



# **UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO**

Posgrado en Ciencias de la Tierra  
Instituto de Geofísica  
Departamento de Ciencias Espaciales

## **Desarrollo de un instrumento para la detección de neutrones solares en la cima del Volcán Sierra Negra**

### **TESIS**

QUE PARA OPTAR POR EL GRADO DE:  
DOCTOR EN CIENCIAS

PRESENTA:

Marcos Alfonso Anzorena Méndez

TUTOR PRINCIPAL:

Dr. José Francisco Valdés-Galicia  
Instituto de Geofísica, UNAM

México, D.F. Agosto 2020

## JURADO ASIGNADO:

Presidente: Dr. Francisco García Ugalde

Secretario: Dra. Lucia Medina Gómez

Vocal: Dr. José Francisco Valdés-Galicia

Primer suplente: Dr. Pablo Roberto Perez Alcázar

Segundo suplente: Dr. Luis Xavier González Méndez

Lugar donde se realizó la tesis:

**Telescopio de neutrones solares**

**en Sierra Negra, Puebla**

**UNAM**

## TUTOR DE TESIS:

*Dr. José Francisco Valdés-Galicia*

*Investigador Titular C, T.C.*

# Índice general

<b>Resumen</b>	<b>v</b>
<b>1. Mirando al Sol invisible</b>	<b>1</b>
1.1. Ráfagas solares . . . . .	1
1.2. Aceleración de partículas en Ráfagas . . . . .	2
1.3. Propagación de neutrones solares . . . . .	6
1.4. Observaciones de neutrones solares . . . . .	9
<b>2. Telescopio centellador de Rayos Cósmicos</b>	<b>14</b>
2.1. Descripción del detector . . . . .	15
2.2. Caracterización del sistema óptico: barra de centlleo y fibra WLS . . . . .	17
2.3. Formación de la señal de detección y respuesta del fotomultiplicador . . . . .	23
2.4. Validación experimental de la simulación . . . . .	28
<b>3. Desarrollo de nueva electrónica para el SciCRT</b>	<b>34</b>
3.1. Desempeño del SciCRT ante un evento de neutrones solares . . . . .	34
3.2. La técnica de <i>Time over threshold</i> . . . . .	36
<b>4. Detección de partículas energéticas     solares en el <i>SciCRT</i></b>	<b>39</b>

4.1. Desempeño del <i>SciCRT</i> como detector de RC . . . . .	39
--	----

# Resumen

Relativistic neutrons are produced during intense Solar flares, traveling across the interplanetary medium in their way to Earth. There is a strong attenuation of these particles when they interact with the atmosphere and only small number is capable of penetrating deeply. Solar neutron telescopes (SNT) were designed and installed on high mountains to observe these events, therefore studying acceleration mechanisms at the solar surface.

The SciBar cosmic ray telescope (SciCRT) is a brand new telescope installed on the top of the Sierra Negra volcano in eastern Mexico, composed of roughly 15 000 scintillator bars, capable of detecting solar particles with both high efficiency and energy resolution.

In September 2017 a series of intense solar flares were registered by the GOES satellite. In this period, the SciCRT registered two signals that could be related with a solar neutron events. In this paper we examine the possible events and use the unique capabilities of the telescope to determine an energy spectrum of the particles.

---

# Capítulo 1

## Mirando al Sol invisible

Nuestra especie, por medio de sus sentidos, es consciente del mundo a su alrededor y no obstante; ha invertido miles de años en tratar de entender aquello que con los sentidos podemos percibir, usando la razón. Comprender el espacio en el que habitamos y las complejas relaciones entre sus diversos elementos representa una de las más altas aspiraciones de la raza humana.

Así, con nuestros ojos vemos a través de la luz sin poder entender completamente su naturaleza y origen. Hoy nuestra comprensión del fenómeno es ligeramente superior, no solo gracias al desarrollo de complejos modelos teóricos, sino a la construcción de instrumentos que nos permiten observar más allá de nuestro sentir.

El descubrimiento de la radiación de fondo de microondas (*CMB* por su siglas en inglés) constituye uno de nuestros más grandes hallazgos, en ella se encuentran las evidencias de nuestro origen: fotones provenientes del *big bang* corridos hacia la banda de microondas en su largo viaje desde los rincones del universo en expansión. A gran escala, el *CMB* es isotrópico pues el universo no tiene una dirección preferente para su evolución. Son sin embargo las diminutas fluctuaciones en su espectro la característica más impactante, ya que brindan la evidencia necesaria para la formación de materia y galaxias a partir de los hechos ocurridos hace miles de millones de años.

### 1.1. Ráfagas solares

Las ráfagas solares (también conocidas como fulguraciones) son fenómenos explosivos que se observan en la atmósfera del Sol, la cual está llena de plasma magnetizado. La energía que se libera durante una ráfaga se encuentra en el rango de  $10^{28}$  erg a  $10^{32}$  erg y puede emitirse en diferentes productos. La magnitud espacial de las cuerdas magnéticas de la ráfaga va desde los  $10^4$  m hasta los  $10^5$  m, aunque varía de evento a evento. El tamaño afecta directamente la duración (entre  $10^3$  s y  $10^4$  s) y la cantidad de energía liberada.

Las ráfagas se observan en un amplio rango del espectro electromagnético; en ondas de radio, radiación óptica, rayos X y rayos  $\gamma$ . La figura 1.1 muestra un ejemplo de la observación una ráfaga por medio del satélite *SDO* (Solar dynamics observatory), ocurrida el 19 de Julio de 2012 (la explicación detallada de la imagen se da más adelante). Por otro lado, las explosiones pueden acelerar iones y electrones a energías relativistas; que a su vez pueden producir otras partículas. De forma cualitativa podemos clasificar a las fulguraciones en cinco grupos de acuerdo a la intensidad de la emisión de rayos X, la cual es indicativa de la cantidad de energía que radia el plasma coronal. Para la clasificación grupos se usa la banda de 0.1 nm a 0.8 nm del satélite *GOES*, localizado a una distancia de 1 AU. La clasificación es la siguiente:  $A(\geq 10^{-8} \text{ W m}^{-2})$ ,  $B(\geq 10^{-7} \text{ W m}^{-2})$ ,  $C(\geq 10^{-6} \text{ W m}^{-2})$ ,  $M(\geq 10^{-5} \text{ W m}^{-2})$  y  $X(\geq 10^{-4} \text{ W m}^{-2})$ .

La enorme cantidad de energía liberada durante la explosión puede explicarse a través de los modelos de reconexión magnética, propuestos originalmente entre 1946 y 1958 [1, 2, 3, 4]. En estos modelos, cuerdas de flujo magnético (tubos de flujo torcidos) emergen a la superficie solar debido al efecto de boyancia originado por las diferencias de densidad entre el plasma del tubo y su alrededor. Una vez que las cuerdas se encuentran en la superficie, su campo magnético es comprimido por el plasma en su vecindad que se mueve a una cierta velocidad. El resultado de la compresión crea zonas en donde interaccionan líneas de campo de polos opuestos y en el punto neutro surge una hoja de corriente. Eventualmente el flujo de corriente produce un gradiente del campo magnético y la topología se reorganiza para encontrar una configuración de menor energía [5]. A través de este proceso, la energía magnética almacenada en el hoja de corriente se convierte en energía cinética y térmica; además de estar acompañada de intensos campos eléctricos los cuales pueden ser los responsables de la aceleración de partículas.

La existencia del proceso de reconexión magnética fue comprobada mediante observaciones en rayos X del satélite *Youkou* [6, 7] y simulaciones magnetohidrodinámicas (*MHD*) de la atmósfera solar [8]; sin embargo se necesitan observaciones más detalladas para confirmar los modelos. Otro avance importante hacia el establecimiento de los modelos de reconexión se dio en Julio de 2012, con la observación por parte del satélite *SDO* de la formación de cuerdas magnéticas. La figura 1.1 muestra la evolución temporal de una ráfaga ocurrida el día 19. En el panel superior izquierdo se observa el lapso de tiempo antes de la explosión, a una longitud de onda de 17 nm, la cual sirve para observar la corona solar en estado de reposo. El panel superior derecho muestra el mismo evento minutos después; en la parte derecha de la imagen se aprecia una zona que se ilumina ligeramente naranja. La intensa emisión en tres bandas de EUV (radiación ultravioleta extrema) está asociada con los intensos campos magnéticos de la cuerda. Los paneles inferiores fueron registrados 8 h después, cuando la compleja estructura del campo magnético se reorganiza dando lugar a la ráfaga.

## 1.2. Aceleración de partículas en Ráfagas

La primera prueba de aceleración que el Sol podía acelerar partículas a energías relativistas (iones y electrones) se observó en 1942 cuando varios monitores de rayos cósmicos instalados en la superficie terrestre registraron un incremento en la tasa de cuentas. Gracias a estas observaciones,



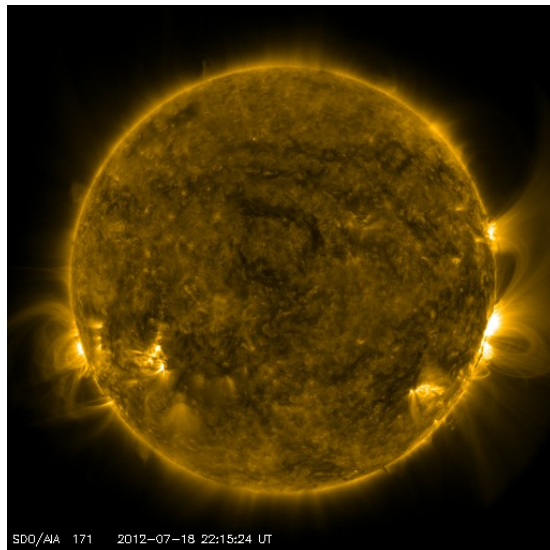


Imagen en la banda de 17 nm.

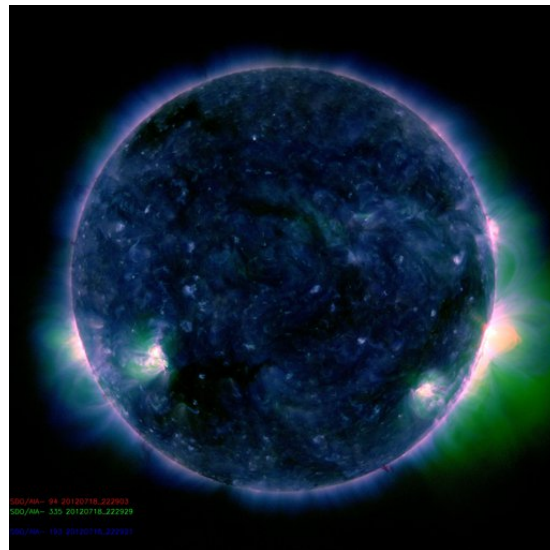


Imagen compuesta: 9 nm, 19 nm y 33 nm.

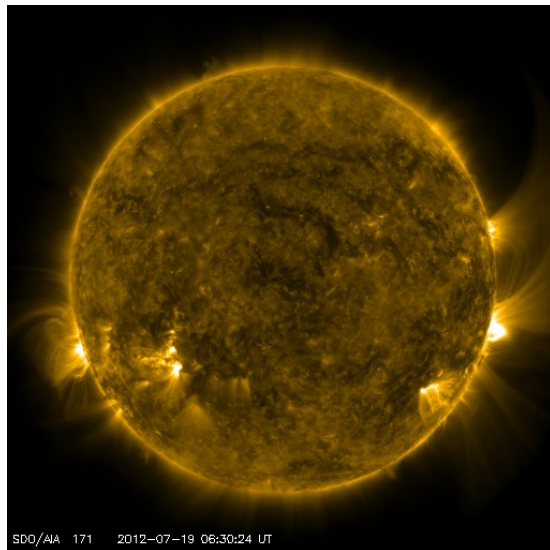


Imagen en la banda de 17 nm.

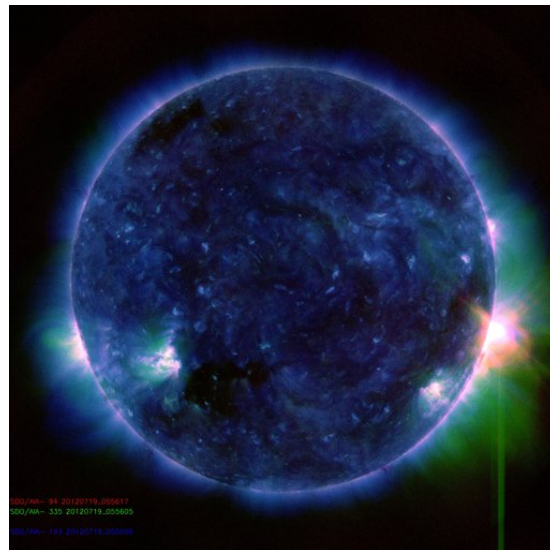


Imagen compuesta: 9 nm, 19 nm y 33 nm.

Figura 1.1: Imágenes tomadas por el SDO durante la ráfaga del 19 de Julio de 2012. Los paneles superiores presentan la formación de una cuerda magnética 8 h antes del evento. Los paneles inferiores registran el momento de la posible reconexión magnética. Fuente: <https://sdo.gsfc.nasa.gov>

desde hace más de 50 años hemos entendido que la ráfagas solares pueden acelerar protones al rango de GeV.

La aceleración de partículas no térmicas es un proceso fundamental en la física de plasmas; sin embargo, los mecanismos de aceleración de las mismas aún no se comprenden completamente. Esto es particularmente cierto para la aceleración de partículas durante fulguraciones solares debido a las severas restricciones que imponen las observaciones en los modelos de aceleración.

La opinión de que las partículas solares debían ser aceleradas por fulguraciones solares provino del hecho de que los eventos de rayos cósmicos solares pueden relacionarse en el tiempo con la actividad de las fulguraciones. Sin embargo, en el intervalo de los MeV, desde mediados de los setenta se estableció cierta relación entre los flujos observados de partículas y los choques interplanetarios. Desde mediados de los noventa se determinó que las eyecciones solares rápidas producen choques significativos y son, quizás, la fuente dominante de los iones de MeV observados en el espacio. En años recientes ha crecido la visión de que en los grandes eventos graduales la aceleración de las partículas observadas cerca de la órbita de la Tierra se produce en choques impulsados por eyecciones solares y durante fulguraciones.

Los procesos físicos que controlan la aceleración recaen en la interfaz de fenómenos locales y globales. La primera fase de la aceleración a partir de una distribución térmica es la más importante, pues produce una inyección preliminar y determina esencialmente la composición de carga de las partículas aceleradas [9]. Esta fase ocurre a nivel local en el plasma de la superficie solar. Por otra parte, para que las partículas supratérmicas puedan ser aceleradas a energías relativistas se necesitan escalas espaciales muy diferentes, comparables a sus radios de giro en los campos magnéticos coronales. Al mismo tiempo, muchas observaciones indican que la aceleración hasta energías relativistas sucede en una escala de tiempo del orden de un 1 s para los protones y de varios segundos para los electrones. En otras palabras, en las etapas tempranas y tardías de la formación del espectro de las partículas nos enfrentamos con escalas temporales y espaciales diferentes para diferentes especies.

De los varios intentos teóricos que se han hecho para explicar el proceso de aceleración, algunos enfatizan el aspecto global, mientras que otros se concentran en el aspecto local. Varios autores han propuesto un campo eléctrico de DC como un posible mecanismo de aceleración en las fulguraciones solares. Otro ejemplo de este enfoque es la aceleración de iones por turbulencia hidromagnética (*aceleración de Fermi de segundo orden*) o por ondas de choque.

Los procesos de aceleración se puede clasificar en tres grandes grupos: aceleración estocástica, aceleración de choque y aceleración coherente. Esta última clase incluye la acción de un campo eléctrico de DC, cuando el tiempo de aceleración es más corto que el tiempo de variación de dicho campo.

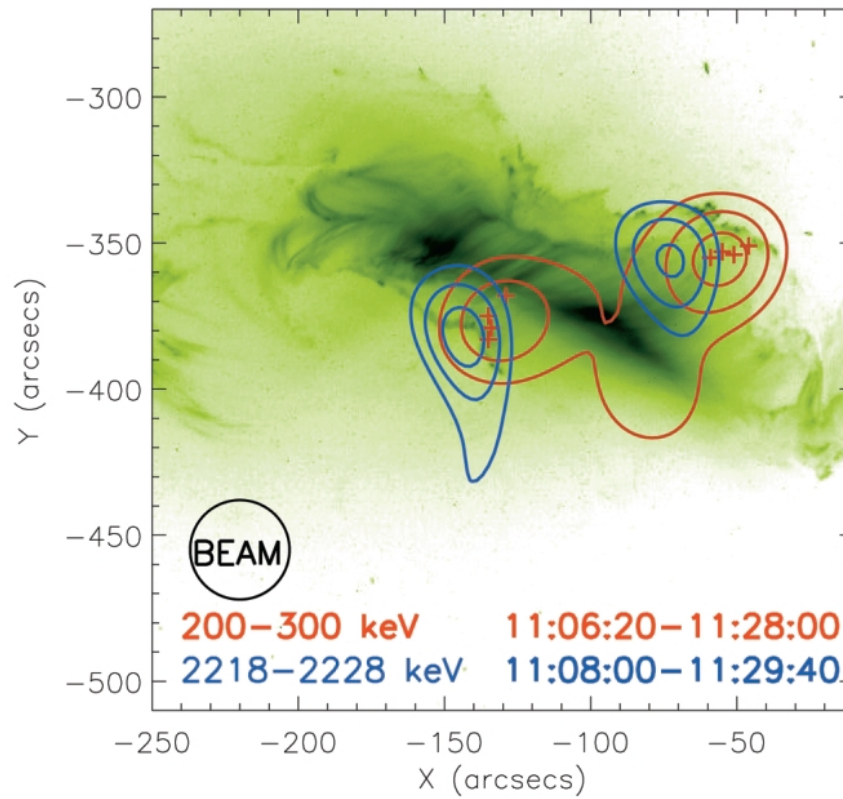


Figura 1.2: Imagen compuesta de observaciones en rayos X y  $\gamma$  de la ráfaga solar ocurrida el 28 de Octubre de 2003. Los contornos azules y rojos muestran la zona donde se aceleran la partículas dentro de la región activa que produjo la ráfaga.

