene quando la particella interagisce con il materiale scintillante [78]. Gli scintillatori impiegati in questa esperienza sono di tipo organico plastico, ed hanno una superficie di  $(14 \times 80) \text{cm}^2$ . Essi sono avvolti interamente da nastro adesivo nero in modo da renderli insensibili alle radiazioni poco energetiche, quali quelle prodotte dalla luce dello stesso laboratorio. La luce prodotta dallo scintillatore è convogliata sull'amplificatore per mezzo di una guida ottica, il cui principio di funzionamento è la riflessione totale della luce al suo interno. L'amplificazione del segnale avviene per mezzo del fotomoltiplicatore (PMT, PhotoMultiplier), un dispositivo che converte un impulso luminoso in un segnale elettrico basando il proprio funzionamento sull'effetto fotoelettrico. L'impulso elettrico prodotto dal fotomoltiplicatore viene inviato ai moduli di elettronica tramite delle guide d'onda flessibili costituite da cavi coassiali, i quali sono caratterizzati da tempi di percorrenza variabili. Infine il discriminatore esegue una selezione tra i segnali analogici in arrivo dall'amplificatore e invia in uscita un segnale digitale, le cui caratteristiche appartengono allo standard NIM. Esso ha quindi una duplice funzione: eliminare il rumore di fondo e rendere il segnale analizzabile dal contatore. Il modulo di coincidenze manda in uscita un impulso quando il segnale logico corrispondente a due o più rilevatori in ingresso arriva nello stesso istante. I segnali in uscita sono inviati allo Scaler, o contatore, che acquisisce il segnale digitale in un determinato intervallo di tempo regolabile, indicato sul display. L'elettronica utilizzata è sviluppata dalla CAEN [79]. I segnali sono trasmessi all'oscilloscopio per la visualizzazione degli stessi.

Il setup sperimentale è mostrato in Figura 3.81.



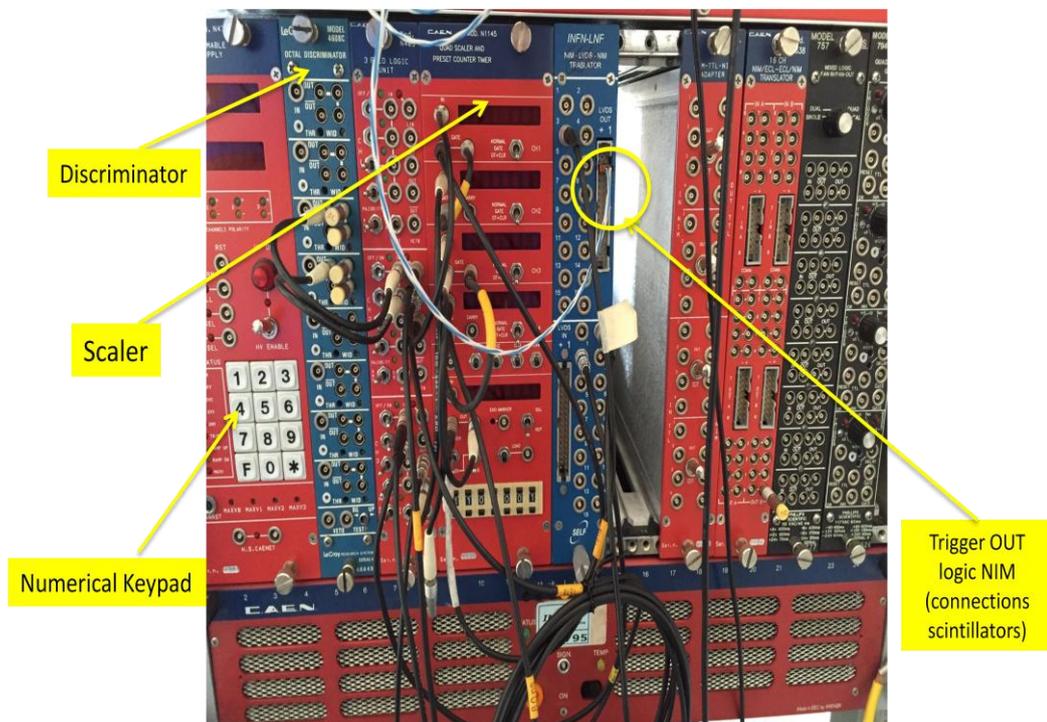
**Figura 3.81.** Setup sperimentale: Crate con moduli NIM e relativi collegamenti

I due scintillatori sono montati su un supporto a colonna cosicché ognuna delle camere MRPC possa essere posta tra i due scintillatori SA ed SB. (Figura 3.82).



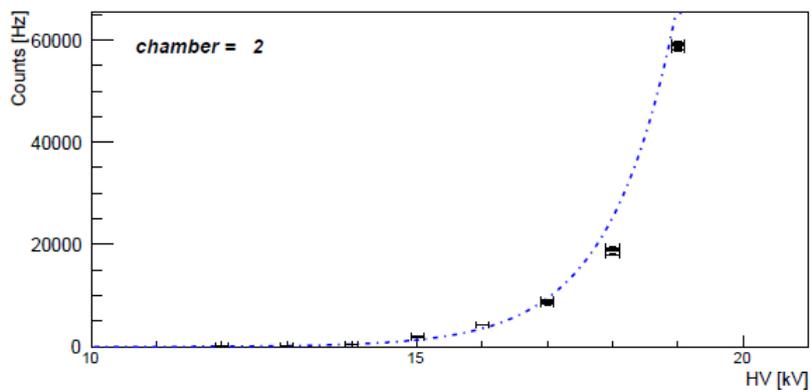
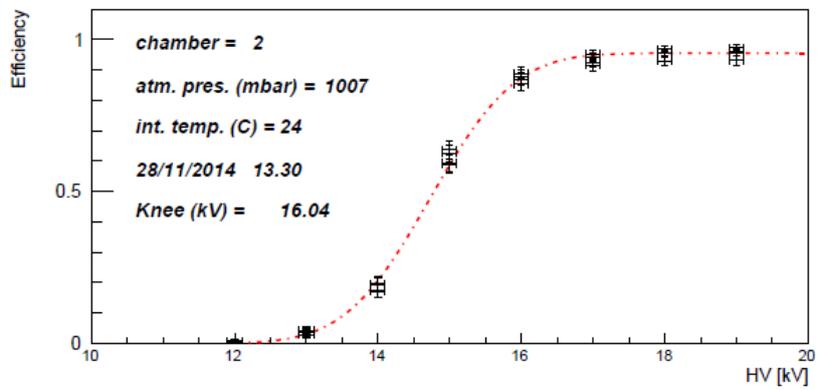
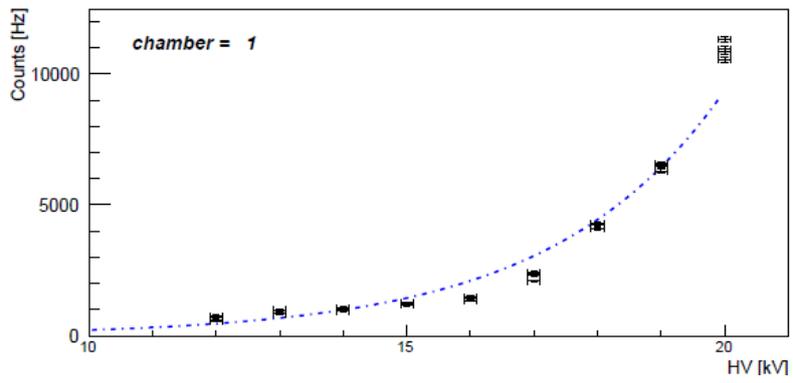
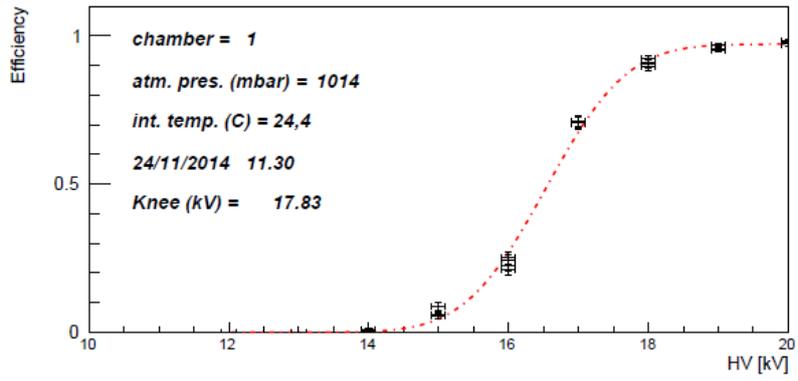
**Figura 3.82.** Montaggio degli scintillatori con la MRPC al centro.

Si collegano i fotomoltiplicatori e la MRPC al Crate, tramite gli appositi canali. Si regola la soglia (*threshold*) del discriminatore (Figura 3.83), agendo sull'apposita vite di regolazione. Si seleziona il canale al quale la MRPC è collegata, servendosi del tastierino numerico presente nell'apposito modulo (Figura 3.83). L'esperienza inizia con la camera 1, ossia quella situata in basso nel telescopio. Si fissa una base dei tempi per i conteggi, nel nostro caso di 300s, da ripetere per almeno 5 volte e per valori di bassa tensione variabili da 0 a 5V, a cui corrispondono valori in HV da 0 a 10 KV. Si annotano i relativi conteggi in coincidenza doppia e tripla forniti dallo scaler (Figura 4.54). Le stesse operazioni sono ripetute in fasi successive per la altre due camere MRPC che costituiscono il telescopio.



**Figura 3.83.** Indicazioni dei moduli che formano il setup sperimentale

Si è utilizzato il framework ROOT, un software di analisi dati sviluppato al CERN e si sono ottenute le curve di efficienza per le tre MRPC che formano il telescopio, riportate in Figura 3.84 con i relativi conteggi. Gli studenti che hanno partecipato a questa attività hanno inteso il laboratorio come un luogo dove si impara facendo (*learning by doing*) ed hanno avuto modo di acquisire concetti scientifici spesso considerati ardui e difficili [80], [81].



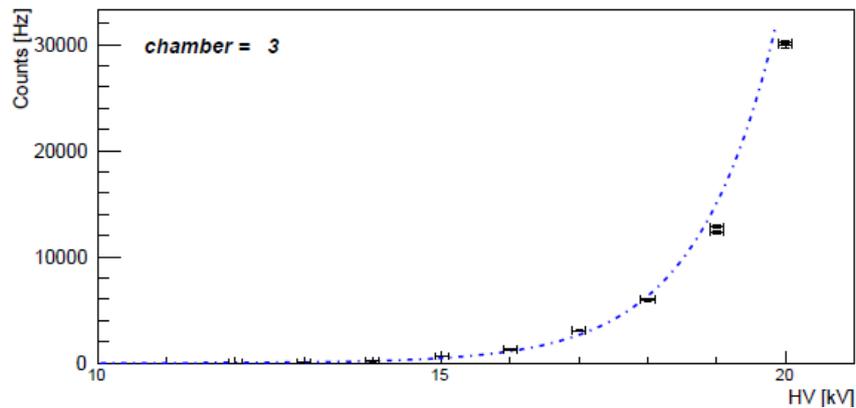
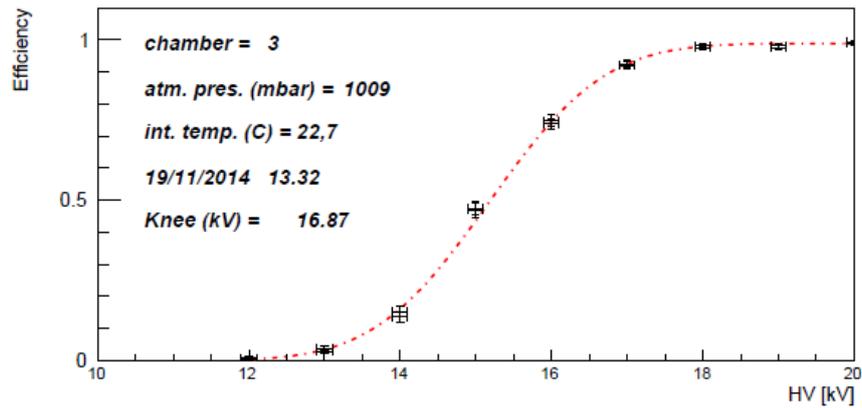


Figura 3.84. Curve di efficienza delle tre camere MRPC

La zona che tende ad approssimare una retta orizzontale viene detta "**Plateau di efficienza**". Si tratta della regione in cui l'efficienza si stabilizza al suo livello massimo ed individua il **punto di lavoro ottimale**. E' importante osservare che l'efficienza è prossima al valore 1 per le tre camere ad indicare il loro buon funzionamento.

## Capitolo 4

### Analisi dati e discussione

#### 4.1. Correlazione tra pressione atmosferica e flusso dei muoni

Per il progetto EEE, ad Ottobre 2015, è iniziato il *Run 2* con circa 40 telescopi in presa dati. Il telescopio di Catanzaro Lido denota una notevole stabilità ed un *rate* di acquisizione intorno a 28 Hz. Oltre al monitoraggio quotidiano dei parametri del sistema e delle distribuzioni di controllo, abbiamo monitorato contemporaneamente il flusso dei muoni e la pressione atmosferica. Da questo monitoraggio si possono ricavare determinate informazioni: oltre allo studio dell'effetto barometrico si possono analizzare le variazioni giornaliere del flusso e studiare le correlazioni dei propri dati con quelli rilevati dalle altre stazioni EEE, ma anche con le stazioni della rete dei "Neutron Monitors", e la rete TESIS [82] per l'osservazione di *flares* o eventuali diminuzioni Forbush [83].

Tra le principali cause di variazioni del flusso di muoni a livello del mare provenienti dall'atmosfera terrestre abbiamo l'effetto barometrico, altezza del livello di produzione di pioni e l'effetto della temperatura [84,85]. Mentre l'effetto della temperatura è generalmente determinato dal profilo complessivo dell'atmosfera, dal livello di origine al livello di rilevamento, pertanto più difficile da interpretare, l'effetto barometrico è determinato da un solo parametro, ossia la pressione a livello del mare. Il nostro telescopio è posizionato a circa 20 m dal livello del mare, per cui ci siamo riferiti all'influenza della pressione sul flusso misurato dal rivelatore. Esso, come detto precedentemente, è dotato di stazione meteorologica e le informazioni sulla temperatura e pressione atmosferica sono memorizzati nei file binari prodotti dal programma di acquisizione. I dati sono suddivisi in *runs* contenenti fino a 50000 eventi. Essi sono trasmessi e raccolti dal server dello CNAF su base event-by-event: ogni evento corrisponde al passaggio di una particella attraverso le tre camere del telescopio. I dati sono convenientemente trattati al fine di consentire lo studio delle diverse proprietà della radiazione cosmica. I file binari sono importati al fine di estrarre le informazioni necessarie. Per le nostre correlazioni le variabili che ci interessano sono il "BinStart" (cioè il tempo di inizio), i "RateTrackEvents" (cioè il tasso delle tracce ricostruite in Hz) e "Pressure", ossia la pressione atmosferica (espressa in mbar) (Figura 4.1). Il monitoraggio dei parametri ambientali ci consente di individuare i periodi in cui siano evidenti variazioni notevoli di pressione per effettuare le correlazioni con il flusso dei muoni misurato dal rivelatore. Le variazioni osservate nell'andamento temporale della

pressione dovrebbero influenzare l'intensità dei muoni rivelati con il telescopio. Dobbiamo comunque tenere in considerazione taluni aspetti importanti:

- soltanto consistenti variazioni di pressione provocano effetti visibili sul flusso dei muoni
- eventuali variazioni nel flusso possono risultare non visibili a causa delle grandi fluttuazioni statistiche
- è evidente che possono intervenire cause di altra natura, ad esempio legate all'attività solare o a fenomeni geomagnetici [86].

A	B	C	D	E	F	G	H	I	J	K	L	M	N	O	P	Q	R
#BinStart	BinEnd	RateHitEvents	RateHitEventsErr	RateTrackEvents	RateTrackEventsErr	FractionTrackEvents	FractionTrackEventsErr	IndoorTemperature	OutdoorTemperature	Pressure	UniqueRunId						
2	2.871915180094e+08	2.871915774753e+08	2.900849e+01	6.984351e-01	2.693978e+01	6.730739e-01	9.286957e-01	6.195839e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
3	2.871915774753e+08	2.871916369413e+08	2.858778e+01	6.933555e-01	2.702386e+01	6.741235e-01	9.452941e-01	5.515387e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
4	2.871916369413e+08	2.871916964073e+08	2.759562e+01	6.812175e-01	2.562810e+01	6.564837e-01	9.287020e-01	6.352176e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
5	2.871916964073e+08	2.871917558733e+08	2.865504e+01	6.941707e-01	2.665390e+01	6.694931e-01	9.301643e-01	6.174243e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
6	2.871917558733e+08	2.871918153392e+08	2.852051e+01	6.925393e-01	2.593080e+01	6.603492e-01	9.091981e-01	6.976921e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
7	2.871918153392e+08	2.871918748052e+08	2.860460e+01	6.935593e-01	2.640166e+01	6.663176e-01	9.229865e-01	6.464412e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
8	2.871918748052e+08	2.871919342712e+08	2.942860e+01	7.034780e-01	2.714157e+01	6.755900e-01	9.222857e-01	6.399767e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
9	2.871919342712e+08	2.871919937371e+08	2.821782e+01	6.888545e-01	2.614941e+01	6.631269e-01	9.266984e-01	6.362529e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
10	2.871919937371e+08	2.871920532031e+08	2.902500e+01	6.986375e-01	2.699023e+01	6.737038e-01	9.298957e-01	6.145667e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
11	2.871920532031e+08	2.871921126691e+08	2.939496e+01	7.030759e-01	2.729292e+01	6.774710e-01	9.284897e-01	6.163141e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
12	2.871921126691e+08	2.871921721350e+08	2.939496e+01	7.030759e-01	2.724247e+01	6.768447e-01	9.267734e-01	6.230894e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
13	2.871921721350e+08	2.871922316010e+08	2.897455e+01	6.980301e-01	2.700704e+01	6.739137e-01	9.320952e-01	6.060909e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
14	2.871922316010e+08	2.871922910670e+08	2.843643e+01	6.915177e-01	2.636802e+01	6.658931e-01	9.272619e-01	6.315535e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
15	2.871922910670e+08	2.871923505330e+08	2.969766e+01	7.066866e-01	2.779741e+01	6.837037e-01	9.360136e-01	5.823574e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
16	2.871923505330e+08	2.871924099989e+08	2.892410e+01	6.974221e-01	2.687251e+01	6.722330e-01	9.290698e-01	6.189786e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
17	2.871924099989e+08	2.871924694649e+08	2.786468e+01	6.845304e-01	2.598125e+01	6.609913e-01	9.324080e-01	6.167221e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
18	2.871924694649e+08	2.871925289309e+08	2.882321e+01	6.962046e-01	2.699023e+01	6.737038e-01	9.364061e-01	5.894331e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
19	2.871925289309e+08	2.871925883968e+08	2.845325e+01	6.917222e-01	2.641847e+01	6.665298e-01	9.284870e-01	6.264411e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
20	2.871925883968e+08	2.871926478628e+08	2.900819e+01	6.984351e-01	2.693978e+01	6.730739e-01	9.286957e-01	6.195839e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
21	2.871926478628e+08	2.871927073288e+08	2.924362e+01	7.012635e-01	2.714157e+01	6.755900e-01	9.281196e-01	6.193803e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
22	2.871927073288e+08	2.871927667948e+08	2.892410e+01	6.974221e-01	2.700704e+01	6.739137e-01	9.337209e-01	5.998360e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
23	2.871927667948e+08	2.871928262607e+08	2.897455e+01	6.980301e-01	2.714157e+01	6.755900e-01	9.367383e-01	5.864582e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
24	2.871928262607e+08	2.871928857267e+08	2.672116e+01	6.703374e-01	2.505635e+01	6.491194e-01	9.376966e-01	6.063521e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
25	2.871928857267e+08	2.871929451927e+08	2.899137e+01	6.982326e-01	2.688933e+01	6.724434e-01	9.274942e-01	6.245588e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
26	2.871929451927e+08	2.871930046586e+08	2.981537e+01	7.080858e-01	2.756198e+01	6.808022e-01	9.244219e-01	6.277385e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
27	2.871930046586e+08	2.871930641246e+08	2.843643e+01	6.915177e-01	2.641847e+01	6.665298e-01	9.290361e-01	6.244006e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
28	2.871930641246e+08	2.871931235906e+08	2.894092e+01	6.976248e-01	2.720884e+01	6.764267e-01	9.401511e-01	5.717900e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.022000e+03	14332400001					
29	2.871931235906e+08	2.871931863711e+08	2.882955e+01	6.969680e-01	2.670651e+01	6.708146e-01	9.263589e-01	6.314295e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.021000e+03	14332400002					
30	2.871931863711e+08	2.871932457199e+08	2.980682e+01	7.086826e-01	2.800392e+01	6.869156e-01	9.395139e-01	5.667815e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.021000e+03	14332400002					
31	2.871932457199e+08	2.871933050688e+08	2.874530e+01	6.959489e-01	2.685815e+01	6.727164e-01	9.343494e-01	5.996318e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.021000e+03	14332400002					
32	2.871933050688e+08	2.871933644176e+08	2.849256e+01	6.928826e-01	2.628527e+01	6.655032e-01	9.225311e-01	6.501035e-03	1.700000e+01	7.000000e+00	1.021000e+03	14332400002					

Figura 4.1. File dati in formato .csv

Il monitoraggio e l'analisi dei dati ha permesso di individuare, per il mese di novembre, un periodo durante il quale non si sono registrati particolari fenomeni legati all'attività solare, mentre si sono registrate variazioni di pressione (intorno ai 10 mbar). Il primo passo è stato quello di tracciare i plot "RateTrackEvents" e "Pressure" in funzione del tempo. Poiché gli eventi sono forniti ogni minuto, è risultato più conveniente unire i dati in grandi bins di tempo. Si sono estratti i dati mediati ogni 30 minuti, per avere i plot più leggibili. Il plot della pressione in funzione del tempo, mostrato in Figura 4.2, indica

che l'andamento della pressione, nel periodo considerato è caratterizzato da notevoli variazioni (circa 10 mbar).