### 1.3. Propagación de neutrones solares

Cuando los neutrones escapan de la atmósfera solar viajan sin ser afectados por los campos magnéticos en el medio interplanetario. Los neutrones libres son inestables y están sujetos a decaimiento  $\beta$  con una vida media de  $\tau = 880.3$  s. Debido a esto, el espectro de neutrones que arriban a la órbita terrestre se modifica, afectando principalmente a los neutrones de baja energía. Para tener un modelo cuantitativo de este efecto usaremos la siguiente expresión; la probabilidad de que una partícula con  $\tau$  tiempo de vida media, sobreviva y alcance la Tierra sin decaer:

$$P(E_k, r) = \exp\left(-\frac{t}{\gamma\tau}\right) \quad (1.1)$$

en donde  $E_k$  es la energía cinética de la partícula,  $r$  es la distancia a la fuente (para neutrones solares  $r = 1$  AU),  $t$  es el tiempo de vuelo de la partícula y  $\gamma$  es factor de Lorentz. Denominaremos  $P(E_k, 1\text{AU})$  como la probabilidad de arribo de neutrones. Para neutrones con energías cinéticas  $E_k = 100$  MeV el tiempo de vuelo es de aproximadamente 1165 s, con lo cual decaen el 70 % de las partículas emitidas. Luego entonces, los neutrones solares con esta energía pueden ser detectados en el espacio o en superficie. Un aspecto interesante es que los productos del decaimiento (protones y electrones) también se observan, siempre y cuando son logren distinguir de la emisión de protones solares; lo cual se ha reportado con anterioridad –citas.

El panel de la izquierda en la figura 1.3 muestra la probabilidad de arribo de neutrones en el rango de energías de 10-1000 MeV. La utilidad de esta gráfica viene de que puede ser utilizada como función de respuesta para corregir el espectro de energías de neutrones solares observado en el Tierra. Como se observa en la figura, en principio es posible detectar neutrones de bajas energías, sin embargo más adelante veremos que la principal limitante es la atenuación atmosférica. El panel de la derecha muestra el tiempo de vuelo en función de la energía cinética de los neutrones.

Los neutrones que inciden al tope de la atmósfera terrestre, se propagan hacia la superficie colisionando en el trayecto con núcleos atmosféricos. Durante el trayecto, tres procesos importantes ocurren: dispersión elástica, dispersión inelástica e intercambio de carga.

El proceso de dispersión elástica es el único que contribuye de manera positiva a la propagación de neutrones ya que la transferencia de energía de los neutrones a los núcleos atmosféricos es limitada en núcleos de Oxígeno y Nitrógeno (máximo 0.22 de la energía incidente en el caso del Oxígeno y 0.28 para el caso del Nitrógeno). Luego entonces, es de esperarse que la mayoría de los neutrones sujetos a este proceso lleguen a altitudes de alta montaña; no obstante con modificaciones en el espectro de energía y distribución angular. Los dos procesos restantes contribuyen a la atenuación de los neutrones solares. En el proceso de intercambio de carga los neutrones interactúan con núcleos atmosféricos y en su lugar se emiten protones en la dirección frontal. En este caso la transferencia de energía es casi total y los protones emitidos son absorbidos en la atmósfera mediante ionización. Por otro lado, en la dispersión inelástica los neutrones proyectiles transfieren energía a los núcleos dejándolos en un estado excitado y generando una gran cantidad de productos secundarios (entre ellos neutrones secundarios). De manera general la dispersión inelástica contribuye

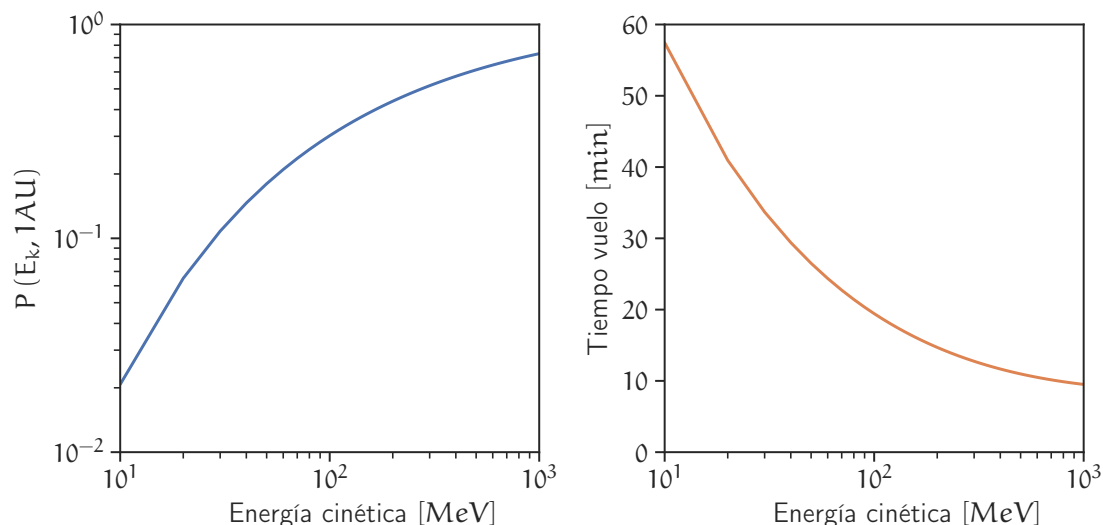


Figura 1.3: Probabilidad de arribo de neutrones solares a la orbita terrestre (panel izquierdo) y tiempo de vuelo (panel derecho).

de manera importante a la atenuación de los neutrones, no obstante sus productos pueden ser observados a cierta profundidad atmosférica [10].

La figura 1.4 muestra el resultado de una simulación monte carlo (MC) de la propagación de  $10^8$  neutrones solares en la atmósfera terrestre. Para realizar la simulación utilicé el modelo de Shibata [10], el cual permite estudiar el espectro de los neutrones solares a diferentes profundidades atmosféricas y además ha sido calibrado con experimentos en aceleradores de partículas. En el modelo, los neutrones se inyectan al tope de la atmósfera, con un ángulo cenital definido (para nuestro caso  $\theta = 0$ ) y un índice espectral. Como se aprecia en la figura la mayor atenuación la sufren los neutrones de baja energía, independientemente de la profundidad, volviéndose factible detectar neutrones solares a partir de 100 MeV. Por otro lado, también es posible estudiar los efectos de la atenuación en función de una profundidad específica. De la figura se puede concluir, que las localidades de alta montaña tienen características apropiadas para la observación de neutrones.

Otra característica importante a estudiar es el perfil temporal de los neutrones cuando arriban a una cierta localidad, el cual está directamente relacionado con su espectro de energía. En la figura 1.5 muestro el resultado de simular neutrones con diferentes índices espectrales (entre 3.0 y 5.0) arribando a la profundidad de Sierra Negra ( $575 \text{ g cm}^{-2}$ ). Como es de esperarse, al incrementar el índice espectral, los neutrones de menor energía se vuelven más dominantes en el espectro y por lo tanto, el tiempo de vuelo de los neutrones emitidos por el Sol se ve retardado. Es propiedad de los neutrones nos permite diferenciar entre distintos mecanismos de aceleración.

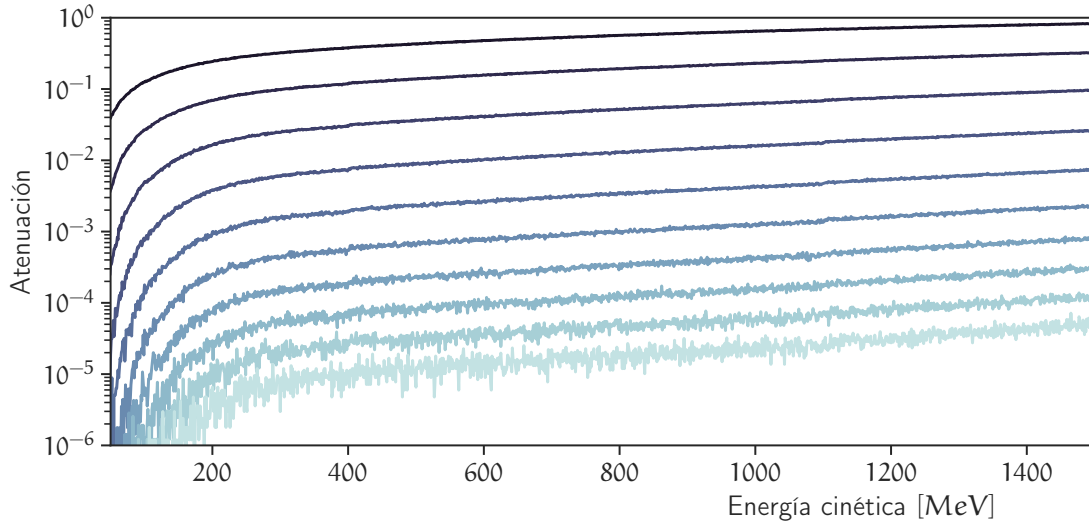


Figura 1.4: Simulación MC de la atenuación de neutrones solares en función de la energía cinética al tope de la atmósfera y profundidad atmosférica. Del color más oscuro al más claro, la profundidad atmosférica varía de  $100 \text{ g cm}^{-2}$  a  $1000 \text{ g cm}^{-2}$ .

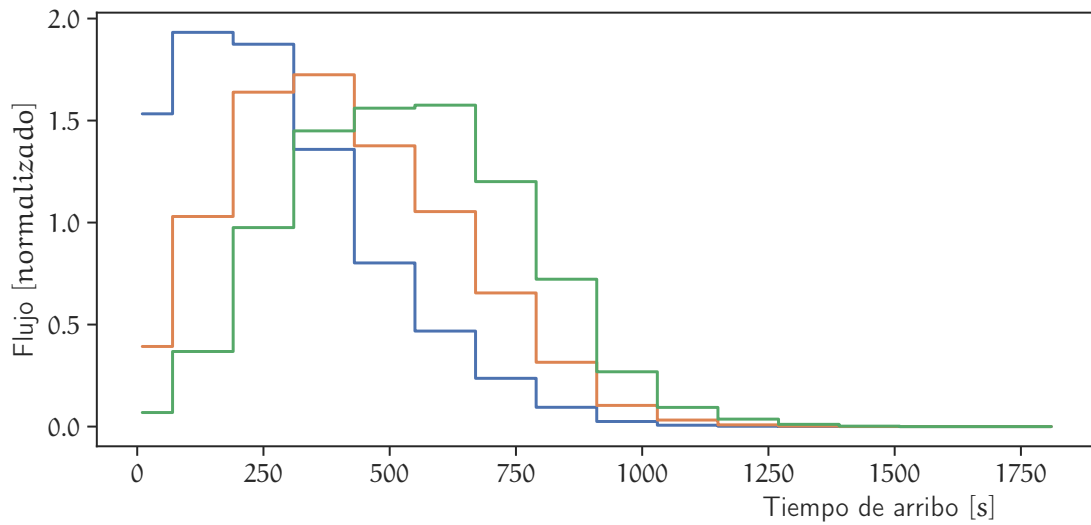


Figura 1.5: Perfiles temporales del arribo de neutrones en función del índice espectral  $\alpha$ . En azul  $\alpha = 3.0$ , naranja  $\alpha = 4.0$  y verde  $\alpha = 5.0$ .



### 1.4. Observaciones de neutrones solares

La primera prueba científica sobre la existencia de neutrones solares fue dada por [11], en relación con la fulguración del 21 de Junio de 1980 a las 13:18:20 UT. El evento fue registrado el espectrómetro de rayos  $\gamma$  del satélite *Solar maximum mission*, con un incremento total de  $130\sigma$ . El espectrómetro (GRS por sus siglas en inglés) está compuesto de 7 detectores de NaI(Tl) los cuales registran rayos  $\gamma$  y un detector de CsI(Na) con un espesor de 25 cm; además de un sistema de anti-coincidencias.

Los datos del GRS registran tanto rayos  $\gamma$  como neutrones con energías mayores a los 100 MeV, lo cual brinda pruebas de aceleración de iones a energías del orden de los GeV. La figura 1.6 muestra el perfil temporal del GRS en dos bandas de deposición de energía: en panel superior de 10 a 140 MeV y el panel inferior de 25 a 140 MeV.

Durante la fase impulsiva de la ráfaga, que dura aproximadamente 1 min, se detectaron fotones de alta energía provenientes del decaimiento de piones neutros y Bremsstrahlung de electrones. Posteriormente durante 17 min se detectó el incremento debido al flujo de neutrones solares. Para la determinación del espectro de energía de neutrones se asumió que éstos fueron emitidos por una distribución temporal  $\delta$  al mismo instante que los fotones de alta energía. De acuerdo con el tiempo de vuelo registrado en los datos de la figura 1.6, las energías cinéticas se extiende desde los 50 MeV hasta más allá de los 500 MeV. La prueba contundente de la detección de neutrones solares se observa emisión extendida solo se registra en el canal de más alta deposición de energía y su espectro de energía no sigue el característico decaimiento exponencial esperado de fotones energéticos [12].

El 3 de Junio de 1982 se obtuvo la primera observación de neutrones solares en superficie, la cual además se observó también por medio del satélite SMM [13]. El flujo de neutrones y fotones de alta energía fue originado por una intensa ráfaga X8.0 que inició a las 11:41 UT. Los fotones se pudieron observar desde las ondas de radio hasta los rayos  $\gamma$ . A las 11:43 UT el satélite SMM registró un incremento importante en el flujo de rayos  $\gamma$  provenientes del Sol, a lo que siguió una emisión de rayos  $\gamma$  de alta energía ( $> 10$  MeV) y neutrones solares.

En la superficie terrestre 3 monitores de neutrones (NM) registraron incrementos sobre su nivel de fondo que van desde los  $2.9$  hasta los  $8.5\sigma$  [14]. De los tres monitores localizados en el continente Europeo<sup>1</sup> el que tuvo mejores condiciones para observar el evento fue el de Jungfraujoch, Suiza: con un ángulo cenital solar de  $\theta = 25^\circ$  y una profundidad atmosférica de  $670 \text{ g cm}^{-2}$ . La figura 1.7 muestra las tasas de cuentas del SMM y las del monitor de neutrones. El panel superior se encuentran los datos del GRS con una resolución de 20 s, mientras que el panel inferior contiene datos del NM con resolución de 1 min (línea continua) y 5 min (línea punteada). En los datos de 5 min los incrementos de las 11:45 a 11:55 corresponden a  $6.7\sigma$  y  $4.0\sigma$ , respectivamente. La escala de energías en el panel superior indica la energía cinética de los neutrones solares detectados, asumiendo que se emitieron al mismo instante de los rayos  $\gamma$  con una distribución temporal  $\delta$ .

De acuerdo con [14] la energía de los neutrones detectados está en el rango de 100 MeV a 2 GeV,

<sup>1</sup>Los otros se localizan en Italia y la República Checa

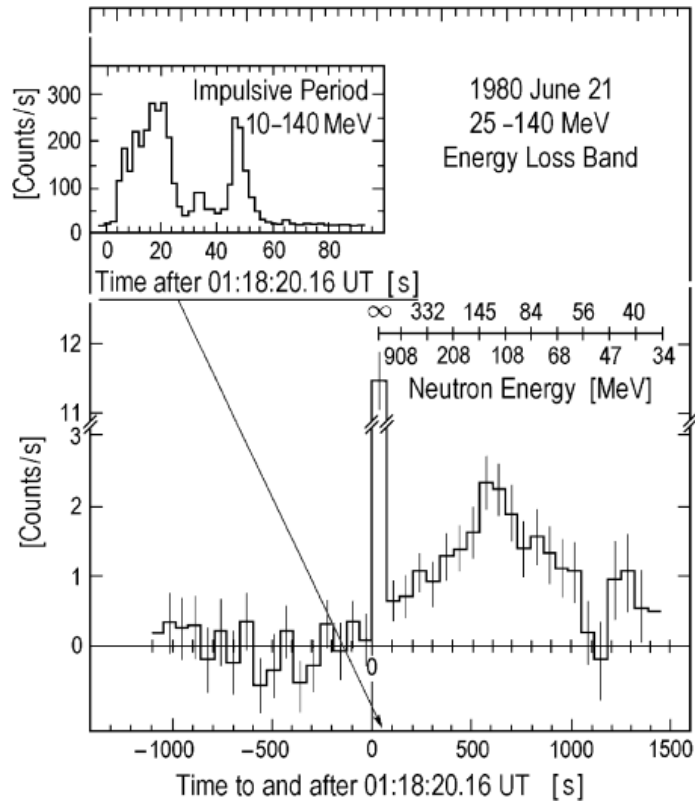


Figura 1.6: Evento de neutrones solares registrado el 21 de Junio de 1980 por el satélite *SMM*. El panel superior muestra el canal de menor deposición de energía y que registra el incremento debido a rayos  $\gamma$ . El panel central muestra los eventos con mayor deposición de energía y que corresponden a neutrones solares.



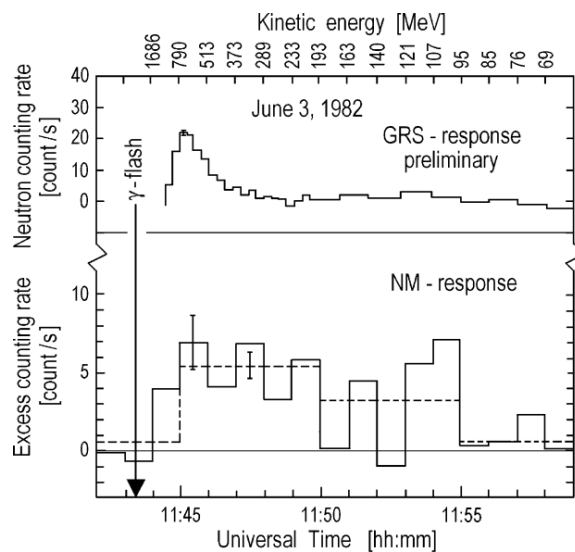


Figura 1.7: Evento de neutrones solares del 3 de Junio de 1982. El panel superior muestra los datos del SMM y el panel inferior los del monitor de neutrones de Jungfraujoch.

con un índice espectral de  $-2.4$ .

El evento de neutrones solares del 22 de Febrero de 1991, significa un paso importante en el estudio de este fenómeno; no sólo por el estudio del evento en si, sino por la implementación exitosa del primer telescopio de neutrones solares (*TNS*) en el monte Norikura, Japón [15]. Con este nuevo instrumento fue posible discriminar la dirección de arribo de los neutrones ( $11^\circ$  en la dirección solar) y separarlos en bandas de energías. Las tres bandas de energías que registra el *TNS* son: 50 a 360 MeV, 280 a 500 MeV y energías mayores a 390 MeV. Este evento es de gran interés debido a que la fulguración no mostró una gran significancia en la emisión de rayos X, lo cual llevo a concluir que la producción de neutrones se genero en la cromósfera baja, debido a la fuerte atenuación de los fotones en la atmósfera solar.

Debido al éxito del *TNS* de Norikura para extraer información sobre los neutrones solares, el Solar-Terrestrial Environment Laboratory (*STELab*) de la Universidad de Nagoya, Japón, desarrolló e instaló una red mundial de telescopios en siete montañas alrededor del mundo. La figura 1.8 muestra una diagrama esquemático de uno de los *TNS* instalados en la cima del volcán Sierra Negra ( $19.0^\circ\text{N}$ ,  $97.3^\circ\text{W}$  a 4580 m de altura). El telescopio está compuesto por plásticos centelladores de  $1\text{ m}^2$  de área y 30 cm de espesor, cada uno. En total se tienen cuatro plásticos para cubrir un área de  $4\text{ m}^2$ . En los plásticos, la energía cinética de las partículas es convertida en pulsos de luz, que después son captados por un fotomultiplicador y discriminados. De esta manera, la información que registra el detector se clasifica en 4 canales de energía[16].

Los *TNS* requieren la capacidad de rechazar la componente cargada de la radiación cósmica, lo cual se logra en el caso del telescopio de Sierra Negra mediante una señal de anti-coincidencia

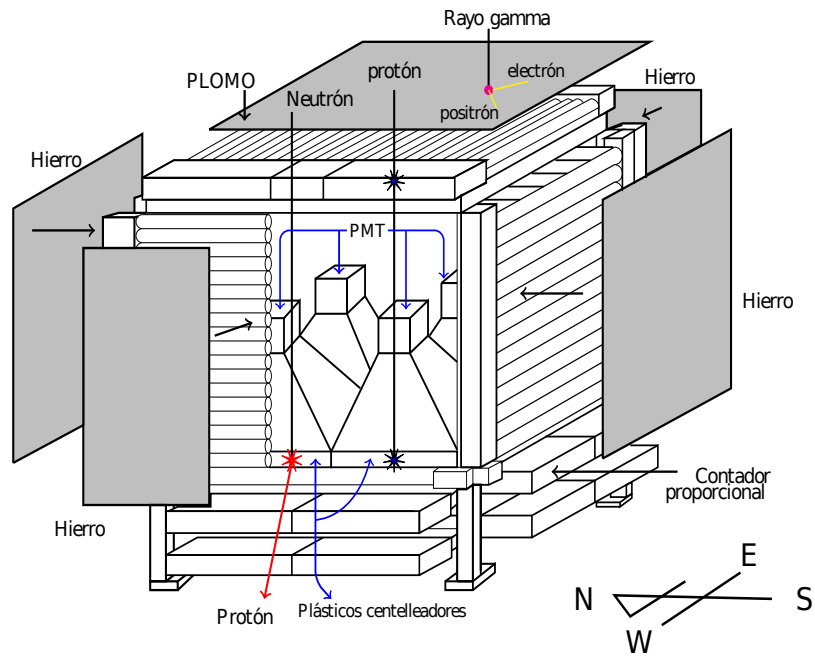


Figura 1.8: Diagrama esquemático del Telescopio de neutrones solares se encuentra en estación en la cima del volcán Sierra Negra. El sitio es conocido por albergar otro experimento importante, el Gran Telescopio Milimétrico. Las dimensiones del detector son: 280 cm de alto y 266 cm de largo y ancho Tomado de [17]

Cuadro 1.1: Eventos de neutrones solares detectados en superficie asociados con fulguraciones solares.

Fecha	Hora UT	Tipo de ráfaga	Localidad.	Observatorio	Índice espectral	Flujo (100 MeV) $\times 10^{26} \text{ MeV}^{-1} \text{ sr}^{-1}$
3/6/1982	11:43	X8.0	S09E72	Jungfrauoch	$-4.0 \pm 0.2$	$260 \pm 70$
24/5/1990	20:48	X9.3	N36W76	Climax	$-2.9 \pm 0.1$	$430 \pm 40$
23/3/1991	22:42	X9.4	S26E28	Haleakala	$-2.7 \pm 0.1$	$6.0 \pm 0.1$
4/6/1991	03:37	X12.0	N30E70	Norikura	$-4.9 \pm 0.6$	$19 \pm 2$
24/11/2000	14:51	X2.3	N22W07	Chacaltaya	$-4.2 \pm 0.5$	$4.0 \pm 1.3$
25/8/2001	16:23	X5.3	S17E34	Chacaltaya	$-3.1 \pm 0.4$	$2.4 \pm 1.3$
28/10/2003	09:51	X17.4	S16E08	Tsumeb	$-3.8 \pm 0.4$	$37 \pm 14$
2/11/2003	17:03	X8.3	S14W56	Chacaltaya	$-7.0 \pm 1.3$	$2.8 \pm 1.6$
4/11/2004	19:29	X28.0	S19W83	Haleakala	$-3.9 \pm 0.5$	$150 \pm 60$
7/9/2005	17:17	X17.0	S06E89	Chacaltaya	$-3.8$	$61$
8/7/2014	16:20	M6.5	N12E56	Sierra Negra Chacaltaya Sierra Negra	$-2.6 \pm 0.2$	$3.50 \pm 0.03$

generada mediante contares proporcionales alrededor del detector. Adicionalmente, debajo del arreglo de plásticos centelladores se colocaron cuatro capas de contadores proporcionales, con cinco tubos cada una, las cuales sirven para determinar la dirección de los neutrones incidentes. A pesar de sus enormes ventajas con respecto a los monitores de neutrones para observar eventos de neutrones solares, en el capítulo 2 profundizaré sobre las limitantes de este diseño de telescopio.

La tabla 1.1 resume los eventos de neutrones solares detectados en superficie con suficiente significancia estadística ( $> 5\sigma$ ), recopilada a partir de [18, 19, 20]. Los eventos de la tabla han sido observado ya sea por NM, TNS o ambos. Por otra parte, una lista detallada de posibles eventos (significancias entre  $2.7\sigma$  y  $4.9\sigma$ ) de 1980 a 2005 se puede encontrar en [9].

El evento del 7 de Septiembre de 2005 es de gran importancia debido a que ha generado una discusión importante sobre la distribución temporal de la producción de neutrones en el Sol [19], ya que estos son acelerados por un mayor tiempo que la radiación electromagnética. De acuerdo con [21] este comportamiento puede ser explicado por un nuevo modelo de *MHD* desarrollado por [22]. En nuestro caso este evento se discutirá con mayor profundidad en el capítulo 3, ya que además nos ayudará a explicar la motivación para la electrónica del SciCRT.

## Capítulo 2

# Telescopio centellador de Rayos Cós- micos

Actualmente los telescopios de neutrones solares solo permiten estudiar el espectro de energía de manera parcial, es decir, con resolución limitada. Dado que los neutrones tienen masa, sus velocidades sufren dispersión dependiendo de su energía, lo cual complica establecer el perfil temporal de emisión. Aunado a esto, la baja estadística de conteo producto de la eficiencia de los telescopios y su limitada resolución angular; limitan las posibilidades de los TNS para esclarecer los mecanismos de aceleración de partículas.

Un diseño mejorado de Telescopio de neutrones fue propuesto en [23]. En este diseño se utilizan barras de centelleo de dimensiones  $5 \times 10 \times 300 \text{ cm}^3$ , alineadas de tal forma que permiten trazar las trayectorias de los neutrones incidentes además de medir su energía depositada. El Telescopio centellador de Rayos cósmicos (SciCRT por sus siglas en inglés) es un nuevo experimento de rayos cósmicos basado en este principio.

El SciCRT utiliza como trazador activo el detector SciBar, diseñado originalmente para el experimento *long-baseline K2K* [24] y posteriormente en el experimento SciBooNE del Fermilab (Laboratorio Nacional Fermi) [25]. En el año 2013 el SciBar fue trasladado a la cima del volcán Sierra Negra, Puebla a 4600 m sobre el nivel del mar, con el objetivo de observar neutrones solares. La localidad de Sierra Negra es ideal para este experimento debido a la profundidad atmosférica (en línea vertical:  $575 \text{ g cm}^{-2}$ ), su cercanía con el ecuador terrestre ( $19.0^\circ\text{N}$ ,  $97.3^\circ\text{W}$ ), además de la experiencia previa en la operación de otro telescopio de neutrones solares en el sitio y la infraestructura del lugar<sup>1</sup>.

Un diagrama esquemático del detector se muestra en la figura 2.1. Las ventajas del SciCRT sobre la generación previa de telescopios proviene de integrar las funciones de anti-coincidencia, blanco centellador y telescopio direccional en las barras centelleo del SciBar. Esto permite tener 15 veces

<sup>1</sup>En la actualidad el volcán Sierra Negra se ha convertido en un observatorio astrofísico de nivel mundial.

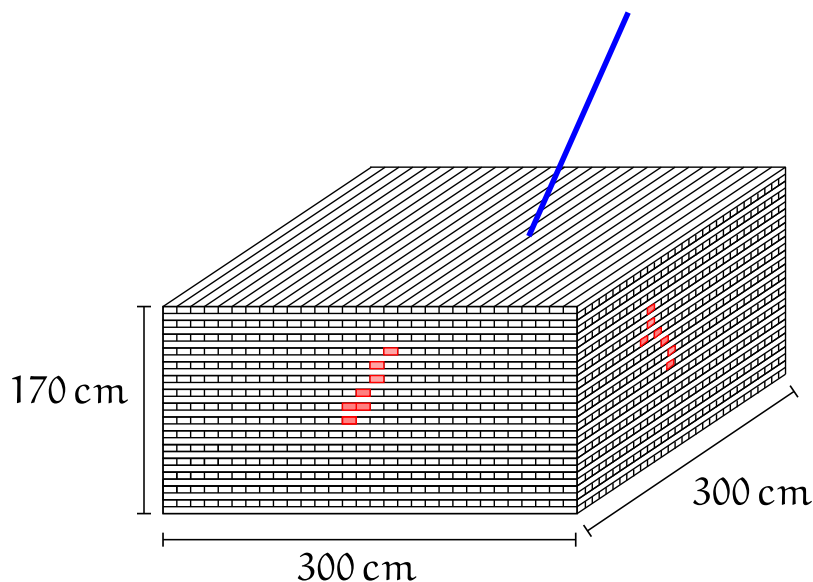


Figura 2.1: Diagrama esquemático del SciCRT. El detector se compone de 14 848 barras centelladoras y fibras WLS. La lectura de las fibras se hace por medio MAPMTs en grupos de 64 canales.

más volumen activo, mejor resolución en energía y un umbral de detección menor. Considerando todas estas características el SciCRT tiene una eficiencia de detección 10 veces mayor a la del TNS previamente en el mismo sitio [26] (considerando neutrones de 100 MeV).

Por otro lado, dado que el SciCRT registra la energía depositada a lo largo la trayectoria de las partículas dentro del detector, podemos aplicar esquemas novedosos de identificación de partículas; lo cual a su vez mejora la sensibilidad a las partículas solares [27]. Este tipo de análisis *offline* en conjunción con el uso de las barras de centelleo en modo anti-coincidencia mejora el rechazo a partículas de fondo (principalmente  $\mu^\pm$  y rayos  $\gamma$ ) incrementando la razón señal a ruido.

## 2.1. Descripción del detector

El SciCRT está compuesto de 14 848 barras de centelleo, alineadas en planos horizontales X – Y, perpendiculares entre si. Los planos están constituidos de 116 barras en la dirección X y 118 en la dirección Y. En total hay 128 capas de barras de centelleo apiladas verticalmente, agrupada en estructuras de 16 capas llamadas *Super block* (SB). Cada SB está sostenido firmemente por una estructura de acero, la cual mantiene la integridad mecánica de las barras. No obstante, la estructura introduce un hueco de aire entre cada capa de 82 mm, lo cual entre otras cosas afecta la respuesta angular del telescopio; por lo que es necesario incluir esta característica en las simulaciones del detector. El volumen total de las barras en el detector es de  $300 \times 300 \times 170 \text{ cm}^3$ .

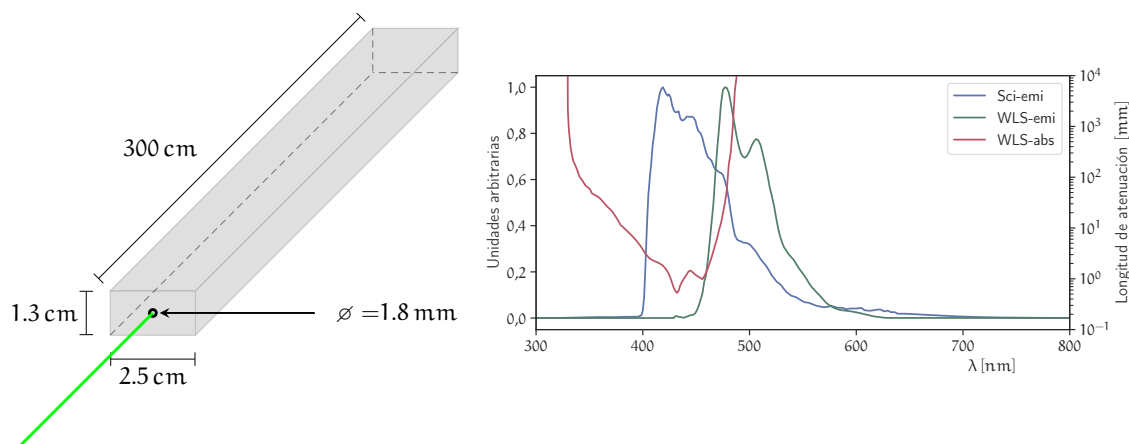


Figura 2.2: Diagrama esquemático de una barra centelladora con la fibra WLS instalada (panel izquierdo). Espectros de absorción y emisión de la fibra WLS y la barra de centelleo. Los datos de los espectros fueron obtenidos de [28] y [29].

Las barras de centelleo fueron fabricadas en el Fermilab y tienen características similares a las del experimento MINOS [24]. Están hechas de poliestireno, dopado con 1 % PPO and 0.03 % POPOP (ambos utilizados como *cambiadores* de longitud de onda). Las dimensiones de las barras son  $2.5 \times 1.3 \times 300$  cm<sup>3</sup> y en el centro tienen un orificio cilíndrico de 1.8 mm donde se insertan fibras WLS (*wavelength shifting*). Los centelladores tienen una cubierta de TiO<sub>2</sub> (0.25 mm de espesor) para aislarlos ópticamente entre si y mejorar la recolección de fotones. Un diagrama de las barras se observa en el panel izquierdo de la figura 2.2.

Las fibras WLS están acopladas por un lado a un tubo fotomultiplicador multi-ánodo (MAPMT) y por el otro extremo están pintadas de blanco para mejorar la eficiencia de recolección. Las fibras son del tipo Y11(200)MS desarrollado por la empresa *Kuraray*. El fotomultiplicador es de 64 canales, modelo H8804, fabricado por *Hamamatsu Photonics*.