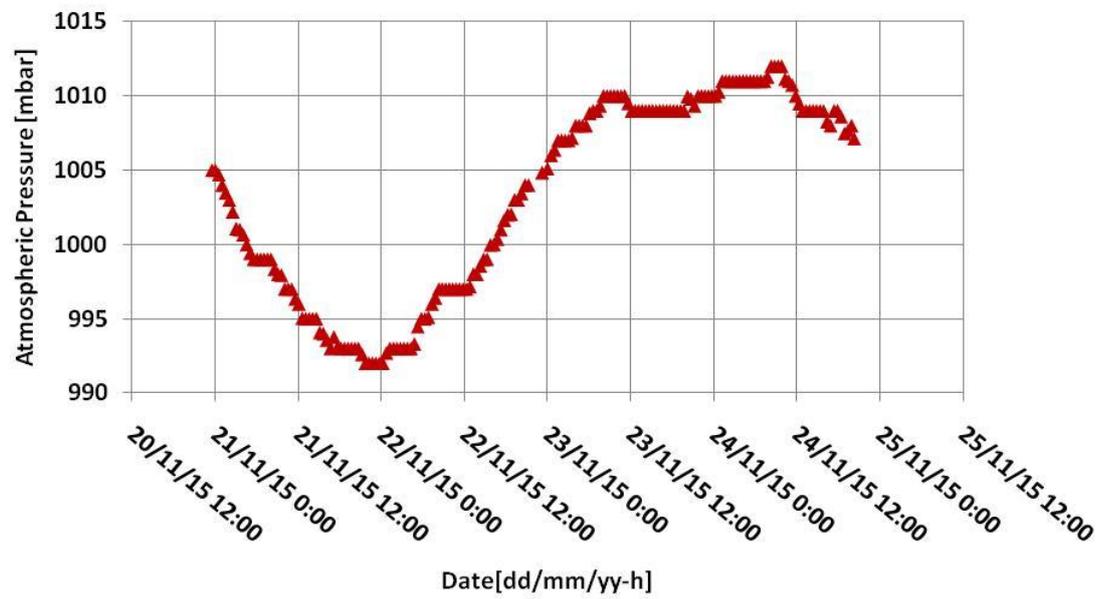


Figura 4.2. Andamento della pressione registrata nel periodo 21-25 Novembre 2015

Il plot del *rate*, riferito allo stesso periodo è mostrato in Figura 4.3.

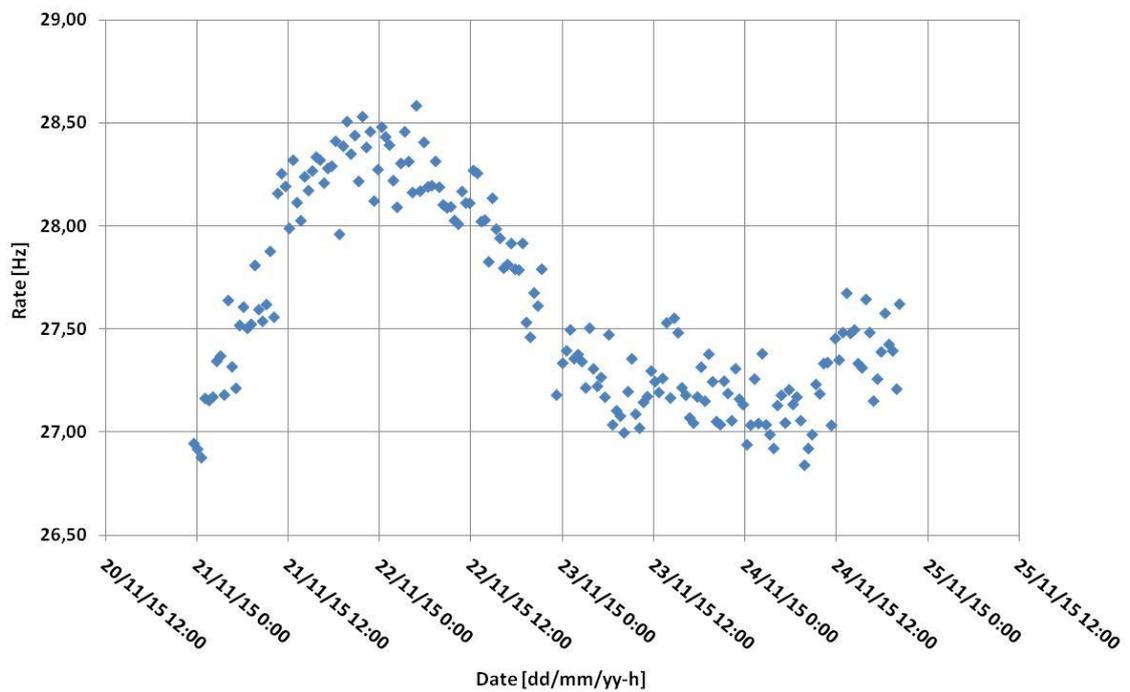
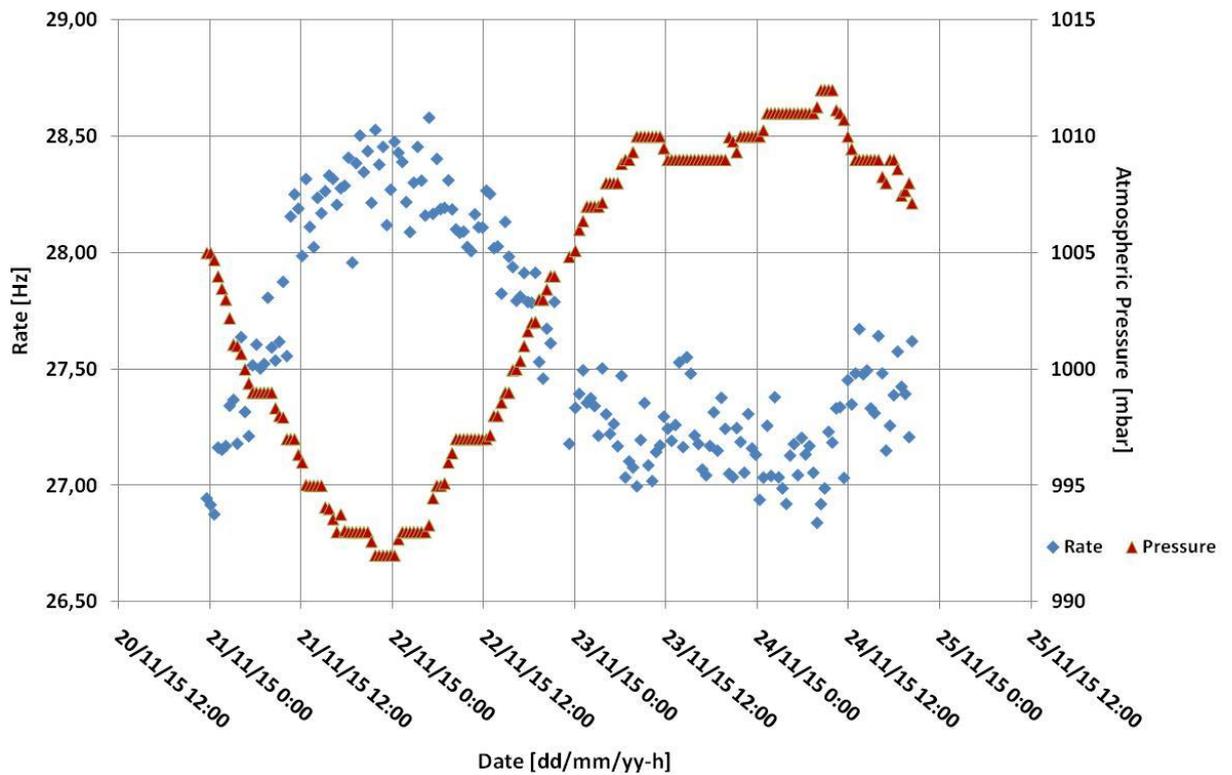


Figura 4.3. Andamento del *rate* dei muoni registrato nel periodo 21-25 Novembre 2015.

Dall'esame dei due plot appare una "anticorrelazione" tra il flusso dei muoni e la pressione atmosferica: nel periodo in cui la pressione diminuisce il *rate* è mediamente più elevato, al contrario nei periodi in cui la pressione aumenta. Possiamo meglio evidenziare questa anticorrelazione con il plot mostrato in Figura 4.4.



**Figura 4.4.** Correlazione Pressione-Rate periodo 21-25 Novembre 2015.

Tale correlazione è stata rilevata anche in altri periodi. La figura 4.5 mostra la correlazione riferita ad un periodo del mese di Marzo 2016, più precisamente dal 12 al 16 Marzo 2016.

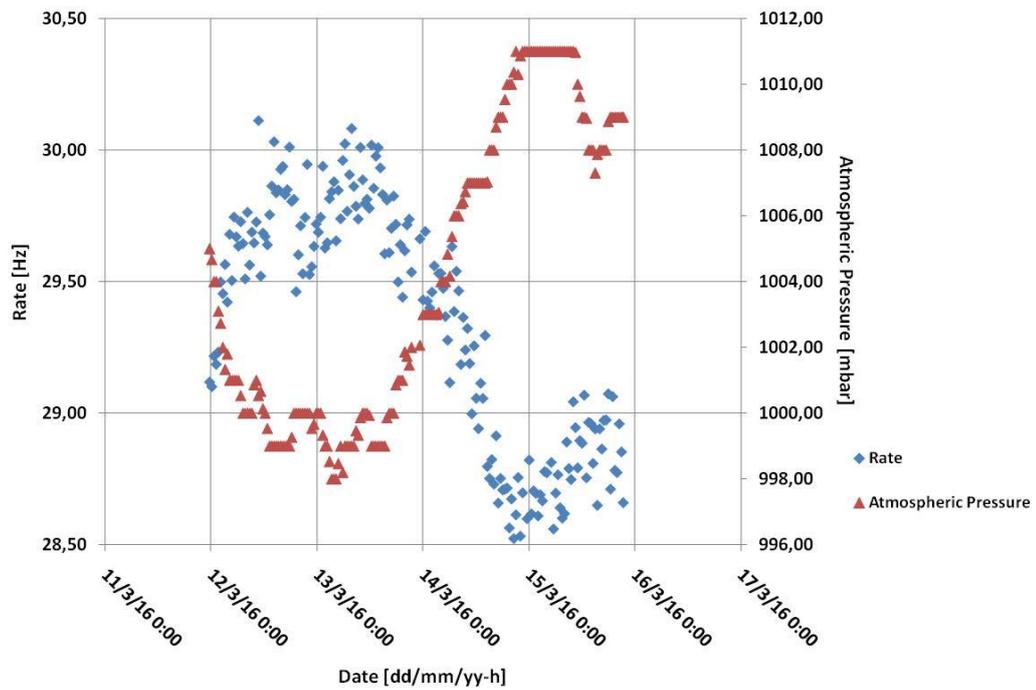


Figura 4.5. Correlazione Pressione-Rate periodo 12-16 Marzo 2016.

La figura 4.6 mostra la correlazione riferita ad un periodo del mese di Aprile 2016, più precisamente dal 20 al 26 Aprile 2016.

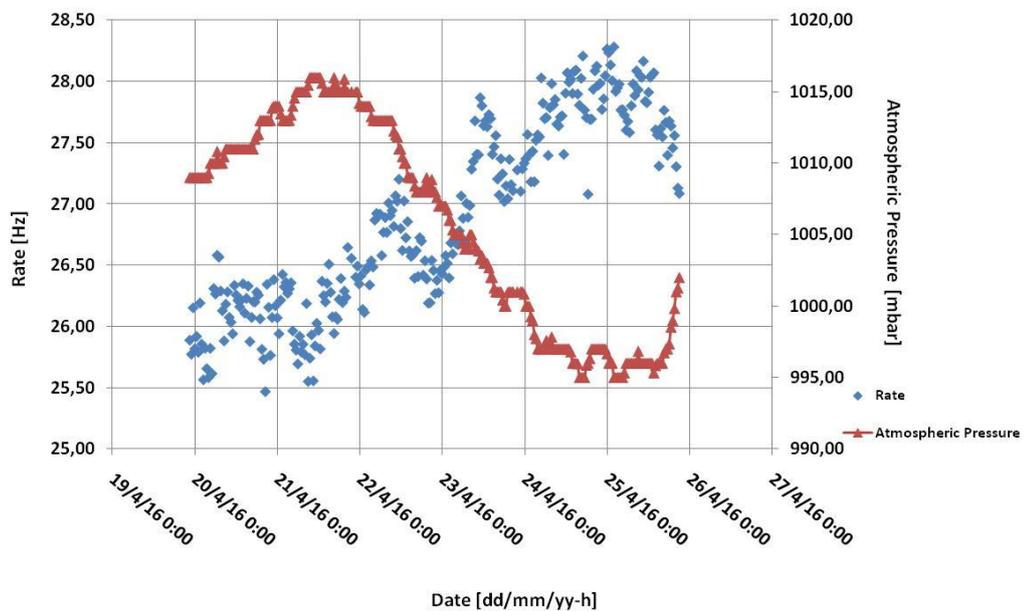


Figura 4.6. Correlazione Pressione-Rate periodo 20-26 Aprile 2016.

#### 4.2. Studio delle variazioni e calcolo del coefficiente barometrico

La correlazione tra flusso dei cosmici e pressione atmosferica è stata analizzata anche nei mesi successivi. Lo studio delle variazioni del flusso è stato sempre confrontato con i dati ottenuti dalle stazioni di "Neutron Monitor" e con i dati di TESIS, perché questo tipo di analisi consente di individuare fenomeni interessanti in corrispondenza di eventi che provocano variazioni nel flusso dei cosmici, quali le diminuzioni Forbush. L'effetto barometrico, ossia l'effetto della pressione atmosferica, induce un'importante variazione al tasso di frequenza dei muoni rivelati dal telescopio EEE. Al fine di correggere i dati sperimentali e poter eliminare la dipendenza del *rate* dalla pressione atmosferica, occorre quantificare questa dipendenza con la stima del coefficiente barometrico. Esistono una serie di problematiche legate alle dinamiche del coefficiente barometrico che possono dipendere da:

- rigidità di taglio geomagnetica
- fase del ciclo solare
- altitudine di osservazione
- tipo di particella rivelata
- energia

Queste dipendenze sono state studiate e valutate dalla rete dei Neutron Monitor e menzionate in modo dettagliato [87]. Le misure registrate dai Neutron Monitor, rispetto a quelle della componente muonica, risentono in modo più evidente degli effetti dell'attività solare visto il loro legame ad energie più basse rispetto a quella dei muoni. Esse risentono essenzialmente dell'attenuazione atmosferica, mentre le misure relative alla componente muonica risentono anche della temperatura e di altre interazioni.

Per determinare il coefficiente barometrico è importante valutare accuratamente gli effetti della modulazione solare e magnetica ed individuare periodi in cui non vi siano disturbi del campo magnetico interplanetario e della magnetosfera. Tra gli effetti meteorologici, quello barometrico è menzionato [87,88,89] come quello che influenza particolarmente il flusso della radiazione cosmica secondaria. La dipendenza del *rate* dalla pressione atmosferica è stata studiata in passato sia dal punto di vista teorico che sperimentale [87,88]. Tutte le stazioni per raggi cosmici correggono i dati utilizzando un parametro, il coefficiente barometrico, che viene determinato sperimentalmente.

L'intensità  $I$  dei raggi cosmici secondari varia, per piccole variazioni di pressione  $dP$ , [89], secondo la relazione:

$$\frac{dI}{I} = -\beta dP \quad (4.1)$$

dove  $\beta$  è il coefficiente di assorbimento per la componente secondaria in questione. Per  $\beta$  costante, integrando la (5.1) avremo:

$$\ln I = -\beta P + \text{cost} \quad (4.2)$$

Per determinare il coefficiente barometrico si può usare quindi la correlazione tra il logaritmo dei dati e la pressione. La correzione dei dati sperimentali viene così effettuata:

$$I_{corr} = I_{incorr} e^{-\beta(P-P_0)} \quad (4.3)$$

Per il calcolo del coefficiente barometrico i dati registrati dalla rete dei Neutron Monitor (e stazioni analoghe) fanno quindi riferimento al calcolo esponenziale. I valori di riferimento del coefficiente barometrico che sono utilizzati dall'osservatorio S.V.I.R.C.O. (Studio Variazioni Intensità Raggi Cosmici) di Roma sono intorno a -0.7 %/hPa [90]. I diversi studi effettuati, passati e recenti, hanno fornito una grande quantità di dati teorici e sperimentali sul coefficiente barometrico anche per la componente muonica, che è generalmente più basso (in valore assoluto). Nelle prime indagini sono stati trovati valori intorno a (0.18-0.20)% / mbar. I coefficienti barometrici, ottenuti da telescopi a scintillazione sotterranei in dieci anni di osservazione, superano i valori teorici di un ordine di grandezza [91]. Questo è spiegato dal fatto che mentre l'effetto barometrico è sempre negativo, l'effetto temperatura è sempre positivo, pertanto questo potrebbe influenzare fortemente l'aumento in valore assoluto del coefficiente barometrico. Tutte queste considerazioni supportano l'idea che ogni set-up sperimentale per rilevare i raggi cosmici ha un coefficiente barometrico specifico, che deve essere determinato sperimentalmente mediante monitoraggio a lungo termine della pressione atmosferica e flusso di raggi cosmici.

Per la componente muonica, per quanto detto prima, si può considerare l'equazione di regressione lineare, di impostazione quindi non logaritmica, per cui la correzione dei dati è data da:

$$I_{corr} = I_{incorr} [1 - \beta(P - P_0)] \quad (4.4)$$

Empiricamente il valore del coefficiente barometrico viene calcolato attraverso la regressione lineare sui valori di I e P misurati per un periodo di tempo specifico, mentre i parametri  $I_0$  e  $P_0$  sono i valori medi del rate e della pressione atmosferica riferiti allo stesso periodo. Potremmo anche individuare  $\beta$  come:

$$\beta = R\sigma_I\sigma_P \quad (4.5)$$

dove R è il coefficiente di correlazione e  $\sigma$  la deviazione standard:

$$\sigma_I^2 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (I_i - I_0)^2 \quad (4.6)$$

$$\sigma_P^2 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n (P_i - P_0)^2 \quad (4.7)$$

$$I_0 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n I_i \quad (4.8)$$

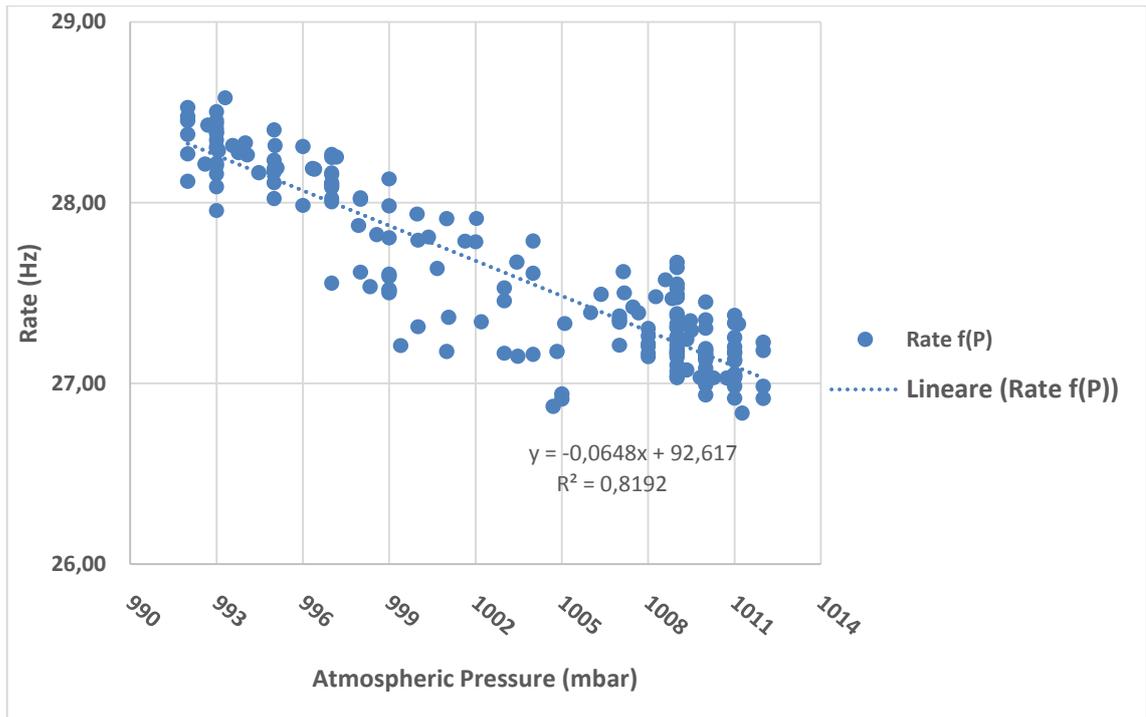
$$P_0 = \frac{1}{n} \sum_{i=1}^n P_i \quad (4.9)$$

Il relativo errore di  $\beta$  può essere così calcolato:

$$\frac{\Delta\beta}{\beta} = \pm \frac{1}{R} \sqrt{\frac{1-R^2}{N-3}} \quad (4.10)$$

### 4.3. Correzione dei dati per effetto barometrico

Per il calcolo del coefficiente barometrico è stato utilizzato il metodo della regressione lineare. Al fine di tale determinazione non è necessario considerare periodi lunghi. Il rivelatore acquisisce mediamente  $2.5 \cdot 10^6$  dati al giorno, per cui una considerevole statistica si raggiunge anche in pochi giorni di acquisizione dati. I periodi che abbiamo preso in esame variano da un minimo di 3 ad un massimo di 7 giorni. Abbiamo individuato periodi in cui non fossero presenti particolari fenomeni solari e geomagnetici, tramite il monitoraggio della rete dei neutron Monitor e il sito TESIS. Nel periodo di riferimento si traccia il plot del "RateTrackEvents" in funzione della pressione, assieme al fit lineare come mostra la Figura 4.7. Grandi valori per il coefficiente di correlazione dimostrano una corretta scelta dei periodi di riferimento.