El espectro de emisión de los plásticos centelladores se puede observar en el panel derecha de la figura 2.2, con una respuesta máxima a 420 nm. Como se observa en la figura, el espectro de absorción de la fibra WLS está diseñado para cubrir de forma adecuada el espectro del plástico. La emisión de la fibra tiene un máximo a 470 nm. La máxima eficiencia cuántica del MAPMT es de 0.25 a 420 nm, pero disminuye a 0.12 al considerar el respuesta espectral del MAPMT.

La electrónica para la adquisición de datos del telescopio fue desarrollada para el experimento K2K y esta integrada por circuitos de procesamiento analógico, de señal mixta y digitales; integrados a través de tecnología de circuitos integrados de alta escala [30]. El procesamiento de la señales empieza con la conversión de la señal óptica en eléctrica por parte del MAPMT, para posteriormente ser amplificada, formada y multiplexada en la electrónica de *Front End*. Este acondicionamiento se lleva a cabo en el dominio analógico y de señal mixta. Después de este proceso, las señales se transfieren a la electrónica de *Back End* mediante un bus diferencial. En las unidades que integran

la electrónica de BE las señales son convertidas a digital y transferidas finalmente al servidor de adquisición de datos mediante la interface VME. Para poder seleccionar los eventos a guardar, las unidades FE mandan una señal de *hit* a las tarjetas de disparo (TRGB), las cuales son unidades de procesamiento digital programable, que seleccionan los eventos con base a una condición de disparo. Una discusión más profunda sobre el funcionamiento de la electrónica se encuentra en el capítulo 3, en donde además se listan requerimientos y características de la nueva electrónica a desarrollar.

Bajo condiciones normales, el telescopio registra dos conjuntos de datos diferentes. Muones de alta energía (arriba de 450 MeV) son detectados cuando producen coincidencia en las capas superiores e inferiores del detector. El umbral para la detección de partículas en las capas dedicadas es de 0.3 MIP ( $\approx 0.5$  MeV). El otro conjunto de datos del telescopio registra partículas neutras (aproximadamente 70 % de los datos son de neutrones atmosféricos). El disparo para este tipo de eventos está definido cuando no hay ninguna señal en la capa de muones (anti-coincidencia) y además se registra una traza en uno de los SB con al menos 14 MeV de energía depositada. Las ganancias de los MAPMT y umbrales para las capas de neutrones y muones se determinaron mediante simulaciones MC y se calibraron en Abril de 2014 [31].

## 2.2. Caracterización del sistema óptico: barra de centelleo y fibra WLS

Para lograr alcanzar los objetivos planteados, el siguiente paso de mi investigación fue la caracterización de los elementos ópticos y opto-electrónicos que integran al SciCRT. Esto tuvo como objeto poder crear un modelo del proceso de generación de la señal de detección (simulación MC) y la posterior calibración de la electrónica usando dicho modelo.

Como ya mencioné anteriormente, las barras de centelleo del detector fueron fabricadas en Fermilab y han sido utilizados en diversos experimentos; por la misma razón sus propiedades ópticas y mecánicas han sido investigadas ampliamente. Como referencia me base únicamente en los datos del fabricante [32].

El fluor usado en los plásticos del SciCRT (POPOP y PPO) emite en el espectro visible desde aproximadamente 400 nm hasta 580 nm, con un máximo en la emisión de 420 nm [28]. El espectro de emisión de la barra se puede observar en color azul en el panel derecho de la figura 2.2. Por otro lado, la figura 2.3 muestra el resultado de simular  $1 \times 10^6$  muones interaccionando una barra centelladora descrita usando *Geant4* [33, 34] (distribución en color azul). Las características del modelo de la barra descrito se resumen en la tabla 2.1.

Al ser excitadas las moléculas de la barra, los fotones son emitidos de forma isotrópica en el volumen del plástico. Para mejorar la recolección por parte de la fibra WLS y para aislar ópticamente las barras entre si, cada centellador cuenta con un recubrimiento de  $\text{TiO}_2$ . El espesor del recubrimiento impone una cota mínima en la energía del primario que puede entrar en la barra y producir una señal detectable. De acuerdo con [35], resultados de una simulación MC sugieren que con un espe-

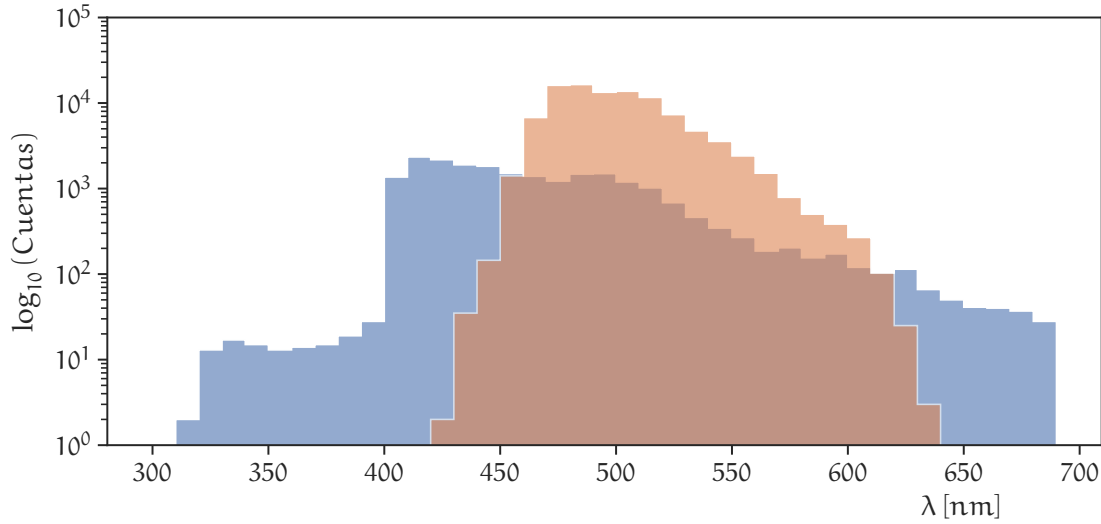


Figura 2.3: Simulación MC del proceso de emisión-absorción de fotones entre la barra y la fibra WLS.

sor similar al de las barras del SciCRT; el flujo de protones, electrones y fotones con  $E_k < 10$  MeV es atenuado considerablemente. En el caso de nuestro detector este efecto es despreciable ya que el umbral de detección de primarios (para todas las especies) se encuentra cercano a 100 MeV.

En nuestra simulación de la barra un aspecto de vital importancia para la generación de las señales ópticas es el acoplamiento óptico que existe entre la superficie de la barra y el revestimiento. Tomando en consideración [29, 35], fijé la reflectividad del recubrimiento en 90 % en el rango de 300 nm a 800 nm, considerando además una componente difusa y especular. Dicho de otra forma, esta caracterización garantiza que la simulación trata la reflexión de los fotones en el recubrimiento de manera geométrica, engrosando en el espectro de los fotones de acuerdo a un cierto parámetro de rugosidad; lo cual simula las imperfecciones en ambas superficies.

Una fracción de los fotones que llegan a entrar en la fibra WLS son absorbidos y reemitidos a una mayor longitud de onda que la inicial<sup>2</sup>. La emisión de los fotones por la fibra tiene las características de un decaimiento exponencial con  $\lambda_{WLS} = 12.0$  ns y es isotrópica. Debido a que la fibra tiene dos recubrimientos (metacrilato y metacrilato fluorado) para que se lleve a cabo la reflexión total interna se requiere que los fotones sean emitidos con ángulos menores a  $26.9^\circ$  con respecto al eje de la fibra [28].

Los parámetros usados en la simulación de la fibra en Geant4 se muestran en la tabla 2.1. Es importante hacer notar que todos los parámetros ópticos utilizados fueron definidos en el rango de

<sup>2</sup>Por efecto de la conservación de la energía el fotón reemitido nunca puede tener una longitud menor a la longitud inicial.



Cuadro 2.1: Características ópticas y mecánicas.

<b>(a) Barra centelladora</b>	
Material base	poliestireno
Fluor	PPO y POPOP
Densidad ( $\text{g cm}^{-3}$ )	1.08
Pico de emisión (nm)	420
Constante de decaimiento (ns)	3.6
Constante de Birks ( $\text{cm MeV}^{-1}$ )	0.0208
Producción de luz (fotones/MeV)	8000
Dimensiones ( $\text{cm}^3$ )	$2.5 \times 1.3 \times 300$
<b>(b) Fibra WLS Y11(200)</b>	
Densidad ( $\text{g cm}^{-3}$ )	1.05
Pico de emisión (nm)	470
Longitud de absorción	ver figura 2.2
Índice de refracción (núcleo)	1.60
Índice de refracción (revestimiento 1)	1.49
Índice de refracción (revestimiento 2)	1.42
Tiempo de decaimiento (ns)	12.0
Reflectancia de la pintura	0.54
<b>(c) MAPMT H8804</b>	
Longitud de onda de respuesta máxima(nm)	420
QE máxima (%)	25
Ganancia a $-950 \text{ V}$	$5.9 \times 10^6$
Tiempo de levantamiento (ns)	1.0

300 nm a 800 nm, lo cual requirió en algunos casos extrapolar cuidadosamente los datos proporcionados por el fabricante. Relacionado a este punto, es necesario evitar introducir discontinuidades en los espectros definidos, ya que dicha situación conlleva a la creación de acoplamientos ópticos artificiales y por lo tanto a la atenuación de la señal óptica. En la figura 2.3, la distribución en color naranja muestra los fotones reemitidos en la simulación, los cuales constituyen una prueba de la consistencia de la simulación.

Dentro de los parámetros de la simulación, la longitud de atenuación óptica de la fibra WLS requirió una calibración especial. La figura 2.4 muestra los resultados de este procedimiento. Como primer paso, la línea naranja es el resultado de la simulación previo a la calibración. La simulación consistió en arrojar fotones usando el espectro de emisión de la barra, a diferentes posiciones fijas dentro de la fibra y de manera isotrópica. En la simulación usé como parámetro de entrada la longitud de atenuación propuesta por el fabricante:  $> 3500$  mm, la cual se define en Geant4 como una propiedad del material (en este caso del núcleo de la fibra). Para cada posición la simulación registra el número de fotones que llegaron al extremo de la barra donde se encuentra el fotosensor. Luego entonces, los resultados en la figura 2.4 son el número de fotones (normalizado)  $L(x)$  que alcanzan el MAPMT en función de la distancia al mismo.

Los resultados de la simulación se pueden ajustar con la ecuación 2.1, la cual representa la relación entre la distancia al fotomultiplicador y  $L(x)$ :

$$L(x) = k \left( \exp \left( -\frac{x}{\lambda} \right) + R \exp \left( -\frac{2.0x_{\text{tot}} - x}{\lambda} \right) \right) \quad (2.1)$$

de donde  $k$  es la ganancia del sistema óptico,  $\lambda$  es la longitud de atenuación,  $R$  es la reflectancia de al final de la fibra WLS y  $x_{\text{tot}}$  es la longitud total de la fibra (aproximadamente 330 cm, incluyendo la distancia del borde de la barra al fotomultiplicador). De manera general, el primer término de la ecuación representa la fracción de la luz que llega al MAPMT directamente, mientras que el segundo término representa la fracción reflejada.

El siguiente paso fue la obtención de la longitud de atenuación usando los datos del telescopio. Para determinar este parámetro, usé  $\sim 4 \times 10^6$  eventos de muones, los cuales fueron registrados usando como disparo la coincidencia de las capas superiores e inferiores del detector (4-fold). Utilicé muones para esta prueba debido a que son partículas de ionización mínima (MIP) y su deposición de energía en una barra es prácticamente constante (aproximadamente 1.8 MeV).

A partir de los datos registrados, construí distribuciones de la energía depositada en cada barra de uno de los lados del detector; mientras la traza en la otra cara del detector sirve para medir la distancia entre el punto de cruce de la partícula y el MAPMT. Las distribuciones de cada barra se clasifican en 14 grupos diferentes (hay 14 MAPMTs en una de las caras del SciCRT), lo cual hace posible medir el efecto de atenuación en la fibra midiendo la posición del pico de la distribución de energía depositada en cada barra, en función de la distancia. Utilizando esta clasificación es posible medir la distancia del punto de cruce con un incertidumbre de  $\pm 10$  cm. Una restricción extra que establecí en el análisis fue la de analizar solo eventos producidos por partículas que cruzan de forma vertical, lo cual tiene por objetivo evitar eventos con una larga deposición de energía. La

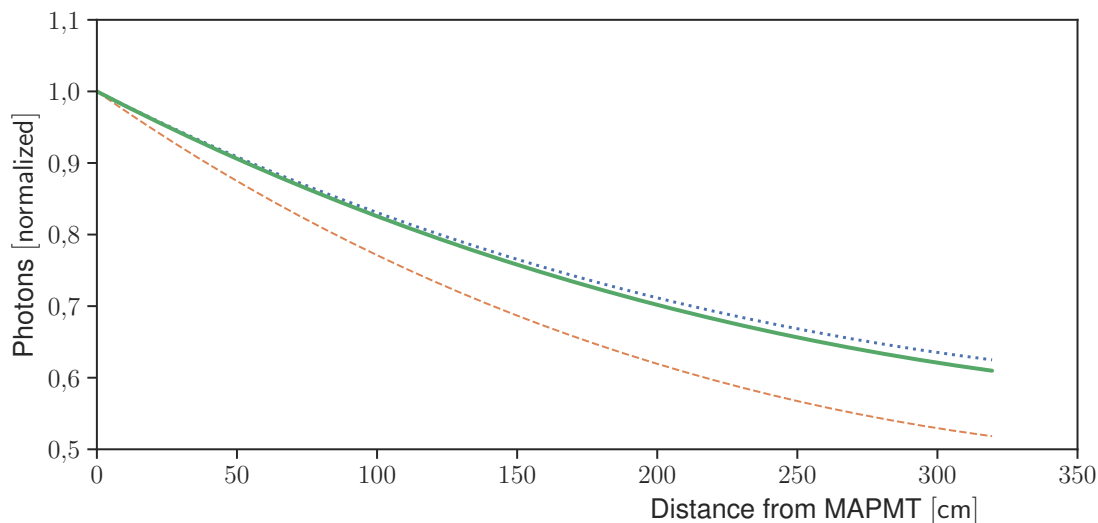


Figura 2.4: Atenuación de fotones en la fibra WLS. La línea azul son datos del experimento. La línea naranja representa el resultado de la simulación MC usando la atenuación reportada por el fabricante. La línea verde es el ajuste de la simulación a partir del experimento.

figura 2.5 muestra de forma resumida el procedimiento de selección de eventos y clasificación descrito.

Por otro lado la figura 2.6 muestra las distribuciones de ADC de muones cruzando a dos distancias diferentes del MAPMT. La distribución en azul claro corresponde a una distancia de 280 cm, mientras que la distribución en azul oscuro la obtuve a 40 cm. Usando un voltaje de alimentación para el MAPMT de  $-900$  V, cerca 50 % de las barras (de un total de 896) tiene estadística suficiente para realizar el análisis, lo cual quiere decir que las distribuciones obtenidas no son afectadas por la saturación del MAPMT o falta de ganancia.

Ya que los muones registrados en el análisis están el rango de energía de 0.5 a 30 GeV y son considerados MIPs, las distribuciones de intensidad luminosa registrada por los MAPMTs pueden ser ajustadas utilizando distribuciones de Landau. A partir del valor máximo estimado en cada ajuste (MPV) procedí a calcular el promedio ponderado para cada distancia. Posteriormente, ajusté la ecuación 2.1 y como resultado obtuve la gráfica azul mostrada en el figura 2.4. Los parámetros obtenidos a partir del ajuste son:  $\lambda = 408 \pm 4$  cm y  $R = 0.541 \pm 0.030$ , lo cual es consistente con un estudio previo [36].

No obstante, es evidente de la figura que el resultado experimental difiere del obtenido en la simulación, lo cual indica que es necesario ajustar los parámetros del código. La discrepancia entre ambos experimentos proviene de varios factores. El primero es que la longitud de atenuación provista por el fabricante es en realidad un *longitud de atenuación de señal*, es decir, proviene de una

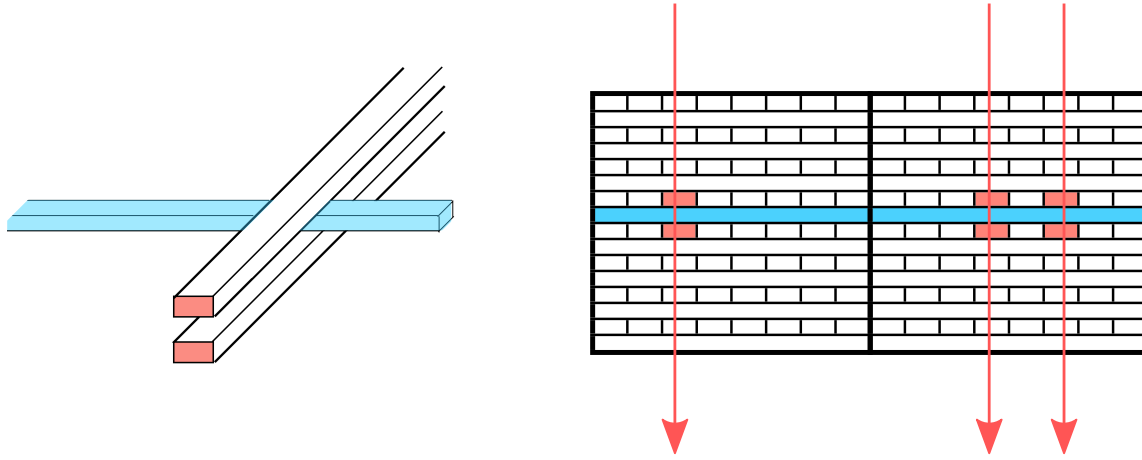


Figura 2.5: Diagrama esquemático de la selección de eventos de muones en los datos del SciCRT.