**Figura 4.7.** Rate in funzione della pressione e relativo fit periodo 21-25 Novembre 2015.

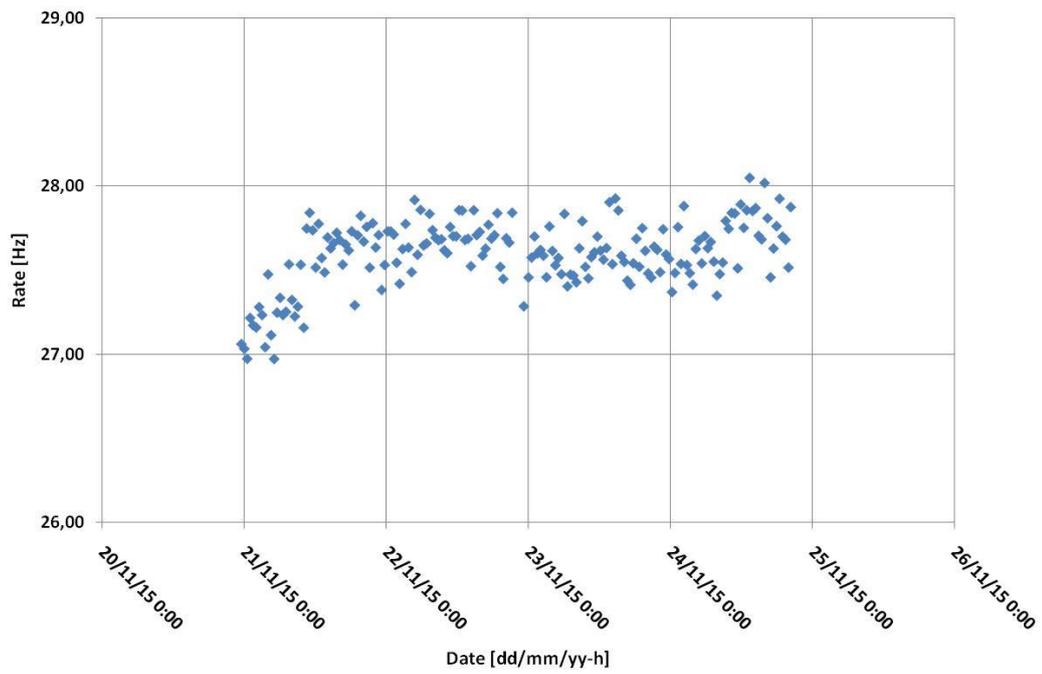
La pendenza  $m$  della curva di fit mostra l'anticorrelazione tra il flusso dei muoni e la pressione atmosferica. Utilizziamo tale pendenza per determinare il coefficiente barometrico (espresso in % / mbar) :

$$\beta = \left( \frac{m}{Rate\ TrackEvents\_medio} \right) \cdot 100 \quad (4.11)$$

Nel caso specifico, con  $m$  pari a -0,0648 e il valore medio del *rate* pari a 27,60 Hz, otteniamo il valore di  $\beta$  pari a -0,2348 (% / mbar). Utilizziamo questo valore di  $\beta/100$  per la correzione dei dati per effetto barometrico:

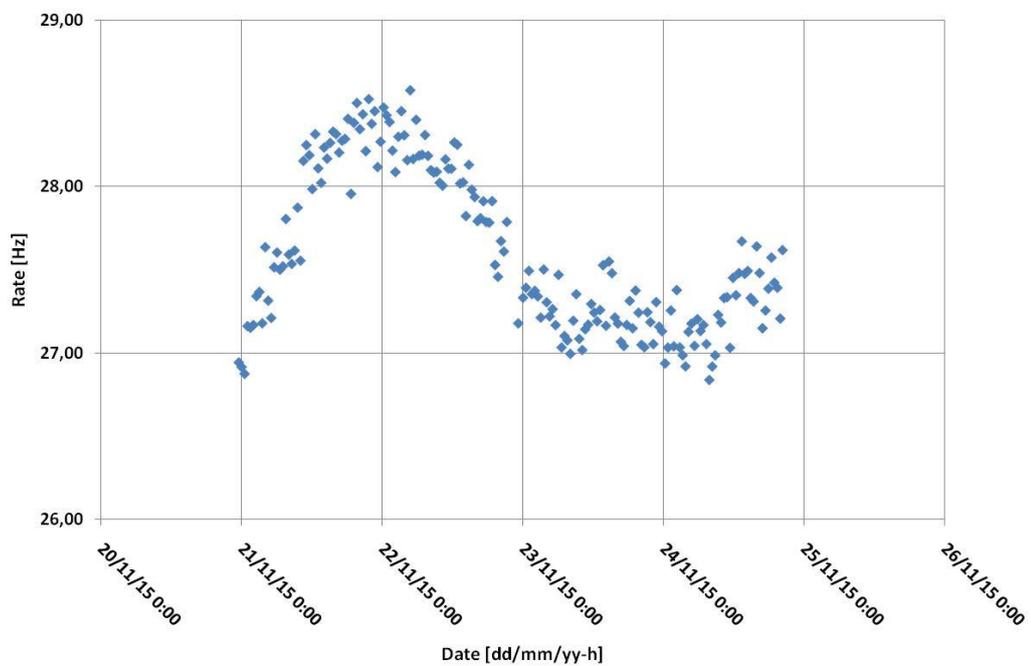
$$RateTrackEvents_{dati\ corretti} = RateTrackEvent_{dati\ grezzi}(1 - \beta\Delta P) \quad (4.12)$$

dove  $\Delta P$  è la variazione della pressione atmosferica rispetto al valore medio valutato nell'intervallo di analisi. Il RateTrackEvents con i dati "corretti" per effetto barometrico è illustrato nella Figura 4.8.



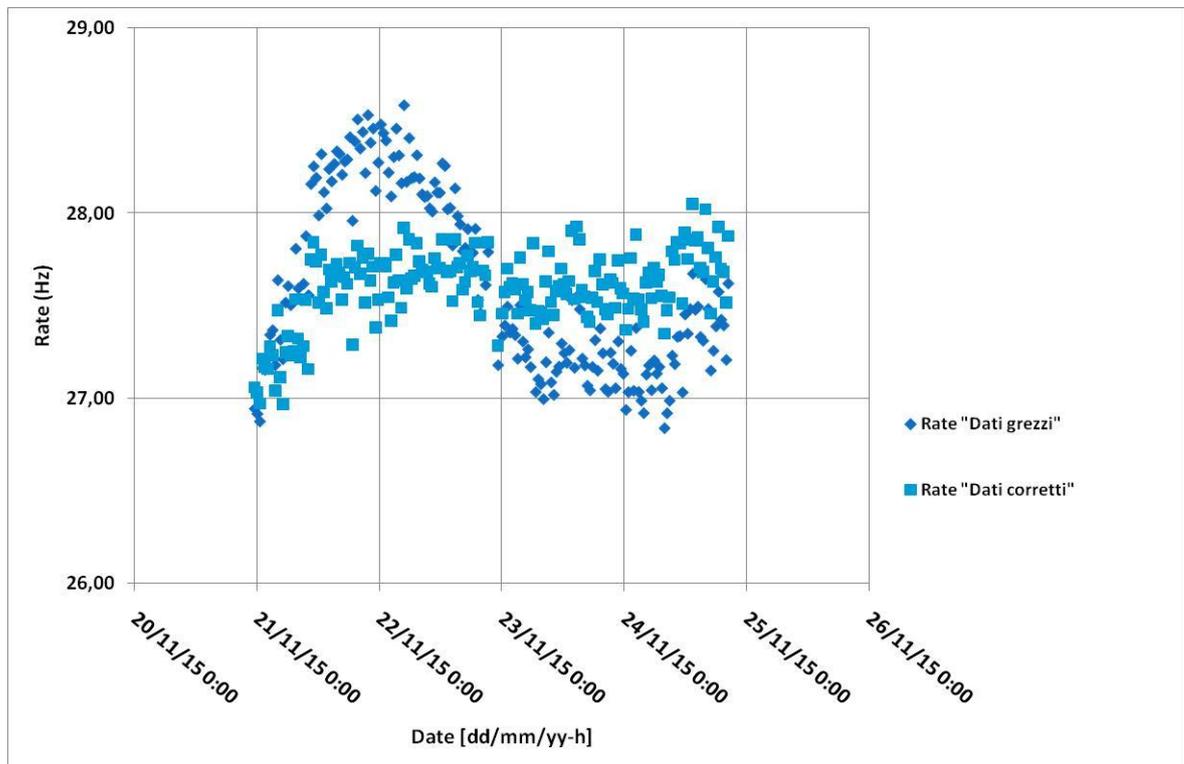
**Figura 4.8.** Rate corretto per effetto barometrico periodo 21-25 Novembre 2015.

L'effetto della correzione appare evidente dal confronto con il plot mostrato in Figura 4.9.



**Figura 4.9.** Rate "dati grezzi" nel periodo 21-25 Novembre 2015

Il plot di Figura 4.10 mostra insieme il rate con i dati grezzi ed il rate con i dati corretti riferiti allo stesso periodo.



**Figura 4.10.** Plot rate dati grezzi e rate corretto per effetto barometrico periodo 21-25 Novembre 2015.

Il monitoraggio dei dati forniti dalla stazione TESIS e dalle stazioni di Neutron Monitor, quali Oulu, Mosca e Roma, presi come riferimento nello stesso periodo, non evidenziano particolari fenomeni solari, per cui si potrebbero analizzare le variazioni giornaliere considerando, per ciascuna ora della giornata, la media dei conteggi e le variazioni giorno-notte.

#### 4.4. Determinazione mensile del coefficiente barometrico a differenti altitudini

Come già evidenziato, gli studi passati e recenti sono stati rivolti ad individuare i diversi fattori da cui dipendono le variazioni del coefficiente barometrico, come indicato da Dorman [86]. Ne riportiamo alcuni :

- il coefficiente barometrico, in valore assoluto, per lo stesso flusso della radiazione secondaria, è maggiore ad alte latitudini rispetto alle basse latitudini
- il coefficiente barometrico, in valore assoluto, dovrebbe essere superiore al minimo dell'attività solare rispetto al massimo
- il coefficiente barometrico, in valore assoluto, dovrebbe essere maggiore per i neutroni che per i muoni

- il coefficiente barometrico, in valore assoluto, dovrebbe essere maggiore ad alta quota rispetto al livello del mare

Al fine di determinare le variazioni mensili del coefficiente barometrico sono stati analizzati i dati relativi sia alla nostra postazione di rilevamento, ossia il telescopio posizionato a Catanzaro Lido, quasi a livello del mare (20 m) che a quelli registrati dal telescopio situato a L'Aquila (circa 700 m).

Nella Tabella 4.1 riportiamo i valori del coefficiente barometrico riferiti agli stessi periodi sia per il telescopio di Catanzaro Lido (CATZ\_01), sia per quello di L'Aquila (LAQU\_01)

Mese	CATZ_01 $\beta$ (%/mbar)	LAQU_01 $\beta$ (%/mbar)
<b>Novembre 2015</b>	<b>-0.24</b>	<b>-0.40</b>
<b>Dicembre 2015</b>	<b>-0.34</b>	<b>-0.65</b>
<b>Gennaio 2016</b>	<b>-0.34</b>	<b>-0.23</b>
<b>Febbraio 2016</b>	<b>-0.34</b>	<b>-0.35</b>
<b>Marzo 2016</b>	<b>-0.33</b>	<b>-0.48</b>
<b>Aprile 2016</b>	<b>-0.35</b>	<b>-0.41</b>

**Tabella 4.1.** Variazioni mensile del coefficiente barometrico riferite a Catanzaro Lido e L'Aquila

I valori mensili denotano una certa variabilità, meno rilevante per il telescopio di Catanzaro, ma si evince che il coefficiente barometrico, risulta maggiore, in valore assoluto ad alta quota. Le nostre osservazioni sono riferite a brevi periodi ed andrebbero ripetute al fine di avere una statistica adeguata per poter pervenire a conclusioni più certe. Quanto rilevato dimostra che uno studio appropriato per il coefficiente barometrico denota un monitoraggio a lungo termine tra pressione e flusso dei raggi cosmici.

Si è proceduto con un confronto tra i dati acquisiti dal rivelatore di Catanzaro, che si trova a circa 20 m s.l.m., con i dati acquisiti dal rivelatore di L'Aquila - 01, che si trova a circa 700 m s.l.m., ed abbiamo rilevato una variazione del flusso in funzione della quota. Sappiamo che la pressione dipende dall'altitudine secondo la relazione:

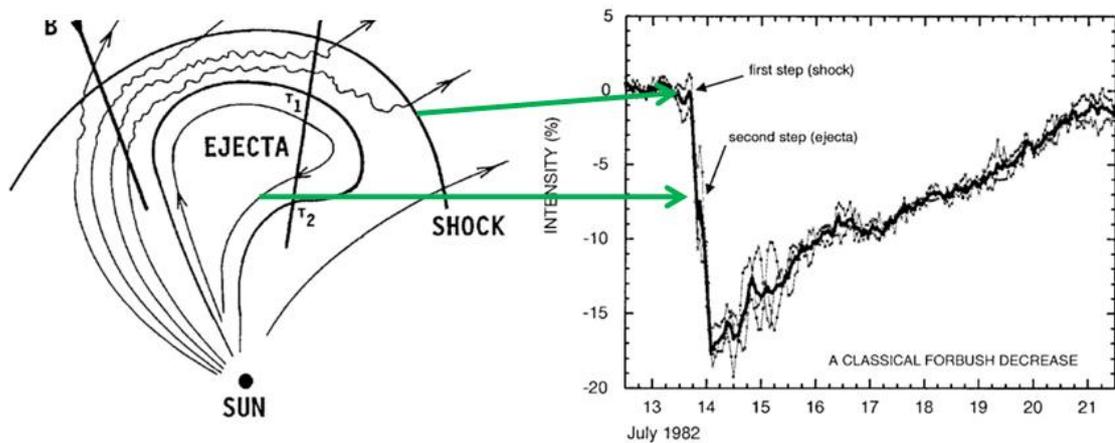
$$P[kPa] = \left( 101.325 * 0.9877^{\frac{h}{100}} \right) \quad (4.13)$$

dove  $P$  rappresenta la pressione atmosferica in kPa ed  $h$  la quota in metri. Utilizzando la (4.13) possiamo determinare i valori medi della pressione atmosferica espressa in millibar ( $1\text{kPa}=10\text{ mbar}$ ). Troviamo infatti i valori di pressione rispettivamente di 1010 mbar per Catanzaro e 929 mbar per L'Aquila. Il rapporto tra questi due dati è 1.09. Il rapporto tra i valori medi dei flussi rispettivamente di L'Aquila (35 Hz) e CZ (29Hz) è 1.20, quasi in accordo con il dato teorico.

Il set di dati analizzati è stato acquisito in periodi in cui non sono stati osservati eventi straordinari legati all'attività solare che possono portare a variazioni significative nel flusso dei raggi cosmici. L'attività solare, come detto in precedenza, è monitorata sul sito TESIS.

#### **4.5. Misura del Forbush decrease**

L'elevata sensibilità dei telescopi EEE permette di determinare non solo piccole fluttuazioni del flusso dei muoni a causa degli effetti meteorologici quali variazioni della pressione atmosferica e della temperatura, ma anche la variazione per gli effetti legati a fenomeni solari. Tra le variazioni non periodiche, le rapide riduzioni del flusso a causa dell'attività solare, sono tra le più interessanti. Questi eventi sono costituiti da una impressionante variazione transitoria nella intensità dei raggi cosmici. Essi sono caratterizzati, infatti, da una riduzione dell'intensità (alcune ore), seguita da una lenta ripresa in un intervallo di tempo di qualche giorno. Tali variazioni sono probabilmente correlate a brillamenti solari e a disturbi geomagnetici e sono individuate come *Forbush decrease*, dal nome dello scopritore, Scott Forbush, il quale ha fatto un'approfondita analisi di dati statistici e studi specifici [92]. La rapida diminuzione della intensità dei raggi cosmici è principalmente associata con tempeste magnetiche ed espulsioni di massa coronale (CMEs: Coronal Mass Ejections) [93,94] e regioni di interazione corotanti (CIR) nello spazio interplanetario [95]. Tali regioni e gli shock che generano, hanno effetti sulla densità dei raggi cosmici sia a livello locale che ad una certa distanza. La conseguente diminuzione dei raggi cosmici è identificata come "classica *Forbush decrease*", in due fasi (Figura 4.11)



**Figura 4.11.** Rappresentazione di un'onda d'urto seguita dall'accelerazione di particelle espulse (a sinistra); le due fasi di un classico Forbush decrease (a destra).

Tale riduzione è un fenomeno che può essere osservato a tutte le latitudini e longitudini.

Tale riduzione è un fenomeno che può essere osservato a tutte le latitudini e longitudini. Il monitoraggio di solito è fatto per mezzo di rivelatori di neutroni, dal momento che la variazione di intensità è, nella maggior parte dei casi, associata alle particelle a bassa energia, visto il legame dei neutroni ad energie più basse rispetto ai muoni che sono sensibili per variazioni a più alta energia. Tuttavia, soprattutto nel caso di grandi eruzioni solari, queste variazioni sono state osservate anche da *muon detectors* [96] e tra i telescopi EEE [97]. L'inizio di una diminuzione dei raggi cosmici è talvolta difficile essere ben definita e può variare con la posizione del rivelatore. Più precisamente, l'entità della diminuzione è superiore ad altitudini più elevate e questo effetto va a diminuire con l'aumentare della latitudine: la rigidità di cut-off (cioè l'energia minima che il primario deve avere per produrre particelle secondarie in grado di raggiungere la Terra in quella posizione) influenza fortemente l'ampiezza della diminuzione. Ogni latitudine ha una rigidità ( $p/Z$ ) di cut-off, al di sotto della quale nessuna particella che arrivi in verticale può arrivare a basse altitudini. [98]. Dobbiamo anche evidenziare che la diminuzione non parte da un livello costante, ma è preceduta da un aumento di intensità lieve, come spesso osservato in passato [99].

Tali diminuzioni sono quindi l'indizio sperimentale delle ipotesi che un incremento dell'attività solare e geomagnetica comporti un minor flusso di raggi cosmici. I brillamenti solari (*flares*), sono gigantesche esplosioni che avvengono sul Sole e sono spesso associate a tempeste magnetiche solari note come espulsioni di massa coronale (CMEs). Sono certamente i più comuni eventi solari, ma non gli unici. La nostra stella può anche emettere flussi di protoni, noti come particelle solari energetiche (SEPs):

Solar Energetic Particles) o anche raggi cosmici solari. Si tratta di flussi transienti di particelle che vengono sporadicamente emesse dal Sole (fino a energie relativistiche  $\leq 50$  GeV) in concomitanza ai fenomeni esplosivi solari, quali brillamenti, CMEs e distacco di filamenti. Tali particelle si propagano nello spazio interplanetario e sono rivelabili come eventi discreti nel flusso misurato da strumenti a bordo di satelliti e sonde spaziali, ma anche a terra (si parla in tal caso di “ground level enhancements”, GLEs). Questi flussi sono altamente direzionali e quindi anisotropi. I *flares* più intensi sono conosciuti come “brillamenti di classe X”, in un sistema di classificazione che divide i brillamenti solari in base alla loro entità. Quelli di minima intensità sono invece di classe A, seguiti dalla classe B, C, M. La scala è logaritmica, pertanto, ogni lettera rappresenta un aumento di 10 volte della produzione di energia. Quindi un evento di classe X è dieci volte più violento di uno di classe M e 100 volte più intenso rispetto alla classe C. All'interno di ciascuna classe, vi è una scala suddivisa da 1 a 9 che contraddistingue una sottosezione. I brillamenti di classe C sono troppo deboli per influenzare in modo significativo il campo magnetico della Terra.

Una diminuzione Forbush indica, pertanto, una diminuzione improvvisa nel flusso dei raggi cosmici, seguita da disturbi nel vento solare e nel campo magnetico interplanetario. I rivelatori EEE sono progettati per un funzionamento continuo. Questa caratteristica rende il progetto EEE uno strumento per monitorare il flusso secondario raggi cosmici, che è comunque influenzato da variazioni periodiche e non periodiche. Gli studenti del liceo di Catanzaro effettuano quotidianamente il monitoraggio dei dati forniti dal telescopio, nonché i dati forniti dalla stazione TESIS e dalle stazioni di Neutron Monitor, quali Oulu e Roma. L'analisi dei dati ha permesso di determinare la correlazione con la pressione atmosferica, nonché la correzione dei dati per effetto barometrico, come detto in precedenza. Da novembre 2015 a Maggio 2016, non si sono registrati particolari eventi solari. Nel periodo compreso tra il 31 Dicembre 2015 ed il primo gennaio 2016, dal sito Tesis [100] si rileva un *flare* di classe M2.3, assieme ad alcuni di classe C (Figura 4.12).

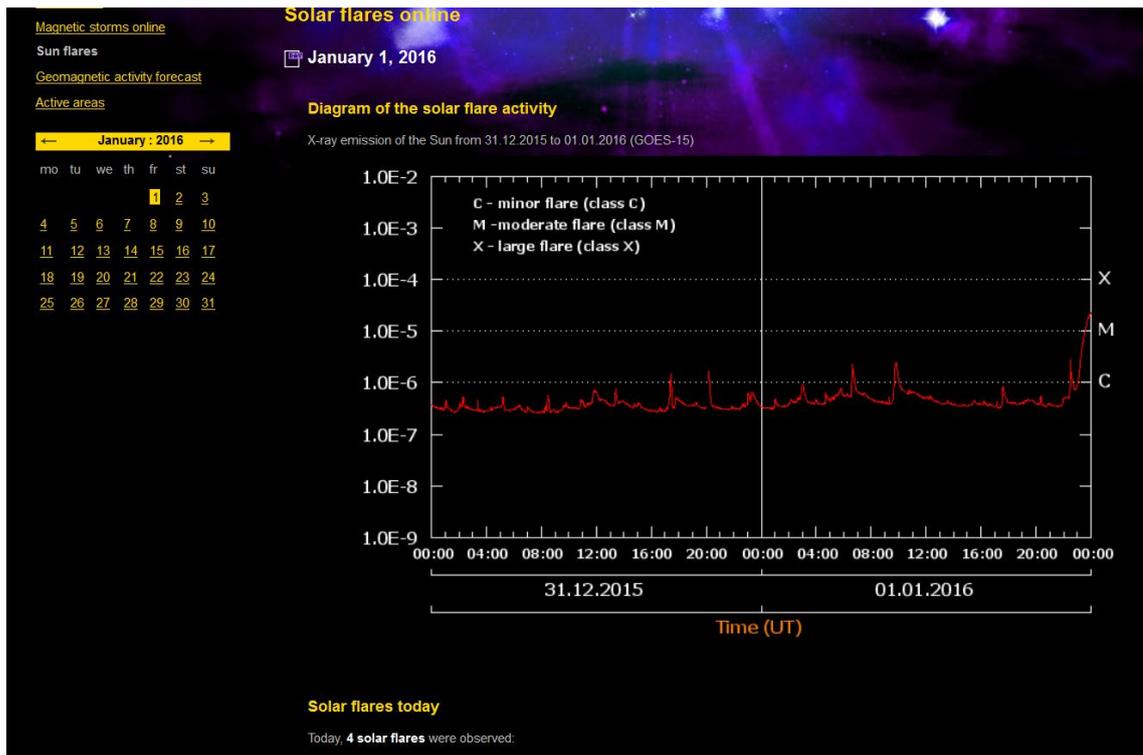


Figura 4.12. Solar flares registrati tra il 31 Dicembre 2015 ed il primo Gennaio 2016

In Figura 4.13 si riporta quanto registrato dal Neutron Monitor di Oulu, mentre in Figura 4.14 quanto registrato dal Neutron Monitor di Roma.

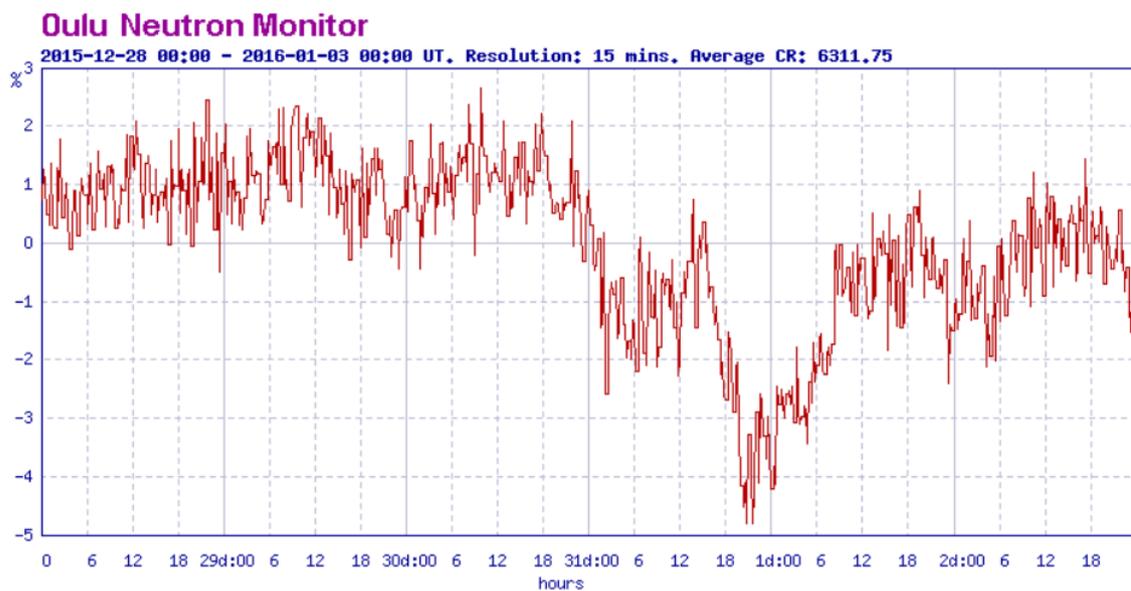
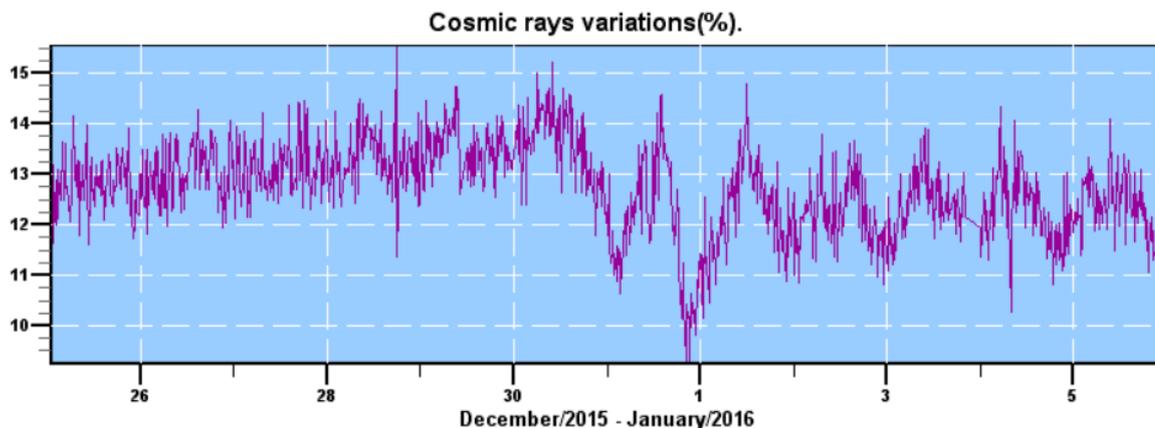
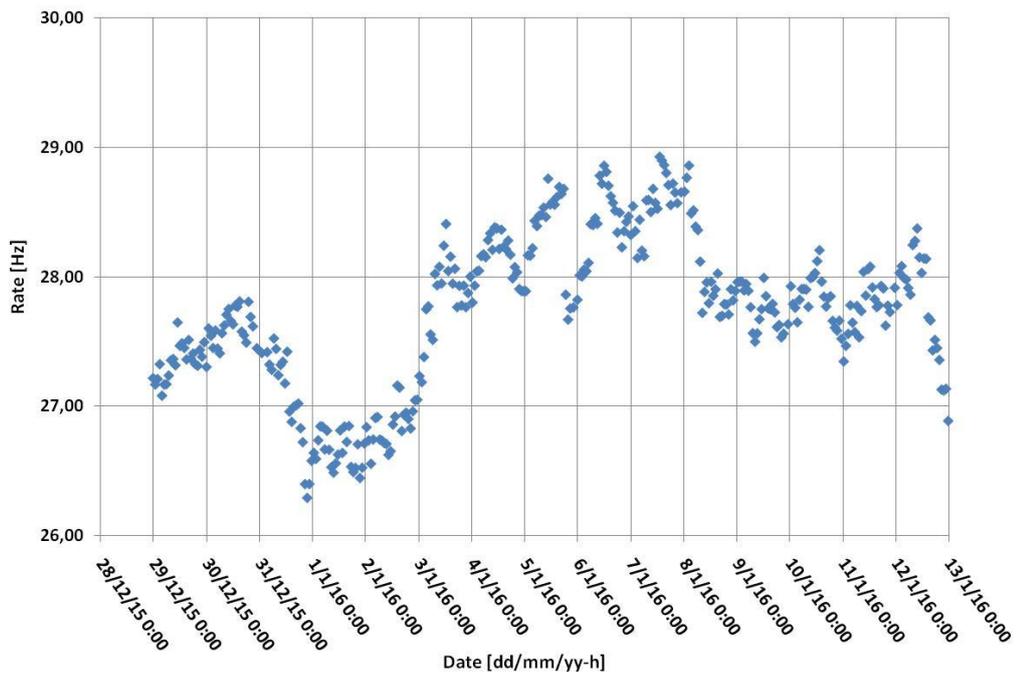


Figura 4.13. Variazioni di flusso rilevate dal Neutron Monitor di Oulu nel periodo compreso tra il 31/12/2015 ed il 01/01/2016

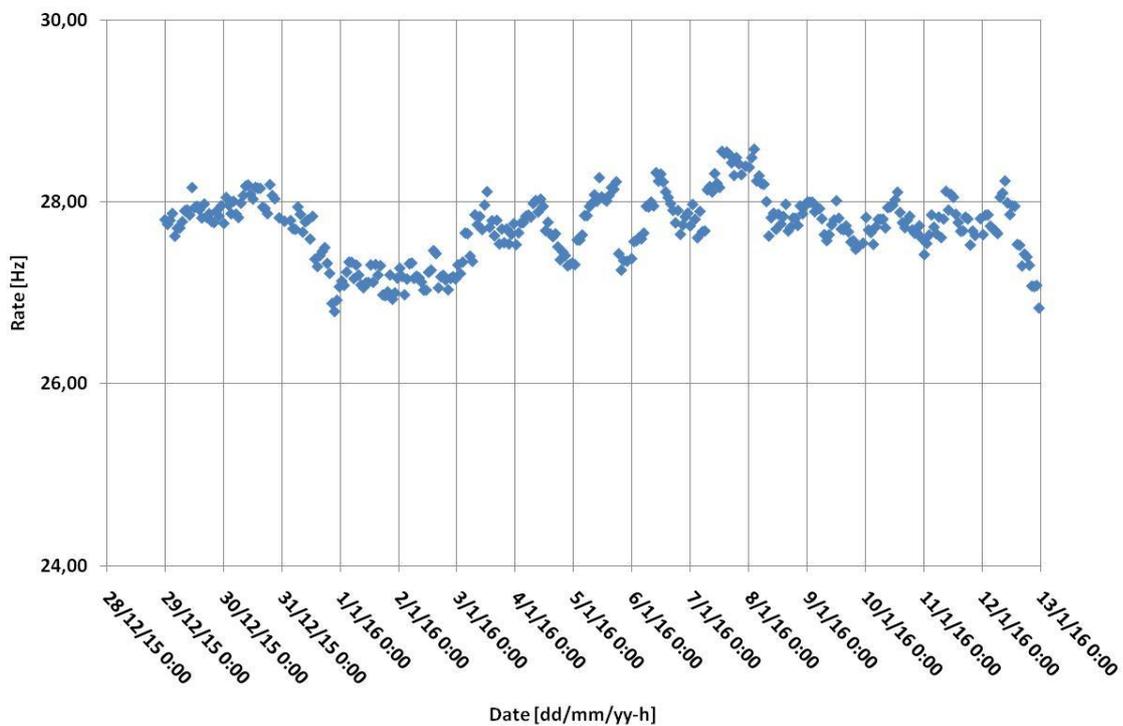


**Figura 4.14.** Variazioni di flusso rilevate dal Neutron Monitor Roma nel periodo compreso tra il 31/12/2015 ed il 01/01/2016

Da entrambi i plot è evidente la diminuzione dei raggi cosmici registrato il primo Gennaio 2016. Tale diminuzione appare più evidente per Oulu ed è determinata, probabilmente, dalla differente posizione geografica dei due rilevatori: Oulu si trova a circa  $65^{\circ}$  n di latitudine con una rigidità di cut-off intorno a 0.81 GV e circa 15 m di altitudine, mentre Roma si trova a circa  $41^{\circ}$  N di latitudine con una rigidità di cut-off intorno a 6.32 e 50 m di altitudine. Sin dal 1933, A. H. Compton, elaborando i suoi risultati e di numerosi altri ricercatori, aveva trovato, sia al livello del mare che in alta quota, delle sensibili differenze nella intensità della radiazione cosmica a varie latitudini [101]. Tale effetto appare meglio collegato alla latitudine geomagnetica che alla latitudine geografica in quanto le linee di uguale intensità seguono piuttosto l'andamento dei paralleli geomagnetici piuttosto che quello dei paralleli geografici. L'effetto di latitudine trova la sua interpretazione nella teoria classica di Størmer sul moto di una particella carica nel campo di un dipolo magnetico e nei successivi perfezionamenti apportati da Lemaitre e Vallarta. Affinché una singola particella incida sulla Terra ad una latitudine geomagnetica  $\Phi$  deve possedere un momento non inferiore a un valore minimo  $p_{\Phi}$  (detto *momento di taglio* o di *cut-off* per la data latitudine), momento tanto maggiore quanto minore è la latitudine. A tale momento minimo  $p_{\Phi}$  corrisponde una energia cinetica minima, detta *energia di taglio* o di *cut-off*. In termini di rigidità magnetica è definita analogamente la *rigidità di taglio* o di *cut-off*. Elaboriamo i dati registrati dal nostro telescopio apportando le dovute correzioni per effetto barometrico. In Figura 4.15 riportiamo il flusso registrato con i dati grezzi, mentre in Figura 4.16 è riportato il flusso corretto per effetto barometrico.



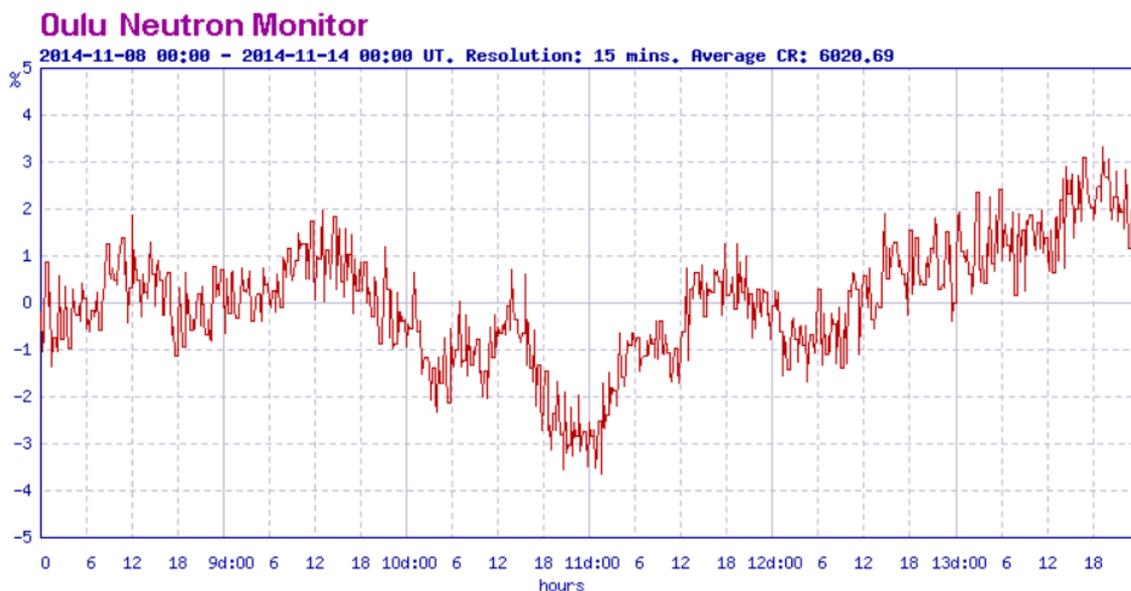
**Figura 4.15.** Plot del flusso registrato dal rivelatore EEE con i dati "grezzi" nel periodo 28 Dicembre 2015/ 13 gennaio 2016



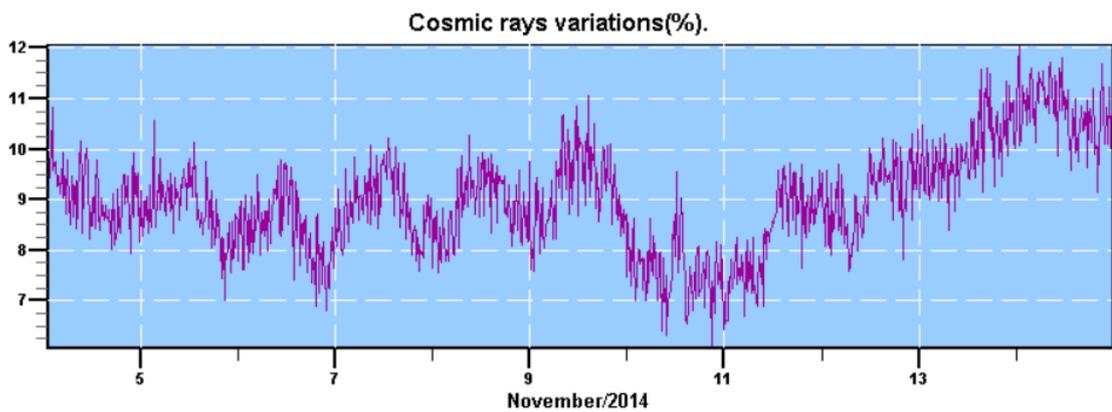
**Figura 4.16.** Plot del flusso registrato dal rivelatore EEE con i dati "corretti" per effetto barometrico

Le variazioni di flusso, registrate dal nostro telescopio EEE, sono in accordo con i dati registrati dai neutron monitor allorché non si effettuino correzioni barometriche, come si evince in Figura 4.15: la diminuzione inizia e raggiunge il suo minimo quasi in fase con i neutron monitor. Questo dato non è altrettanto evidente nel plot di Figura 4.16, ossia con i dati corretti per effetto barometrico, la diminuzione sebbene inizi quasi in fase, permane con maggiore entità in giorni successivi. L'entità della variazione potrebbe essere meno importante rispetto a quella osservata per i neutroni, poiché la maggior parte della variazione di intensità è associata alle particelle a bassa energia, mentre i muoni sono sensibili ai primari più energici. L'interpretazione dei risultati non è banale: differenze nella grandezza della diminuzione o nella sua tendenza potrebbe essere imputata anche all'interazione di molti fattori, quali la posizione geografica, specifiche condizioni di lavoro dell'apparato sperimentale e la distribuzione verticale delle particelle in funzione della latitudine per diversa rigidità magnetica.

Le variazioni di flusso erano state osservate anche nel Novembre del 2014 in concomitanza con un *flare* di classe M. In Figura 4.17 riportiamo quanto registrato dal Neutron Monitor di Oulu, mentre in Figura 4.18 quanto registrato dal Neutron Monitor di Roma.

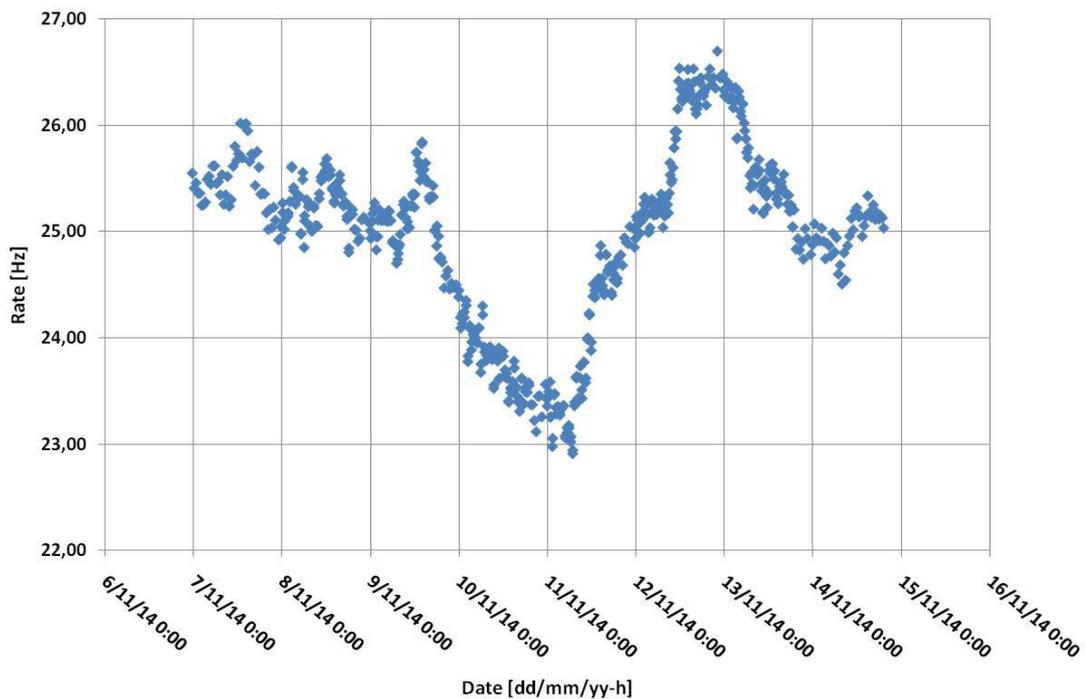


**Figura 4.17.** Variazioni di flusso rilevate dal Neutron Monitor di Oulu nel Novembre 2014

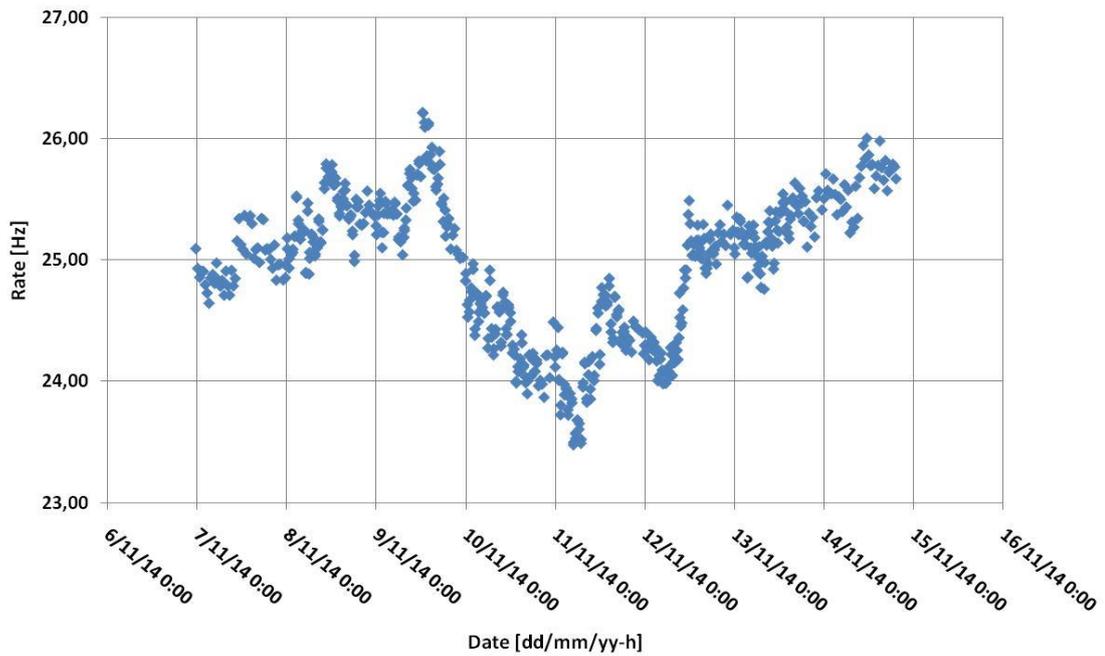


**Figura 4.18.** Variazioni di flusso rilevate dal Neutron Monitor di Roma nel Novembre 2014

In Figura 4.19 è mostrato il plot con i "dati grezzi", mentre in Figura 4.20 è mostrato il plot con i dati "corretti" per effetto barometrico e riferiti allo stesso periodo, registrati da EEE.