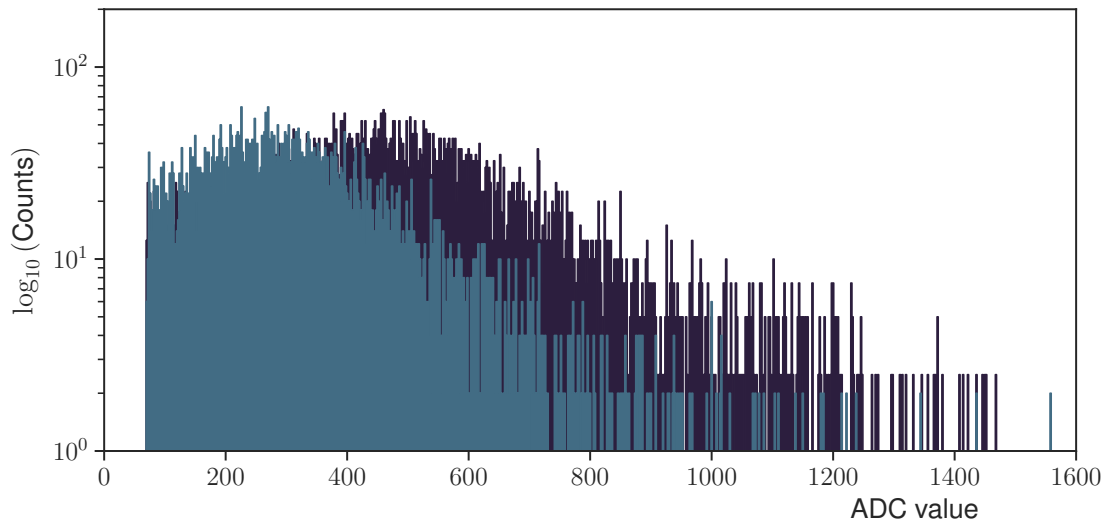


Figura 2.6: Distribuciones de ADC de muones que cruzan una barra de centelleo a diferentes distancias del fotomultiplicador.

medición realizada por el fabricante en donde interviene la geometría del experimento donde se midió y el acoplamiento óptico entre los diferentes elementos. En comparación el valor asignado en la simulación, la longitud de atenuación es una propiedad del material.

Con objeto de resolver esta discrepancia en [29] se propone utilizar el espectro de pérdidas de señal  $\mu_{WLS}$ , el cual se muestra en la figura 2.3 y describe de mejor forma la atenuación en la fibra. Este espectro es provisto por el fabricante, sin embargo requiere la corrección mediante un factor de cuadrático, de la siguiente forma:

$$\mu_{corr} = a_0 \cdot \mu_{WLS} + a_1 \cdot \mu_{WLS}^2 \quad (2.2)$$

en donde  $\mu_{corr}$  es el espectro corregido y  $\mu_{WLS}$  es el especificado por el fabricante. De esta forma podemos usar las constantes  $a_0$  y  $a_1$  para calibrar los resultados de la simulación con el experimento. Finalmente, la línea verde en la figura 2.4 muestra el resultado de la corrección de la simulación, con parámetros de ajuste:  $\lambda = 405 \pm 3$  cm y  $R = 0.498 \pm 0.020$ . A partir de esto podemos concluir que la atenuación óptica en la simulación concuerda con el experimento.

### 2.3. Formación de la señal de detección y respuesta del fotomultiplicador

La interacción de una partícula en el centellador produce un enorme número de fotones, de los cuales una pequeña fracción es capturada en la fibra WLS y puede propagarse a uno de los pixeles del MAPMT. En consecuencia, la señal eléctrica que debe procesar la instrumentación, es una señal de corriente compuesta por la suma de las contribuciones individuales de cada fotón que fue detectado por el sensor óptico. Así el modelo de señal eléctrica se puede definir a través de la siguiente ecuación:

$$i_{pmt}(x, t) = \sum_{i=1}^{N_{phe}} i(t - t_i) \quad (2.3)$$

de donde  $i_{pmt}$  es la corriente a la salida del MAPMT en función del tiempo y posición en la que atravesó la partícula la barra;  $N_{phe}$  es el número total de fotoelectrones a la salida del MAPMT y  $t_i$  la distribución de los tiempos de arribo. Es importante mencionar que  $N_{phe}$  a su vez depende de la distancia, la ganancia del MAPMT, eficiencia cuántica y energía depositada por la partícula en la barra. A continuación dedicaré mi esfuerzo en presentar las características temporales de la señal de detección

Los fotones que la fibra logra transportar hacia alguno de los fotocátodos del sensor tienen una distribución de tiempo definida principalmente por dos variables aleatorias [37]. La primera de éstas es la suma de dos variables aleatorias; la desexcitación de la fibra WLS y la emisión por

parte del material centellador debido al paso de radiación ionizante. Ya que ambos procesos son independientes entre si y pueden ser descritos mediante variables aleatorias exponenciales, la siguiente ecuación describe la distribución de tiempos  $P_D$  resultante:

$$P_D(t) = \frac{e^{-t/t_p} - e^{-t/t_f}}{t_p - t_f} \quad (2.4)$$

de donde  $t_p$  y  $t_f$  son las constantes de decaimiento de la barra y fibra WLS, respectivamente. Valores característicos para estos parámetros se pueden ver en la tabla 2.1, los cuales fueron determinados en experimentos previos [35, 38]. Una observación importante al respecto es, dado que la fibra WLS tiene una constante de decaimiento mayor a la de la barra (12 ns) es la primera la que domina el proceso.

La segunda variable aleatoria que afecta las distribuciones de tiempo de los fotones es la relacionada con la propagación en la fibra. Considerando solo los fotones que tienen una propagación meridional, el tiempo que tardan en recorrer la fibra se puede estimar de la siguiente forma:

$$t_{\text{prop}} = \frac{\chi}{\cos(\alpha)} \frac{n_{\text{core}}}{c} \quad (2.5)$$

donde  $\alpha$  representa el ángulo con respecto al eje de la fibra y es una variable aleatoria uniforme;  $c/n_{\text{core}}$  es la velocidad de los fotones en el medio y  $\chi/\cos(\alpha)$  la distancia recorrida total por el fotón hasta un pixel del MAPMT. No obstante, el tiempo real de propagación de un fotón en la fibra se ve afectado directamente por la pintura al final de la fibra y las reflexiones ocurridas en el recubrimiento del plástico. Luego entonces, si consideramos el *paquete* de fotones que se propaga por la fibra después de la interacción, el efecto general del proceso de transporte es la atenuación y ensanchamiento del pulso luminoso. Ambos efectos son de gran importancia en el contexto del desarrollo de electrónica de alta velocidad.

La distribución temporal de los fotones que llegan al MAPMT es finalmente afectada por la respuesta del mismo. A continuación describiré brevemente el principio de funcionamiento del sensor y sus propiedades.

El fotomultiplicador convierte la señal óptica débil en una señal eléctrica, con alta ganancia, bajo ruido y baja distorsión. Cuando los fotones llegan al fotocátodo, los electrones que se encuentran en la banda de valencia absorben la energía de los primeros ( $h\nu$ ). Si la energía adquirida por los electrones es mayor que la función de trabajo del material, éstos son emitidos como fotoelectrones. Dependiendo de la eficiencia del material fotosensible y la energía de los fotones incidentes, una pequeña fracción de éstos será emitida como electrones.

Los fotoelectrones emitidos son acelerados por un campo eléctrico los dínodo. En el dínodo la multiplicación de electrones se lleva a cabo a través de la emisión secundaria de electrones. Para alcanzar ganancias superiores a  $10^4$ , un fotomultiplicador necesita varias etapas de emisión. Para el caso los MAPMTs en el SciCRT la ganancia puede alcanzar  $10^7$  utilizando 12 dínodos.

Los fotomultiplicadores son detectores con respuesta en el tiempo extremadamente rápida. Sus características están principalmente determinadas por el *tiempo de tránsito* que requieren los fotoelectrones emitidos por el fotocátodo en atravesar la estructura multiplicadora y llegar al ánodo [39]. A pesar de esto, a causa de la naturaleza aleatoria del proceso de emisión secundaria, el tiempo de tránsito no es constante, sino tiene una distribución. Esto implica que la respuesta del sensor a un pulso muy corto de luz siempre tendrá un ensanchamiento finito y variable [40]. Al ancho total a altura media (FWHM) de la función de densidad de los tiempos de tránsito se le conoce como: *spread in transit time*.

La respuesta espectral de los sensores utilizados en el SciCRT es proporcionada por el fabricante y está resumida en la tabla 2.1. De aquí es importante notar que aunque la eficiencia cuántica máxima es cercana al 30 %, en realidad al consideramos en su totalidad la respuesta espectral del sensor la eficiencia está más próxima al 15 %.

Por otro lado, sobre la respuesta temporal del MAPMT no existe documentación abierta al respecto. Para lograr caracterizar este elemento, buscaremos obtener el *single photo-electron response* del fotomultiplicador; el cual se define cómo el estado en el que el sensor responde en promedio con un solo fotoelectrón por pulso luminoso incidente. Para obtener esta respuesta desarrollé un experimento colocando al MAPMT en una caja negra e iluminé la superficie fotosensible con un pulso de muy corta duración. Para evitar la saturación del sensor, coloqué el sensor a una distancia de 50 cm, además de utilizar un difusor. En este caso el difusor fue un cono de plástico pitado de blanco, el cual produce un haz luminoso homogéneo.

La fuente luminosa la cree utilizando un diodo emisor de luz (LED), un circuito digital para generar los pulsos de alimentación (del orden de 100 ns) y el circuito diferenciador que se muestra en el diagrama 2.7:

De forma muy general el circuito acopla la señal de entrada del tipo NIM (lógica negativa) en los transistores  $Q_1$  y  $Q_2$ , y la diferencia en el circuito RC compuesto por la resistencia de 100  $\Omega$  y el capacitor 0.1 nF. Los pulsos de voltaje a la salida del circuito tienen una duración aproximada de menos de 10 ns y tienen una forma similar a la de un pulso de centello.

Para realizar correctamente la prueba, previo a la iluminación del fotocátodo, medí los niveles de ruido de la cámara oscura para garantizar un nivel adecuado de cuentas por corriente oscura. El nivel de ruido para pulsos de  $-10$  mV de amplitud es de 0.5 cuentas/s.

Los resultados del experimento usando la fuente luminosa se muestran en la figura 2.8. La línea negra representa la respuesta promedio obtenida de probar con 7 MAPMTs, mientras que el área sombreada representa la variación de  $\pm\sigma$ . El LED que utilicé tiene un máximo en su respuesta de 505 nm. Ya que la respuesta temporal del fotomultiplicador tiene un ancho de banda muy grande, para la digitalización de los pulsos utilicé un osciloscopio de alta resolución (ancho de banda de 2 GHz y frecuencia de muestreo de 10 Gmuestras/s), el fue facilitado por el Laboratorio de detectores del Instituto de Ciencias Nucleares.

Para lograr el estado SPE ajusté la intensidad de luz de tal manera que tuviera un 10 % de eventos detectados, lo cual basados en estadística de Poisson garantiza un  $\sim 0.5$  % de eventos contienen 2 o

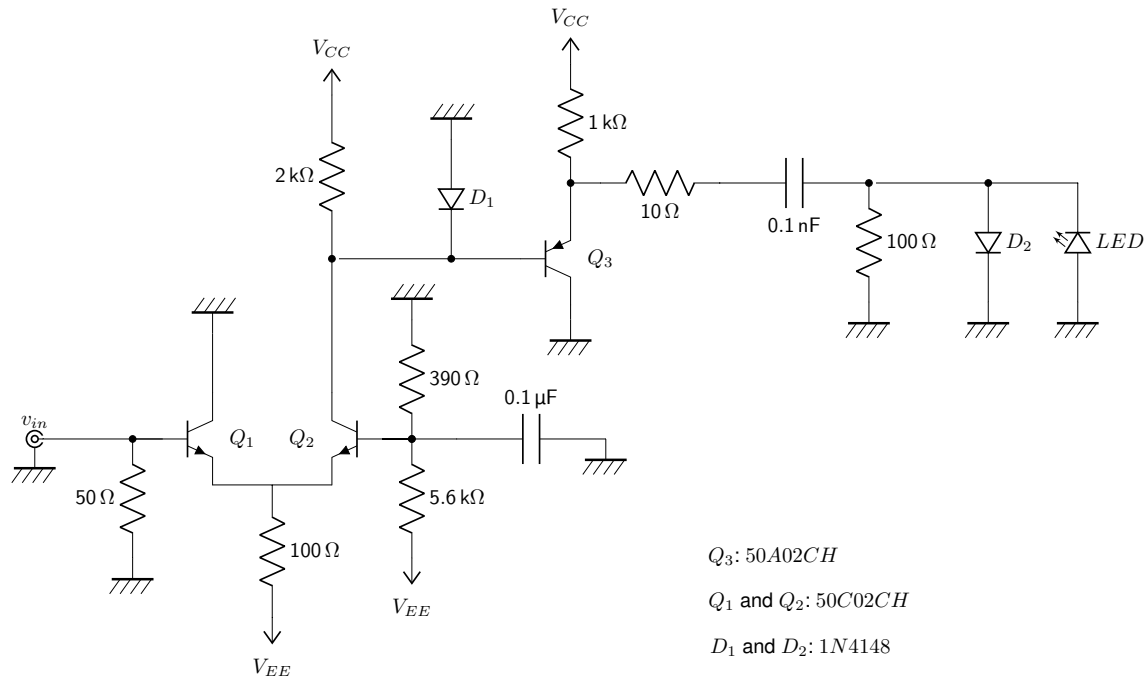


Figura 2.7: Diagrama esquemático del circuito diferenciador para generar pulsos luminosos cortos.

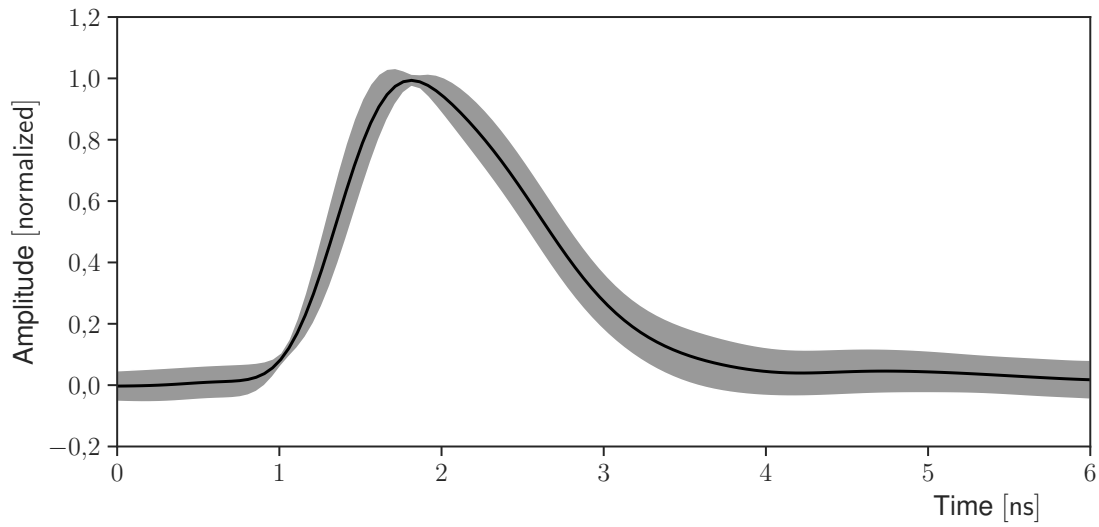


Figura 2.8: Respuesta SPE promedio en función del tiempo (línea negra). El área sombreada muestra las fluctuaciones de  $\pm\sigma$ .