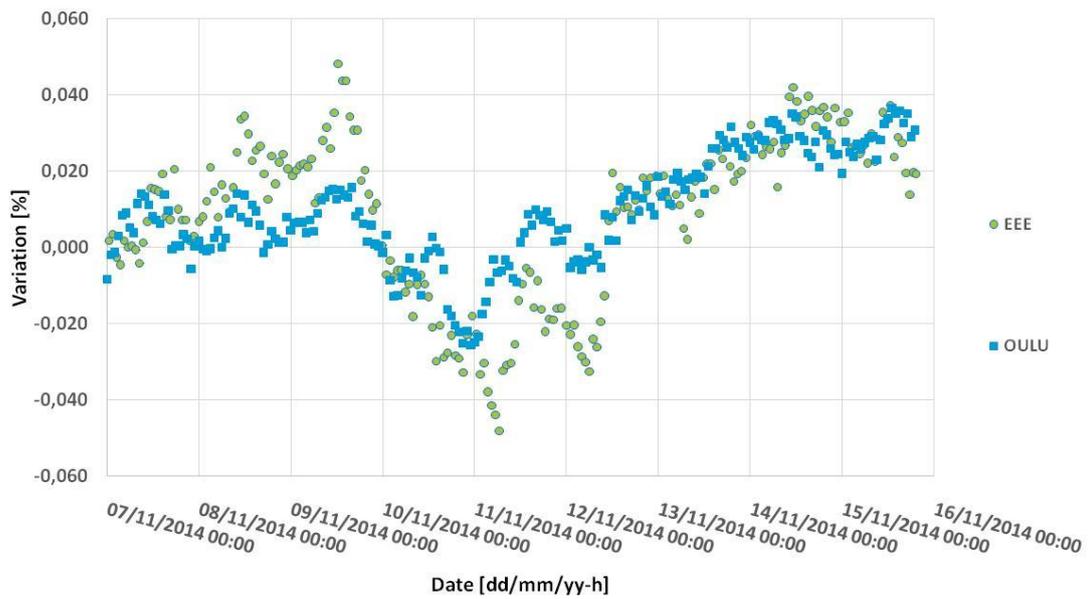


**Figura 4.19.** Variazioni di flusso con i dati "grezzi" registrati dal rivelatore EEE nel Novembre 2014



**Figura 4.20.** Variazioni di flusso registrate dal rivelatore EEE nel Novembre 2014 a seguito delle correzioni per effetto barometrico

Il plot relativo alle variazioni di flusso, anche dopo le correzioni per effetto barometrico, è in buon accordo con quanto rilevato da entrambi i *neutron monitor*: in questo caso la diminuzione inizia e raggiunge il suo minimo quasi in fase con i neutron monitor, come si evince dal confronto tra i dati registrati dal neutron monitor di Oulu e dal rivelatore EEE (Figura 4.21).



**Figura 4.21.** Confronto variazioni di flusso registrati dal Neutron Monitor Oulu e dal rivelatore EEE

Possiamo concludere che, a meno delle variazioni causate dalla pressione atmosferica, il flusso dei muoni è un buon indicatore dell'attività solare, in quanto varia in maniera simile ad altri indicatori della stessa, non correlati con il fenomeno di decadimento muonico. Un aumento del flusso indica che l'attività solare è più debole, mentre una diminuzione indica che l'attività si intensifica.

I dati raccolti dai telescopi EEE hanno una qualità paragonabile a quella dei *Neutron Monitor Network*, ma possiamo aggiungere che forniscono informazioni aggiuntive in quanto i muoni mantengono la loro direzionalità. Questo potrebbe portare a nuove intuizioni sul *Forbush decrease* e fenomeni correlati.

In generale, tramite i raggi cosmici, si possono studiare:

- i processi di accelerazione di particelle sul Sole (flares e/o onde d'urto coronali)
- la propagazione nella corona e l'iniezione di particelle nelle linee del campo magnetico interplanetario che connettono il Sole all'osservatore
- la propagazione e la diffusione attraverso lo spazio interplanetario, includendo l'accelerazione e l'interazione onda-particella nelle vicinanze di shocks.

#### 4.6. Riflessioni metodologiche per una didattica laboratoriale

Un problema fondamentale nell'ambito della didattica è realizzare il raccordo tra contenuti, metodi di studio e il contesto in cui devono essere applicati, reinterpretando il sapere comune e quotidiano. La natura tecnica ed astratta con cui spesso si affrontano gli argomenti a scuola e la conseguente tendenza ad un atteggiamento poco propositivo e partecipe da parte dello studente genera "strutture inerti" di conoscenza non utilizzabili fuori dal contesto scolastico. Questo costituisce quello che Alfred North Whitehead nel 1929, chiamava *idee inerti*, cioè quel tipo di conoscenza proposizionale che lo studente è in grado di esprimere ma non usa. Soprattutto in campo scientifico le conoscenze non possono essere proposte allo studente solo in maniera precostituita, ma devono essere oggetto di personale analisi e riflessione, con riferimento a contesti fenomenologici e modelli interpretativi da porre a confronto in modo critico. La scuola, come osservava Howard Gardner, spesso tende a privilegiare "l'intelligenza convergente", che è quella forma di pensiero che non si lascia influenzare dagli spunti dell'immaginazione, ma tende all'univocità della risposta a cui tutte le problematiche vengono ricondotte [102]. Le attività del progetto EEE hanno coinvolto lo studente in tutte le fasi di pianificazione, osservazione, esplorazione, realizzazione, elaborazione e analisi dei dati, che ha permesso loro di acquisire concetti scientifici spesso considerati ardui e difficili. Questo è quanto sta alla base della metodologia IBSE (Inquiry Based Science Education) [103]. Tale "inquire process" prevede i seguenti passaggi:

- ✓ Engage
- ✓ Explore
- ✓ Explain
- ✓ Elaborate
- ✓ Evaluate

La metodologia è costruita intorno a tre importanti dimensioni:

- ✓ Le pratiche scientifiche e tecnologiche
- ✓ I concetti trasversali che uniscono lo studio della scienza e della tecnologia attraverso la loro applicazione comune.
- ✓ Le idee di base nelle quattro aree disciplinari: Scienze Fisiche, Scienze Umane, Scienze della Terra e spaziali, Ingegneria e Tecnologia e applicazione delle Scienze.

Tale metodologia aumenta le capacità cognitive e modifica le dinamiche di apprendimento, in quanto rende flessibili i processi di integrazione cerebrale sia rispetto

alla gestione della memoria che alla elaborazione delle informazioni [104]. In un processo di apprendimento didattico-educativo bisogna, pertanto, mantenere viva la conoscenza, preservandola dal divenire inerte. In ogni attività il nostro obiettivo primario è stato quello di "*produrre pensiero a partire dall'azione*", cosicché il laboratorio potesse essere significativo e non solo applicativo [105]. Apprendere "facendo" implica relazioni concettuali: gli individui devono imparare operando e quindi essere capaci di collocare le loro acquisizioni all'interno di quello che Bakhurst (2001) chiama spazio di ragioni, usando concetti per mediare la comprensione delle esperienze ed usare queste ultime per ripensare ai concetti teorici.

Il nostro punto di riferimento è stato l'apprendimento esperienziale di Kolb [106]. Kolb ha sviluppato una teoria dell'apprendimento esperienziale che ci può dare un utile modello da cui sviluppare la nostra pratica. Questo è chiamato "The Kolb Cycle", "The Learning Cycle" o "The Experiential Learning Cycle". La teoria dell'apprendimento esperienziale di Kolb è rappresentata da un ciclo a 4 stadi (Figura 4.19).

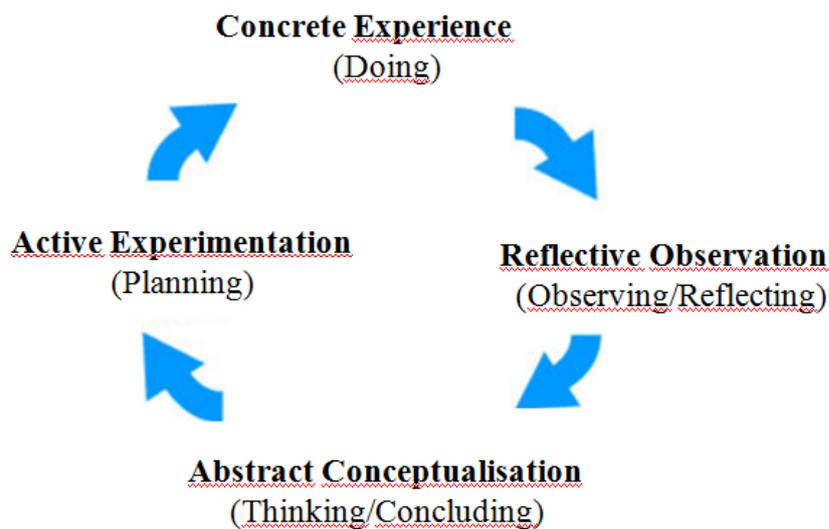


Figura 4.19. Modello "Kolb's Experiential Learning"

Questo approccio all'apprendimento coinvolge gli studenti anche attraverso il feedback, la riflessione, e l'applicazione delle idee e delle competenze alle nuove situazioni. Gli studenti imparano dalle loro esperienze ed errori. Nel modello è mostrato come l'esperienza è trasformata attraverso la riflessione in idee e concetti, che a loro volta vengono utilizzati per una attiva sperimentazione e scelta per una nuova esperienza. Lo studente deve fare il collegamento tra la teoria e l'azione attraverso la pianificazione, riflettendo e ritornando alla teoria. Le esperienze, le proposte sono analizzate e condivise dal gruppo. La comunità di persone che apprendono supera l'individualità e offre nuovi contenuti per l'apprendimento derivanti dalla partecipazione alle attività

della comunità, che esplicita i propri schemi interpretativi e i propri modi di guardare al mondo [107].

Il processo di insegnamento-apprendimento necessita ovviamente di una qualche riflessione relativamente al ruolo che il docente esercita. Sarà necessario superare alcune resistenze proprie di noi docenti. Sono resistenze che discendono dalla nostra stessa formazione e da un modo di insegnare che si perpetua nel tempo. Il docente tende a sentire il programma come un vincolo. Questo vincolo permane anche se si è passati dal programma, puro e semplice contenitore di nozioni, concetti ed argomenti, alla programmazione, che fissa obiettivi e competenze e lascia al docente una considerevole autonomia progettuale. Il programma ministeriale o le richieste delle prove somministrate, ad esempio, per l'esame di stato, sono un riferimento spesso assillante: si deve cioè sviluppare una certa quantità di argomenti, si devono impartire conoscenze e nozioni e la quantità va spesso a discapito della qualità. L'attività laboratoriale, soprattutto in Fisica, finisce spesso per assumere un ruolo del tutto secondario. Tutto questo rappresenta un limite della scuola rispetto allo sviluppo della scienza e al suo progresso sia rispetto alla ricerca scientifica in sé che a confronto con la ricerca epistemologico-didattica che, almeno teoricamente, prospetta opportunità innovative che tutti potrebbero perseguire. Spesso, sia per l'esiguo numero di ore che per situazioni contingenti, in talune tipologie di scuola secondaria superiore si rimane ancorati alla fisica classica, facendosi forti della convinzione che non si possa trattare di fisica moderna senza prima avere interamente affrontato la fisica classica che ne costituirebbe il necessario prerequisito. Le attività di monitoraggio, raccolta ed analisi dati, condotte con gli studenti del liceo scientifico di Catanzaro Lido hanno dimostrato che non è così. Nel momento in cui si possa dare spazio all'attività laboratoriale, superando la rigida lezione frontale, è possibile affrontare con completezza argomenti di maggiore attualità che meglio rispondono agli studenti del XXI secolo. Anche in questo consiste la sostanziale possibilità di rinnovare la scuola e di metterla al passo con i tempi.

A consuntivo posso dire che la didattica laboratoriale rappresenta una metodologia vincente perché consente di verificare come si possa affinare il metodo di insegnamento-apprendimento e si possa perfezionare la modalità di coinvolgimento degli studenti. Le attività proposte rappresentano esempi, modelli epistemologici dai quali partire per implementare percorsi di competenza autentici. Esse sono aperte a diversi livelli di interpretazione e ad una pluralità di punti di vista.

Nel laboratorio si crea una situazione in cui si opera e si progetta, mobilitando tutte le conoscenze ed abilità di cui gli studenti sono capaci. In un laboratorio il lavoro non è mai individuale. La collaborazione tra diverse persone può attivarsi su molti piani e in molte forme, ma questo può avvenire solo lavorando su tematiche tangibili, che

coinvolgono studenti e docenti come vere e proprie sfide. Nel lavoro di laboratorio non si riesce a tracciare una linea di demarcazione netta tra teoria e pratica: ogni osservazione fatta sul campo, ogni situazione concreta può diventare spunto per una costruzione teorica partecipata. Il fine del laboratorio, quindi, non è tanto fornire contenuti, quanto far acquisire competenze mediante un'esplorazione attiva finalizzata innanzitutto alla presa di coscienza, da parte del soggetto operante, dei propri processi cognitivi e conseguentemente ad una riflessione generale sulle modalità di elaborazione e di uso della conoscenza e della cultura.

Questa didattica laboratoriale ridisegna stili di lavoro, di insegnamento e di apprendimento. A seconda delle attività, nei confronti degli studenti, il docente, di volta in volta, è: propositore, facilitatore, negoziatore, garante del processo, risorsa. Il docente conosce, individua le procedure e guida l'allievo a scoprirle e a padroneggiarle.

Tutto ciò per dimostrare che cambiare prospettiva all'insegnamento è possibile!

A tale proposito mi piace sottolineare che in questa esperienza sono stati gli studenti ad essere i veri protagonisti. Sono gli stessi studenti che, secondo lo schema proposto nel modulo di organizzazione (Figura 4.20), organizzano i turni e si ritrovano in laboratorio al termine delle lezioni.

Data Acquisition	<ul style="list-style-type: none"> <li>• <b>Three students per day: Leader + two teammates</b></li> <li>• Check HV, gas flow and environmental parameters</li> <li>• Fill in the check-lists</li> <li>• Check the reference histograms (DQM)</li> </ul>
Web-page	<ul style="list-style-type: none"> <li>• <b>Group of students coordinated by the chair of the PubCom</b></li> <li>• Update the web-page</li> <li>• Update the School's blog</li> </ul>
Offline Analysis	<ul style="list-style-type: none"> <li>• <b>N independent groups of students one for every physics channel</b></li> <li>• Each group is formed by 5 students and one senior physicist</li> </ul>
Telescope Maintenance	<ul style="list-style-type: none"> <li>• <b>Two students coordinated by a technical coordinator</b></li> <li>• Chamber calibration</li> <li>• Gas supervision</li> </ul>

Figura 4.20. Organizzazione dei gruppi di lavoro

Questa organizzazione si caratterizza come “learning organization”, che impegna studenti e docenti come un unico team. In una “learning organization” i lavori sono noti per essere fatti come una squadra piuttosto che individualmente. Il leader è colui che fornisce una guida, l'istruzione, la direzione e la leadership ad un gruppo di altri studenti (il team) al fine di ottenere un risultato. Il ruolo del leader è quello di organizzatore del processo di indagine del gruppo, piuttosto che fornire informazioni da esperto. Gli studenti non sono completamente lasciati ad imparare da soli; al momento opportuno, il docente assume il ruolo di guida, facilita il processo di apprendimento e condivide le responsabilità. Perché il gruppo è importante?

Il gruppo è importante ai fini organizzativi:

- distribuzione del lavoro
- gestione e controllo del lavoro
- problem solving e decisioni
- elaborazione delle informazioni
- raccolta di idee
- aumentare l'impegno ed il coinvolgimento

ed, ai fini individuali:

- istituire un ruolo per se stessi
- la condivisione in uno scopo comune
- ricevere aiuto e sostegno per realizzare gli obiettivi

Studenti pendolari e/o residenti del luogo si organizzano per effettuare misure, calcoli, verifiche e relazioni quotidiane, che sono inseriti su di un apposito spazio previsto dal Progetto (e-log) e su un apposito gruppo di Facebook, capace quindi di raggiungere tutti i componenti iscritti al progetto in modo rapido ed efficace. Resta da sottolineare come il gruppo studenti sia eterogeneo sia per fascia di età che per classi di appartenenza. Ma questo stimola e favorisce scambi di informazioni e competenze. Gli studenti "meno esperti" sono stimolati e guidati nelle fasi di Engagment ed Explore, per poi seguire una fase di Explaine con docenti e studenti "alla pari".

Va anche sottolineato, infine, come gli stessi studenti si siano resi protagonisti di convegni scientifico-divulgativi, rivolti all'intera cittadinanza, uno dei quali, svoltosi nei saloni della Provincia di Catanzaro nel mese di Dicembre 2014, dove molti di loro sono risultati brillanti conferenzieri ed espositori, mentre un altro gruppo presentava i lavori nel simposio di Erice. Nel maggio del 2016 hanno portato i loro risultati in un convegno tenutosi all'Unical, mentre ad Ottobre 2016 hanno partecipato alle giornate di studio presso l'Università di Bari.

## Conclusioni

Il lavoro di questa tesi è stato dedicato alla realizzazione, messa in funzione e analisi dati del telescopio per raggi cosmici del Progetto EEE (Extreme Energy Events) presso il Liceo Scientifico di Catanzaro Lido. Oltre ai suoi interessanti obiettivi scientifici, la peculiarità del progetto EEE risiede nel fatto gli studenti partecipano a tutte le attività. Si è trattato di una esperienza che non è stata solo un semplice lavoro di squadra, ma "apprendimento esperienziale". Tutte le attività sono state organizzate per costituire un'integrazione valida e reciproca con la teoria, non solo come momento di verifica sperimentale di quello che gli studenti hanno imparato in teoria, ma anche come strumento di base per derivare leggi, principi e modelli teorici, partendo dall'esperienza. La prima fase di lavoro mi ha visto coinvolta, assieme agli studenti, nel mettere a punto la strumentazione necessaria alla messa in funzione dei telescopi: assemblaggio e calibrazione dei convertitori DC-DC utilizzati per fornire l'alta tensione di alimentazione, controllo del corretto funzionamento dei due scintillatori utilizzati come rivelatori di riferimento nelle misure di efficienza delle MRPC e controllo delle schede di lettura dei segnali generati dal passaggio di una particella. Nella seconda fase, dopo l'installazione del software opportuno, è stato necessario, con l'acquisizione degli eventi, procedere in un primo controllo sulla qualità dei dati. Abbiamo acquisito un certo numero di eventi e, per un determinato periodo, si è accertata la presenza di una forte componente di "rumore", che ha portato alla ricerca delle cause, discussioni e possibili soluzioni assieme agli studenti. Il controllo e le informazioni sulla qualità dei dati hanno permesso anche l'identificazione di problemi connessi al malfunzionamento di strips che costituiscono il piano sensibile per la conduzione del segnale. In particolare gli istogrammi relativi ai conteggi delle singole strips (*hit map*) hanno permesso di verificare l'uniformità di funzionamento delle stesse, ma anche di rilevare un numero anomalo di conteggi. Gli istogrammi relativi alle differenze dei tempi di arrivo del segnale alle due estremità delle strips hanno permesso di verificare il corretto funzionamento dei canali dell'elettronica di Front-End e dei TDC. L'analisi di questi dati ha permesso di valutare la propagazione del segnale lungo la strip conduttrice, che è di circa 20 cm/s, e la risoluzione spaziale del rivelatore lungo la strip che è di circa 3.8 cm. Il monitoraggio dell'apparato ed il controllo della qualità dei dati ha rappresentato, e rappresenta ancora, un momento significativo che ha visto la partecipazione attiva e costruttiva degli studenti. Tutto questo ha permesso la partecipazione ad una nuova ed importante fase con l'avvio del cosiddetto *Pilot Run*, ossia la prova generale di acquisizione dati coordinata, a livello nazionale, dal Centro di Calcolo dell'Istituto di Fisica Nucleare di Bologna, a cui è seguito il Run 1 di presa dati. Al *Pilot Run*, iniziato

il 27 Ottobre 2014, hanno partecipato le scuole con il rivelatore funzionante e con i requisiti necessari quali efficienza delle camere MRPC superiore al 90%, stazione meteo, sistema GPS, software per controllo remoto e software per la trasmissione dei dati al CNAF di Bologna. Le scuole non solo possono trasferire i dati al CNAF, ma vi possono accedere, analizzare e fare il monitoraggio quotidiano. Il CNAF ha infatti un server ed un web server completamente dedicato alle scuole. Un'interfaccia utenti consente di accedere alla *cloud computing*, ovvero a quell'insieme di alta tecnologia propria dell'architettura client-server. Ad ottobre 2015 è iniziata un'altra interessante fase: il *Run 2* con circa 40 telescopi in presa dati. Il telescopio di Catanzaro Lido denota una notevole stabilità ed un *rate* di acquisizione intorno a 28 Hz. Oltre al monitoraggio quotidiano dei parametri del sistema e delle distribuzioni di controllo, è stata analizzata la correlazione tra il flusso dei muoni e la pressione atmosferica. Le variazioni del flusso sono sempre state confrontate con i dati ottenuti dalle stazioni di "Neutron Monitor" e con i dati di TESIS. Questo tipo di analisi ha permesso di individuare fenomeni interessanti in corrispondenza di eventi che provocano variazioni nel flusso dei cosmici, quali le diminuzioni Forbush. L'effetto barometrico, ossia l'effetto della pressione atmosferica, induce un'importante variazione al tasso di frequenza dei muoni rivelati dal telescopio EEE. Al fine di correggere i dati sperimentali e poter eliminare la dipendenza del *rate* dalla pressione atmosferica si è effettuata la stima del coefficiente barometrico. La determinazione del coefficiente barometrico è importante per valutare accuratamente gli effetti della modulazione solare e magnetica ed individuare i periodi in cui non vi fossero disturbi del campo magnetico interplanetario e della magnetosfera. Sono state determinate le variazioni mensili del coefficiente barometrico con riferimento alla nostra postazione di rilevamento, ossia il telescopio posizionato a Catanzaro Lido, quasi a livello del mare (20 m) e al telescopio situato a L'Aquila (circa 700 m). I valori trovati indicano, con particolare riferimento al telescopio situato a L'Aquila, una certa variabilità di tale coefficiente. Esso risulta, in valore assoluto, maggiore ad alta quota rispetto al livello del mare. Le nostre osservazioni sono riferite a brevi periodi ed andrebbero ripetute al fine di avere una statistica adeguata per pervenire a conclusioni più certe. Uno studio appropriato per il coefficiente barometrico necessita, pertanto, un monitoraggio a lungo termine tra pressione e flusso dei raggi cosmici. Il flusso dei muoni è anche un buon indicatore dell'attività solare. L'elevata sensibilità dei telescopi EEE permette di determinare non solo piccole fluttuazioni del flusso dei muoni a causa degli effetti meteorologici, ma anche la variazione per gli effetti legati a fenomeni solari. Il monitoraggio e l'analisi dei dati hanno permesso di verificare le diminuzioni Forbush e fare il confronto con i dati di *Oulu Neutron Monitor*.

Tutte le attività hanno visto la partecipazione attiva e consapevole degli studenti. Il ruolo dell'esperienza è stato riconosciuto come una parte importante dell'apprendimento. Il rinnovamento del curriculum scientifico passa non solo attraverso l'utilizzo della tecnologia, ma anche attraverso l'utilizzo di nuove metodologie didattiche. In ogni attività è stata privilegiata la metodologia IBSE (Inquiry Based Science Education), che consente di esplorare la realtà attraverso l'osservazione, la discussione, la conduzione di indagini, la raccolta e l'elaborazione dei dati. Questa metodologia non privilegia la classica lezione frontale, ma riconosce la centralità dello studente ed utilizza la didattica esperienziale, ovvero "l'apprendimento attraverso la riflessione sul fare". L'apprendere dall'esperienza è una metodologia che promuove la sperimentazione, la scoperta, la riflessività sulla pratica, il confronto e lo scambio di idee nel lavoro di gruppo. Questa metodologia permette di fare didattica non solo in uno spazio fisico, ma come integrazione di due spazi: quello fisico e soprattutto quello mentale. In questo modo l'attività di laboratorio rende lo studente protagonista perché promuove la discussione, il confronto, il ragionamento. Gli studenti, operando in gruppo, hanno acquisito la modalità sperimentale propria della ricerca scientifica, con un aumento di autostima, specialmente negli studenti considerati pigri e meno propositivi. Il laboratorio ha rappresentato il luogo dove si impara facendo (learning by doing). Il buon lavoro svolto dagli studenti e le fruttuose discussioni hanno favorito l'assimilazione di nuovi concetti e contribuito a rafforzare competenze trasversali quali l'attitudine all'organizzazione e al lavoro di gruppo. Tutto questo sottolinea il valore didattico del progetto. L'attività sperimentale, infatti, derivante dalla partecipazione diretta ad un vero e proprio esperimento scientifico con l'interesse di effettuare una ricerca in un campo avanzato, è un modo per migliorare l'apprendimento di argomenti scientifici.

Il lavoro di gruppo, "il fare insieme", ha permesso la condivisione di problemi da risolvere e di compiti comuni da svolgere. Tutto ciò ha favorito uno scambio proficuo per l'apprendimento, ma anche per le relazioni interpersonali nel gruppo. L'utilizzo di tale metodologia non solo assicura un maggior coinvolgimento e la consapevolezza degli studenti, ma permette a tutti di dare un contributo efficace. La prospettiva è proprio: "learning-by-doing- thinking". Questo tipo di esperienza ha avuto anche un valore educativo perché ha creato negli studenti una maggiore autostima che derivava dal percepire i loro progressi. Nello stesso tempo ha offerto a studenti e docenti l'opportunità di:

- riflettere sul processo di apprendimento
- prendere coscienza delle proprie potenzialità e dei limiti
- avere maggiore consapevolezza delle strategie di apprendimento
- dare spazio alla creatività e intuizione

L'obiettivo formativo principale è stato quello di affrontare il ruolo della scienza e della tecnologia attraverso il lavoro di squadra e la collaborazione reciproca con il continuo scambio di idee e di confronto. Gli studenti hanno acquisito conoscenze e competenze in diversi settori, in particolare:

- Fisica: fisica delle particelle, la fisica del rivelatore, l'astrofisica.
- Elettronica: componenti elettrici ed elettronici.
- Tecnica dei materiali: dispositivi meccanici e materiali.
- Informatica: la gestione del software di acquisizione e analisi dei dati, apparati di gestione delle informazioni, l'attuazione di sistemi di controllo remoto.

Questo approccio ha creato un ambiente che ha portato benefici sia per l'apprendimento che per il rafforzamento delle relazioni interpersonali nel gruppo. Le attività di laboratorio hanno quindi una funzione pedagogica. Tale laboratorio didattico-scientifico, infatti, non ha rappresentato un semplice lavoro di gruppo ma un apprendimento cooperativo (cooperative learning). Il solo lavoro di gruppo consiste nel collaborare verso un obiettivo comune. L'apprendimento cooperativo è, invece, una modalità focalizzata sull'apprendere insieme l'uno dall'altro, ma soprattutto l'uno per l'altro. Tale attività rispetto alla tradizionale lezione frontale ha permesso un processo di ricostruzione da parte di tutti i partecipanti, compresi i docenti. All'interno dei gruppi si sono potute riscontrare molte biografie, molte forme di coinvolgimento, che sono state espresse, valorizzate e raccolte come ricchezza di apprendimento. L'approccio utilizzato ha stimolato negli studenti la curiosità nei confronti di una questione difficile, come l'indagine della fisica dei raggi cosmici e rivelatori di particelle, creando un ambiente stimolante e collaborativo, permettendo la condivisione delle conoscenze assieme ad una maggiore capacità di affrontare la complessità di un processo in modo graduale. Come sottolineato in precedenza, una parte importante del Progetto EEE risiede nella sua possibilità di essere un metodo molto efficace per comunicare il significato della ricerca scientifica agli studenti che lavorano in stretto contatto con docenti, ricercatori e tecnici delle Università, INFN e Centro Fermi. Dal punto di vista delle attività di comunicazione e sensibilizzazione scientifiche, questo è un importante valore aggiunto al progetto.

## Riferimenti Bibliografici

- [1] D. Pacini, "La radiazione penetrante alla superficie e in seno alle acque", Nuovo Cimento Serie VI, Tomo 3, 93-100, (1912)
- [2] V. Hess, "Penetrating Radiation in seven free balloon flight", Phys. Zeit 13,1084, (1912)
- [3] W. Bothe e W. Kohlhörster, Z. S. Phys. 56, 751, (1929)
- [4] B. Rossi, "Cosmic Rays", New York, (1964)
- [5] P. Auger and R. Maze, C.R.Acad. Sci. Ser.B 207, 228, (1938)
- [6] P. Carlson, A. De Angelis, "Nationalism and internationalism in science: the case of the discovery of cosmic rays", Eur.Phys. J. H 35, 309, (2010)
- [7] D. H. Perkins, "Particle Astrophysics, second edition", Oxford University Press, 230 (2009)
- [8] M.S. Longair, " High Energy Astrophysics", Vol.II, Cambridge University Press, (1994)
- [9] J.A. Simpson, "Elemental and isotopic composition of the galactic cosmic rays", Arm. Rev. Nucl. Part. Sci., 33,323-381, (1983)
- [10] A. Masani, "Memorie della Società Astronomia Italiana, Vol.45, 293-300, (1971)
- [11] H. Reeves, W.A. Fowler and F. Hoyle, "Nature" 226, 727, (1976)
- [12] T. K. Gaisser, "Cosmic Ray and particle Physics, Cambridge University Press, (1990)
- [13][http://press.web.cern.ch/sites/press.web.cern.ch/file/press/2015704/pr05.15e\\_ams\\_d\\_ays\\_results.pdf](http://press.web.cern.ch/sites/press.web.cern.ch/file/press/2015704/pr05.15e_ams_d_ays_results.pdf), Aprile 2015
- [14][http://www.researchgate.net/publication/1801534\\_Ultra\\_High\\_Energy\\_Cosmic\\_Rays\\_Spectra\\_in\\_Top-Down\\_models](http://www.researchgate.net/publication/1801534_Ultra_High_Energy_Cosmic_Rays_Spectra_in_Top-Down_models)
- [15] V. L. Ginzburg, S.I. Syrovatshii, "The origin of cosmic rays", Pergamon Press Classic Monography, (1964)
- [16] G. Pelettier, "Fermi Acceleration of astroparticle", lect. Notes Phys. 576, 58, (2001)
- [17] A.M. Hillas, "The Origin of Ultra-High-Energy Cosmic Rays", Rev. Astron. Astrophys., 22, 425, (1984)
- [18] L.O. Drury, "Acceleration of Cosmic Rays", Contemp. Phys., 35, 232, (1994)
- [19] E. Boldt, P. Ghosh, MNRAS 307, 491, (1999)
- [20] J.P. Rachen, P.L. Biermann, Astron. Astrophys. 272, 161, (1993)
- [21] A.A. Penzias, R.W. Wilson, "A measurement of excess antenna temperature at 4080-MC/S", Astrophys. J. 142: 419-421, (1965)
- [22] G.T. Zatsepin, V.A. Kuzmin, "Upper Limit of the Spectrum of Cosmic Rays", Journal of Experimental and Theoretical Physics Letter 4, 78-80, (1966)

- [23] R. U. Abbasi et al., *Astrophys. J.* **790**, L21, (2014)
- [24] P. Auger, "Extensive cosmic-ray showers", *Rev. Mod. Phys.* **11**, 288-291, (1939)
- [25] M. Risse, "Properties of extensive air showers", astro-ph/0402300v1, (2004)
- [26] W. Heitler \Quantum theory of radiation" Oxford University Press, (1944)
- [27] T.K.Gaisser,A.M.Hillas, "Reliability of the Method of Constant Intensity Cuts for Reconstruction of the Average Development of Vertical Showers", *Proc. of the 15th Int.Cosmic Ray Confe.(Plovdiv)*, **8**, 353, (1977)
- [28] M.Healy (Pierre Auger Collaboration), "Search for Ultra-High Energy Photons with the Pierre Auger Observatory", arXiv:0710.0025v1, 30th International Cosmic Ray Conference Merida, Messico (2007)
- [29] T.K.Gaisser, "Cosmic Ray and Particle Physics", Cambridge University Press. 1.3.1, 1.4.1, 1.5.2, (1990)
- [30] Costa C.G.S., *Astropart.Phys.***16**, 193 (2001)
- [31] B. Pontecorvo, "Enrico Fermi", Edizioni Studio Tesi, 156-157, (1993)
- [32] B. Rossi, "I raggi cosmici", Einaudi, (1962)
- [33] F.Blanco, F.Fichera, P.La Rocca, F.Librizzi, O.Parasole and F.Riggi," Educational cosmic ray experiments wich Geiger counters", *N.Cimento C29*, 381, (2006)
- [34] <http://www.centrofermi.it/eee/>
- [35] [http://www.mi.infn.it/auger/docs/battistoni\\_MI.pdf](http://www.mi.infn.it/auger/docs/battistoni_MI.pdf)
- [36] K. Greisen, *Phys. Rev. Letters*, **16**, 748. 1.5.1, (1966)
- [37] <http://www.cosmic-ray.org/reading/flyseye.html#SEC2>
- [38] P. Sokolsky, "Recent results from the high resolution Fly's Eye Experiment:An introduction", *Nuclear Physics* **165**, 11-18, (2007)
- [39] <https://www.auger.org/>
- [40] The Pierre Auger Collaboration. "Correlation of the Highest-Energy Cosmic Rays with Nearby Extragalactic Objects", *Science* - **318**, 938-943, (2007)
- [41] <http://www.telescopearray.org/media/wp015.pdf>
- [42] H. Mavromichalaki, L. I. Dorman, V. Yanke, O.N.Kryakunova, "Neutron Monitor Network in Real Time and Space Weather", *NATO Science Series*, **01**, 301-317, (2004)
- [43] R. Santonico and R. Cardarelli, "Development of Resistive Plate Chamber", *Nucl. Instrum. and Meth.* **A187**, 377-380, (1981)
- [44] W.Riegler, C.Lipmann, "The physics of Resistive Plate Chamber", *Nucl. Instrum. and Meth.* **A518**, 86-90, (2004)
- [45] E.Cerron, I.Crotty, D.Hatzifotiadou, J Lamas Valverde, M.C.S.Williams and A.Zichichi, Latest Results from the multigap resistive plate chamber, *Nucl.Instr. and Meth.* **A392**145-149, (1997)

- [46] E.Cerron, I.Crotty, D.Hatzifotiadou, J.Lamas Valverde, S.Neupane, M.C.S.Williams, A. Zichichi. "A New type of resistive plate chamber: The Multigap RPC", Nucl.Instrum.Meth.A374 132, (1996)
- [47] E. Cerron Zeballos et al. "A Comparison Of the Wide Gap And narrow Gap Resistive Plate Chamber", Nucl.Instrum.Meth.A373, 35, (1996)
- [48] ALICE Collaboration- Technical Design report of the Time of Flight System (TOF)/CERN/LHC/2000-12 ALICE TDR 8.
- [49] A.V. Akindnov et al. " Results from a large sample of MRPC-strip prototypes for the ALICE TOF detector", Nucl.Instrum.Meth.A532, 611-621, (2004)
- [50] I. Crotty et al. "The wide GAP resistive plate chamber", Nucl.Instrum.Meth.A360, 512, (1995)
- [51] I. Crotty et al. "Further studies of avalanche mode operation of resistive plate chamber" available on: <https://cds.cern.ch/record/260304/holdings?ln=it>
- [52] F. Anghinolfi et al. "An Ultrafast Low-Power Front-End Amplifier Discriminator for the Time-of-Flight Detector in the ALICE Experiment" Nucl.Instrum.Meth.A533, 183-187, (2004)
- [53] J. Christiansen "HPTDC-High Performance Time to Digital Converter", (2004), available on: <https://cds.cern.ch/record/1067476?ln=it>
- [54] K. Smolek et al. "ALTA/CZELTA - a sparse very large air shower array: overview of the experiment and first results", *31st International Cosmic Ray Conference (ICRC 09)*, Poland (7-15 July, 2009).
- [55] <http://resolver.caltech.edu/CaltechETD:etd-10192008-143041>
- [56] L.A. Anchordoqui et al., "School Cosmic Ray Outreach Detector", 27th International Cosmic Ray Conference, Hamburg, Germany (07-15 August 2000).
- [57] <http://skyview.uni-wuppertal.de/>
- [58] <http://www.hisparc.nl/>
- [59] <http://eee.centrofermi.it/>
- [60] M. Abbrescia et al., "Performance of a six gap MRPC built for large area", Nucl. Instrum. and Meth. A593, 263-268, (2008)
- [61] J. Christiansen "HPTDC-High Performance Time to Digital Converter", (2004), available on: <https://cds.cern.ch/record/1067476?ln=it>
- [62] R. Antolini et al. "Multigap Resistive Plate Chambers for EAS study in the EEE project", 30th International Conference Cosmic ray Conference Merida, Mexico, (2007)
- [63] R. Antolini et al. " The EEE Project", Proceedings of the 29th International Cosmic Ray Conference, August 3-10, Pune, India, (2005)

- [64] A. Zichichi, "Extreme Energy Events. La Scienza nelle scuole", 2012, disponibile su : <http://eee.centrofermi.it/>
- [65] L.Garritano, A. Milazzo, M. Schioppa, "An Educational Activity: Building a MRPC", World Journal of Chemical Education, Vol.3,No.6,150-159, (2015), disponibile online : <http://pubs.sciepub.com/wjce/3/6/4>
- [66] A.V. Akindinov et al. "Study of gas mixtures and ageing of the MRPC used for the ALICE TOF" , Nucl.Instrum.Meth.A533, 93-97, (2004)
- [67] <http://www.emcohighvoltage.com>.
- [68] A. Milazzo, L. Garritano, & M. Schioppa, "Building to Learn: An Educational Activity in the Experiment on Cosmic Rays", Procedia - Social and Behavioral Sciences Volume 174, 3668–3673, ( 2015), disponibile su: [www.sciencedirect.com](http://www.sciencedirect.com)
- [69] GPS almanacs: <http://www.navcen.uscg.gov/?pageName=gpsAlmanacs>
- [70] <http://eee.centrofermi.it/scuole/software>
- [71] <http://store.oregonscientific.com/it/stazione-meteorologica-professionale.html>
- [72] L.Garritano, A.Milazzo, M. Schioppa, F.Lento, "An Educational Activity: The "noise" problem in cosmic ray experiments", Procedia - Social and Behavioral Sciences Volume 174, 3487–3493, ( 2015), disponibile su: [www.sciencedirect.com](http://www.sciencedirect.com)
- [73] [www.teamviewer.com](http://www.teamviewer.com)
- [74] [http://www.centrofermi.it/eee\\_versions/bittorrent\\_sync.exe](http://www.centrofermi.it/eee_versions/bittorrent_sync.exe)
- [75] <https://www1.cnaf.infn.it/eee/monitor/>
- [76] <https://root.cern.ch/>
- [77] De Gruttola et al. "A MRPC for The EEE Project", Nuclear Physics B Proceedings Supplement 00, (2015)
- [78] W.R.Leo, "Techniques for Nuclear Particle Physics Experiments", 2nd edition, Springer 157-164, (1994)
- [79] <http://www.caen.it/csite/Product.jsp?parent=12&Type=Product>
- [80] L.Garritano, A.L.Cretu, M. Schioppa, "The implementation of boolean logic concepts in a Learning-By-Doing Project for measuring the efficiency of the detector MRPCs", European Journal of Research and Reflection in Educational Sciences, Vol. 4 No. 3, 6-18, (2016), disponibile online: <http://www.idpublications.org/ejrres-vol-4-no-3-2016/>
- [81] L. Garritano, M. Schioppa, "Un'attività didattica nell'ambito del progetto EEE:determinare l'efficienza di un rivelatore di particelle", Atti 101<sup>o</sup> Congresso nazionale SIF, Roma, 211,( 2015)  
disponibile:<https://agenda.infn.it/getFile.py/access?contribId=512&sessionId=7&resId=0&materialId=slides&confId=9263>
- [82] <http://www.thesis.lebedev.ru/en/>