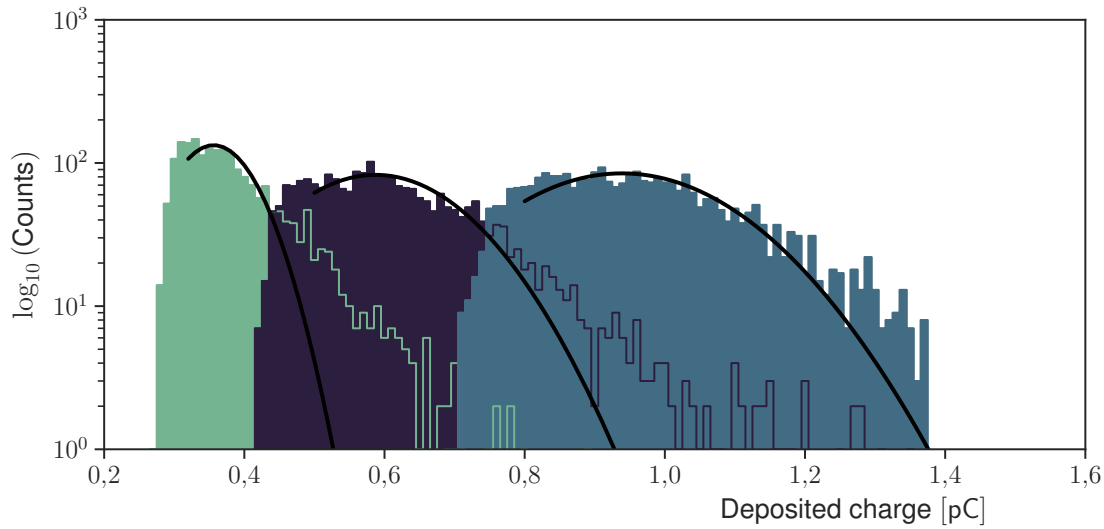


Figura 2.9: Distribuciones de carga de SPE para tres diferentes voltajes de operación. De izquierda a derecha los voltajes utilizados son:  $-850\text{ V}$ ,  $-900\text{ V}$  y  $-950\text{ V}$ .

más fotoelectrones [41].

De acuerdo con [37], la respuesta SPE puede ser modelada como la respuesta en el tiempo de un circuito CR –  $(RC)^\alpha$  como sigue:

$$v(t) = \frac{QR}{\tau\Gamma(1+\alpha)} \left(\frac{t}{\tau}\right)^\alpha e^{-t/\tau} \quad (2.6)$$

en donde  $Q$  es la carga integrada del pulso (o carga característica),  $R$  es la resistencia de carga y  $\tau$  y  $\alpha$  son parámetros libres del modelo.  $\Gamma(1+\alpha)$  es la función gamma la cual se usa como constante de normalización.

Para poder ajustar este modelo a los datos primero obtuve las distribuciones de  $Q$  para diferentes voltajes de operación:  $-800\text{ V}$ ,  $-850\text{ V}$  y  $-900\text{ V}$ , lo cual se muestra en la figura 2.9. Estas distribuciones se pueden aproximar utilizando una distribución Gassiana. Con un voltaje de alimentación de  $-950\text{ V}$  la carga media medida es de  $0.938 \pm 0.003\text{ pC}$ . Siguiendo un procedimiento similar para las distribuciones de  $\tau$  (las cuales se ajustan más a una distribución de Landau) obtuve que el parámetro  $\alpha$  que mejor se ajusta nuestro MAPMT es igual a 2.0.

De esta manera, la caracterización de los elementos ópto-electrónicos que intervienen en la formación de la señal me permitió crear un modelo de la misma, el cual incluye propiedades medidas experimentalmente y procesos físicos relevantes; y nos permitirá un estudio detallado para el desarrollo de nuestro instrumento. Ésto, sin embargo, será el objetivo del siguiente capítulo. En la

siguiente sección está dedicada a la validación experimental de la simulación Monte Carlo.

## 2.4. Validación experimental de la simulación

El experimento que desarrollé para validar la simulación consiste en detectar  $\mu^\pm$  usando la coincidencia de 4 barras centelladoras ubicadas en las capas superiores e inferiores del detector, como muestra en el panel izquierdo de la figura 2.10. En la figura, las barras con las que se realiza la coincidencia están etiquetadas de  $p_0$  a  $p_3$ . Considerando las dimensiones de las barras (2.5 cm de ancho), el área total de detección es de  $6.25 \text{ cm}^2$ . Si además tomamos en cuenta que existe una distancia de 200 cm entre las barras superiores e inferiores, el ángulo máximo con respecto al cenit con que los  $\mu^\pm$  pueden generar coincidencia es de  $0.36^\circ$ .

Los 200 cm de material centellador (aproximadamente 128 barras) imponen un límite inferior con respecto a la energía cinética de los muones detectados. Una primera estimación se puede hacer utilizando la ecuación de Bethe-Bloch:

$$\begin{aligned} \frac{dE}{dx} &= -2\alpha \left[ \frac{1}{2} \ln \left( \frac{2m_e \beta^2 \gamma^2 w_{\max}}{\bar{I}^2} \right) - \beta^2 - \frac{\delta}{2} \right] \\ \alpha &= 2\pi N_e r_e^2 m_e z \beta \\ w_{\max} &= \frac{2m_e \beta^2 \gamma^2}{1 + 2m_r \gamma + m_r^2} \end{aligned} \quad (2.7)$$

con  $r_e = 2.818 \times 10^{-13} \text{ cm}$  el radio clásico del electrón;  $\gamma$  el factor de Lorentz;  $\beta = v/c$ ,  $m_e = 0.511 \text{ MeV}/c^2$  la masa en reposo del electrón;  $w_{\max}$  la máxima transferencia de energía en una colisión;  $\bar{I}$  el potencial medio de excitación;  $\delta$  la corrección del efecto de densidad;  $m_r$  la razón de las masas del muon y el electrón. Finalmente,  $N_e = N_A \rho Z/A$ , de donde  $Z$  y  $A$  son el número atómico y la masa atómica del material, respectivamente,  $N_A$  el número de Avogadro y  $\rho$  la densidad del material. Integrando la ecuación 2.7 para  $x$  de 0 a 1.3 cm, obtenemos una pérdida de energía en la barra de  $E = -1.44 \text{ MeV}$ . Por consiguiente, un muon que cruza verticalmente el detector requiere al menos una energía de 200 MeV.

No obstante, cuando la partícula atraviesa el medio la cantidad de energía depositada no puede ser estimada por la ecuación 2.7, ya que existen fluctuaciones estadísticas tanto en el número de colisiones sufridas como en la energía transferida en cada una. Debido a esto, para establecer el umbral del energía requerido modifiqué la simulación en Geant4 para incluir un volumen equivalente de barras de centelleo; de forma que estas sirvieran como material absorbente.

Con el fin de inyectar a la simulación un espectro de muones adecuado, utilicé como generador de eventos el modelo PARMA model 4.0 (*PHITS-based Analytical Radiation Model in the Atmosphere*) [42], el cual es capaz de reproducir datos experimentales de diferentes experimentos de astrofísica

## Telescopio centellador

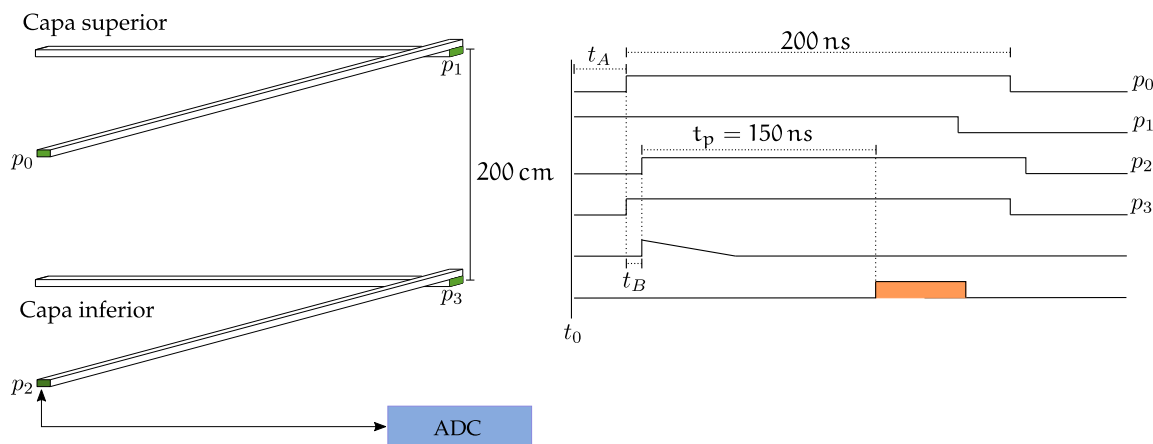


Figura 2.10: Configuración del experimento en Sierra Negra. El sistema de coincidencias se forma por las tarjetas instaladas en las posiciones marcadas en verde.

a diferentes profundidades atmosféricas, incluyendo la dependencia del ángulo cenit. Para calcular el espectro de  $\mu^\pm$  en Sierra Negra, el modelo PARMA considera la profundidad atmosférica, rigidez umbral y el periodo de observación (para corregir efectos debidos a la actividad solar). El espectro de energía de los muones que llegan a la barra en la parte de inferior del detector calculado mediante PARMA se muestra en la figura 2.11. Usando este *setup* de simulación podemos obtener la energía depositada por las partículas en la barra, así como la cantidad de fotones que llegan al sensor y sus tiempos de arribo.

Un primer resultado que se observa de la figura 2.11 es que los muones que logran cruzar el SciCRT de forma vertical requieren al menos 400 MeV de energía.

Puesto que la electrónica del SciCRT no permite procesar las señales de las barras de manera independiente, con el propósito de desarrollar el experimento, instalé en Sierra Negra cuatro amplificadores (marcados en verde en la figura 2.10) que desarrollé con la ayuda del Ing. Roberto Taylor, técnico en la estación de RC de Ciudad Universitaria.

La salida de los amplificadores genera la señal de *4-fold*, la cual sirve como disparo para un digitalizador de pulsos, el cual toma la señal directa a la salida del fotomultiplicador (marcado como  $p_2$ ). Con esta configuración obtenemos una tasa de eventos de  $275.3 \pm 3.0$  eventos/h. El alto voltaje en los MAPMTs está fijo en  $-950$  V, con un umbral de en la electrónica de  $-70$  mV ( $\sim 2$  pe). Los pulsos registrados se muestrean a una frecuencia de 4 Gmuestras/s).

La figura 2.12 muestra en color azul oscuro una señal adquirida con el experimento, en comparación las señales producidas por la simulación (lineas de color), la cual incluye todos los procesos descritos previamente: PARMA + material absorbente + barra de centelleo + fibra WLS + SPE del MAPMT.

De acuerdo con la simulación la tasa de eventos esperada para muones con energías mayores a

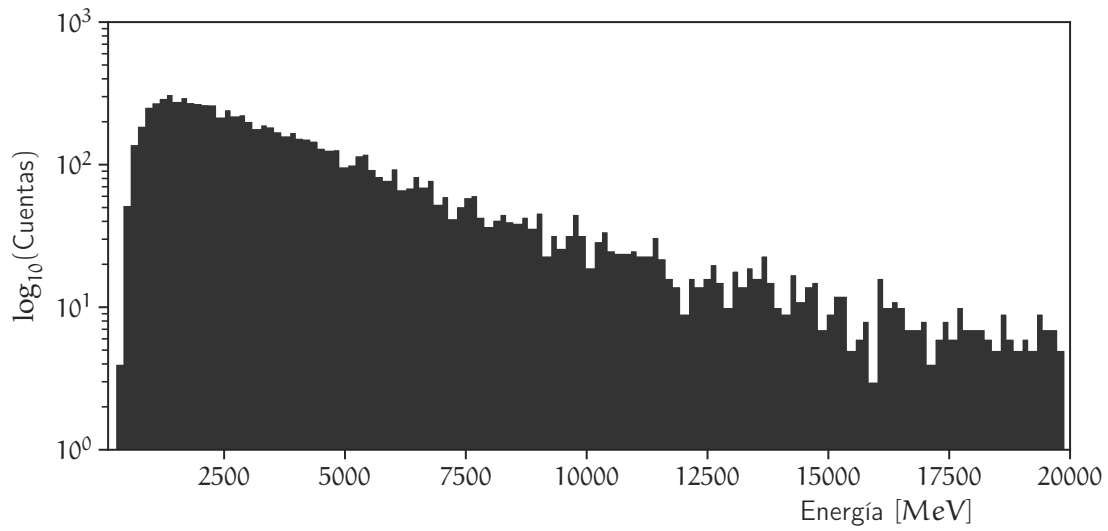


Figura 2.11: Espectro de energía de  $\mu^\pm$  utilizado en la simulación. El espectro es estimado a partir del modelo PARMA usando la localidad de Sierra Negra.

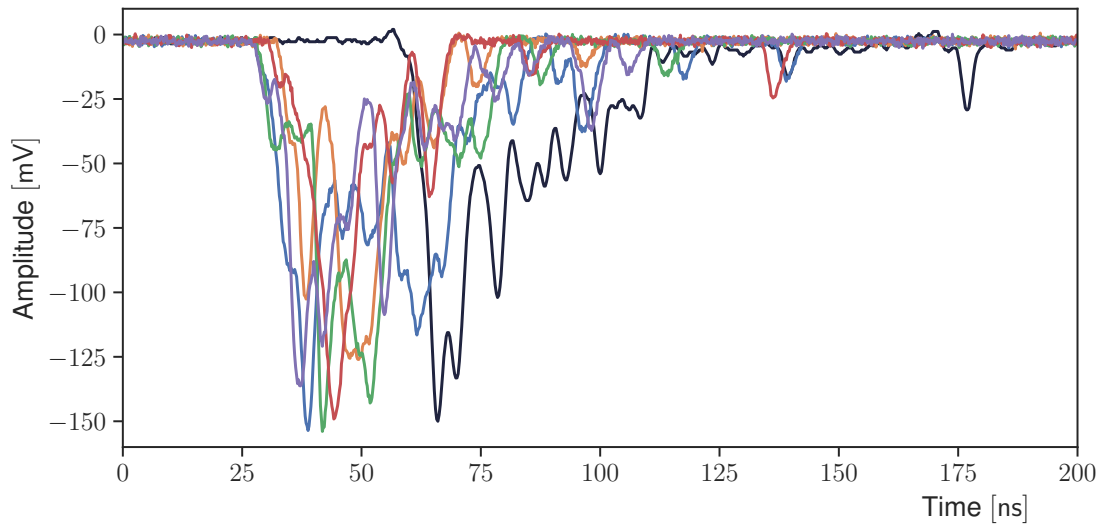


Figura 2.12: Comparación entre señales generadas por la simulación MC (líneas de color) y el experimento realizado en Sierra Negra (línea oscura).

400 MeV, atravesando verticalmente un área de  $6.25 \text{ cm}^2$  es de  $264.6 \pm 1.5 \text{ events/h}$ . Sin embargo, para poder comparar esta tasa con la tasa de experimento es necesario considerar la eficiencia de detección. Si analizamos el caso de una sola barra que registra más de 2 pe, obtenemos que la eficiencia es cercana a 0.99 y, dado que las barras producen señal de forma independiente, la eficiencia total es de 0.97. Así, un mejor estimado de la tasa de eventos en la simulación es  $256.6 \pm 2.0 \text{ events/h}$ .

A partir de aquí es posible observar que el experimento y la simulación difieren en la tasa de eventos con un error del 7 %. En lo que sigue explicaré el origen de esta discrepancia, analizando las características en el tiempo y carga depositada por los muones registrados en el experimento.

En principio, la contaminación ocasionada por partículas de otras especies, capaces de cruzar el detector, es casi despreciable. Luego entonces, la mayor tasa en el experimento debe ser ocasionada por eventos multiples (dos o más partículas registradas en una ventana de 200 ns) o disparos accidentales.

El diagrama de tiempos de la generación de las señales en el experimento se muestra en el panel derecho de la figura 2.10. La distancia entre el MAPMT y el punto donde el muon el cruza y genera la coincidencia es de  $295.0 \pm 2.5 \text{ cm}$ . Los fotones emitidos desde este punto, dentro del centellador, requieren por lo menos de 16 ns para alcanzar el MAPMT (considerando que se propagan en línea recta). Este valor es ensanchado por la distribución angular de los fotones transmitidos por la reflexión total interna en la fibra y los fotones que se reflejan al final de la barra y el revestimiento. A partir de la simulación pude estimar que el tiempo mínimo que requieren los fotones para llegar al MAPMT es de 23 ns ( $t_A$  en el diagrama). En el diagrama se observa que la señales adquiridas en los puntos  $p_0$  y  $p_2$  son afectadas por este retardo temporal. Por otro lado, los muones relativistas que cruzan el telescopio de forma vertical solo necesitan 7 ns (marcado como  $t_B$ ) para alcanzar la parte inferior del detector. Siguiendo este razonamiento, las señales en  $p_1$  casi inmediatamente después de la interacción de la partícula, mientras que los pulsos adquiridos en  $p_2$  y  $p_3$  están atrasados  $t_B$  con respecto a las señales en el tope. Dado que los eventos en  $p_2$  son los últimos en producirse, el instante en que ocurren determina el tiempo de generación de disparo.

A esto se suma un retardo introducido por los amplificadores, cables de interconexión y otros elementos en la cadena de procesamiento de la señal, lo cual en total suma un retardo  $t_p = 150 \text{ ns}$ . Lo destacable de este análisis es que ambos efectos se pueden usar para corregir los datos, de manera que el efecto de  $t_p$  se usa para compensar los datos experimentales, mientras que los datos de la simulación son compensados por el retardo de  $t_A + t_B$ .

Con esto podemos comparar las distribuciones de tiempo  $t_{\max}$  en las que los pulsos alcanzan su valor máximo. El resultado de este análisis se muestra en la figura 2.13. La distribución en verde es el resultado de la simulación, mientras que el histograma negro corresponde a los datos obtenidos en el experimento. La diferencia entre ambas distribuciones evidente y proviene principalmente de no linealidades en el cadena de procesamiento que no están completamente caracterizadas y no se pueden incluir en la simulación. El más importante de estos efectos es debido a las variaciones de temperatura en el lugar, lo cual afecta a los circuitos que generan la coincidencia y según el fabricante es del orden de  $\pm 10 \text{ ns}$ . La segunda fuente de error importante es el digitalizador de

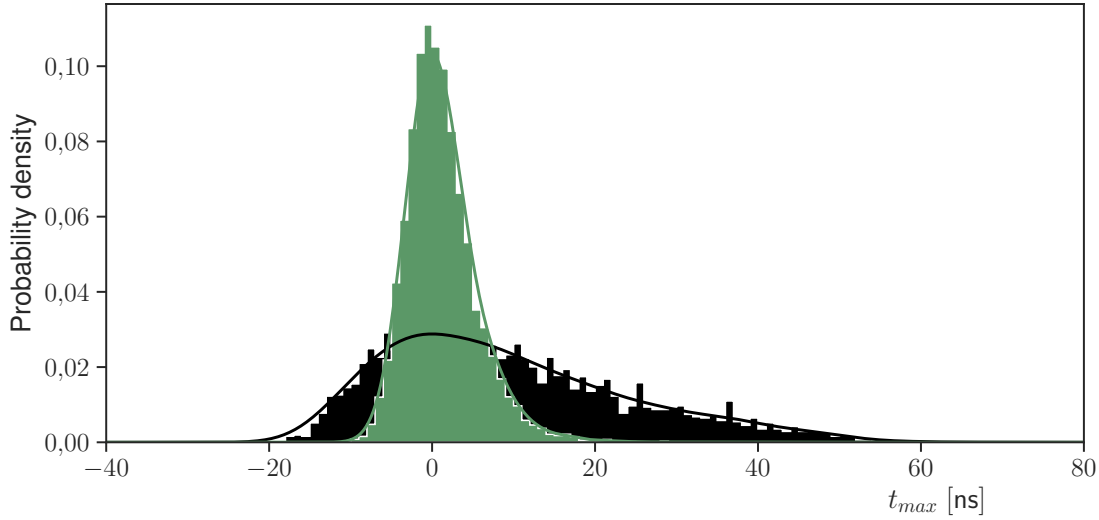


Figura 2.13: Distribuciones de  $t_{\max}$  para el experimento y la simulación. La distribución en verde es el resultado de la simulación, mientras que la distribución en negra es proveniente del experimento.

pulsos, el cual tiene una incertidumbre en su tiempo de propagación del orden de  $\pm 50$  ns. Dado que ambos factores se pueden asumir son derivados de errores en la electrónica y en principio no afectan directamente el número de eventos registrados, podemos descartar su papel en las diferencias entre la simulación y el experimento.

Como se mencionó en la sección anterior, los fotones de centelleo y de la fibra son emitidos de forma aleatoria siguiendo un decaimiento exponencial. Como resultado de este fenómeno, cada señal originada por la interacción de partículas en el plástico, tiene la firma de un decaimiento exponencial dominado por la constante de tiempo más lenta de los dos procesos. Para verificar esta característica, ajustamos una función exponencial negativa a la cola de todos los pulso, comenzando el instante de máxima amplitud. Los resultados se muestran en la figura 2.14, en la cual las líneas punteadas representan los ajustes. Como se observa en la figura, el ajuste en los datos experimentales se limita a una ventana de 50 ns de duración. Esto es debido a que después de este instante la razón señal a ruido de la señal cae, lo hace imposible seguir detectando el decaimiento. Los valores de constantes de tiempo obtenidas para la simulación y el experimento son:  $\tau_{\text{sim}} = 17.10 \pm 0.03$  ns,  $\tau_{\text{exp}} = 17.64 \pm 0.02$  ns, los cuales son cercanos a la constante de tiempo de la fibra WLS; la más lenta de ambas. Es de esperarse que este valor se degrade debido al volumen de la barra y el revestimiento [35].

$$s(N_{\text{phe}}) = \frac{1}{k_{\text{sat}}} \int_0^{N_{\text{max}}} s_{\text{sim}}(N_{\text{sim}}) p(N_{\text{phe}} - N_{\text{sim}}) dN_{\text{sim}} \quad (2.8)$$

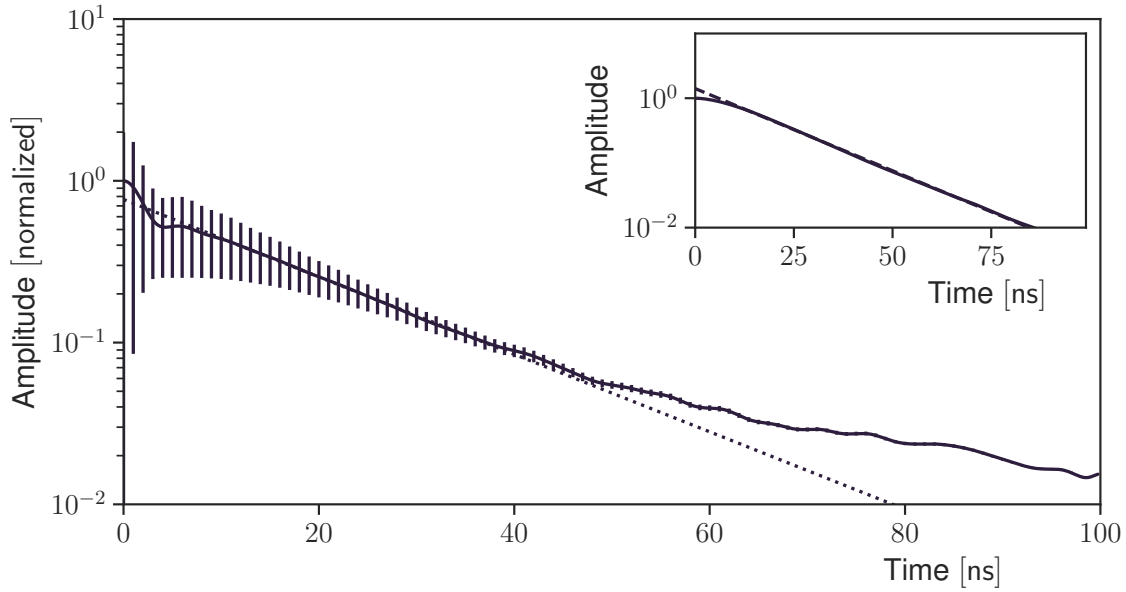


Figura 2.14: Análisis del decaimiento exponencial de la fibra WLS. El panel en la esquina superior derecha muestra los resultados de la simulación. Los datos experimentales se muestran en la parte central de la figura.

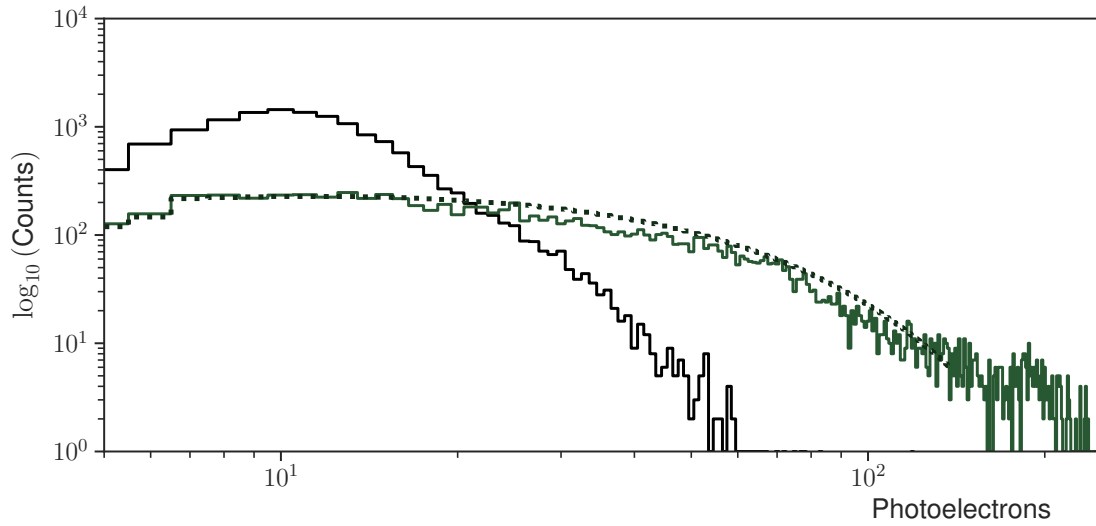


Figura 2.15: Distribución de número de fotoelectrones detectados en el experimento y la simulación MC. Los resultados de la simulación se convolucionan con una función de resolución para ajustar con los datos experimentales.

## Capítulo 3

# Desarrollo de nueva electrónica para el SciCRT

Las necesidades del SciCRT operando en Sierra Negra no se acoplan directamente a los objetivos específicos de los experimentos K2K y SciBooNE, una de nuestras metas dentro de la colaboración ha sido el desarrollo de electrónica de alta velocidad de transferencia, bajo costo y consumo de potencia. Sumado a esto, hemos decidido seguir principios similares a los del desarrollo de software libre para evitar el *vendor lock-in*. No obstante, encontrar una solución que cumpla de forma simultánea todos estos requerimientos resulta muy complejo. En este capítulo abordaré detalladamente el desarrollo del sistema de adquisición de datos, dando particular énfasis a su motivación científica. En este sentido el primer punto a tratar será la velocidad de transferencia.

En 2015 desarrollamos nueva electrónica BE utilizando *SiTCP* (procesador embebido programable desarrollado para experimentos de física de altas energías) y la instalamos en uno de los SB que componen las capas de neutrones del telescopio [43]. Gracias al uso de esta tecnología logramos alcanzar una tasa de transferencia de datos 10 veces mayor a la que teníamos con el bus VME.

A continuación presento un estudio mediante simulación MC para evaluar el desempeño del SciCRT utilizando la electrónica de alta velocidad. Este análisis tiene también por objetivo mostrar la motivación detrás del requerimiento en la velocidad de transferencia. Hago notar que estudios similares se encuentran en: [26, 43]. El resultado original contenido en esta tesis lo presenté en la Conferencia internacional de Rayos Cósmicos en *Busan*, Corea del Sur [44].

### 3.1. Desempeño del SciCRT ante un evento de neutrones solares

Evaluaremos la respuesta del SciCRT a un evento de neutrones solares mediante simulación MC, comparando el resultado con los datos obtenidos por TNS instalado en Sierra Negra durante la



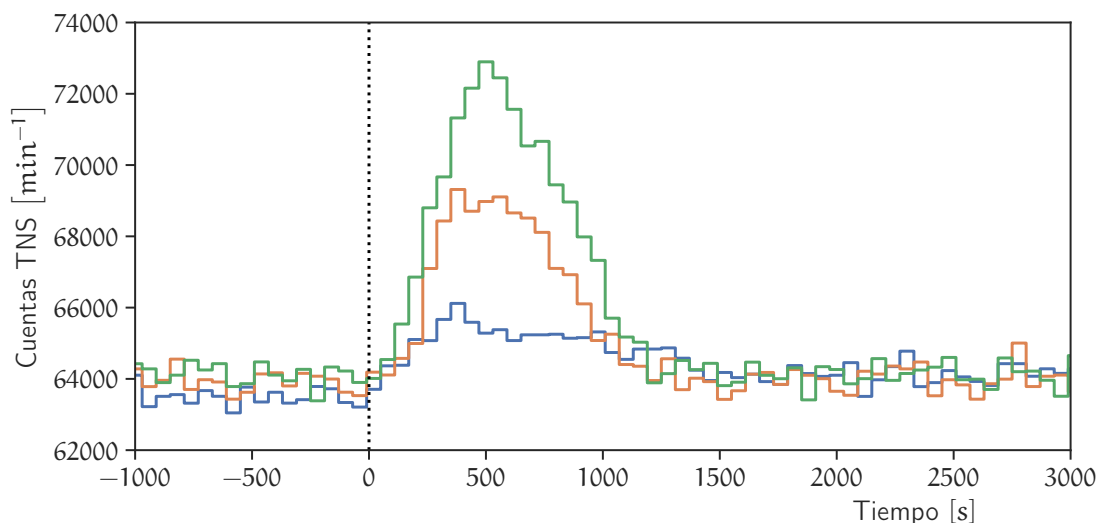


Figura 3.1: Simulación de los perfiles temporales del SciCRT asumiendo un flujo de neutrones solares similar al del evento del 7 de Septiembre de 2005. La curva azul muestra los datos obtenidos por el TNS, la línea naranja es el perfil temporal del SciCRT usando la electrónica original. La línea roja muestra el caso cuando instalamos la electrónica de alta velocidad. Los datos están normalizados al nivel de fondo del TNS.

ráfaga del 7 de Septiembre de 2005 [19]. Este evento fue detectado por el TNS con una significancia de  $17\sigma$  en el canal de partículas neutras con energías mayores a  $> 30$  MeV. El pico de la emisión de rayos X duros (satélite Integral) fue a las 17:36:40 UT. La figura

Si asumimos el flujo de neutrones solares para este evento, podemos estimar la significancia de las señales detectadas por el SciCRT en un evento similar. Para nuestra estimación consideraremos como parámetros de entrada [26]: un espectro de energía de los neutrones en el Sol de acuerdo a una ley de potencias  $6.1 \times 10^{27} (E/\text{MeV})^{-3.8} \text{ MeV}^{-1} \text{ sr}^{-1}$ , neutrones emitidos de manera impulsiva en el Sol y un ángulo cenital de  $17.5^\circ$ . La propagación de los neutrones solares en la atmósfera terrestre se simula usando el modelo de Shibata.

Los resultados de nuestro cálculo se muestran en la figura 3.1. Es importante aclarar que para esta estimación tomamos en cuenta dos situaciones; una con la electrónica original y otra con la electrónica de alta velocidad, ambas instaladas en 4/8 del detector. La línea punteada en 0 s indica el instante en que la intensidad de rayos X duros alcanzó el máximo. En la figura la línea azul representa los datos del TNS de partículas neutras con  $E_k > 30$  MeV. El perfil temporal de las cuentas del SciCRT con la electrónica original (línea naranja) muestra una significancia de  $39\sigma$ , lo que se traduce en una sensibilidad 2.3 veces mayor a la del TNS durante el mismo evento<sup>1</sup>. Sin embargo, al tomar en cuenta el caso de la nuevo DAQ (línea verde), el incremento es de  $59\sigma$ , es

<sup>1</sup>La significancia del TNS para el evento fue estimada en  $17\sigma$ .

decir, 3.5 veces mayor sensibilidad.

Con respecto a los datos de energía depositada el incremento también notable puesto que se tiene una sensibilidad 3 veces mayor, con la ventaja extra de que podemos estimar el espectro de los neutrones con una excelente resolución [43].

In the near future we plan to make further improvements on the detector, all of which will have a impact on the performance of the SciCRT. In the next brief list we summarize the currently undergoing tasks: 1 ) implementation of a selective trigger mode which enables the suppression of pedestal data, 2 ) further improvement of the throughput rate of the BEB, with the installation of more DAQ servers to control the data acquisition and 3 ) development of new low-cost front-end electronics to enable the full installation of the SciCRT.

Despite this, the sensitivity to such transient events is function of the active volume and therefore of the total electronic units installed. Considering that only 3/8 of the electronics are available at the present time, the development of new FEUs is a priority of our experiment to fully realize the capabilities of SciCRT as an improved SNT. Furthermore, given the operation of the telescope at high altitude, sustainable long term operation requires the production of low cost/low power electronics, since the severe environment condition reduce the useful life of the modules and hinder the disposal of waste heat.

### 3.2. La técnica de *Time over threshold*

Luego entonces la carga total depositada entonces se puede calcular como:

$$Q = \int_0^{\infty} i_{pmt}(t) dt \quad (3.1)$$

La corriente  $i(t)$  se puede modelar como:

$$i(t) = i_0 \exp\left(-\frac{t}{\tau_d}\right) \quad (3.2)$$

donde  $i_0$  es la corriente característica de la interacción y está definida como:

$$i_0 = \lambda Q \quad (3.3)$$

con  $\lambda = \frac{1}{\tau_d}$ . Finalmente,  $i(t)$  se puede expresar de la siguiente manera:

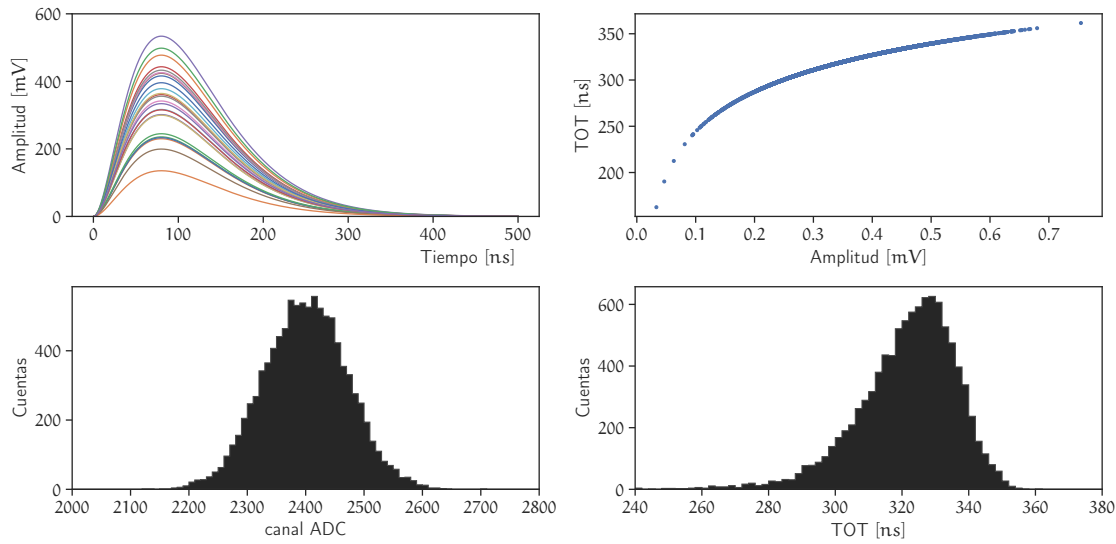


Figura 3.2: Modelo de primeros principios de conversión Carga-TOT.

$$i(t) = \lambda Q \exp(-\lambda t) \quad (3.4)$$

El circuito que se requiere para realizar la integración del pulso y posteriormente registrar la altura de la señal integrada es complejo y no se adapta a las necesidades del SciCRT

Para simplificar la electrónica, buscamos desarrollar un sistema que utilice el Time over threshold. Primero debemos encontrar una relación entre la carga depositada y el tiempo que dura la señal encima de un umbral definido. Consideremos cuatro casos:

1. Sin utilizar circuito de formación 1. Utilizando un umbral constante 2. Utilizando un umbral variante en el tiempo 2. Utilizando circuito de formación 1. Utilizando un umbral constante 2. Utilizando un umbral variante en el tiempo

El problema de encontrar la relación entre  $Q$  y  $ToT$  se resuelve mediante un sistema de ecuaciones.