- [83] M. Abbrescia et al. " Observation of February 2011 Forbush decrease by the EEE telescopes", *Eur. Phys. J. Plus* 126, 61, (2011)
- [84] B.Famoso, P.La Rocca and F.Riggi," An educational study of the cosmic ray barometric effect with a Geiger counter", *Phys. Education* **40** 461, (2005),
- [85] M. Berkova, R. Clay, E. Eroshenko, and V. Yanke, "Atmospheric Variations as observed by Adelaide and Buckland Park muon telescopes," in *Proceedings of the 33rd International Conference on Cosmic Ray*, pp. 230–234, Rio De Janero, Brazil, (2013)
- [86] S. Kumar et al, "Daily variation in cosmic ray intensity on different geomagnetic conditions," *International Journal of Modern Physics D* **11**, 1243 (2002).
- [87] L.I. Dorman, "Cosmic Rays in the Earth's atmosphere and underground", Kluwer Academic Publishers, Dordrecht, Boston, London, (2004)
- [88] H. Carmichael "Ground-based synoptic observations of cosmic rays", *Am. IQSY*, M.I.T. press,4,141-174, (1969).
- [89] L.I. Dorman, "Cosmic Rays, Variations and Space Exploration" North-Holland, Amsterdam, (1974)
- [90] SVIRCO Prompt Report, disponibile su:  
[http://webusers.fis.uniroma3.it/svirco/svirco\\_\\_data\\_\\_report.htm](http://webusers.fis.uniroma3.it/svirco/svirco__data__report.htm)
- [91] M. Berkova et al. " Barometric Effect of High-Energy Muons ( $> 230$  GeV)", arXiv:1402.1183 [astro-ph.HE], (2014)
- [92] S.E. Forbush, "On World-Wide Changes in Cosmic-Ray Intensity", *Phys. Rev.* 54, 975, (1938)
- [93] S. E. Forbush, "On cosmic ray effects associated with magnetic storms", *J. Geophys. Res.*, 43, 203–218, (1938)
- [94] H. V. Cane, "Coronal mass ejections and Forbush decreases", *Space Sci. Rev.*, 93, 55–77, (2000)
- [95] Heber B., T. R. Sanderson, and M. Zhang "Corotating interaction regions", *Adv. Space Res.*, 23, 567–579, (1999)
- [96] N S Barbashina et al., "Characteristics of the Forbush decrease of 22 June 2015 measured by means of the muon hodoscope URAGAN", disponibile su:  
<http://iopscience.iop.org/article/10.1088/1742-6596/675/3/032038/pdf>
- [97] EEE Collaboration (M. Abbrescia et al.), *Eur. Phys. J. Plus* 126 , 61 (2011)
- [98] Lekh Vir Sud, P.S. Gill, *Nuovo Cimento* 24, 411 (1962)
- [99] A.E. Sandstrom, "Cosmics ray physics", North-Holland Publishing Company, Amsterdam, (1965)
- [100] [http://www.thesis.lebedev.ru/en/sun\\_flares.html?m=1&d=1&y=2016](http://www.thesis.lebedev.ru/en/sun_flares.html?m=1&d=1&y=2016)

- [101] A. H. Compton, *Phys. Rev.* 43, 387, (1943)
- [102] Howard Gardner, "Formae mentis. Saggio sulla pluralità dell'intelligenza", Feltrinelli, (1987)
- [103] DD. Minner et al. "Inquiry-based science instruction what is it and does it matter? Results from a research synthesis years 1984 to 2002", *Journal of Research in Science Teaching*; 47(4): 474–496, (2010)
- [104] E. Kandel "Alla ricerca della memoria" , Codice Edizioni, 68-88, ( 2007)
- [105] F. Tessaro Metodologie d'insegnamento e tecniche per l'apprendimento, disponibile su: <http://www.univirtual.it/red/files/file/Tessaro-Metodologie-Tecniche.pdf>
- [106] D. A. Kolb, "Experiential learning: Experience as the source of learning and development"(Vol. 1), Englewood Cliffs, NJ: Prentice-Hall, (1984)
- [107] J. Lave, "Teaching, as Learning, in Practice", *Mind, Culture and Activity*, vol. 3, no. 3, pp. 149–164, (1996)

## **Appendice A**

### **Un'attività didattico-laboratoriale: la costruzione di un modellino di camera MRPC**

In questo lavoro si descrive un'attività di laboratorio didattico condotta presso il Liceo Scientifico "E. Fermi" di Catanzaro nell'ambito del Progetto Extreme Energy Events (EEE) assieme ad un'analisi dei risultati ottenuti.

#### **Fasi dell'attività didattico-laboratoriale: "learning by doing"**

L'apprendimento teorico è solo una delle tante opportunità di formazione che viene fornita ai ragazzi, ma un ruolo importante è sicuramente svolto dalle attività pratiche opportunamente armonizzate con gli aspetti teorici. L'utilizzo di una metodologia di tipo laboratoriale non solo garantisce una maggiore partecipazione e consapevolezza da parte dello studente, ma permette a ciascuno di dare un contributo fattivo e valorizzare la propria identità. Il lavoro pratico effettuato dagli studenti è stato proposto come lavoro esecutivo ma nell'intento di fornire una conoscenza scientifica di tipo procedurale.

L'attività è stata realizzata in 3 momenti principali:

- Nella fase iniziale, dopo aver dato soltanto indicazioni teoriche relative al funzionamento di una camera MRPC, sono stati somministrati ai ragazzi dei test di ingresso al fine di valutare le conoscenze acquisite con la lezione frontale.
- La fase centrale è stata quella operativa. Si è fornito il materiale necessario assieme ad uno schema degli strati di cui si compone il modellino della camera da costruire, con relative dimensioni (Fig.1). I ragazzi, suddivisi in gruppi, sono stati guidati nelle procedure di progettazione e assemblaggio durante le quali venivano anche invitati a riflettere sul funzionamento dell'apparato sperimentale che si andava a realizzare. Al termine della fase, uno studente per ogni gruppo di lavoro, ha illustrato il lavoro mettendo in rilievo i saperi acquisiti.
- Nella fase finale i ragazzi hanno compilato lo stesso test somministrato prima della fase operativa.

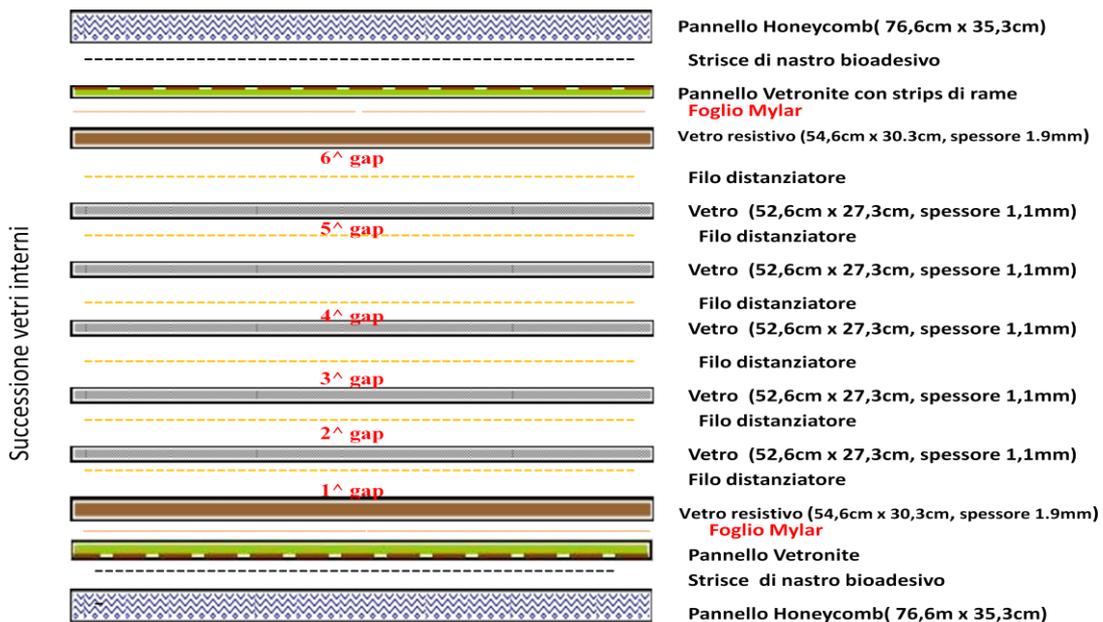


Fig.1. Successione strati e dimensioni del modellino MRPC da realizzare

### Aspetti tecnici e operativi

L'aspetto interessante è costituito dalle modalità di lavoro:

- Un gruppo ha preparato i piani di vetronite posizionando le strips di rame.
- Un gruppo ha curato le fasi di pulitura dei vetri.
- Un gruppo ha analizzato, selezionato, fornito il materiale e i componenti necessari per l'assemblaggio, fungendo da guida e supporto in tutte le fasi.

### Preparazione della vetronite

I due pannelli di vetronite costituiscono i piani esterni (superiore ed inferiore) della camera, ma solo su uno dei due sono stati praticati i fori (Fig. 2), secondo lo schema evidenziato in Fig. 3. Per ciascuno dei due pannelli di vetronite sono posizionate le strips di rame (Fig.4) avendo cura di aggiungere alla lunghezza almeno 2 cm per lato in modo da poterle ripiegare sul retro ovvero sulla faccia opposta dello stesso come evidenziato in Fig. 5. La vetronite serve, inoltre, ad isolare le strips di lettura dal successivo piano di alta tensione.



Fig. 2. Esecuzione fori sul piano di vetronite

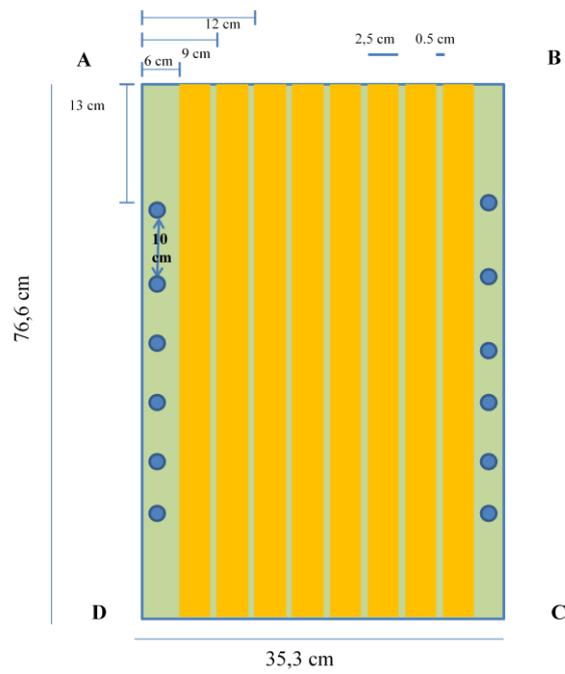


Fig.3. Schema piano vetronite con fori



Fig.4. Posizionamento strips di rame

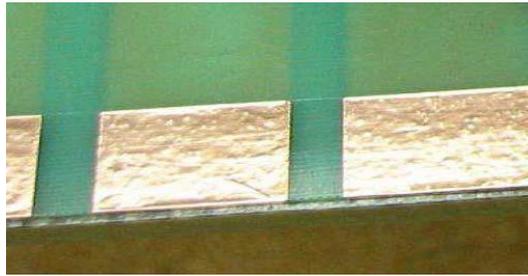


Fig.5. Particolare delle strips di rame ripiegate

### **Pulitura e preparazione vetri**

I vetri di spessore 1.9 mm rappresentano i piani resistivi, mentre i vetri di spessore 1.1 mm servono per formare i gas-gap. I vetri sono puliti utilizzando una soluzione di acqua ed alcool, l'operazione è ripetuta utilizzando soltanto alcool puro (Fig.6). Questa operazione è importante al fine di non lasciare tracce di polvere che potrebbero poi creare fenomeni elettrostatici.



Fig.6. Preparazione dei vetri

### **Assemblaggio**

- Sono inserite le viti nei fori del pannello di vetronite, la testina deve rimanere sulla superficie esterna e successivamente inserita negli incavi praticati nell' honeycomb.
- Si sovrappone il piano di vetronite prestando molta attenzione a far combaciare i fori. La superficie contenente le strips, rivolta verso il basso, deve rimanere all'interno dei due pannelli.
- Sul piano di vetronite viene fissato un foglio di mylar (isolante).

- In uno degli angoli del foglio isolante si ritaglia una sagomatura dove porre il contatto di tensione. Si tratta di rame opportunamente sagomato con sopra un film resistivo biadesivo.
- Lo stesso contatto viene fatto sul pannello superiore (diametralmente opposto). I contatti servono per inserire i connettori di alta tensione. Un particolare della sagomatura e del contatto di rame è in Fig. 7.

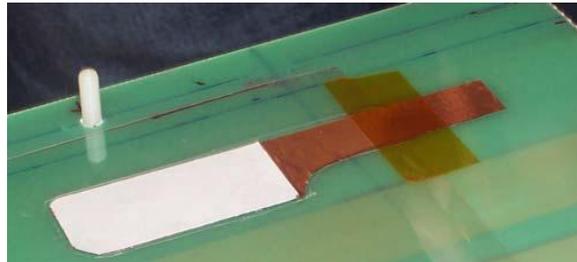


Fig.7. Particolare della sagomatura

### Disposizione vetri

Il vetro resistivo viene posto sul mylar con lo strato resistivo rivolto in maniera che il film biadesivo sagomato, posto sulla vetronite, realizzi con il vetro un contatto elettrico. Viene così posizionato il filo da pesca, che funge da spaziatore per creare i gas-gap. Si posiziona il filo con uno schema a zig-zag, avvolgendo lo stesso filo attorno alle viti poste lungo i bordi longitudinali dei piani di vetronite/ honeycomb (Fig. 8). Si procede in questo modo con i vetri di spessore 1.1mm.

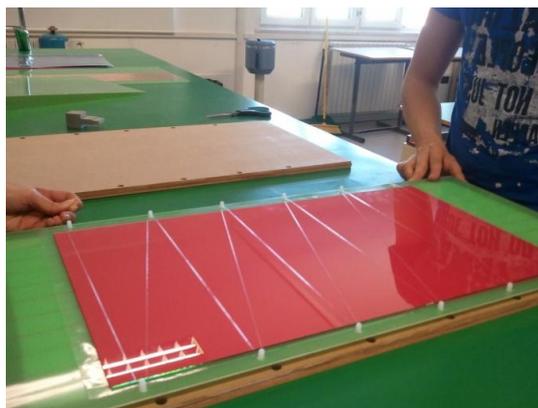


Fig.8. Posizionamento filo spaziatore

### Copertura parte superiore

La camera può essere considerata simmetrica rispetto alla struttura centrale costituita dai 5 vetri sottili. Sul pannello superiore di vetronite non sono presenti i fori e le viti di nylon che sono sul pannello inferiore.

La parte superiore è così assemblata:

- Viene posizionato il secondo vetro resistivo sulla pila dei 5 vetri centrali con la superficie resistiva rivolta verso l'alto.
- Viene posizionato il foglio di mylar isolante con la forma del contatto per l'alta tensione.
- I pannelli vetronite/honeycomb sono assemblati come nella parte inferiore.
- Si posiziona il pannello sulla parte superiore in modo che i vetri si trovino racchiusi tra i due pannelli honeycomb/vetronite. In questo modo si ha la chiusura degli strati che contengono gli elettrodi e i gas-gap, formati dai vetri.

La camera così assemblata e avvolta in fogli isolanti viene poi posta in una apposita box di alluminio, a tenuta stagna, dove su entrambi i "corti" lati della scatola sono inseriti i connettori per la trasmissione dei segnali provenienti dai cavi twisted pair, mentre sui due lati "lunghi", in prossimità degli angoli, sono inseriti i connettori per il gas e l'alta tensione (Fig. 9).



Fig.9. Inserimento connettori

TEST Costruzione MRPC

Studente:.....

Data:.....

1. Che cosa indica la sigla MRPC
  - a) Multigap Romantic Plate Channels
  - b) Multigap Resistive Plate Channels
  - c) Multigap Resistive Plate Chambers
  - d) Multigap Romantic Plate Chambers
  
2. Che cosa è un MRPC ?
  - a) Una Scatola di alluminio
  - b) Un Rivelatore
  - c) Un oggetto molto resistente
  - d) Una serie di piani paralleli
  
3. Quale fenomeno fisico interessa gli MRPC ?
  - a) Effetto Doppler
  - b) Ionizzazione di un gas
  - c) Effetto fotoelettrico
  - d) Nessun fenomeno in particolare
  
4. A cosa può essere assimilato un MRPC?

- a) Un resistore
- b) Un induttore
- c) Un condensatore
- d) Condensatori in serie

5. Quale è il valore della tensione applicata ad un MRPC?

- a) 1000V
- b) 10000V
- c) 100kV
- d) 1000kV

6. Quale è il numero di gap degli MRPC usate nel progetto EEE?

- a) 3
- b) 1
- c) 5
- d) 6

7. Da cosa dipende il guadagno di un MRPC?

- a) Dal numero di elettroni prodotti in una valanga
- b) Da un generico gas utilizzato
- c) Dalla tensione applicata
- d) Dalla geometria degli MRPC

8. I piani di un MRPC sono costituiti da materiale in:

- a) piombo

b) alluminio

c) ferro

d) vetro

9. Come viene realizzata la spaziatura tra un piano e il successivo?

a) con piccoli supporti in legno

b) con filo da pesca

c) con polistirolo

d) con fogli di alluminio

10. Gli elettrodi degli MRPC sono costituiti da:

a) due lastre di alluminio

b) due lastre di vetro trattate con vernice conduttrice

c) due lastre di vetro trattate con vernice resistiva

d) due lastre di vetro colorate, una di rosso e l'altra di blu

11. Cosa si pone a contatto con gli elettrodi degli MRPC dalla parte esterna?

a) distanziatore piani

b) foglio di mylar

c) piano di piombo

d) niente

12. Cosa rappresentano le strip di un MRPC?

a) elettrodi di lettura

b) strisce di rame decorative

- c) connettori per introdurre il gas
- d) degli adesivi per mantenere fermi i piani

13. La larghezza di una strip è pari a :

- a) 10cm
- b) 30mm
- c) 25mm
- d) 2cm

14. Ogni strip è connessa a:

- a) ad un pc
- b) al sistema del gas
- c) al sistema elettronico di lettura e acquisizione dati
- d) alla struttura di sostegno degli MRPC

15. Quale è il nome del materiale ricoperto dalle strip?

- a) mylar
- b) vetronite
- c) honeycomb
- d) alluminio

### **Risultati test**

I risultati ottenuti, sia dai test di ingresso che di uscita, sono riportati nei seguenti grafici, dove il colore bleu è utilizzato per la fase iniziale, mentre il colore amaranto per lo stesso test nella fase finale. La Fig. 10 riporta la positività alle risposte nelle due fasi. La Fig. 11 riporta la negatività alle risposte, mentre la Fig. 12 riporta le risposte non

date nelle due fasi: prima e dopo. Gli stessi risultati sono evidenziati, in termini percentuali, nella Fig. 13. In Fig. 14 si riporta la totalità delle risposte.