Consideramos  $s(t)$  la señal del fotomultiplicador y  $v(t)$  la función que describe al umbral.

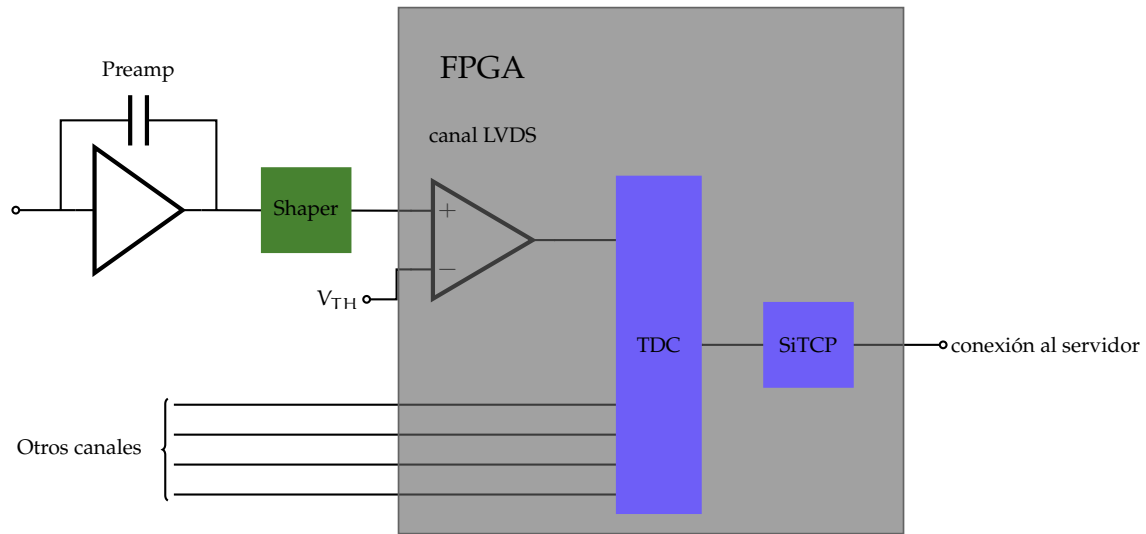


Figura 3.3: Diagrama esquemático de la nueva electrónica del SciCRT.

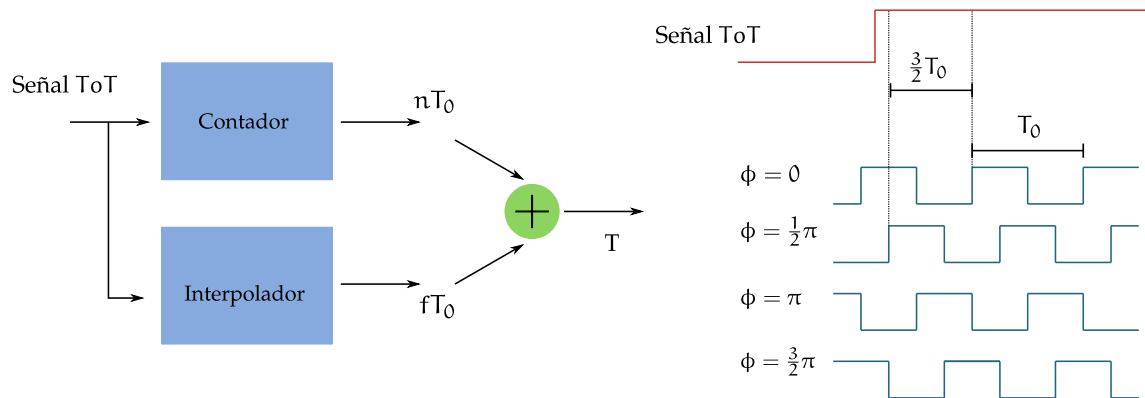


Figura 3.4: Arquitectura básica del sistema TDC por interpolación (panel izquierdo). Diagrama de tiempo y principio de operación del sistema TDC por interpolación.

## Capítulo 4

# Detección de partículas energéticas solares en el *SciCRT*

### 4.1. Desempeño del *SciCRT* como detector de RC

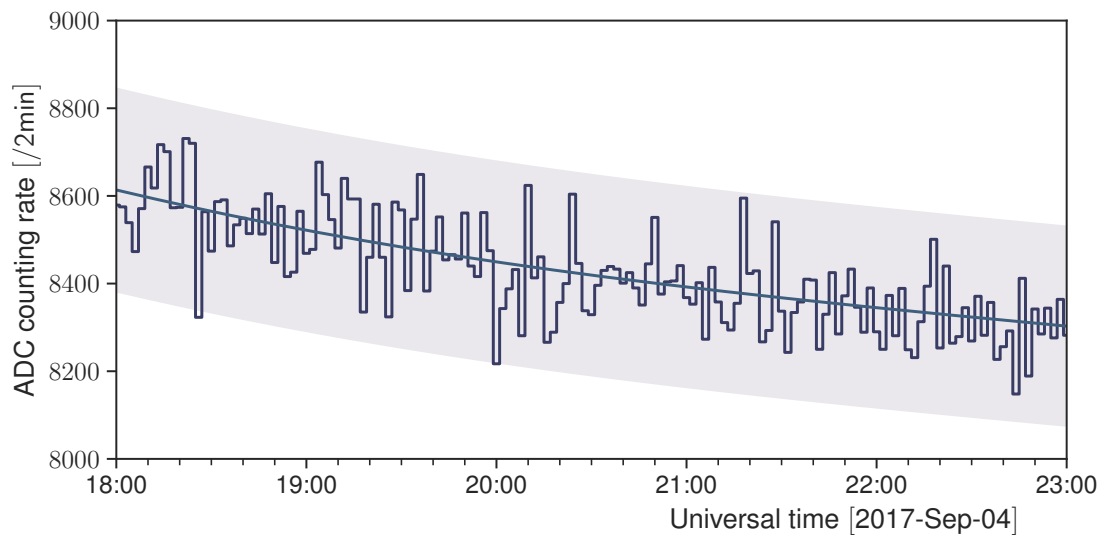


Figura 4.1: Perfil temporal de eventos registrados por el *SciCRT* el 4 de Septiembre de 2017. El área sombreada representa el nivel de  $3.0\sigma$ .

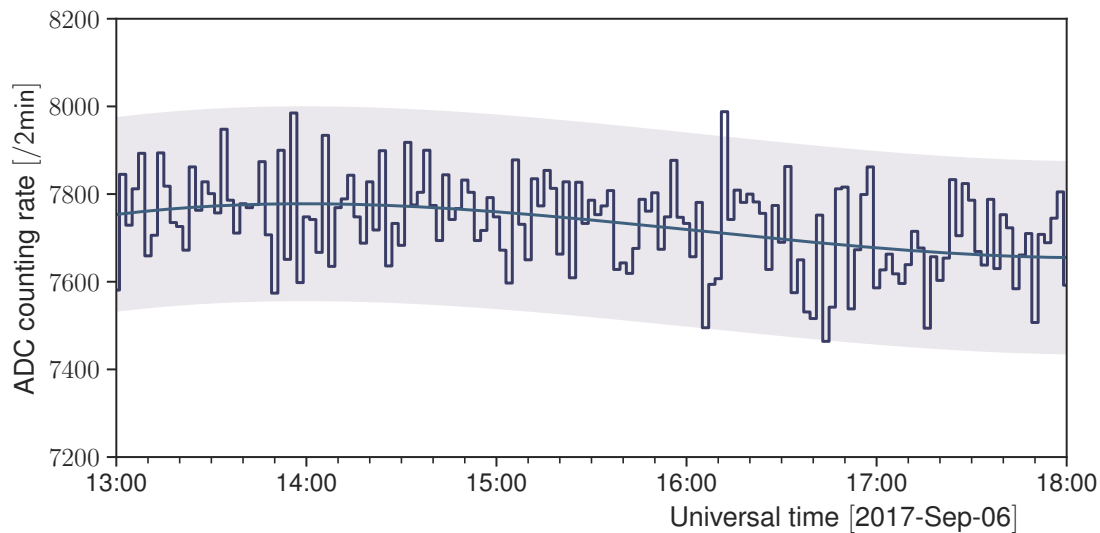


Figura 4.2: Perfil temporal de eventos registrados por el *SciCRT* el 4 de Septiembre de 2017. El área sombreada representa el nivel de  $3.0\sigma$ .

# Referencias

- [1] R. G. Giovanelli. A Theory of Chromospheric Flares. *Nature*, 158:81–82, 1946. 2
- [2] F. Hoyle. Some Recent Researches in Solar Physics. *Cambridge University Press*, 1950. 2
- [3] P. A. Sweet. The neutral point theory of solar flares. *Cambridge University Press*, pages 123–134, 1958. 2
- [4] E. N. Parker. Sweet’s mechanism for merging magnetic fields in conducting fluids. *Journal of Geophysical Research*, 62(4):509–520, 1957. 2
- [5] Shibata, K. y Magara, T. Solar flares: Magnetohydrodynamic processes. *Living Rev. Solar Phys.*, 8, (2011), 6. [Online article]: cited [21-Ene-2014] <http://www.livingreviews.org/lrsp-2011-6>. 2
- [6] S. Masuda et al. A loop-top hard x-ray source in a compact solar flare as evidence for magnetic reconnection. *Nature*, 371:495–497, 1994. 2
- [7] S. Tsuneta et al. Observation of a solar flare at the limb with the YOHKOH Soft X-ray Telescope. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, 44(5):L63–L69, 1992. 2
- [8] T. Yokoyama and K. Shibata. Magnetohydrodynamic Simulation of a Solar Flare with Chromospheric Evaporation Effect Based on the Magnetic Reconnection Model. *The Astrophysical Journal*, 549:1160–1174, 2001. 2
- [9] Miroshnichenko, L. I. *Solar cosmic rays: Fundamentals and applications*. Springer, Estados Unidos, Segunda Edición, 2015. 4, 13
- [10] S. Shibata. Propagation of solar neutrons through the atmosphere of the Earth. *Journal of Geophysical Research*, 99:6651–6665, 1994. 7
- [11] E. L. Chupp et al. A direct observation of solar neutrons following the 0118 UT flare on 1980 June 21. *Astrophysical Journal, Part 2*, 263:L95–L99, 1982. 9
- [12] Dorman, L. *Solar neutrons and related Phenomena*. Springer, Paises Bajos, 2010. 9
- [13] H. Debrunner et al. The solar cosmic ray neutron event on June 3, 1982. In *Proceedings 18th International Cosmic Ray Conference*, 1983. 9

- [14] E. L. Chupp et al. Solar neutron emissivity during the large flare on 1982 June 3. *Astrophysical Journal*, 318:913–925, 1987. 9
- [15] Y. Muraki et al. Observation of solar neutrons associated with the large flare on 1991 June 4. *The Astrophysical Journal*, 400:L75–L78, 1992. 11
- [16] J. F. Valdés-Galicia et al. An improved solar neutron telescope installed at a very high altitude in México. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 535:656–664, 2004. 11
- [17] Barrantes, M. *El Telescopio de neutrones solares en Sierra Negra y aceleración de iones en la atmósfera solar*. Tesis doctoral, Instituto de Geofísica UNAM, 2010. 12
- [18] K. Watanabe. *Solar Neutron Events Associated with Large Solar Flares in Solar Cycle 23*. PhD thesis, Nagoya University, 2005. 13
- [19] T. Sako et al. Long-lived solar neutron emission in comparison with electron-produced radiation in the 2005 September 7 solar flare. *The Astrophysical Journal*, 651:L69–L72, 2006. 13, 35
- [20] Y. Muraki et al. Simultaneous Observation of Solar Neutrons from the International Space Station and High Mountain Observatories in Association with a Flare on July 8, 2014. *Solar physics*, 291:1241–1265, 2016. 13
- [21] K. Watanabe et al. Physics of ion acceleration in the solar flare on 2005 September 7 determines  $\gamma$ -ray and neutron production. *Advances in Space Research*, 44:789–793, 2009. 13
- [22] X. Hua et al. Angular and energy-dependent neutron emission from solar flare magnetic loops. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 140(2):563–579, 2002. 13
- [23] T. Sako et al. Super Solar Neutron Telescope for the Next Solar Maximum. In *Proceedings 28th International Cosmic Ray Conference*, 2013. 14
- [24] K. Nitta et al. The K2K SciBar detector. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 535:147–151, 2004. 14, 16
- [25] K. Hiraide. The SciBar Detector at FNAL Booster Neutrino Experiment. *Nuclear Physics B - Proceedings Supplements*, 159:85 – 90, 2006. 14
- [26] Y. Nagai et al. First cosmic-ray measurements by the SciCRT solar neutron experiment in Mexico. *Astroparticle physics*, 59:39–46, 2014. 15, 34, 35
- [27] R. Garcia and other. Particle identification and analysis in the SciCRT using machine learning tools. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 1002:165326, 2020. 15
- [28] T. Kikawa. *Measurement of Neutrino Interactions and Three Flavor Neutrino Oscillations in the T2K Experiment*. PhD thesis, Kyoto University, 2014. 16, 17, 18
- [29] E. Dietz-Laursonn. *Detailed Studies of Light Transport in Optical Components of Particle Detectors*. PhD thesis, RWTH Aachen University, 2016. 16, 18, 23



## REFERENCIAS

---

- [30] M. Yoshida et al. Development of the readout system for the K2K SciBar detector. *IEEE transactions on nuclear science*, 51(6):3043–3046, 2004. 16
- [31] Y. Sasai et al. Performance of the SciBar cosmic ray telescope (SciCRT) toward the detection of high-energy solar neutrons insolar cycle 24. *Earth, Planets and Space*, 66(130), 2014. 17
- [32] D. Beznosko. FNAL-NICADD Extruded Scintillator. Technical report, Fermilab, 2004. 17
- [33] S. Agostinelli et al. Geant4—a simulation toolkit. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 06(3):250–303, 2003. 17
- [34] J. Allison et al. Geant4 developments and applications. *IEEE transactions on nuclear science*, 53(1):270–278, 2006. 17
- [35] G. Ros et al. On the design of experiments based on plastic scintillators using GEANT4 simulations. *Radiation Physics and Chemistry*, 153:140–151, 2018. 17, 18, 24, 32
- [36] T. Itow. Calibration of a high sensitivity instrument for solar neutron observation. Master’s thesis, Nagoya University, 2013. 21
- [37] F. A. Sánchez and G. Medina-Tanco. Modeling scintillator and WLS fiber signals for fast Monte Carlo simulations. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 620:182–191, 2010. 23, 27
- [38] O. Mineev et al. Scintillator detectors with long WLS fibers and multi-pixel photodiodes. *Journal of instrumentation*, 6:P12004, 2011. 24
- [39] Hamamatsu Photonics K.K. *Photomultiplier tubes: Basics and applications*. Word Technical Writing, Inc., Japón, Tercera edición, 2007. 25
- [40] Ahmed, S. N. *Physics and engineering of radiation detection*. Elseivier, Reino Unido, 2007. 25
- [41] D. Barnhill et al. Testing of photomultiplier tubes for use in the surface detector of the Pierre Auger observatory. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 591:453–466, 2008. 27
- [42] T. Sato. Analytical Model for Estimating Terrestrial Cosmic Ray Fluxes Nearly Anytime and Anywhere in the World: Extension of PARMA/EXPACS. *PLOS ONE*, 10(12):1–33, 2015. 28
- [43] Y. Sasai et al. A faster and more reliable data acquisition system for the full performance of the SciCRT. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 857:50–57, 2017. 34, 36
- [44] M. Anzorena et al. Current status of SciCRT experiment and its expected future performance. In *Proceedings 35th International Cosmic Ray Conference*, 2017. 34