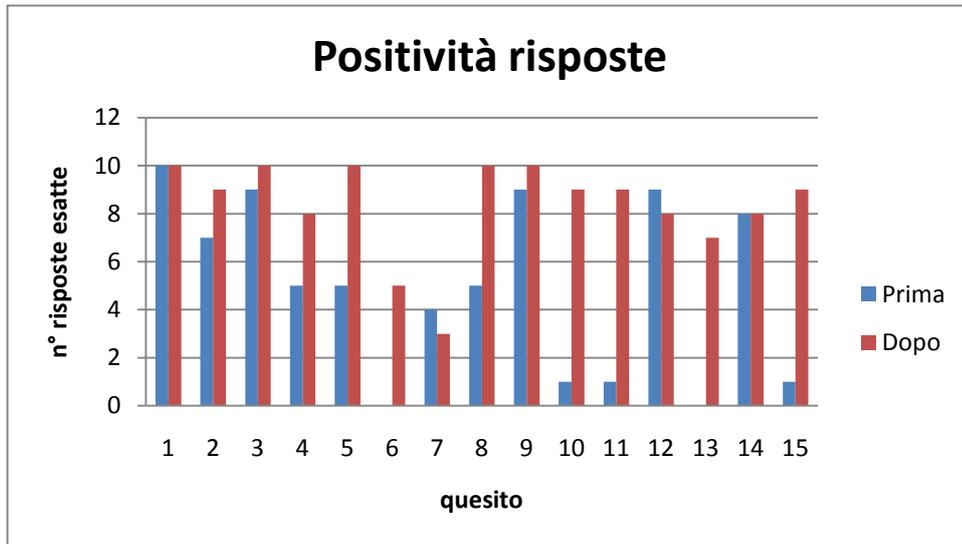


Fig.10. Grafico positività delle risposte nelle due fasi

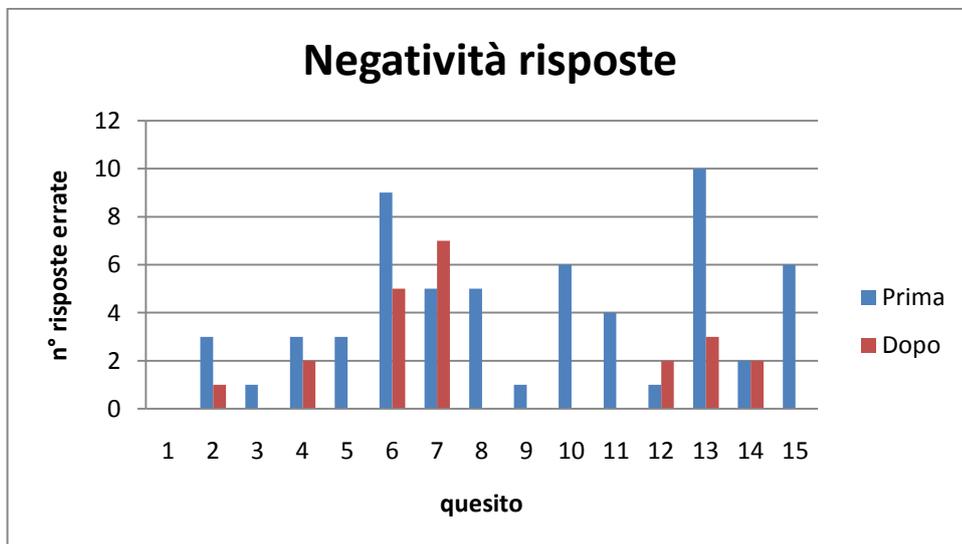


Fig.11. Grafico negatività delle risposte nelle due fasi

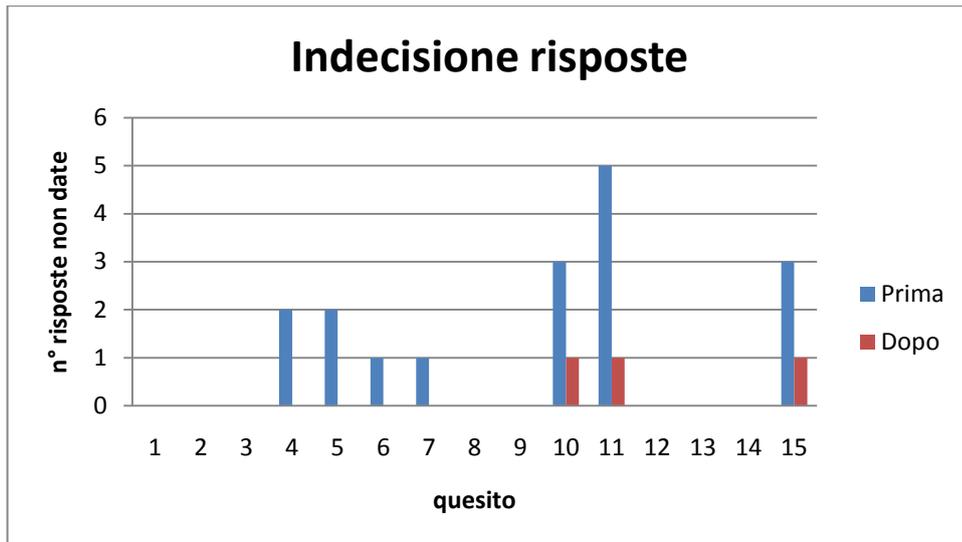


Fig.12: Grafico risposte non date nelle due fasi

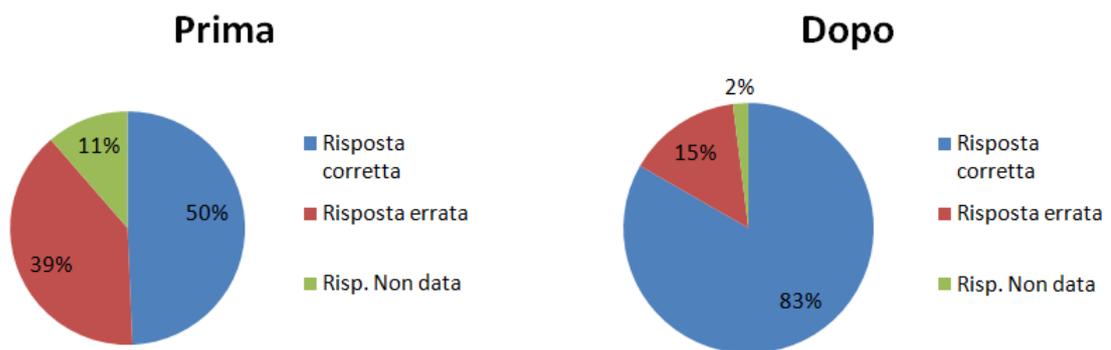


Fig.13 : Grafici in termini percentuali

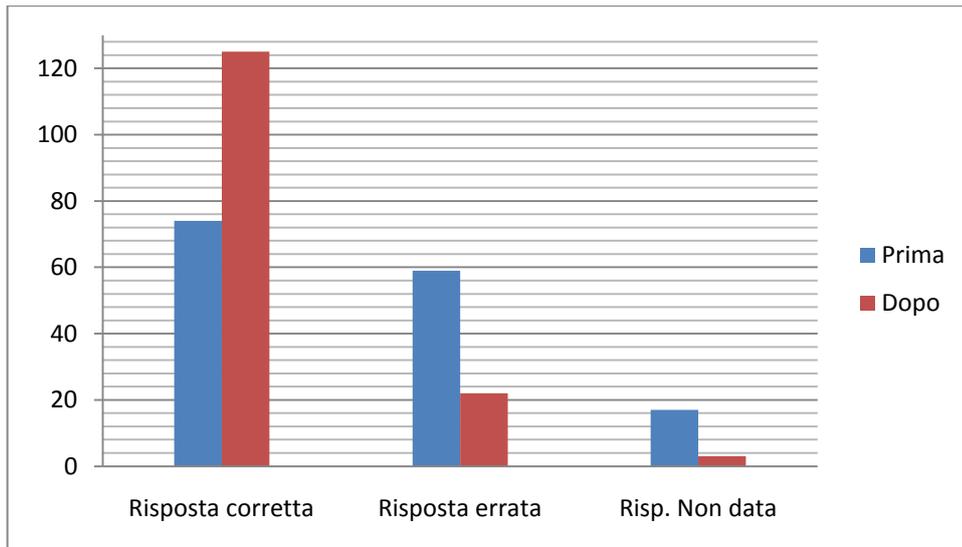


Fig.14 : Grafico totalità delle risposte nelle due fasi

Le successive Figg. 15-16-17 riportano le variazioni % alle risposte nella seconda fase rispetto alla fase iniziale.

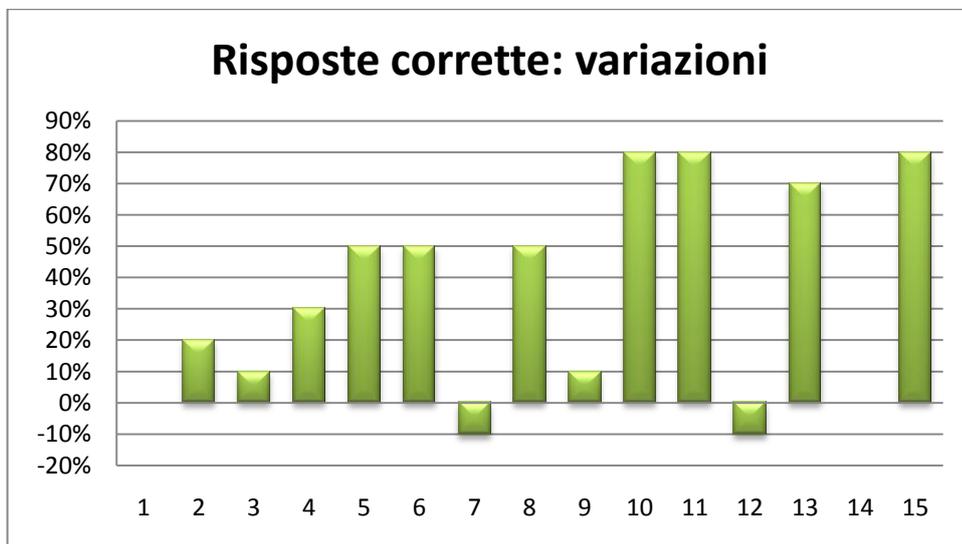


Fig.15. Variazioni risposte corrette

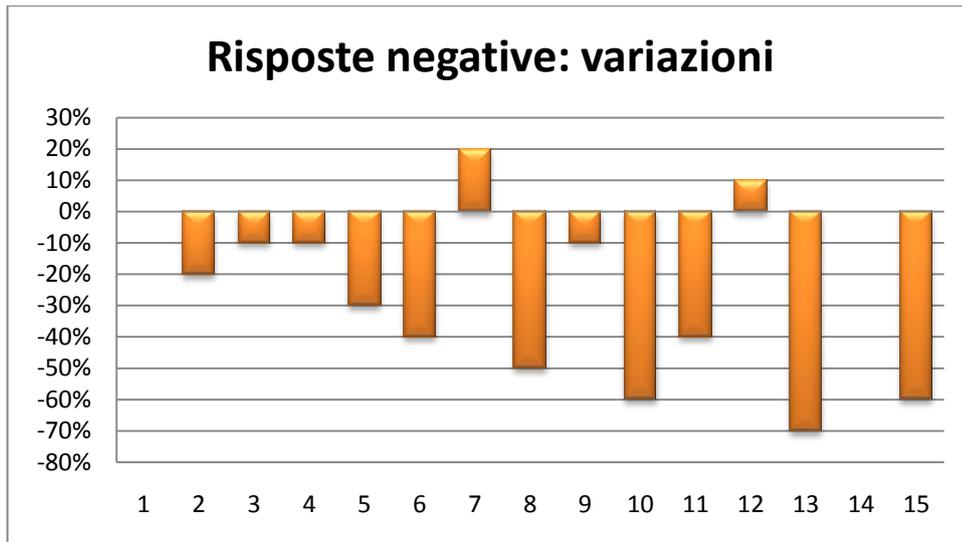


Fig.16. Variazioni risposte errate

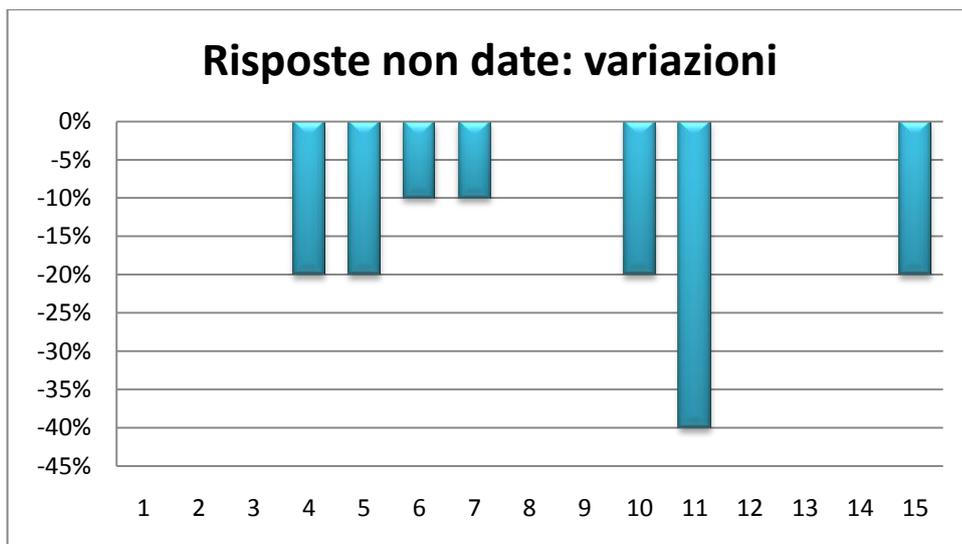


Fig.17. Variazioni risposte non date

Dai risultati si evince, globalmente, un quadro di positività abbastanza elevato e soddisfacente, maggiormente raggiunto dopo l'attività pratica. Il numero di risposte errate come quello delle risposte non date è notevolmente diminuito dopo la fase operativa. Soltanto nel caso di due risposte, precisamente la n. 7 e n. 12, si registrano

delle variazioni, sebbene lievi, in negativo nella fase finale. Si tratta di due risposte prettamente tecniche. Probabilmente ciò è da attribuire al fatto che nella fase operativa i ragazzi abbiano dato maggiore attenzione alla procedura, alla costruzione attenta e soprattutto al confronto con le osservazioni esterne effettuate dagli insegnanti/osservatori, mentre nella presentazione teorica predomina l'ambito concettuale. L'attività ha implicato processi cognitivi come la caratterizzazione dei materiali, la precisione, la procedura di controllo e si è prestata ad un lavoro creativo e istruttivo nello stesso tempo.

## Appendice B

### Un'attività didattico-laboratoriale: assemblare dispositivi per convertitori da bassa ad alta tensione

Le camere MRPC sono assimilabili a grandi condensatori a facce piane e parallele che richiedono un'alimentazione di alta tensione positiva e una di alta tensione negativa. Dovendo operare negli istituti scolastici, per ragioni di sicurezza, non è possibile utilizzare generatori che possano fornire direttamente l'alta tensione, per cui il sistema di alimentazione di alta tensione delle MRPC è costituito da alimentatori di tensione continua regolabili tra 0 e 4,5 V che alimentano appositi convertitori DC/DC. I convertitori DC/DC utilizzati sono EMCO Q101-5 per l'alimentazione positiva ed EMCO Q101N-5 per quella negativa (Fig. 1).



Fig.1. Convertitori DC/DC

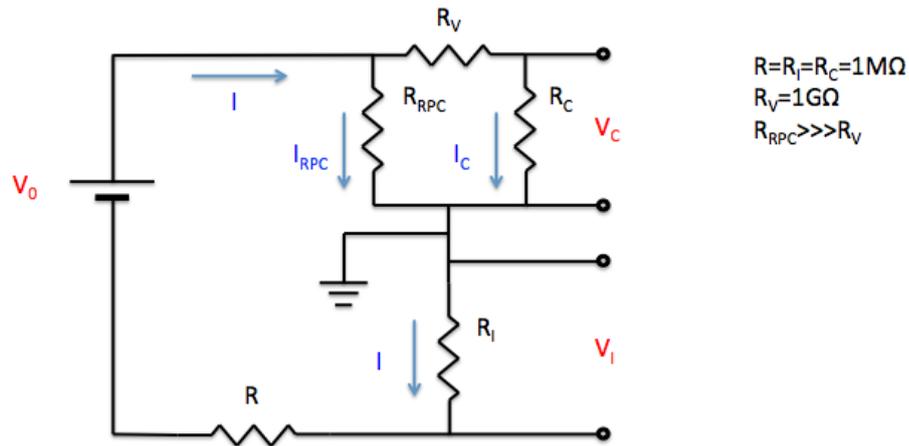
Essi moltiplicano per un fattore pari a 2000 la tensione continua applicata in ingresso quindi le MRPC ricevono una tensione positiva di circa +10 kV e una tensione negativa di circa -10 kV. Gli studenti hanno assemblato le relative componenti per realizzare l'apposito circuito da connettere alle camere.

### Fasi di lavoro

Nella fase iniziale agli studenti è stato illustrato il funzionamento dell'apparato sperimentale assieme ai principi fisici che sono alla base dello stesso. L'attenzione si è rivolta allo studio dei circuiti elettrici, al collegamento di resistenze, alle leggi di Ohm.

Si è discusso del funzionamento di un condensatore e dei problemi di sicurezza per l'alta tensione. Proprio per ragioni di sicurezza tali convertitori sono inseriti in apposite box di alluminio internamente ricoperte da una pellicola isolante e dotate del connettore di alta tensione per la connessione diretta alle MRPC.

In una fase successiva, il gruppo di lavoro, schematizza il circuito elettrico semplificato che sarà contenuto nelle box (Fig.2).



Since  $R_{RPC} \gg R_V$  the current that flows into  $R_C$  is in good approximation equal to  $I$ . So

$$I = I_{RPC} + I_C \approx I_C \quad \text{and} \quad I = V_0 / (R_V // R_{RPC} + R_1 + R) \approx V_0 / R_V$$

Say that

$$V_C = I_C R_C \quad \text{and} \quad V_I = I R_1$$

And in conclusion

$V_I - V_C = I R_1 - I_C R_C = (I - I_C) 10^6 = I_{RPC} 10^6$  (the difference between the two Tensions is proportional to the current that flows into the chamber)

Fig. 2. Schema del circuito elettrico

### Aspetti tecnici e operativi

L'attività pratica ha stimolato i ragazzi ad applicare i concetti teorici forniti come guida nelle fasi progettuali. Intanto per distinguere i convertitori DC-DC che producono una tensione positiva da quelli che producono una tensione negativa le box sono state colorate le prime di rosso e le seconde di blue. Le box sono corredate, oltre al connettore HV, di due connettori banana femmina per l'alimentazione del convertitore DC-DC con la tensione 0-4.5V e due connettori lemo 00 femmina per il monitor della tensione fornita all'elettrodo e della corrente che fluisce dall'alimentatore all'elettrodo.

Gli studenti hanno avuto modo di discutere sull'utilizzo delle resistenze che permettono di misurare la tensione effettivamente applicata alla MRPC e la corrente che circola nella stessa. La misura della tensione è fornita infatti dal partitore di tensione formato dalle resistenze  $R_V$  e  $R_1$ . Ai capi dello stesso si ha così la stessa HV positiva (o negativa) che va alla camera MRPC attraverso il connettore di alta tensione inserito nella camera stessa, a sua volta connesso con il contenitore metallico della MRPC. Ai capi della resistenza  $R_{mrpc}$  si sviluppa quindi un potenziale dato dalla relazione:

$$V_{LEMO\_V+} = +HV * R_1 / (R_V + R_1), \text{ oppure } V_{LEMO\_V-} = -HV * R_1 / (R_V + R_1)$$

La tensione  $V_{LEMO_{V+}}$  (e  $V_{LEMO_{V-}}$ ) è portata agli appositi connettori LEMO in uscita della stessa box. La corrente che fluisce dall'alimentatore all'elettrodo si ottiene calcolando la differenza tra il valore presente in  $V_c$  e quello presente in  $V_i$ . I due valori  $V_c$  e  $V_i$  sono in genere molto simili. Il risultato della differenza è la corrente in  $\mu A$ . Se la scatola è rossa la tensione letta sul multimetro dal connettore  $V_c$  è positiva mentre quella letta sul connettore  $V_i$  è negativa. Se la scatola è blue la tensione letta da  $V_c$  deve essere negativa e quella letta da  $V_i$  positiva. Per il buon funzionamento della camera le correnti devono essere dell'ordine di 10-100 nA.

Gli studenti hanno costituito i gruppi di lavoro per essere operativi (Fig. 3).



Fig. 3. Studenti impegnati nella fase di assemblaggio.

Le box così assemblate (Fig 4), quindi sono connesse alla camera (Fig.5)

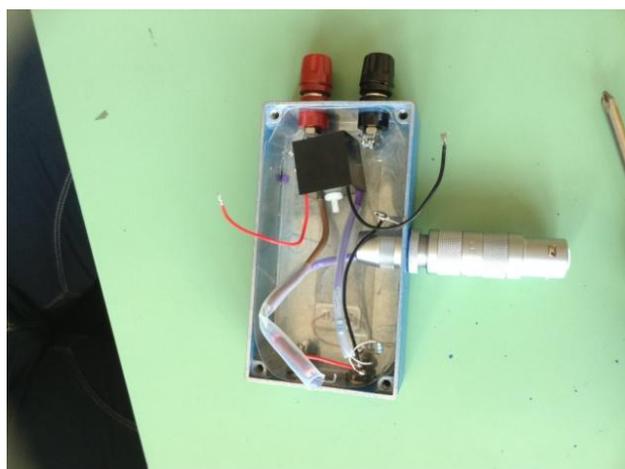


Fig.4. Componenti assemblate nella apposita box

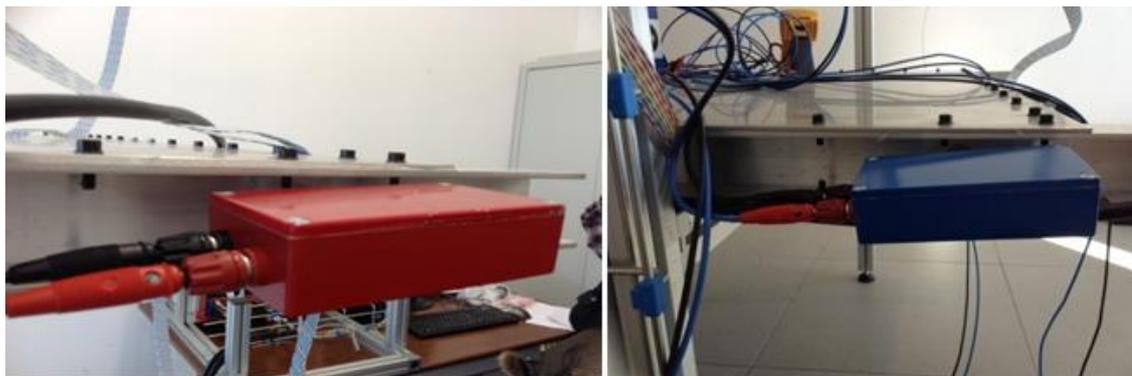


Fig. 5. Le box connesse alle camere MRPC

### Esecuzione delle misure

Terminate le connessioni alle camere gli studenti sono passati ad eseguire le relative misure, necessarie non solo per individuare errori commessi in fase di assemblaggio, ma anche per comprendere il ruolo delle componenti assemblate.

Viene così preparato dagli stessi studenti un database dove inserire le relative misure e fare le dovute considerazioni (Fig. 6).

ID	Tensione gen. 1-3	Tensione gen. 2	Corrente 1+	Tensione 1+	Corrente 1-	Tensione 1-	Corrente 2+	Tensione 2+	Corrente 2-	Tensione 2-	Corrente 3+	Tensione 3+	Corrente 3-	Tensione 3-	Data	Alumni	SF6 p	SF6 F	C2H2F4 p	C2H2F4 F
9	1.5	1.5	-3.14	3.188	3.308	-3.306	-3.45	3.34	3.2	-3.09	-3.44	3.444	3.55	-3.58	2014-05-23 22:25:10	Samuele Albano	0	0	0	0
7	0.7	0.7	-1.39	1.42	1.41	-1.485	-1.38	1.37	1.414	-1.44	-1.55	1.555	1.57	-1.59	2014-05-23 22:00:46	Samuele Albano	0	0	0	0
10	2.5	2.5	-5.22	5.29	5.43	-5.42	-5.9	5.54	5.7	-5.37	-5.68	5.67	5.93	-5.96	2014-05-23 22:29:29	Samuele Albano	0	0	0	0
11	3.5	3.5	-7.2	7.31	7.46	-7.43	-8.34	7.58	7.9	-7.24	-7.86	7.85	8.18	-8.23	2014-05-23 22:30:28	Samuele Albano	0	0	0	0
12	4	4	-8.2	8.3	8.43	-8.38	-9.67	8.34	9.5	-8	-9.05	9.04	9.25	-9.32	2014-05-23 22:33:14	Giovanni Rocca e Francesca Puccio	22.7	50.2	23.2	50.4
13	4	4	-8.15	8.28	8.42	-8.37	-10.41	8.31	10.15	-7.96	-9.08	9.08	9.25	-9.3	2014-05-26 13:16:50	Diego Francesco Scopellito e Samuele Albano	22.6	50.2	22.1	50.4

Fig. 6. Database per l'inserimento delle misure

nonchè un foglio excel per controllo tensione e corrente della camera a cui sono connesse le box assemblate (Fig. 7).

